

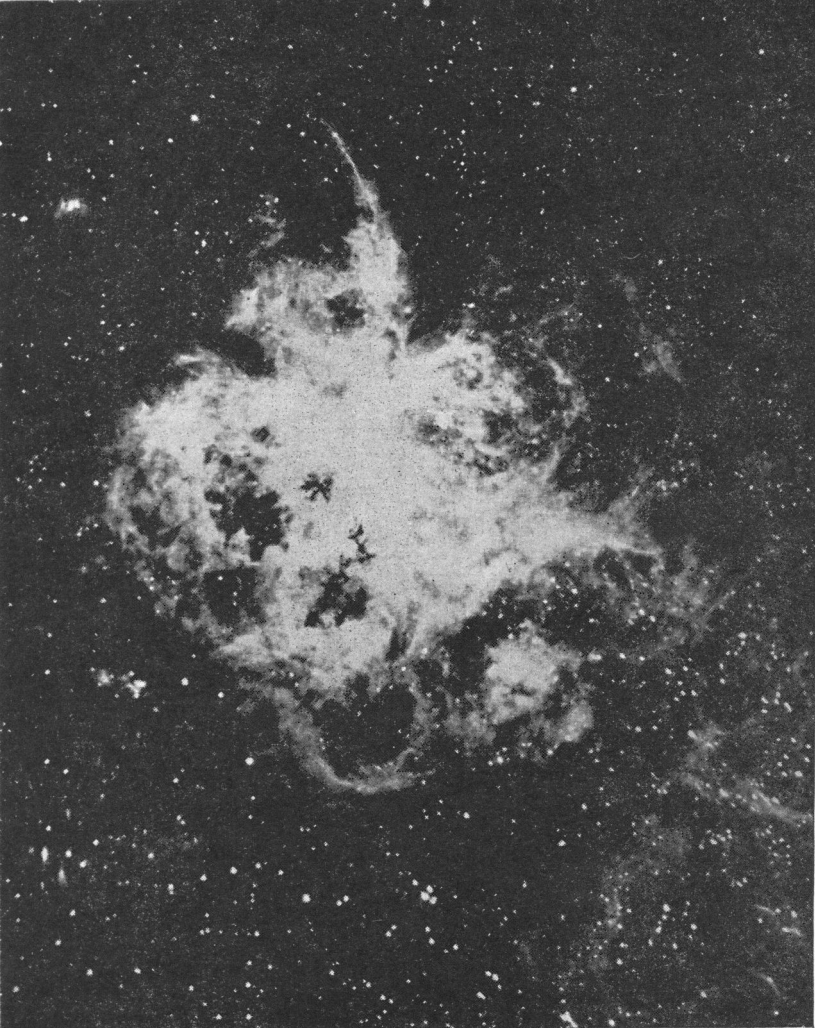


АТОМЫ, ЗВЕЗДЫ И ТУМАННОСТИ

АТОМЫ, ЗВЕЗДЫ И ТУМАННОСТИ

•
А. АПЛЕР
•





Туманность 30 Золотой Рыбы.
(Обсерватория Маунт Стромло.)

**ATOMS,
STARS,
AND NEBULAE**

REVISED EDITION

L. H. ALLER

HARVARD
UNIVERSITY PRESS
CAMBRIDGE,
MASSACHUSETTS
1971

Л. АЛЛЕР

АТОМЫ, ЗВЕЗДЫ И ТУМАННОСТИ

Перевод с английского
И. С. Щербиной-Самойловой

ИЗДАТЕЛЬСТВО «МИР»

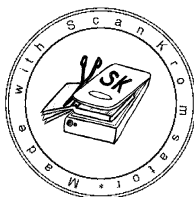
МОСКВА 1976

В книге общедоступно изложены основы современной астрофизики для лиц, не являющихся астрономами по образованию, но либо занимающихся астрономическими проблемами в повседневной работе, либо интересующихся астрофизикой, однако по тем или иным причинам лишенных возможности обратиться к систематическим курсам.

В 12 главах читатель познакомится с принципами спектроскопии небесных тел, с законами атомной физики, используемыми для интерпретации звездных спектров, с типами звездного населения, их происхождением и эволюцией, с миром туманностей и источниками звездной энергии, с необычными типами звезд, в том числе пульсирующими и взрывающимися, с удивительными квазарами и пульсарами.

Умение автора сочетать научность и ясность изложения с живостью подачи материала привлечет к книге широкий круг читателей, прежде всего любителей астрономии.

*Редакция космических исследований,
астрономии и геофизики*



А. Аллер

АТОМЫ, ЗВЕЗДЫ И ТУМАННОСТИ

Редактор Л. Самсоненко

Художник В. Кейдан

Художественный редактор В. Бисенгалиев

Технический редактор Н. Толстякова

Сдано в набор 17/VI 1975 г. Подписано к печати 5/I 1976 г.
Бумага тип. № 1 60×90¹/₁₆=11 бум. л. 22 печ. л. Уч.-изд. л. 21,77
Изд. № 27/7436. Цена 1 р. 82 к. Зак. 770

«ИЗДАТЕЛЬСТВО МИР» Москва, 1-й Рижский пер., 2

Ордена Трудового Красного Знамени Ленинградская типография № 2
имени Евгения Соколовой Союзполиграфпрома
при Государственном комитете Совета Министров СССР
по делам издательств, полиграфии и книжной торговли
198052, Ленинград, Л-52, Измайловский проспект, 29

ОГЛАВЛЕНИЕ

ПРЕДИСЛОВИЕ К РУССКОМУ ИЗДАНИЮ	6
ПРЕДИСЛОВИЕ	7
1. ПЕРВОЕ ЗНАКОМСТВО СО ЗВЕЗДАМИ И ТУМАННОСТЯМИ	9
2. ЗВЕЗДНЫЕ РАДУГИ	26
3. АТОМЫ И МОЛЕКУЛЫ — КИРПИЧИКИ, ИЗ КОТОРЫХ ПОСТРОЕНЫ ЗВЕЗДЫ	46
4. КЛИМАТ ЗВЕЗДНЫХ АТМОСФЕР	68
5. АНАЛИЗ ЗВЕЗД	86
6. КАРЛИКИ, ГИГАНТЫ И СВЕРХГИГАНТЫ	120
7. ГАЗОВЫЕ ТУМАННОСТИ И МЕЖЗВЕЗДНАЯ СРЕДА	146
8. ЧТО ЗАСТАВЛЯЕТ ЗВЕЗДЫ СВЕТИТЬ?	200
9. БИОГРАФИЯ ЗВЕЗДЫ	219
10. ПУЛЬСИРУЮЩИЕ ЗВЕЗДЫ	253
11. ВЗРЫВАЮЩИЕСЯ ЗВЕЗДЫ	275
12. АСТРОНОМИЯ ВЫСОКИХ ЭНЕРГИЙ	292
ПРИЛОЖЕНИЯ	322

ПРЕДИСЛОВИЕ

К РУССКОМУ ИЗДАНИЮ

Название предлагаемой вниманию читателя книги, возможно, знакомо любителям астрономии старшего поколения: в 1947—1948 гг. Государственное издательство технико-теоретической литературы выпустило несколько книг из известной «Гарвардской серии» научно-популярных книг по астрономии. В числе этих книг была и «Атомы, звезды и туманности».

С тех пор прошло почти тридцать лет, и вот перед нами второе, переработанное издание книги под тем же заглавием. По существу же — это новая книга, отразившая те революционные изменения в древней науке о небе, которые произошли на протяжении одного поколения.

Автор смотрит на мир космических объектов глазами астрофизика, стремящегося понять природу и законы развития небесных тел с помощью законов физики. И основная мысль, красной нитью проходящая через всю книгу, — это идея о неразрывной связи между микро- и макромиром, между атомами, с одной стороны, и звездами и туманностями, с другой. Мостом между этими мирами служит электромагнитное излучение — видимый свет и радиоволны, рентгеновские лучи и ультрафиолетовые, — которое объединяет эти элементы мироздания.

Автор знакомит читателя со всеми наиболее важными успехами астрофизики — как ставшими классическими, так и достигнутыми в последнее время. При этом он опирается на известные со школьной скамьи законы земной, «лабораторной» физики и показывает, как знание и умелое применение этих законов помогает нам понять природу звезд и туманностей. Вызывает невольное восхищение умение автора, практически не прибегая к формулам, объяснить «на пальцах», например, как производится количественный химический анализ звездных атмосфер по наблюдаемым спектрам звезд, как выявляются физические условия и процессы в разреженных облаках межзвездного газа или как переносится энергия в звездах от центральных областей к поверхности.

Хотя книга рассчитана на широкие круги, она предполагает вдумчивого читателя, интересующегося успехами науки. Вместе с тем книга будет интересна и студенту, и преподавателю, и даже специалисту, ибо в современной литературе, пожалуй, нет книги, отражающей столь полно, доступно и в то же время глубоко содержание и проблемы современной астрофизики.

И. С. Щербина-Самойлова

ПРЕДИСЛОВИЕ

За время, минувшее с тех пор, как Лео Гольдберг и я написали первый вариант книги «Атомы, звезды и туманности»*), астрофизика в самой сути своей претерпела чудесные изменения. В то время мы умели определять — и не без успеха — по спектрам звезд их количественный химический состав. Были отождествлены в качестве весьма вероятных источников энергии звезд термоядерные реакции и были сделаны первые, еще «на ощупь», шаги на пути к всестороннему описанию истории жизни звезд. Межзвездную среду начали признавать как материал, из которого возникли, а может быть, возникают и теперь на наших глазах звезды и планетные системы.

Последующее развитие астрофизики в значительной мере продвинуло вперед и расширило эти первые достижения на пути познания космических объектов. Огромный диапазон астрономических явлений — от различий в химическом составе звезд до деталей на диаграмме «спектр — светимость» был охвачен единой теорией образования элементов и строения звезд. Отдельные части и отрывки на первый взгляд не связанных между собой данных теперь зачастую выступают как важные штрихи на все четче проступающей картине.

Физические процессы, привлекаемые для интерпретации наблюдаемых свойств звезд и туманностей, имеют общие черты: повсюду вещество излучает или потому, что оно нагрето, или потому, что оно отражает и рассеивает свет, или же потому, что оно флуоресцирует. Свыше четверти века назад в астрономии начали применяться новые, радиоастрономические, методы наблюдений, тем самым было открыто своего рода «новое окно» во Вселенную. Через это «окно» космос казался до странности иным: огромные порции энергии излучаются в отдаленнейших глубинах космического пространства потоками заряженных частиц, движущихся почти со скоростью света в гигантских намагниченных облаках. Еще более расширили эту картину и придали ей новые краски другие «окна», открытые в инфракрасной, ультрафиолетовой и рентгеновской областях спектра. Загадочные космические лучи, долгое время бывшие областью исследования лишь немногих преданных этой проблеме физиков, оказались неотъемлемой частью этой все растущей мировой

*) См. Л. Гольдберг, Л. Аллер, Атомы, звезды и туманности, ОГИЗ — Гостехиздат, М.—Л., 1948. — *Прим. перев.*

сцены. Было высказано предположение, что радиогалактики и квазары — это своего рода электростанции невероятно высоких мощностей, излучающие в космическое пространство чудовищную энергию, а пульсары невозможно представить себе иначе как звезды невероятной плотности, при которой без всякой надежды на спасение разрушаются даже ядра атомов.

Я попытался дать общее представление о состоянии того искусства, которым можно было бы назвать современную классическую астрофизику, и заглянуть, правда мимоходом, в загадочное, неодолимо влекущее к себе царство частиц высоких энергий и необычных источников энергии, где подчас кажется, что отдельные факты упрямо не поддаются какому-либо приемлемому объяснению.

В конце 30-х годов многие астрономы полагали, что мы уже сделали огромный рывок вперед, и понимание процессов, лежащих в самой основе происхождения, развития и гибели звезд, почти что в наших руках. Однако, несмотря на явный постоянный прогресс в объяснении отдельных явлений, нам приходится разгадывать еще более запутанные головоломки. Иногда мы сталкиваемся с явлениями, казалось бы, противоречащими установившимся представлениям, но именно в их объяснении заложено более глубокое понимание природы Вселенной, в которой мы живем.

Составление даже самого поверхностного и беглого очерка современной астрофизики — задача, почти невыполнимая. Стремительное расширение сферы исследований — одна из трудностей этой задачи. Новые данные столь разнообразны, что трудно отобрать именно те, которыми определится будущее развитие науки.

К моему величайшему сожалению, обременительные служебные и прочие обязанности помешали Лео Гольдбергу, моему бывшему коллеге и соавтору, принять участие в данном новом издании. Вместе с тем я глубоко благодарен моим коллегам в США и за границей, которые любезно просмотрели большую часть текста и снабдили меня иллюстрациями и фотографиями. Без их помощи эта работа не была бы завершена.

Л. Аллер

I. ПЕРВОЕ ЗНАКОМСТВО СО ЗВЕЗДАМИ И ТУМАННОСТЯМИ

Для людей далекого прошлого Вселенная была если и не всегда безопасным, но все же устойчивым миром, созданным, казалось бы, единственно для удобства рода человеческого. Едва ли человек тогда сомневался, что его обитель — Земля — занимает главенствующее, центральное положение, тогда как Солнце оправдывает свое существование, снабжая человечество светом и теплом. Сверкающие звезды, прикрепленные к вращающейся небесной сфере, рассматривались как элементы космической мозаики, предназначенной для украшения ночи.

Вполне естественно было также, что детали небесного пейзажа стали отождествляться с героями и объектами мифологии; это отождествление сохранилось до нашего времени в виде названий групп звезд, или созвездий. Так, непревзойденное по красоте созвездие зимнего неба — Орион — это могучий охотник, палица которого занесена над разъяренным быком — Тельцом (рис. 1). Три яркие отстоящие друг от друга на одинаковые расстояния звезды составляют пояс Ориона, а несколько размытая группа звезд образует его Меч. Позади Ориона — две его собаки, неотступно преследующие убегающего зайца — Лерис. Глаз большего из псов отмечен сверкающим Сириусом, Песьей звездой. У древних египтян Сириус был общеизвестной в народе звездой Нила, появление на небе которой как раз перед восходом Солнца предвещало близкий разлив Нила. Впрочем, греки недолюбливали Сириус, так как, по их мнению, слияние его лучей с лучами августовского Солнца приводило к сильной жаре летом. В иранской мифологии Сириус был Тиштрая — Великая звезда дождя, которая боролась с Апаоша — демоном засухи. В созвездиях увековечены Геркулес, Лев, Гидра, Персей и Андромеда, а также снаряжение богов и героев — корабль «Арго» Ясона, арфа Орфея и стрела из лука Хирона.

С течением времени эти легенды, отражающие самые первые попытки человека установить свое место в окружающем мире, сменились объективными исследованиями звезд. Астроном-исследователь обнаружил, что Вселенная — это сокровищница,



Рис. 1. Мифологическая карта неба окрестностей созвездия Ориона.

полная волнующих открытий, причем каждый новый серьезный вклад в совокупность уже известных сведений ведет к возникновению множества новых нерешенных вопросов, что еще более усиливает интерес к погоне за новыми фактами. Загадки будут, вероятно, возникать до тех пор, пока существуют люди, способные их разгадывать.

В этой книге мы отправляемся для астрономических исследований в путешествие, в ходе которого читатель сможет сам, хотя бы в малой степени, испытать трепет открытия. Во время нашего путешествия мы будем проникать в кипящие атмосферы звезд и даже погружаться в их глубокие недра. Мы встретимся с любопытными объектами всевозможных видов — не только

одинокими звездами, кратными звездами, звездами-карликами и звездами-гигантами, пульсирующими звездами и звездами, поверхностные слои которых иногда отрываются и уносятся прочь при катастрофических звездных взрывах, но также с облаками из газа и диффузного вещества, удивительными пульсарами и теми загадочными источниками гигантских количеств энергии, природа которых пока еще не раскрыта.

Наш курс среди звезд уже проложен на карте, так как (по крайней мере в общих чертах) география доступных нашему наблюдению областей Вселенной известна. Земля — всего лишь один из членов семейства планет, спутников, комет, малых планет и метеорных частиц, которые обращаются вокруг Солнца. В свою очередь, Солнце — одна из огромного множества звезд (порядка ста тысяч миллионов), которые объединены в тонкую линзообразную систему. Эта звездная система, в которую входят как все видимые невооруженным глазом звезды, так и миллионы звезд, слишком слабых, чтобы их обнаружить без телескопа, именуется Галактикой, или системой Млечного Пути. Положение Солнца в Галактике соответствует точке, находящейся на расстоянии примерно двух третей от центра до периферии. Выявить детали или даже общие черты строения Галактики — дело нелегкое, поскольку мы находимся внутри этой системы. Однако наша Галактика — всего лишь одна из сотен миллионов далеко отстоящих друг от друга других галактик, которые в совокупности образуют наблюдаемую Вселенную. Многие внешние галактики похожи на нашу собственную Галактику и по форме, и по типам входящих в них звезд. Одна из них — знаменитая галактика Андромеды M31 (т. е. ее номер 31 в каталоге туманностей, составленном в 1781 г. Шарлем Мессье, рис. 2), другой пример — спиральная галактика в Треугольнике (рис. 3). Обе эти галактики расположены достаточно близко от нас, поэтому при помощи самых крупных телескопов их форму и состав можно изучить в деталях. В частности, исследования галактики M31 показали, что она похожа и по размерам, и по форме, и по составу звезд на Млечный Путь, и эти исследования помогли понять, как следует действовать, чтобы выяснить строение нашей собственной Галактики. Например, теперь уже известно, что обе галактики обладают заметными вздутиями в центре и что много звезд в главном диске сгруппированы в закрученные спиральные рукава. Ниже мы увидим, что свойства звезд, населяющих спиральные рукава, и звезд, которые находятся в окружающих спирали областях или в центральном вздутии — ядре, совершенно различны.

Несмотря на большую проникающую способность 200-дюймового телескопа, установленного в обсерватории на горе Паломар (США), все еще нет никаких данных, указывающих на

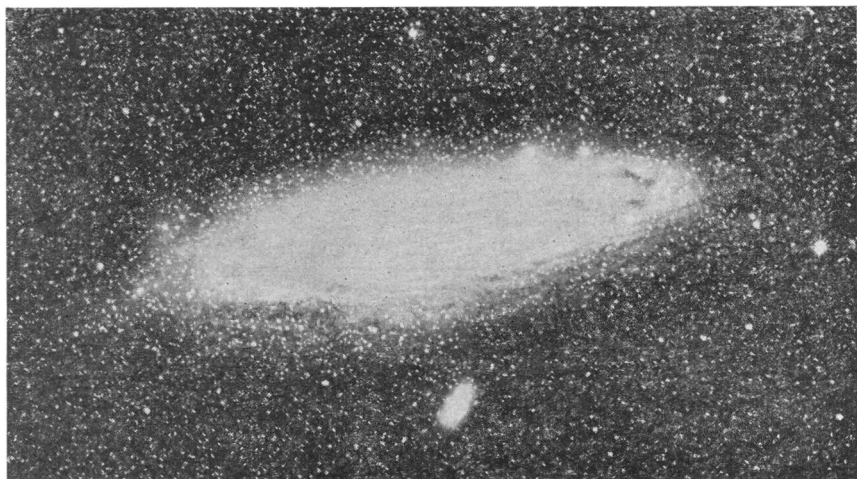
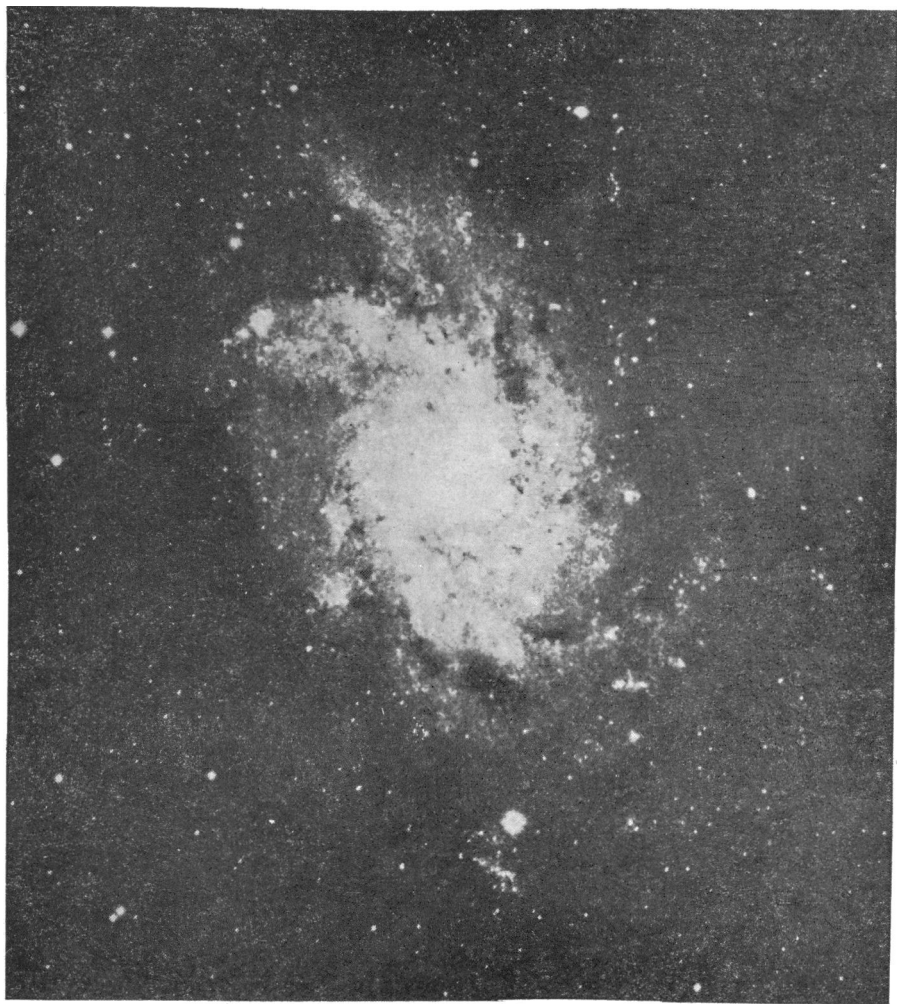


Рис. 2. Спиральная галактика Андромеды (M31).

Обратите внимание на спиральные рукава с темными полосами поглощающей материи. По обе стороны от этой спирали имеется по компаньону — эллиптической галактике. Большая из них — M32 — находится почти прямо против центра спирали. В действительности рукава спирали простираются гораздо дальше, чем их можно проследить на этой фотографии.

то, что мы приблизились к границам наблюдаемой Вселенной, если вообще такие границы существуют. Правда, большая часть нашего исследовательского путешествия будет проходить в пределах нашей собственной Галактики или в пределах Местной системы галактик, но у нас есть все основания считать, что доступная нашим исследованиям область может служить более или менее типичным образцом для Вселенной в целом.

Путешествие между звездами, вероятно, будет проходить во мгле, потому что межзвездное пространство засорено протяженными облаками из газа и твердых пылевых частиц, которые ослабляют свет находящихся за ними звезд и вызывают его покраснение. Подобно мощным прожекторам, яркие звезды освещают многие из этих облаков, делая их видимыми астроному-исследователю как светлые туманности. Это межзвездное вещество столь разрежено, что по сравнению с ним плотность газа в условиях самого лучшего лабораторного вакуума кажется огромной, и все-таки, несмотря на такую крайнюю разреженность, пыли между звездами хватает, чтобы скрыть от наших глаз далекие области Галактики. Межзвездный газ испускает излучение как в оптическом, так и в радиодиапазоне, и в настоящее время достигнуты большие успехи по изучению межзвездной среды при помощи крупных радиотелескопов.



Р и с. 3. Спираль Треугольника (М33).

Она гораздо меньше, чем М31, и видна почти в плане. Со спиральными рукавами связано большое число газовых туманностей и звездных скоплений,

Одна из особенностей нашего «тура открытий» состоит в том, что открытия мы сможем совершать без обычного риска, связанного с исследованием неизвестного. Действительно, благодаря волшебной способности лучей света, рентгеновского излучения и радиоволн распространяться на гигантские расстояния мы можем изучать отдаленные уголки Вселенной, не лишая себя земного комфорта и чувствуя себя в безопасности. Излучения, которые поглощаются земной атмосферой (рентгеновские лучи и некоторые радиоволны), можно изучать при помощи ракет и искусственных спутников, поднимаемых за пределы земной атмосферы.

Сто лет назад астрономы нанесли на карты положения звезд на небе и обозначили их местоположения подобно тому, как на географические карты Земли на основе точных измерений широт и долгот наносятся различные детали ее поверхности. Положения звезд определяют по направлению испускаемых ими световых лучей. Но направление — это только одна из характеристик световых лучей. Свет звезды несет также информацию о физической природе звезд, их массе, яркости, химическом составе, температуре поверхности и даже о внутреннем строении. Радиоволны, идущие от облаков межзвездного газа, рассказывают об их температуре, плотности и химическом составе и выявляют присутствие протяженных магнитных полей. Лишь сравнительно недавно мы научились читать эти зашифрованные послания звезд и туманностей. Такой анализ стал возможным благодаря современной физике, описывающей поведение и свойства атомов, позволяющие им испускать свет. История выяснения свойств звезд и туманностей, по существу определяемая открытиями современной физики, как раз и является предметом особого внимания в этой книге.

РАССТОЯНИЯ И БЛЕСК ЗВЕЗД

У любого человека, заинтересовавшегося физической природой звезд, немедленно возникают четыре очевидных вопроса, а именно: насколько далеки от нас звезды, сколь они ярки, как велики и насколько тяжелы. Чтобы ответить на них, нужны линейки и весы, применимые на очень больших расстояниях. Для определения расстояний до звезд астроном пользуется тем же принципом, который использует геодезист при измерении расстояния до пункта, находящегося на другой стороне озера. Рис. 4, *а* иллюстрирует задачу геодезиста; рис. 4, *б* — задачу астронома. Первый измеряет длину отрезка AB и углы ABC и CAB . Зная два угла и заключенную между ними сторону, можно решить треугольник ABC и определить сторону AC или BC . Аналогично астроном использует в качестве базиса AB диаметр

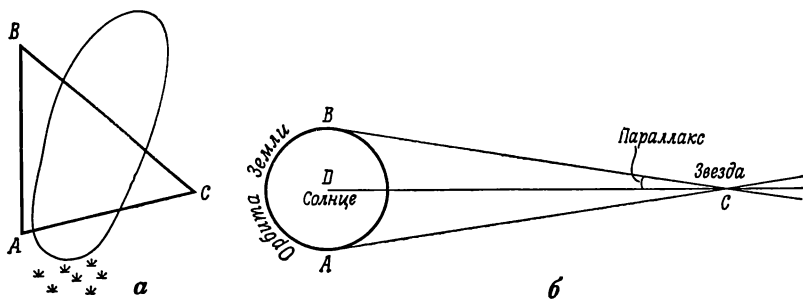


Рис. 4. Измерение расстояния до недоступной точки.
 а — от одной стороны озера до другой; б — от Земли до звезды.

орбиты Земли вокруг Солнца. Когда Земля находится в точке A , звезда видна в направлении AC , спустя шесть месяцев Земля находится в точке B и направление на звезду теперь будет BC . Половинный угол этого смещения, т. е. угол BCD или ACD , называется *параллаксом* звезды. Очевидно, величина сдвига зависит от близости звезды: для более далеких звезд он будет меньше. (На самом деле звезда движется относительно Солнца по прямой; чтобы определить и параллакс, и движение звезды перпендикулярно лучу зрения, необходимы дополнительные наблюдения.)

Единицей звездного параллакса служит 1 секунда дуги ($1/3600$ градуса), которая примерно равна углу, под которым видна копеечная монетка с расстояния 4 км. Конечно, такой малый угол нельзя различить невооруженным глазом, но новейшие телескопы позволяют измерять с достаточной точностью параллаксы в $0,01''$. Параллакс ближайшей к нам звезды α Центавра равен $0,752''$, что соответствует расстоянию примерно 40 миллионов миллионов километров. Выражать такие расстояния в километрах еще более неудобно, чем расстояние от Нью-Йорка до Бомбея в миллиметрах. Поэтому расстояния до звезд, по крайней мере в научно-популярной литературе, выражают в световых годах. Один световой год, т. е. расстояние, пробегаемое за 1 год лучом света, проходящим около 300 000 км в 1 секунду, составляет почти 10 миллионов миллионов километров. Ближайшая звезда отстоит от нас на 4,33 светового года, Сириус — самая яркая звезда неба — находится на расстоянии 8,7 светового года, а вся наша звездная система, Млечный Путь, насчитывает в поперечнике 100 000 световых лет. В таких масштабах наша Солнечная система действительно выглядит крошечной. Если мы в условном масштабе возьмем в качестве расстояния от Земли до Солнца 1 см, то 1 световой год будет равен примерно 650 м,

В астрономии используют еще две единицы расстояния — астрономическую единицу и парсек. Для выражения расстояний, промежуточных между километром и световым годом, обычно пользуются радиусом земной орбиты, который называют *астрономической единицей* (сокращенно а. е.). Эту единицу не следует смешивать с ангстремом (сокращенно А), единицей, используемой для выражения длин световых волн. Парсек — это расстояние до звезды, параллакс которой равен $1''$, он равен 206 265 а. е., или 3,26 св. года. Поскольку параллакс обратно пропорционален расстоянию, то расстояние в парсеках есть просто величина, обратная параллаксу в угловых секундах. Таким образом, звезда, находящаяся на расстоянии 10 парсек, или 32,6 св. года, имеет параллакс $0,1''$, звезда с расстоянием 100 пс, или 326 св. лет, имеет параллакс $0,01''$ и т. д.

Геодезический метод измерения параллаксов пригоден не для всех звезд, а лишь для самых близких, так как углы меньше $0,01''$ нельзя измерять с необходимой точностью. К счастью, астрономы придумали способы оценки расстояний и для более далеких звезд. Можно, например, использовать тот факт, что звезды движутся как друг относительно друга, так и относительно Солнца. Действительную скорость движения по лучу зрения можно измерить по эффекту Доплера (см. гл. 2). Можно также, измеряя видимые угловые перемещения по небу выбранных звезд в различных участках неба, определять средние, или статистические, расстояния примерно так же, как мы могли бы оценить расстояние до освещенной моторной лодки, наблюдаемой в гавани ночью, если известна ее истинная скорость движения по воде. Другие способы определения расстояний, описываемые ниже, основаны на том принципе, что точно измеряются светимости определенного сорта звезд, которые мы можем отличить от иных в очень далеких частях Галактики и даже в других звездных системах. Тогда по видимому блеску такой звезды и известной для нее светимости можно определить и ее расстояние, поскольку яркость точечного источника света убывает пропорционально квадрату расстояния. Если бы α Центавра находилась от нас на расстоянии 8,66, а не 4,33 св. года, ее блеск был бы в четыре раза слабее.

Наоборот, если расстояние до звезды определено, то можно, зная ее видимый блеск, рассчитать ее истинный блеск. Начало существующей практике выражать видимый блеск звезды — какой она непосредственно видна на небе — в звездных величинах было положено 2000 лет назад, когда астрономы древности разделили все звезды на шесть групп от первой (самые яркие) до шестой звездной величины; к последним были причислены звезды, едва видимые невооруженным глазом. В прошлом столетии шкала звездных величин была установлена так, что блеск

звезды первой величины ровно в 100 раз больше блеска звезды шестной величины. Шкала меняется как геометрическая прогрессия, т. е. отношение, соответствующее изменению блеска на одну звездную величину, есть величина постоянная. Таким образом, звезда первой величины (1^m) в 2,512 раза ярче звезды второй величины (2^m), которая, в свою очередь, в 2,512 раза ярче звезды третьей величины (3^m) и т. д. Первоначальная шкала, состоявшая из шести звездных величин, была продолжена как в сторону очень слабых, так и в сторону очень ярких звезд. Очень слабые звезды $23-24^m$ можно регистрировать фотоэлектрическим методом или при помощи специальной фотографической методики на 200-дюймовом телескопе. К звездам первой величины относятся такие яркие звезды неба, как Альдебаран или Альтаир. Однако две самые яркие на небе звезды характеризуются отрицательными звездными величинами; так, звездная величина Канопуса $m = -0,7$, а Сириуса $m = -1,6$. (В той же шкале видимая звездная величина полной Луны равна $-12,7^m$, а Солнца $-26,8^m$.)

Звездные величины можно измерять глазом или при помощи других чувствительных к свету инструментов, например фотографической пластинки или фотоэлемента с нужными светофильтрами. Путем использования различных фильтров можно измерить цвет звезды. Визуальные (т. е. видимые глазом) звездные величины, измеренные первыми наблюдателями, были заменены фотоэлектрическими звездными величинами, измеренными с желтым фильтром, их обозначают буквой V . Если же мы хотим охарактеризовать видимый блеск звезды с учетом всего испускаемого ею излучения — инфракрасного, красного, зеленого, голубого, фиолетового и ультрафиолетового (гл. 2), — мы пользуемся *болометрической* звездной величиной. Это — звездная величина, полученная с учетом блеска и температуры звезды, она будет наблюдаемой величиной только в том случае, если блеск звезды измеряется за пределами земной атмосферы. Как у очень холодных, так и у очень горячих звезд болометрическая величина намного больше визуальной, так как большая часть их энергии испускается в виде радиации, не видимой глазом.

Если бы все звезды были одинаково далеки от нас (т. е. от Солнца), их видимые звездные величины соответствовали бы их истинным относительным светимостям. На практике мы определяем собственную светимость звезды по ее так называемой *абсолютной звездной величине*; последняя равна видимой величине, которую звезда имела бы на стандартном расстоянии 10 парсек $= 32,6$ св. года (см. приложение IV). Болометрическая абсолютная величина Солнца равна $+4,77^m$. Эту величину нужно знать, когда необходимо сравнить мощность излучения звезд. Абсолютная «фотоэлектрическая визуальная» величина

Солнца равна $+4,84^m$ (согласно Крону и Стеббинсу, см. приложение III); это значит, что если бы Солнце отстояло от нас на расстоянии 10 парсек, его можно было бы без усилий наблюдать в ясную безлунную ночь. Звезда Арктур, расстояние до которой составляет около 33 св. лет, смотрелась бы примерно так же, как и сейчас. Блеск Сириуса был бы в 14 раз слабее, и Сириус уже не был бы выдающейся звездой на небе. Зато звезда Ригель в созвездии Ориона, светимость которой в 5000 раз больше Солнца, затмила бы любое светило нашего неба, за исключением Луны.

Большая часть того, что мы знаем о Вселенной, было открыто путем регистрации и измерения излучения оптическими методами, г. е. устройствами, в которых используются обычные линзы или зеркала. Однако за последние годы стало известно, что звезды, облака газа и галактики наряду со светом и теплом испускают также и радиоволны. Для приема радиоволн радиоастрономы используют большие антенны различной формы, в том числе параболические чаши, которые напоминают обычные оптические телескопы; правда, радиотелескопы, как правило, имеют гораздо большие размеры. Типичный радиотелескоп имеет диаметр около 25 м, а диаметр наибольшего подвижного радиотелескопа в Манчестере (Англия) равен 77 м, хотя самым эффективным, вероятно, является 65-метровый параболоид в Парксе (Австралия). Увиденное «глазом» радиотелескопа небо выглядит совершенно иначе, чем в видимом свете. Большая часть радиоизлучения приходит к нам не от отдельных звезд, а от облаков газа; поэтому место привычных созвездий, которые не видимы в радиотелескоп, занимают различные источники космического радиоизлучения, имеющие совершенно другое расположение на небе.

ВЗВЕШИВАНИЕ ЗВЕЗД

Движение Земли вокруг Солнца дает возможность определять расстояния звезд. Довольно любопытно, что движение одной звезды вокруг другой позволяет определять их массы. Подобно всем планетам (а в этом отношении также и звездам), Земля одержима страстью к путешествиям. Если бы можно было вдруг «выключить» удерживающее Землю солнечное тяготение, то Земля полетела бы прочь по прямой и в конце концов затерялась бы в межзвездном пространстве. Подобно тому как Земля продолжает двигаться по своему пути благодаря тяготению Солнца, так и большому числу звезд отказано в безмятежном существовании вследствие притяжения звездами-компаньонами. Чем массивнее две звезды, тем быстрее они будут

двигаться друг около друга, в чем нетрудно убедиться при помощи простой аналогии.

Предположим, что мы находимся в космическом корабле в межзвездном пространстве, вдалеке от всех тяготеющих тел, так что мы свободно «плаваем» в космосе, и нам предложили измерить массу небольшого твердого предмета. Поскольку сил притяжения в космическом корабле не существует, мы не сможем положить предмет на весы и взвесить его, нам придется воспользоваться другим способом. Если в нашем распоряжении есть пружинные весы, то величину неизвестной массы можно определить, прикрепив предмет к весам на конце пружины и вращая их по кругу. Пружинные весы измеряют натяжение пружины, которое зависит от скорости вращения и массы предмета: натяжение будет тем больше, чем больше масса или чем больше скорость движения по кругу. По измеренному натяжению и скорости вращения можно определить массу предмета.

Аналогичным способом астроном «взвешивает» звезды. Скорость движения одной звезды вокруг другой в двойной звездной системе зависит от силы их взаимного притяжения. Согласно закону всемирного тяготения Ньютона, эта сила притяжения, аналогичная натяжению пружины, пропорциональна массам звезд (а также обратно пропорциональна квадрату расстояния между ними). Отмечая время, необходимое этим двум звездам, чтобы совершить один оборот друг вокруг друга, и измеряя расстояние между ними, находим удерживающую их вместе силу, а отсюда и их массы.

Двойные звезды или звездные системы — явление, обычное среди звезд. Были обнаружены также звездные группы, содержащие три, четыре, пять и даже шесть звезд, обращающихся друг вокруг друга. Кое-какие из этих кратных систем заслуживают специального упоминания.

Знакомая нам α Центавра состоит из двух звезд, которые завершают взаимное обращение за 80 лет по довольно вытянутым эллиптическим орбитам, так что временами они сближаются до расстояния 11 а. е. (это немного больше, чем расстояние Сатурна от Солнца), а иногда они расходятся на 35 а. е. (это расстояние примерно равно расстоянию Плутона от Солнца). Более яркая компонента — почти двойник Солнца, с той лишь разницей, что эта звезда чуть ярче, а возможно, немного тяжелее и чуть-чуть горячее Солнца. Более слабая компонента холоднее, да и масса поменьше. В 1915 г. Иннес открыл слабую красную звезду, которая, находясь на расстоянии 2° от этой системы, движется в пространстве так же, как α Центавра, но в 15 000 раз слабее Солнца. Эта звезда отстоит от более яркой пары по крайней мере на 10 000 — 12 000 а. е. и должна затрачивать примерно миллион лет для полного обхода своей орбиты.

Особый интерес представляет Процион — звезда из созвездия Малого Пса. Это двойная звезда с периодом 40,65 года и средним расстоянием между компонентами 4,55'', что соответствует 15,8 а. е., т. е. немного меньше, чем расстояние между Солнцем и Ураном. Масса более яркой звезды ($V = 0,35^m$) примерно в 1,75 больше массы Солнца. Ее компаньон — очень слабая звезда ($V = 10,8^m$). Это одна из престарелых сверхплотных звезд, обычно называемых белыми карликами (см. гл. 9). В настоящее время форма, ориентация и диаметр (в секундах дуги) орбиты яркой звезды известны. По спектру яркой звезды (см. гл. 2) можно также измерить скорость ее движения вдоль луча зрения, а так как орбита ее известна, то можно определить скорость движения по орбите. Затем, зная период орбитального движения, определяют истинный диаметр орбиты в километрах. Полученную величину можно сравнить с величиной диаметра орбиты, которая была найдена по расстоянию между звездами (в секундах дуги) и параллаксу. Связь между этими величинами имеет вид

$$\text{диаметр} = \frac{\text{диаметр (сек. дуги)}}{\text{параллакс (сек. дуги)}} \times 150\,000\,000 \text{ км.}$$

Именно этим способом Странд независимо проверил выведенную ранее величину параллакса, и оказалось, что она хорошо согласуется с величиной тригонометрического параллакса.

Среди кратных звезд упомянем ζ Рака и Кастор. Более яркая компонента ζ Рака — сама по себе двойная система, состоящая из двух звезд почти равного блеска, обращающихся друг вокруг друга с периодом 59,7 года. Более слабая компонента тоже состоит из двух звезд, одну из которых можно обнаружить только по ее гравитационному воздействию на другую звезду. Они обращаются друг вокруг друга с периодом около 17,5 года. Более слабая пара обращается вокруг более яркой пары с периодом 11,50 года. Массы всех четырех звезд сравнимы с массой Солнца.

В телескоп Кастор виден как двойная звезда, компоненты которой, разделенные расстоянием около 80 а. е., движутся друг вокруг друга с периодом 340 лет. Спектральные наблюдения (см. гл. 2) показывают, что обе эти звезды в действительности тоже двойные с периодами примерно 9 и 3 суток соответственно. Еще больший интерес представляет тот факт, что на небе на расстоянии свыше 1' от Кастора находится слабая звездочка Кастор С, связанная физически с этой яркой парой. Этот последний объект сам состоит из двух слабых красных звезд, меньших по размеру и менее массивных чем Солнце, отстоящих друг от друга примерно на 27 млн. км и обегających друг вокруг друга менее чем за одни сутки. Таким образом, Кастор — шести-

кратная звезда, причем все три компоненты его являются парами.

Хотя в каталог Эйткина занесено свыше 17 000 двойных звезд, надежные орбиты известны для сравнительно немногих пар. Вероятно, через 100 лет наши знания об орбитах двойных звезд и их массах значительно улучшатся. Но, к счастью, как независимо показали Рассел и Герцшпрунг, для звезд с известными параллаксами можно получить надежные средние значения масс, даже если мы наблюдаем движения звезд только на части их орбит.

Кратные системы состоят из звезд всех видов — больших и малых, холодных и горячих, что позволяет нам оценить массы для большинства представителей различных типов звезд. Завершив операцию взвешивания, мы находим, что самые массивные звезды примерно в 50—100 раз тяжелее Солнца, а массы самых легких звезд, по-видимому, заключены в пределах между $\frac{1}{5}$ и $\frac{1}{10}$ массы Солнца. Однако большинство звезд весит немного меньше Солнца.

Во многих случаях звезда, принадлежащая к двойной системе, вынуждена открыть нам не только свою массу, но и свои размеры. Расстояние между компонентами двойной звезды часто бывает столь малым, что даже самые мощные телескопы не в состоянии «увидеть» их по отдельности. Однако если плоскость их орбиты ориентирована в пространстве так, что видна нам «с ребра», то прохождение одной звезды перед другой будет периодически создавать затмения, напоминающие затмение Солнца Луной. Подобные двойные звезды называют *затменными двойными*. Вообще говоря, каждая звезда системы затмевает другую за полное обращение по орбите один раз, в результате чего за один цикл наблюдаются два затмения. Если бы эти звезды были одинаковыми по размерам и блеску, то количество приходящего от них на Землю света уменьшалось бы наполовину дважды за период. Однако компоненты известных затменных звезд обычно имеют различный блеск и разные размеры. Часто встречаются пары, состоящие из большой слабой звезды и маленькой, но яркой звездочки. Именно такая пара звезд схематически показана на рис. 5.

Прохождение яркой звезды перед слабой создает частное затмение последней, а как следствие этого явления происходит общее ослабление света. Через полпериода относительное расположение звезд поменяется на обратное и, поскольку теперь от нас будет закрыта яркая звезда, потери света окажутся гораздо большими. Если нанести на график наблюдаемый блеск затменной двойной звезды в функции времени, то мы увидим периодическое изменение блеска, показанное на рис. 6. Когда яркая звезда находится на орбите в положениях, соответствующих

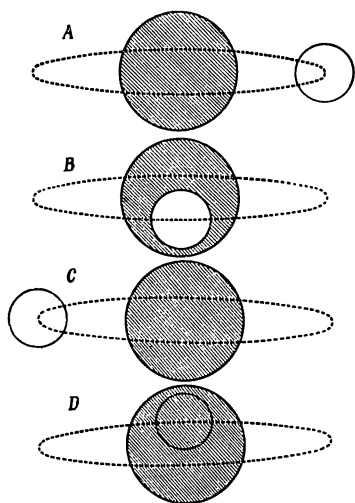


Рис. 5. Относительные положения звезд в затменной двойной системе на протяжении трех четвертей периода.

В данном случае маленькая яркая звезда обращается вокруг большой тусклой звезды. В точке *B* яркая звезда находится перед тусклой, в то время как в *D* — позади нее.

точкам *A* и *C* на рис. 5, свет не ослабляется. В положении *D* экранируется более яркая из двух компонент, и звезда, как говорят, находится в *главном минимуме*. В положении *B* частично экранируется слабая звезда, поэтому теряется лишь небольшая часть света, и звезда находится во *вторичном минимуме*. Ясно, что длительность каждого затмения, которую можно определить по кривой блеска, зависит от диаметров звезд и от скорости их движения по орбите. Поскольку, как мы увидим в следующей главе, скорость орбитального движения зачастую можно найти при помощи спектрографа, мы можем также определить и диаметры звезд.

Если же, что бывает часто, Земля не находится в плоскости орбиты двойной системы (т. е. наклонение орбиты не равно точно 90°), то ситуация будет напоминать показанную на рис. 5. По точным измерениям кривой блеска можно определить *наклон* орбиты, размеры у обеих звезд, выраженные в единицах поперечника орбиты, и отношение поверхностных яркостей звезд (которое зависит от температуры их поверхностей).

Мы можем сделать даже больше. Если известны орбитальные скорости в километрах в секунду и период, то можно найти массы звезд в единицах массы Солнца (см. приложение VII). Далее, поскольку из кривой блеска размеры звезд определяются по отношению к размерам их орбиты, а размер орбиты оказы-

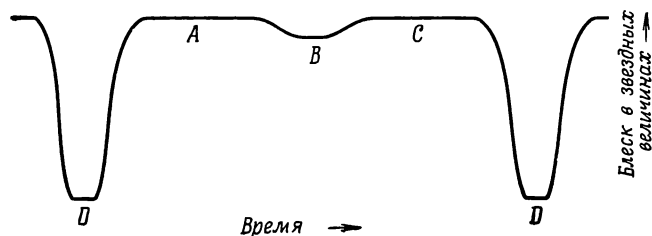
вается известен из спектральных измерений, то можно определить в километрах и диаметры звезд. Зная диаметр и массу звезды, можно определить ее плотность. В ряде случаев, когда кривая блеска охватывает наблюдения за несколько десятилетий, можно даже кое-что сказать относительно того, как возрастает плотность к центру у более массивной звезды затменной системы. Эти исследования показали, что масса звезды распределена неравномерно, — говоря точнее, плотность заметно возрастает к центру звезды (см. гл. 8).

В табл. 8 и 9 (гл. 6) включены величины масс, размеров, периодов и плотностей ряда хорошо изученных затменных двойных, для которых эти данные имеются. Вероятно, самая известная из затменных двойных — Алголь (вторая по яркости звезда созвездия Персея), блеск которой строго периодически через каждые 2,87 суток внезапно падает примерно до $\frac{1}{3}$ своей обычной величины. Диаметр более яркой компоненты примерно в 3 раза больше диаметра Солнца, а диаметр большей по размерам, но менее яркой компоненты составляет 3,7 солнечного диаметра. Более подробное рассмотрение этих систем мы отложим до гл. 6.

Здесь же необходимо упомянуть еще один момент. Хотя мы можем многое узнать благодаря затменным двойным — недаром Рассел рассматривал изучение двойных как самый легкий путь к познанию звезд, — следует помнить, что часто звезды затменных систем — аномальные объекты в том смысле, что подобные звезды не встречаются поодиночке или в широких парах. Эволюция, т. е. история жизни звезды (гл. 9), может оказаться измененной или нарушенной, если у нее есть близкий компаньон. Такая ситуация предоставляет ряд интересных возможностей для понимания природы некоторых совершенно удивительных переменных звезд (см. гл. 11).

Хотя расстояние между звездами в двойных системах составляет от нескольких диаметров звезд в системах типа

Рис. 6. Кривая блеска затменной двойной системы, приведенной на рис. 5. Буквы соответствуют положениям, указанным на этом рисунке.



В Большой Медведицы (две звезды с размерами порядка солнечного обращаются друг вокруг друга, почти соприкасаясь) до тысяч астрономических единиц, все же большинство двойных систем, по-видимому, имеют размеры, не сильно отличающиеся от размеров Солнечной системы. Часто высказывалось даже предположение, что образование Солнечной системы и образование двойных систем представляют собой разные аспекты одного и того же фундаментального процесса. Обычно предполагается, что двойная или кратная системы образуются в результате накопления первичного вещества в двух или более крупных массах. Но иногда значительное количество этого материала может оказаться утраченным, и в результате получается звезда, окруженная системой планет.

Для массы небесного тела существует нижний предел, при котором оно все еще светит как звезда (см. гл. 8). Слабейшая из известных звезд — спутник звезды BD + 4°4048, открытый Ван Бисбруком. (Для понимания обозначения BD см. приложение I.) Абсолютная величина этой звезды +19^m, т. е. она в миллион раз слабее Солнца. Если бы она имела при себе планету, пригодную для жизни, то последняя должна была бы обращаться вокруг звезды на меньшем расстоянии, чем расстояние Луны от Земли.

Планетоподобные спутники были открыты у некоторых двойных звезд по их гравитационному воздействию на видимые члены системы. Несколько лет назад Странд обнаружил спутник у одной из компонент визуальной двойной 61 Лебеда, для которой он определил массу в $\frac{1}{60}$ массы Солнца, или 16 масс Юпитера, и период 1,89 года. Было высказано предположение, что более слабая из оптических компонент может также обладать одним (или даже двумя) аналогичными спутниками.

Еще более примечательна звезда Барнарда. На основе продолжительных наблюдений ван де Камп (Сворсмоурский колледж, США) нашел свидетельство наличия у нее двух спутников. Один, по-видимому несколько более массивный, чем Юпитер, обращается с периодом 26 лет по орбите примерно таких же размеров, как у орбиты Юпитера. Другой, масса которого составляет примерно 0,8 массы Юпитера, кружится по орбите, которая по размеру соответствует положению пояса астероидов в нашей Солнечной системе. Таким образом, здесь существует своего рода Солнечная система с по меньшей мере двумя «настоящими» планетами, однако ни одна из них, по-видимому, не пригодна для жизни.

Звезды-карлики, нормальные звезды, гиганты, сверхгиганты, облака пыли и газа — все они в совокупности образуют Млечный Путь. Но краеугольными камнями для создания любых материальных структур служат крохотные атомы, диаметр кото-

рых измеряется в триллионных долях сантиметра. Лучи света, испускаемые атомами и молекулами, позволяют нам видеть и изучать звезды и туманности. Нам повезло в том отношении, что характер света, излучаемого атомами, зависит от тех физических условий, в которых находятся эти атомы. Так, световые лучи, приходящие к нам из галактического пространства, доставляют нам зашифрованные красочные депеши о климатических условиях на звездах и в туманностях. Обратимся же теперь к рассказу о том, как расшифровываются эти световые послания звезд.

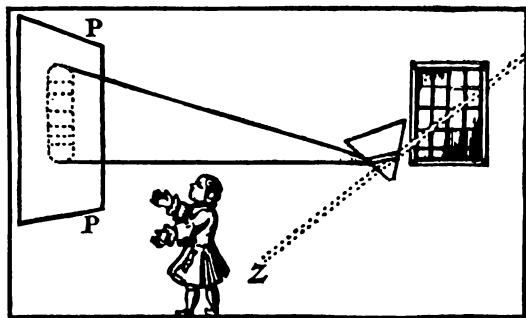
2. ЗВЕЗДНЫЕ РАДУГИ

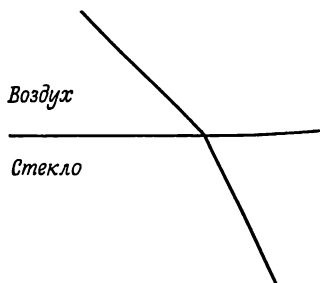
СПЕКТРОСКОП

Тот факт, что солнечный свет состоит из смеси цветов, был открыт в 1666 г. Исааком Ньютоном. Он впустил солнечный свет в затемненную комнату через «небольшую дырочку в ставнях», а затем пропустил его через стеклянную трехгранную призму и отбросил на противоположную стену комнаты (рис. 7). Белое вначале пятно света превратилось в сверкающую радугу, или *спектр*, состоящий из цветной полосы, фиолетовой на одном конце и постепенно меняющей цвет на синий, зеленый, желтый, оранжевый и красный на другом конце. Поместив вслед за первой призмой вторую, перевернутую основанием в противоположную сторону, Ньютон показал, что отдельные цвета можно опять объединить, причем белый цвет оказывается восстановленным. Так было доказано, что «белый» солнечный свет в действительности состоит из смеси всех цветов радуги.

Стеклянная призма сортирует отдельные цветные лучи, изменяя их направление на некоторый угол, величина которого зависит от окраски света. Когда луч света переходит из одной

Рис. 7. Опыт Ньютона со спектрами (*Вольтер, Elément de la philosophie de Newton, Амстердам, 1738*).





Р и с. 8. Преломление света на границе двух сред.

среды в другую, его направление обычно меняется (рис. 8). (Физически это отклонение, или *рефракция*, светового луча возникает как следствие того факта, что скорость света в более плотной среде, например в стекле, меньше, чем в воздухе.) Если бы все световые лучи при прохождении через призму отклонялись на одну и ту же величину, выходящий из нее световой пучок не был бы цветным. Однако фиолетовые лучи отклоняются сильнее, чем синие лучи, синие — сильнее зеленых, зеленые — сильнее желтых, в результате чего первоначально белый свет разлагается, или диспергирует, на составляющие его цвета. Аналогичным образом капли воды в земной атмосфере, действуя как крохотные призмочки, разлагают солнечный свет и создают радугу.

Призменный спектроскоп (рис. 9) в сущности является копией экспериментальной установки Ньютона. Чтобы помешать наложению отдельных цветов друг на друга, источник света сперва фокусируют на узкой щели шириной примерно 0,01—0,02 см. После прохождения через щель расходящийся пучок при помощи линзы *C* превращают в параллельный, а затем направляют сквозь стеклянную призму *D*. Далее линза *T* сводит лучи в фокусе на отрезке *PP'*. Спектр в *PP'* состоит из ряда «линий», которые представляют собой изображения щели в разных цветах. Исследуется спектр визуально при помощи окуляра или после фотографирования его на пластинку или пленку. В другом варианте спектроскопа вместо призмы ставится так называемая дифракционная решетка. Самой распространенной формой решетки является плоская отражающая поверхность, на которой при помощи тончайшего алмазного острия нацарапаны предельно узкие параллельные штрихи. Штрихи наносятся через равные расстояния очень близко друг к другу — до 1200 штрихов на 1 мм. Когда параллельный пучок белого света падает на заштрихованную поверхность решетки, различные составляющие

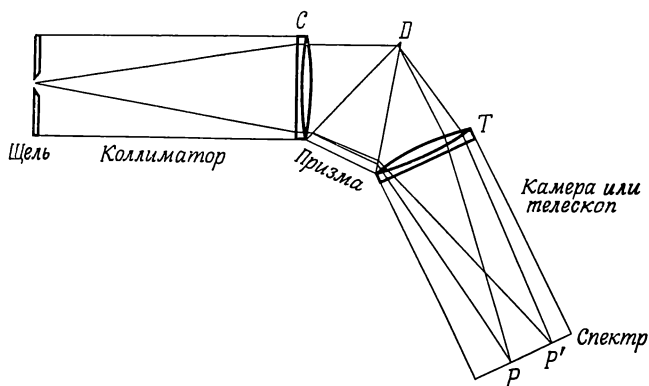


Рис. 9. Схема призмного спектроскопа (спектрографа).

его цвета отражаются под разными углами, вследствие чего белый свет разлагается в спектр.

В сочетании с большим телескопом спектроскоп (или его разновидности) является единственным в своем роде по значению инструментом, используемым для наблюдений в астрофизике. Полученные с его помощью результаты будут предметом изложения большей части этой книги. Однако, прежде чем обсуждать этот прибор дальше, обратимся сперва к физическому смыслу цвета.

ФИЗИЧЕСКИЙ СМЫСЛ ЦВЕТА

Итак, что же подразумевается под цветом светового луча? Ощущение цвета чисто субъективное, оно возникает от реакции сетчатки глаза на какие-то физические свойства света. Лабораторные эксперименты показали, что свет распространяется в форме волн со скоростью (в вакууме) 300 000 км/с. Расстояние между двумя соседними гребнями или впадинами называется *длиной* волны. Интересное свойство световых волн состоит в том, что феномен цвета, являющийся физиологическим ощущением, непосредственно связан с длиной волны. Красные световые волны — самые длинные из видимых глазом, желтые — короче, а волны фиолетового света — самые короткие из тех, которые мы можем видеть. Например, длина волны красного света равна 650 сотысячным миллиметра, а длина волны фиолетового света составляет всего лишь 450 сотысячных миллиметра. Две разные световые волны, красная и фиолетовая, схематически показаны на рис. 10. Обе волны проходят от *A* до *B* за одно и то же время, так как скорость света любого цвета

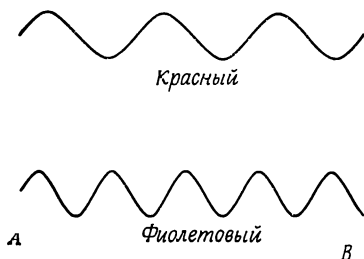
в вакууме одна и та же. Но, так как длина волны фиолетовых лучей короче, чем красных, это означает, что волны фиолетового цвета испытывают большее число колебаний на одном и том же расстоянии. Число таких колебаний в секунду, или *частота* световой волны, равно скорости света, деленной на длину волны. Следовательно, частота коротковолнового фиолетового света составляет 750 триллионов колебаний в секунду. (Это число обычно сокращенно записывают в виде $7,5 \cdot 10^{14}$, где 10^{14} означает число 1 с четырнадцатью нулями; аналогичным образом величина, обратная 10^{14} , записывается в виде 10^{-14} .) Частота фиолетового света в $^{25}/_{16}$ раз больше частоты длинноволнового красного света. Длины волн обычно выражаются в ангстремах — единицах, названных так в честь шведского физика Ангстрема. Один ангстрем (Å) равен 1 стомиллионной ($1 \cdot 10^{-8}$) сантиметра.

Ограниченная цветочувствительность человеческого глаза сводит видимую часть спектра к полоске, простирающейся от 4000 Å (фиолетовая область) до 7000 Å (красная область).

Различные приспособления для обнаружения излучаемой энергии, такие, как фотографическая пластинка, фотоэлемент и термопара, показывают, что излучаемый спектр простирается далеко в обе стороны от видимой области. Непосредственно рядом с фиолетовой областью в сторону коротких волн лежит ультрафиолет, регистрируемый фотопластинкой или при помощи фотоэлектрических приемников. Именно ультрафиолету солнечной радиации мы обязаны загаром. Еще дальше в коротковолновую сторону находится область мягких рентгеновских лучей (примерно от 10 до 100 Å). Жесткие рентгеновские лучи занимают интервал по соседству с длинами волн 1—2 Å; излучение еще более высоких частот соответствует гамма-лучам, которые испускаются химическими элементами, подобными радио или созданным в лаборатории радиоактивным веществам.

В длинноволновую сторону от красного света тянется инфракрасная область, в которой область тепловых лучей непрерывно

Рис. 10. Волны красного и фиолетового света.



переходит в диапазон микроволн — «коротких» радиоволн — и, наконец, волн радиовещания в сотни метров длиной. Вплоть до $10\,000$ — $12\,000$ Å инфракрасное излучение можно исследовать при помощи фотографических пластинок. За пределами этого интервала приходится пользоваться сернисто-свинцовыми или теллуру-свинцовыми сопротивлениями, а также ячейками Голея. Миллиметровые и сантиметровые волны можно регистрировать приемниками СВЧ, а метровые волны и волны радиовещательного диапазона можно принимать обычными радиоприемниками.

Хотя звезды излучают энергию на всех длинах волн, большая часть их спектра с Земли не наблюдаема из-за поглощения радиации атомами и молекулами земной атмосферы. Поглощение в атмосфере, хотя бы частичное, затрагивает все участки спектра, но в определенных областях длин волн поглощение настолько велико, что излучение вообще не может пройти через атмосферу, даже если вести наблюдения с вершин высоких гор. Не пропускаемые атмосферой области спектра показаны штриховкой на рис. 11. Из этого рисунка видно, что излучение любых длин волн короче 3000 Å до поверхности Земли дойти не может. На самых коротких длинах волн — вплоть до 1000 Å — поглощение осуществляют атомы кислорода и азота, находящиеся на высотах более 100 км. Радиация диапазона от 1000 до 2300 Å поглощается молекулами кислорода и азота, а между 2300 и 3000 Å поглощающим агентом является озон. Для спектральной области, видимой человеческим глазом, атмосфера сравнительно прозрачна, но на более длинных волнах большие участки инфракрасного спектра «вычеркнуты» молекулами водяного пара и углекислого газа.

Далее по спектру атмосфера становится и остается совершенно непрозрачной до миллиметровой области, после чего она опять начинает пропускать излучение, на этот раз радиоволн длиной до 20 м, а еще дальше вся радиация обрезается ионосферой.

В гл. 7 будет показано, что в «радиоокно» мы увидели совершенно новую картину Вселенной, в которой особенно велика роль частиц высоких энергий и магнитных полей в межзвездном пространстве.

Однако для исследования других не видимых с Земли спектральных областей необходимо вынести телескопы и приемники за пределы земной атмосферы, воспользовавшись ракетами и спутниками. Снимки в монохроматическом свете солнечного диска, а также солнечные спектры в далекой ультрафиолетовой и рентгеновской областях показывают, что Солнце, возможно, переменная звезда. Ультрафиолетовые спектры звезд выявляют исключительно важные аспекты для понимания строения звездных атмосфер. Исследования, проведенные Мортонем, Стечером

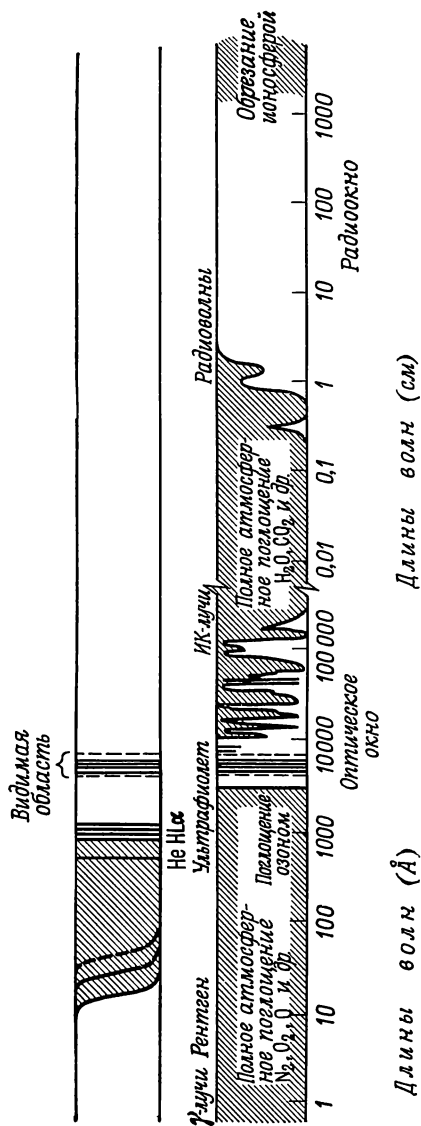


Рис. 11. Спектр электромагнитных волн от гамма-лучей до длинных радиоволн. На нижней полосе оптическое и радио-«окна» указаны незатрихованными участками, а затрихованы области атмосферного поглощения. На верхней полосе показан диапазон, доступный приемникам, запущенным на ракетах и спутниках выше верхней границы земной атмосферы. Поглощение водородом и до некоторой степени гелием гораздо больше «сбрасывает» свет далеких звезд в ультрафиолете, чем поглощение земной атмосферой. Однако гамма-лучи, большую часть рентгеновских лучей и другие области спектра можно наблюдать без особых помех. Указан узкий диапазон длин волн, к которым чувствителен глаз.

и другими, показали, что горячие звезды сбрасывают внешние оболочки своих атмосфер с большими скоростями. Вместе с тем уже обнаружены источники рентгеновских лучей и некоторые из них отождествлены с такими катастрофическими переменными, как новые и сверхновые звезды (см. гл. 11 и 12).

«ОТПЕЧАТКИ ПАЛЬЦЕВ» АТОМОВ

Хотя открытие Ньютоном разложения света от источника, подобного Солнцу, в блестящий спектр цветов было по достоинству оценено художниками, оно, пожалуй, было все же менее важным, чем открытие того факта, что различные источники света характеризуются разными видами спектра. Особое значение для нашей проблемы имеют законы спектрального анализа, известные под названием законов Кирхгофа. Предположим, что, воспроизводя опыты Кирхгофа и Бунзена, мы поместим раскаленную добела вольфрамовую нить лампочки накаливания перед щелью спектрографа. Мы увидим, что спектр состоит из яркой непрерывной цветной полосы, действительно очень похожей на радугу. Кусок железа или другого твердого вещества, нагретый до красного или белого каления, но не испаряющийся, в аналогичной схеме дает непрерывный спектр. Но если мы возьмем в качестве источника света стеклянную трубку, наполненную разреженным водородом, который светится под влиянием проходящего электрического тока, то увидим спектр, совершенно отличный от спектра светящегося твердого тела. Вместо сверкающего непрерывного спектра будут три яркие цветные линии (или изображения щели) — красная, синяя и сине-фиолетовая, последняя как раз на пределе видимости у 4102 \AA . Мы заметим, что промежутки между линиями кажутся черными, а также что существует замечательная закономерность в расположении линий: промежутки между следующими друг за другом яркими изображениями от красного цвета к фиолетовому постепенно уменьшаются. На фотографической пластинке эта серия линий продолжается в ультрафиолет, причем линии располагаются все теснее друг к другу, пока не сойдутся к некоему пределу у 3650 \AA (рис. 12, на котором видны линии водорода и других химических элементов, испускаемые туманностью Ориона). Аналогично в спектре нагретых паров натрия видны отдельные яркие линии, особенно выделяется пара близких друг к другу линий в желтой части спектра и серия в ультрафиолете.

Другие раскаленные газы и пары также излучают спектры из ярких линий, но каждый химический элемент, будь это водород, гелий, натрий, кальций, железо, свинец или радий, характеризуется своим отличным от других набором ярких линий, видимых в спектроскоп. Поскольку нет даже двух элементов, даю-

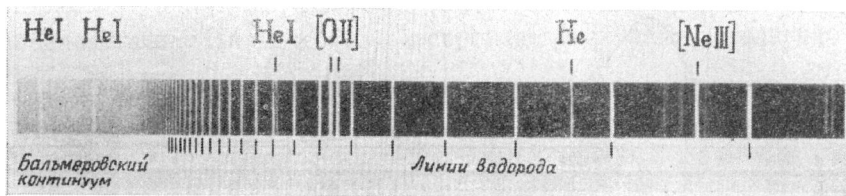


Рис. 12. Эмиссионный спектр туманности Ориона, в котором видна бальмеровская серия водорода.

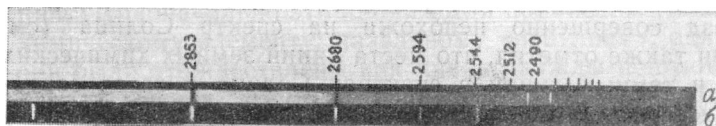
На примере этого спектра газовой туманности видно, как линии водорода серии Бальмера сходятся к некоторому пределу, за которым следует непрерывный спектр (континуум). Отметим, что в спектре также присутствуют линии гелия, обозначенные символом HeI, так называемые запрещенные линии кислорода [OII] и запрещенные линии неона [NeIII]. (Ликскай обсерватория Калифорнийского университета, 120-дюймовый телескоп со спектрографом куде.)

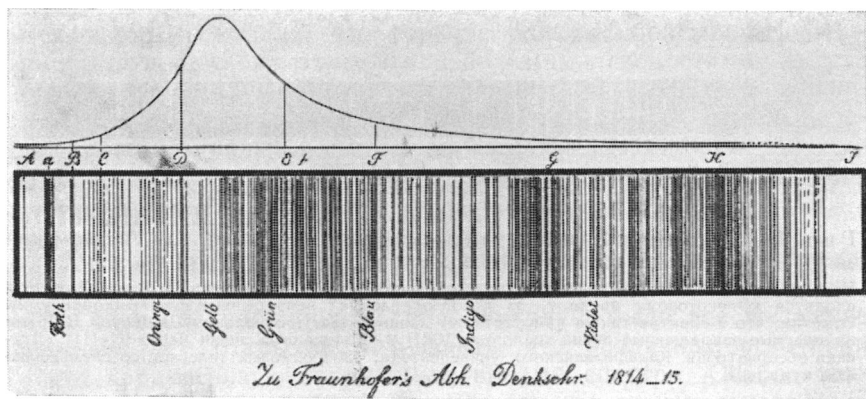
ших идентичные спектры, то мы видим, что сама природа обеспечила нас «отпечатками пальцев» любого химического элемента. Раз спектры известных химических элементов были зарегистрированы в лаборатории, можно определить состав любой смеси, невзирая на то, находится ли анализируемый образец на Земле, на далекой звезде или в туманности.

Если мы теперь поместим холодные пары натрия между раскаленной вольфрамовой нитью и щелью спектроскопа, то получим спектр еще одного вида. В видимой части спектра сверкающий цветной непрерывный спектр (континуум) лампочки накаливания будет почти неизменным, но на тех же длинах волн, где раньше были видны яркие линии натрия, появляются две темные линии. На рис. 13 мы видим спектр с яркими линиями, или эмиссионный спектр, натрия в невидимой ультрафиолетовой области, а также спектр поглощения с темными линиями, полученный от угольной дуги в качестве источника непрерывного спектра. Более холодные пары натрия поглощают свет яркого фона, но лишь в тех длинах волн, в которых возможно излучение атомов натрия. Аналогичные результаты получаются и

Рис. 13. Ультрафиолетовый спектр паров натрия, иллюстрирующий второй и третий законы Кирхгофа спектрального анализа.

В полосе а свет угольной дуги проходит сквозь нагретую трубку, содержащую пары натрия, спектральные линии которого кажутся темными на почти непрерывном фоне; в полосе б полюсы угольной дуги высверлены и заполнены углекислым натрием, который теперь дает спектр в виде ярких линий. На обеих фотографиях видно несколько ярких линий угольной дуги.





Р и с. 14. Карта из атласа солнечного спектра Фраунгофера.

с парами других веществ; характерные для них спектры появляются в виде темных, а не светлых линий.

Эксперименты такого рода привели к открытию трех законов спектрального анализа, сформулированных Кирхгофом: 1) раскаленные твердые или жидкие тела (или очень плотный газ) излучают непрерывный спектр, 2) разреженный светящийся газ испускает характерный для него яркий линейчатый спектр, 3) спектр газа, помещенного перед более горячим источником непрерывного излучения, состоит из темных линий поглощения, которые находятся в точности на тех же длинах волн, на которых у этого нагретого газа имеются линии излучения.

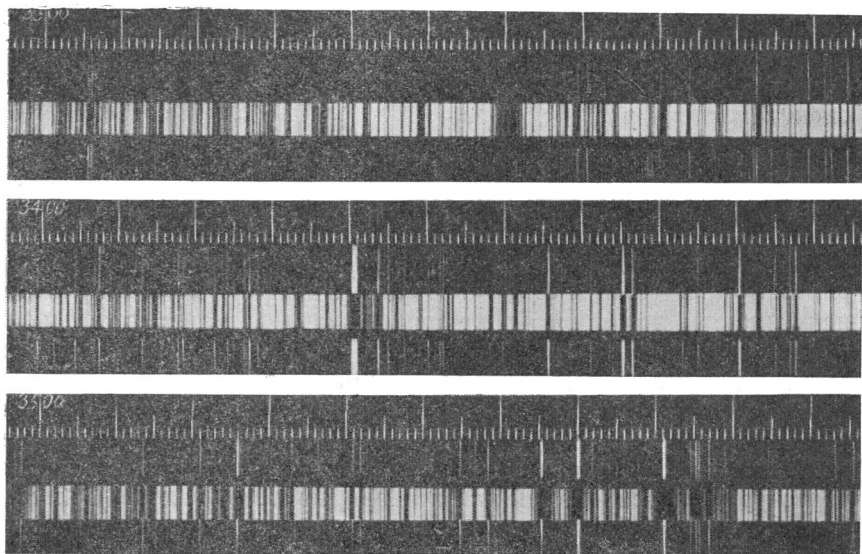
В 1802 г. Волластон, повторив опыт Ньютона, обнаружил в спектре Солнца четыре темные линии и интерпретировал их как границы цветов красного, желто-зеленого, голубого и фиолетового. Спектры Солнца, полученные путем пропускания белого света через жидкие призмы, содержащие азотную кислоту, очищенный скипидар, масло сассафраса и канадский бальзам, оказались похожими друг на друга. Это показывает, что спектр не зависит от диспергирующей среды. Около 1815 г. Фраунгофер нанес на карты 574 линии спектра Солнца; часть его атласа показана на рис. 14. Предположение, что эти линии обязаны своим происхождением поглощению в земной атмосфере, было опровергнуто, когда Фраунгофер обнаружил, что спектры ряда ярких звезд совершенно непохожи на спектр Солнца (см. рис. 19). Он также отметил, что места линий земных химических элементов и темных линий в спектрах Солнца и звезд совпадают, но, к сожалению, не придал никакого значения этому

совпадению. На рис. 15 воспроизведена часть солнечного спектра.

На основе своих исследований Кирхгоф пришел к выводу, что Солнце и звезды должны быть раскаленными телами, окруженными относительно холодными тонкими атмосферами (рис. 16). Он предложил простую модель, согласно которой химические элементы, находящиеся в газовой атмосфере или *обрабатывающем слое* звезды, поглощают непрерывное излучение, испускаемое лежащей ниже поверхностью, или *фотосферой*, и тем самым как бы впечатывают темные линии в спектр. Модель Кирхгофа позволяет зримо представить процесс образования спектральных линий, поэтому мы будем пользоваться в дальнейшем. Однако около 40 лет назад Мензел и другие показали, что эта модель с четким делением на слои является чересчур упрощенной, так как и непрерывное излучение Солнца, и линии поглощения возникают по существу в одной и той же области атмосферы, которую до сих пор называют фотосферой. Верно, конечно, что в среднем непрерывное излучение исходит из более глубоких слоев атмосферы, чем соответствующие линиям поглощения, но четкой границы между фотосферой и обрабатывающим слоем не существует.

Дальнейшие исследования показали, что любая звезда представляет собой своего рода гигантскую лабораторию, в которой вещество часто можно изучать при предельных недостижимых на Земле физических условиях.

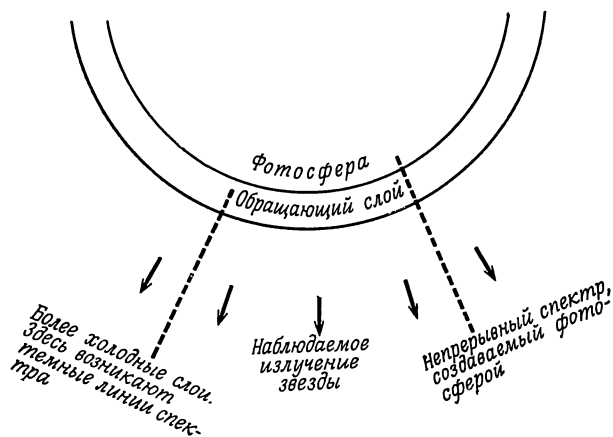
Уильямс Гаггинс, английский астроном-любитель, и независимо Норман Локайр подвергли анализу спектры большого числа звезд, сравнивая положения темных и ярких линий, испускаемых химическими элементами в лабораторных условиях. Они нашли множество совпадений и пришли к выводу, что материя должна быть одинаковой повсюду во Вселенной. Многие астрономы полагали, что большая туманность Ориона (рис. 17) представляет собой скопление звезд, очень далеких от нас и очень близких друг к другу и поэтому неразрешимых в отдельности при помощи существующих телескопов. Поэтому считали, что туманность Ориона должна давать непрерывный спектр. К своему изумлению, Гаггинс обнаружил, что весь спектр этой туманности (рис. 18) состоит из нескольких ярких линий, часть которых удалось отождествить с водородом и гелием, но некоторые сильные линии оказались не поддающимися интерпретации. Первоначально эти линии были приписаны гипотетическому химическому элементу, названному «небулием», однако позднее они были отождествлены как линии дважды ионизованного кислорода (см. гл. 7). Более поздние исследования также обнаружили наличие слабого непрерывного спектра, но в спектре

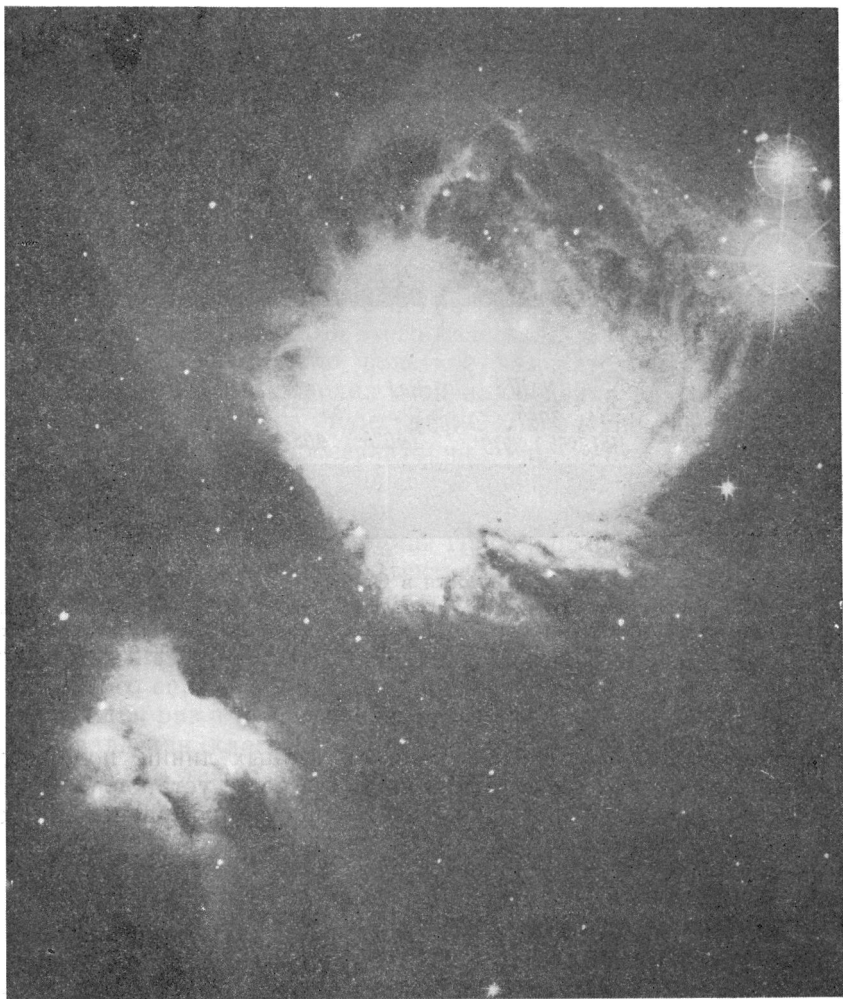


Р и с. 15. Часть солнечного спектра (полоса в центре) с линиями железной дуги над и под ним в области длин волн 3300—3600 Å.

Многочисленные совпадения между линиями этих двух спектров выявляют наличие железа на Солнце.

Р и с. 16. Образование непрерывного спектра и линейчатого спектра поглощения звезд согласно модели Кирхгофа.





Р и с. 17. Область большой туманности в Орионе, в которой видны и звезды, и яркие и темные туманности; их причудливая смесь делает эту область одной из самых чарующих областей неба. (Фотография сделана с телескопом Шмидта обсерватории Гарвардского колледжа.)

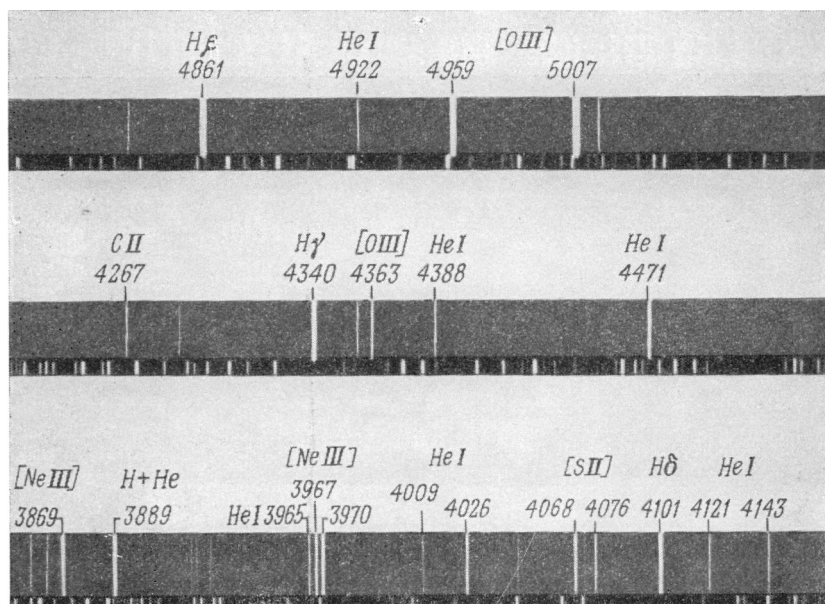


Рис. 18. Спектр большой туманности в Орионе.

Видно много эмиссионных линий газов, особенно водорода, гелия, кислорода и неона, наряду с двумя линиями серы (длины волн указаны в Å). Многие из этих линий, в частности линии кислорода, неона и серы, отмеченные квадратными скобками, относятся к так называемым запрещенным линиям (см. гл. 7).

туманности Ориона не было никаких темных линий, подобных линиям в спектрах звезд. Таким образом было установлено, что туманность Ориона представляет собой облако разреженного газа, а не скопление звезд.

СОРТИРОВКА ЗВЕЗД

В то время как Гаггинс интересовался химическим составом звезд, внимание Секки в Риме привлекло разнообразие звездных спектров. Многие звезды, подобно Солнцу, имели в своих спектрах множество линий металлов, особенно кальция, натрия и железа. Другие показывали только широкие линии водорода, а некоторые (красные звезды) демонстрировали целый комплекс деталей, характеризующихся темными накладывающимися друг на друга полосами. Секки нашел, что преобладающее большинство звездных спектров можно разбить на четыре четко отличающихся друг от друга типа, так что все

звезды каждой из этих групп будут характеризоваться в основном одними и теми же деталями спектра. Этот вывод имел очень важное значение, так как если спектр звезды связан с ее физическими характеристиками и если каждая из звезд попадает в один из четырех спектральных классов, то детальное изучение какой-либо одной звезды может выявить характеристики многих других звезд. Секки установил, что звезды, блеск которых колеблется неравномерно, относятся к классу, имеющему полосчатые спектры. Звезды класса I, голубые и белые звезды, обнаружили тенденцию к сгущиванию в определенных частях неба. Например, пять звезд Большой Медведицы, образующих физическое скопление звезд, т. е. движущихся в пространстве в одном и том же направлении и с одинаковой скоростью, являются звездами этого класса.

Открытие Секки было поистине замечательным, особенно если учесть, что он проводил свои наблюдения визуально, долгими часами глядя в телескоп. С появлением фотографии Пикеринг, директор обсерватории Гарвардского колледжа (США), в сотрудничестве с Вильеминой Флеминг, Антонией Мори и Энн Каннон наметил осуществление большой программы по спектральной классификации. Пикеринг поместил большую стеклянную призму перед объективом телескопа, а линзу использовал для фокусировки спектров на фотографической пластинке. Преимущество методики с объективной призмой состоит в том, что на одной пластинке можно сфотографировать сразу очень много спектров, тогда как щелевой спектрограф регистрирует за один раз всего один спектр.

Гарвардская классификация ставила своей целью сгруппировать звезды таким образом, чтобы спектральные особенности одной группы переходили как можно более плавно в спектральные особенности следующей группы. Поскольку темные линии водорода казались общими для всех звездных спектров, то, согласно первоначальному плану, звездами класса А были названы звезды с наиболее сильными водородными линиями. К классу В были отнесены звезды с несколько более слабыми линиями водорода и т. д. до классов М и N, в которых линии водорода очень слабы. Однако по ряду причин некоторые классы, например С, D, Н, были введены ошибочно вследствие плохой фокусировки фотографий, т. е. оказались ложными. А расположение классов в порядке убывания интенсивности водородных линий привело к разрыву непрерывности в тенденциях других спектральных линий. Началом последовательности оказался открытый позднее класс О, и в конце концов было принято, что классы следуют в таком порядке: О, В, А, F, G, К и М. Дополнительно несколько звезд было отнесено к классам R,

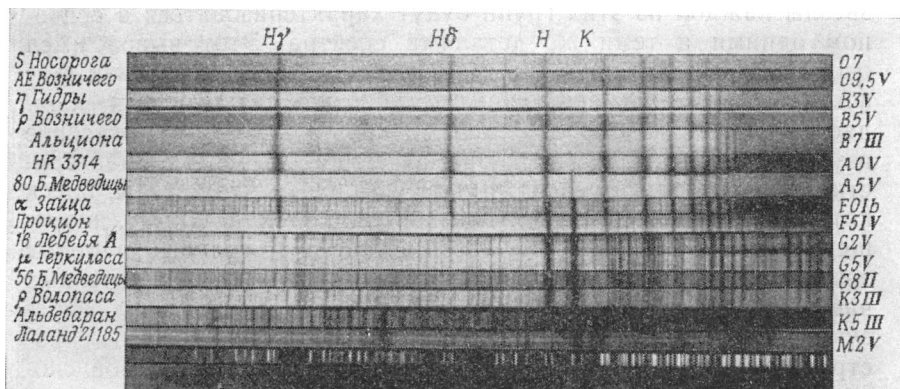


Рис. 19. Спектральная последовательность.

Слева даны названия и обозначения звезд, справа — спектральные классы. Римскими цифрами обозначены классы светимости (см. гл. 6). Обратите внимание на большую интенсивность линий металлов у холодных звезд, в то время как для горячих звезд характерны линии водорода и гелия. (По снимкам, сделанным на 24-дюймовом рефлекторе наблюдательной станции Охай Калифорнийского университета.)

N и S, по-видимому представляющим ответвления от главной последовательности близ класса K*)..

Фотографическая пластинка показывает такое множество деталей в спектре, что оказалось необходимым разделить каждый гарвардский класс еще на подклассы, присоединив к каждой букве цифру от 0 до 9. Следовательно, характеристики темных линий, соответствующих спектральному классу A5, занимают промежуточное положение между классами A0 и F0. В каталоге Генри Дрейпера (см. приложение I) Солнце в соответствии с этой системой отнесено к классу G0.

На рис. 19 приведен ряд типичных звездных спектров, сфотографированных на наблюдательной станции Охай, которые показывают главные характеристики последовательности спектральных классов. Из-за трудности в подборе времени экспозиции фотографические плотности негативов спектров не одинаковы. Поэтому изменение черноты линий до некоторой степени ложное, но тенденции к изменению условий возбуждения и усложнению спектра видны достаточно четко. Обратите внимание на усложнение спектра при переходе от класса O к классу M. Начиная

*) Если читателю кажется затруднительным запомнить порядок букв, соответствующих спектральной классификации, рекомендуем запомнить или придумать самому аналогичную фразу, первые буквы слов в которой соответствуют последовательности спектральных классов: «Один Бритый Англичанин Финики Жевал Как Морковь». (Эта фраза предложена профессором Б. А. Воронцовым-Вельяминовым.) — *Прим. перев.*

с класса О, линии водорода постоянно усиливаются, достигая максимальной четкости в классе А0, а далее размываются до полного исчезновения. Классы В и О несут на себе «отпечатки пальцев» гелия, который отсутствует в спектрах более поздних классов. Линии таких металлов, как кальций, натрий и железо, впервые замечаются в классе А. В классах F, G и K число и интенсивность их быстро растет. Широкие полосы молекулярных соединений, вкрапленные в спектры классов G и K, четко выделяются на спектральных картах классов M, R, N и S. Один из весьма существенных аспектов спектральной классификации состоит в том, что эта классификация разделяет звезды также и по цвету. Более того, цвета вдоль последовательности располагаются примерно так же, как цвета в спектре: голубые звезды приходятся на начало последовательности, а красные — на ее конец. Так, яркие голубые звезды в созвездии Ориона относятся к классу В, Сириус — беловатая звезда — к классу А0, а южный красавец Канопус — к классу F0. Капелла — самая яркая звезда к северу от небесного экватора и такая же желтая, как Солнце, принадлежит к классу G0. Арктур — яркая оранжевая звезда, видимая весной и летом, относится к классу K0, а Бетельгейзе и Антарес — красные звезды в созвездиях Ориона и Скорпиона соответственно — являются звездами класса М.

Точное определение спектрального класса звезды зависит от относительных интенсивностей определенных линий. Среди линий, используемых для этой цели, — линии гелия (у более горячих звезд), линии водорода, линия K ионизованного кальция (см. гл. 4) и линия 4227 Å нейтрального кальция. У холодных звезд используются интенсивности полос окиси титана в классе М, полос окиси циркония в классе S и полос углерода в классах R и N (иногда называемых классом C, так как они представляют углеродные звезды).

Эти различия в спектрах хорошо видны, даже если размер спектра очень мал, как это обычно бывает на пластинках, полученных с объективной призмой и со спектрографами, предназначенными для наблюдений очень слабых звезд и далеких галактик. Спектральные различия можно также установить путем точных измерений цвета звезд; при этом чтобы оценить блеск звезды в трех или более, предпочтительно узких, интервалах спектра, используются различные сочетания фильтров и приемников. Спектральную классификацию можно также проводить при помощи фотоэлемента, сдвигаемого по спектру.

Следует подчеркнуть, что эта классификация звездных спектров была выполнена исключительно на основе вида самих спектров безотносительно к физическим причинам, обуславливающим именно тот или иной спектр. Многие из первых исследователей полагали, что различия в спектрах звезд связаны с изменениями

их химического состава. Если бы чернота спектральной линии зависела только от количества ответственных за нее атомов, можно было бы без труда расположить звезды в порядке постепенного изменения количества содержащегося в них водорода. И, конечно, самым значительным было бы, если бы для звезд, расположенных по этой системе, также плавно изменялось содержание других химических элементов, а также если бы водородные звезды всегда были голубыми, а металлические звезды — красными.

В гл. 4 мы увидим, что спектральные изменения обусловлены не различием химического состава, а изменениями температуры и плотности. Различия химического состава, когда они действительно существуют, обычно невелики и по своему влиянию на вид спектра не сравнимы с воздействиями температуры и плотности. Исключение составляют лишь некоторые холодные звезды, у которых углерода больше, чем кислорода.

СПЕКТРОГРАФ В КАЧЕСТВЕ СПИДОМЕТРА

Спектрограф выявляет не только состав звезд, но также и их скорости в направлении к наблюдателю или от него. Чтобы понять, каким образом спектрограф может действовать как спидометр, читателю следует припомнить пронзительный свист, который возвещает о приближении скорого поезда, и внезапный переход к низкому гудку, который сопровождает его проход мимо и удаление. Свист — это звуковые волны определенной частоты и длины, а от числа волн в секунду, которое попадает в ухо, зависит высота звука. Когда поезд быстро движется по направлению к приемнику звука, то отдельные волны как бы подгоняют друг друга, и в этом случае в ухо в каждую секунду попадает большее число волн. Увеличение числа колебаний в секунду воспринимается ухом как повышение высоты тона. Наоборот, когда поезд удаляется, звуковые волны, как бы отставая, растягиваются, и в секунду в ухо их попадает меньше, что ощущается как падение высоты тона.

Если свет распространяется волновым движением, то следует ожидать, как было указано Христианом Доплером в 1842 г., аналогичного эффекта. Предположим, источник испускает свет определенной частоты, свет этот проходит через спектрограф и выглядит как спектральная линия. Положение линии определяется длиной волны. Но если источник света мчится к наблюдателю, световые волны достигают спектрографа с большей частотой и длина волн кажется более короткой. Следовательно, спектральная линия сдвигается со своего обычного положения в фиолетовую сторону. А если источник света удаляется, то линия смещается к красному концу. Величина смещения, которую на-

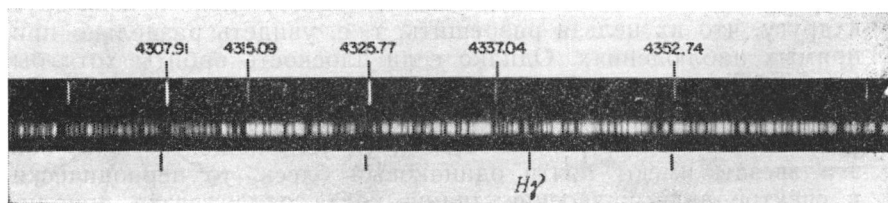


Рис. 20. Часть весьма сложного спектра Арктура, по которому можно определить лучевую скорость звезды.

Линии спектра сравнения указаны наверху; соответствующие линии в звездном спектре, некоторые из которых указаны стрелками, смещены влево, т. е. в сторону более коротких длин волн, показывая тем самым, что расстояние между Арктуром и Землей уменьшается. У этой холодной звезды линия водорода $H\gamma$ ($4^{\circ}10 \text{ \AA}$) уже не выделяется. (Ликская обсерватория Калифорнийского университета, 120-дюймовый телескоп со спектрографом куде.)

зывают доплеровским сдвигом, связана со скоростью источника света равенством

$$\frac{\text{изменение длины волны}}{\text{нормальная длина волны}} = \frac{\text{скорость источника}}{\text{скорость света}}.$$

(Безразлично, движется источник света или наблюдатель: существенна скорость, с которой они оба сближаются или удаляются друг от друга.) Скорость света равна 300 000 км/с, поэтому, например, если источник света удаляется со скоростью 30 км/с, то положение линии 5000 \AA изменяется на 0,5 \AA — величину, которая легко фиксируется.

Чтобы измерить скорость звезды, на фотографическую пластинку по обе стороны от звездного спектра в качестве системы отсчета впечатывают спектральные линии какого-либо лабораторного источника, например железа, титана или гелия, которые служат для измерения положений звездных линий. Затем астроном определяет в долях ангстрема смещения звездных линий по отношению к линиям спектра сравнения. По этим смещениям он вычисляет скорость звезды. Таким образом, спектрограф дает лучевую скорость, т. е. скорость движения звезды по лучу зрения, тогда как смещение звезды на небесной сфере определяет ее скорость под прямым углом к лучу зрения. Две этих компоненты в совокупности полностью определяют направление и скорость движения звезды относительно Земли. На рис. 20 показано, как лучевая скорость звезды создает сдвиг в положениях спектральных линий. Особое внимание измерениям лучевых скоростей уделяют на обсерваториях Ликской, Маунт Вилсон, Виктория и Йеркской.

Спектрограф в качестве спидометра имеет также важное применение при исследованиях орбитальных движений двойных

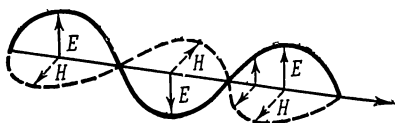
звезд. Компоненты многих двойных звезд настолько близки друг к другу, что их нельзя разрешить, т. е. увидеть раздельно при прямых наблюдениях. Однако если плоскость орбиты хотя бы немного наклонена к направлению луча зрения, то каждая звезда, по мере того как она обращается вокруг своего компаньона, кажется, то приближающейся, то удаляющейся. Если обе эти звезды имеют почти одинаковый блеск, то периодически в спектре видно удвоение линий, когда одна звезда приближается, а другая удаляется. Однако обычно одна из звезд настолько ярче другой, что виден только один спектр, но так как скорость звезды по отношению к наблюдателю меняется, то линии спектра совершают колебания туда и обратно. Звезды, двойственность которых распознается по их спектру, называют спектральными двойными. Мицар — звезда, видимая в изгибе ручки ковша Большой Медведицы, была первой звездой такого рода, открытой Пикерингом в 1889 г. С тех пор обнаружено несколько сотен других подобных объектов. Каталог Мур и Нейбауэр (Ликская обсерватория) содержит орбиты свыше 500 спектральных двойных, а каталог Бэттена насчитывает 700 таких объектов, причем многие из них открыты совсем недавно.

ПОЛЯРИЗОВАННЫЙ СВЕТ

Инфракрасный, видимый и ультрафиолетовый свет, рентгеновские лучи, гамма-лучи и радиоволны — все это электромагнитные волны, т. е. волны в объединенном электрическом и магнитном полях (рис. 21). Представим себе, что на пути такой волны помещено небольшое свободное тело, несущее электрический заряд; оно приобрело бы ускорение вверх — вниз, поскольку электрическое поле сперва имеет одно направление, а затем — противоположное. Колебания этих полей происходят перпендикулярно направлению распространения волны; такие волны называют поперечными в отличие от продольных волн, к которым относятся звуковые волны, или волны сжатия, в твердых или жидких телах.

Важным свойством поперечных волн является возможность

Рис. 21. Электромагнитная волна, состоящая из комбинации переменного электрического поля E и переменного магнитного поля H , перпендикулярных друг к другу.



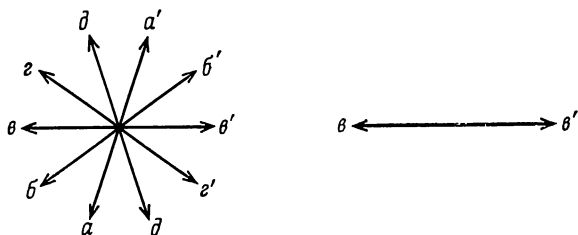


Рис. 22. Поляризация света.

Слева — ориентация электрического поля в различные моменты; *справа* — все направления колебаний, кроме одного, задержаны фильтром поляризатора.

их поляризации. Предположим, что мы смотрим в направлении распространения световой волны (рис. 22). В какой-то момент электрическое поле имеет направление aa' , мгновением позже его направление может быть vv' , затем bb' , причем эти изменения происходят беспорядочно с большой частотой. Если на пути пучка света поместить поляроид, то все направления, за исключением, скажем, vv' , будут перекрыты и луч света, как говорят, окажется плоскополяризованным. Вращая поляроид, можно выбирать различные направления колебания. Если первоначальный свет поляризован, то интенсивность прошедшего через поляроид света будет максимальной при некотором положении поляроида и нулевой в положении, перпендикулярном к положению соответствующего максимума. Если свет поляризован частично, то по мере вращения поляроида интенсивность света будет периодически меняться.

Важное значение имеет еще один тип поляризации. Предположим, мы смотрим в направлении пучка и видим, что направление электрического поля равномерно вращается с частотой, равной частоте света. Тогда говорят о круговой поляризации света. Поляроид, взятый в отдельности, не может отличить такой свет от обычного неполяризованного света, но при помощи соответствующего вспомогательного оборудования это сделать нетрудно. Можно также измерять поляризацию радиоволн, рентгеновских лучей и т. д.

3. АТОМЫ И МОЛЕКУЛЫ—КИРПИЧИКИ, ИЗ КОТОРЫХ ПОСТРОЕНЫ ЗВЕЗДЫ

АТОМЫ И ИЗЛУЧЕНИЕ

Где возникает свет? Когда мы дома нажимаем на кнопку выключателя, по проводам начинает течь электрический ток, который превращается в свет, излучаемый вольфрамовой нитью. Каким-то путем атомы, из которых, как из крохотных кирпичиков, построены все виды вещества, создают свет различных цветов или длин волн, если их питают топливом в виде химической или электрической энергии. При каком процессе внутри атома возникает этот свет и почему разные виды атомов излучают энергию в различных длинах волн?

Атомы слишком малы, чтобы их можно было видеть; следовательно, в опытах по выявлению их строения и свойств приходится по необходимости иметь дело с большим их числом. Из результатов этих опытов мы можем попытаться создать гипотетическую модель атома, которая должна вести себя, как настоящий атом. Таких моделей атомов в прошлом было предложено множество, причем они имели различную степень успеха в воспроизведении наблюдаемых деталей спектра. Но все эти модели в тот или иной момент вступали в противоречие с опытом. Эти неудачи привели к выводу, что ни одна чисто механическая модель атома не может быть вполне удовлетворительной; законы механики, которым подчиняются большие тела, терпят крах, когда их пытаются применить к ультрамикроскопическим частицам. Следовательно, необходимы совершенно новые законы механики, которыми можно было бы объяснить поведение атомов. Эти законы были установлены в так называемой волновой, или квантовой, механике, которая вполне успешно объяснила свойства атомов. Действие этих законов, хотя и отлично разработанных математически, довольно трудно представить себе наглядно.

По этой причине даже ученые, которые в своих вычислениях пользуются законами квантовой механики, говорят об атоме используя термины простой механической модели.

Вероятно, здесь как раз уместно, может быть, вспомнить о различиях между атомами и молекулами. Химики показали, что многие газы, жидкости и твердые вещества, из которых по-

строен мир, состоят из простых форм или из комбинаций основных субстанций, называемых химическими элементами, которые могут, объединяясь, образовывать содинения. Так, вода состоит из водорода (две части объема) и кислорода (одна часть объема).

Мельчайшая частица химического элемента — атом. Мельчайшая частица химического соединения — молекула. Молекула воды состоит из двух атомов водорода, связанных с одним атомом кислорода, т. е. НОН. Необходимо отличать смеси, или сплавы (например, латунь), в которых атомы свободно перемешаны друг с другом, от соединений, в которых отдельные атомы, образующие молекулы, тесно связаны друг с другом.

ИЗ ЧЕГО СДЕЛАНЫ АТОМЫ

Опыты в лабораториях показали, что основными элементами атомов являются три вида фундаментальных частиц: электроны, нейтроны и протоны. Электрон, который несет отрицательный электрический заряд, — легчайшая из известных в природе частиц. Необходимо было бы иметь $10,97 \cdot 10^{26}$ электронов (т. е. $10,97$ с 26 нулями), чтобы уравновесить 1 г. Выраженная в граммах масса электрона равна $9,11 \cdot 10^{-28}$. Нейтрон и протон имеют примерно одинаковую массу, в 1836 раз превышающую массу электрона, т. е. $1,66 \cdot 10^{-24}$ г. Пылинка диаметром около 0,01 мм весила бы в миллиард миллионов раз больше протона. Электрический заряд, связанный с атомными частицами, удобно выражать через заряд электрона, который принимается за -1 . В электрической системе единиц этот заряд равен $4,803 \cdot 10^{-10}$ электростатических единиц СГС; в практической системе единиц он равен $1,602 \cdot 10^{-19}$ кулон. Протон несет положительный электрический заряд, численно равный заряду электрона, или $+1$, а нейтрон, как показывает его название, электрически нейтрален.

В каждом атоме протоны и нейтроны, часто почти в равных количествах, тесно связаны друг с другом, образуя плотное компактное ядро, вокруг которого движется один или несколько внешних электронов. Наибольшее количество вещества атома занимает относительно большой объем пространства, так как расстояние электронов от ядра в тысячи раз больше диаметра самого ядра. Цементом, который связывает эту внешнюю часть атома в единую структуру с ядром, служит сила электрического притяжения между положительным и отрицательным зарядами. Именно эта сила притяжения сохраняет атомы электрически нейтральными. Лишите атом его электронов, и ядро будет стремиться захватить другие электроны до тех пор, пока не будет восстановлено электрическое равновесие,

Число протонов и нейтронов, которые образуют любое ядро, например ядро атома железа, можно определить по двум наблюдаемым величинам, а именно по массе атома и числу внешних электронов. Поскольку протон и нейтрон весят намного больше электрона, общее число их в ядре определяет массу атома. Для нейтрального атома число протонов должно быть достаточно, чтобы уравнивать число внешних электронов и тем самым обеспечить электрическую нейтральность.

Самый легкий из всех элементов — водород, ядро атома которого состоит из единственного протона с одним внешним электроном; в атоме водорода нет нейтронов. Атом водорода весит $1,673 \cdot 10^{-24}$ г: это чуть больше массы одного протона. Атом гелия весит примерно в 4 раза больше, чем атом водорода, и имеет два внешних электрона; следовательно, его компактное ядро (часто называемое α -частицей) должно состоять из двух протонов и двух нейтронов. Атомы кислорода в 16 раз массивнее атомов водорода и имеют восемь электронов; их ядро состоит из восьми протонов и восьми нейтронов.

Спектр и химические свойства атома по существу зависят только от количества его внешних электронов. Различие между химическими свойствами калия, у которого 19 внешних электронов, и кальция, у которого их 20, хорошо известно. Аналогично спектры, излучаемые кальцием и калием, совершенно различны. Возмущения внешних электронов атома в результате столкновений с другими атомами или потоком электронов в электрической дуге порождают спектральные линии, которые мы наблюдаем в спектре пламени или в дуге. Чтобы потревожить ядро, нужны гораздо более сильные средства (см. гл. 8).

В настоящее время известно свыше 100 отдельных элементов (табл. 1); 88 из них существуют на Земле в виде устойчивых элементов, радиоактивных элементов, таких, как торий и уран, или продуктов распада таких элементов. Остальные элементы неустойчивы, но их ядра были созданы в лаборатории (см. гл. 8). Каждому атому дан номер, соответствующий числу его электронов; так, атомный номер водорода 1, гелия 2, кислорода 8, урана 92. Массы атомов обычно выражают в относительной шкале, в основе которой лежит принятый для кислорода атомный вес 16. Так как кислород содержит 16 протонов и нейтронов, масса каждой из этих частиц должна быть единичной. Но если атомы состоят из целых чисел 1, 2, 3, ... фундаментальных частиц, почему же тогда атомные веса, приведенные в табл. 1, не целые числа? Даже α -частица весит немного меньше (примерно на 0,7%), чем четыре протона. Причина (см. гл. 8) в том, что, когда в звездах из водорода образуется гелий, часть массы исчезает, превращаясь в энергию. Но этот дефицит

массы (который часто выражают в энергетических единицах) составляет относительно небольшую долю всей массы. Чем же тогда можно объяснить, что атомный вес хлора равен 35,46, а цинка — 65,38?

Оказывается, бывает и так, что два или больше электрически нейтральных атома могут иметь один и тот же атомный номер и все же разные массы, так как в их ядрах содержится разное число нейтронов. Такие атомы называют изотопами одного и того же химического элемента. Атомный вес каждого изотопа выражается почти целым числом, но поскольку каждый элемент может состоять из смеси устойчивых изотопов, то его средний атомный вес не обязательно будет целым числом. Практически изотопы есть у всех элементов. Например, углерод имеет два устойчивых изотопа, каждый из которых содержит 6 протонов, но у одного 6 нейтронов, а у другого 7; атомные веса этих изотопов составляют 12,004 и 13,008 соответственно. Самый распространенный изотоп углерода имеет атомный вес 12, поэтому средний атомный вес обычного углерода равен 12,006. Углерод-13 (C^{13}), как его называют, едва ли больше, чем след примеси (1%) в преобладающем углероде-12 (C^{12}). Так как спектры атомов существенно зависят от числа внешних электронов, спектры различных изотопов одного и того же элемента почти идентичны.

Некоторые ядра изотопов и даже ядра уникальных элементов можно создать путем бомбардировки частицами высокой энергии, подобными тем, которые встречаются в природе в космических лучах или создаются при помощи ускорителей (см. гл. 8). Часто эти ядра неустойчивы и распадаются, превращаясь в другие ядра, за время от долей секунды до многих лет. Один из самых известных изотопов такого рода — C^{14} (который содержит шесть протонов и восемь нейтронов). Он распадается до N^{14} с испусканием из ядра электрона. На Земле C^{14} создается благодаря бомбардировке космическими лучами. Поскольку изотоп C^{14} участвует в химических реакциях так же, как и обыкновенный углерод, он входит в состав таких живых организмов, как деревья и кости, продолжая постоянно распадаться и после того, как организм умирает. Либби показал, как можно использовать сведения о содержании C^{14} в остатках органических соединений для датировки изделий древних цивилизаций и первобытного человека.

Чтобы объяснить, каким образом атомы испускают свет, обратимся к модели атома, которая служила физикам в течение многих лет для наглядного представления о поведении электронов внутри атома.

Согласно этому представлению, к которому мы теперь переходим, электроны обращаются вокруг ядра подобно тому, как

Химические элементы

Элемент	Символ	Атомный номер	Атомный вес
Водород	H	1	1,008
Гелий	He	2	4,003
Литий	Li	3	6,94
Бериллий	Be	4	9,01
Бор	B	5	10,81
Углерод	C	6	12,01
Азот	N	7	14,01
Кислород	O	8	16,00
Фтор	F	9	19,00
Неон	Ne	10	20,18
Натрий	Na	11	22,99
Магний	Mg	12	24,31
Алюминий	Al	13	26,98
Кремний	Si	14	28,09
Фосфор	P	15	30,98
Сера	S	16	32,06
Хлор	Cl	17	35,46
Аргон	Ar	18	39,95
Калий	K	19	39,10
Кальций	Ca	20	40,08
Скандий	Sc	21	44,96
Титан	Ti	22	47,90
Ванадий	V	23	50,95
Хром	Cr	24	52,00
Марганец	Mn	25	54,94
Железо	Fe	26	55,85
Кобальт	Co	27	58,94
Никель	Ni	28	58,69
Медь	Cu	29	63,57
Цинк	Zn	30	65,38
Галлий	Ga	31	69,72
Германий	Ge	32	72,60
Мышьяк	As	33	74,92
Селен	Se	34	78,96
Бром	Br	35	79,92
Криптон	Kr	36	83,80
Рубидий	Rb	37	85,48
Стронций	Sr	38	87,63
Иттрий	Y	39	88,91
Цирконий	Zr	40	91,22
Ниобий *	Nb	41	92,91
Молибден	Mo	42	95,95
Технеций	Tc	43 **	99
Рутений	Ru	44	101,07
Родий	Rh	45	102,91
Палладий	Pd	46	106,4
Серебро	Ag	47	107,87
Кадмий	Cd	48	112,41

Элемент	Символ	Атомный номер	Атомный вес
Индий	In	49	114,82
Олово	Sn	50	118,70
Сурьма	Sb	51	121,76
Теллур	Te	52	127,61
Иод	I	53	126,91
Ксенон	Xe	54	131,30
Цезий	Cs	55	132,91
Барий	Ba	56	137,35
Лантан	La	57	138,92
Церий	Ce	58	140,13
Празеодим	Pr	59	140,92
Неодим	Nd	60	144,25
Прометий	Pm	61 **	147
Самарий	Sm	62	150,36
Европий	Eu	63	151,96
Гадолиний	Gd	64	157,25
Тербий	Tb	65	158,93
Диспрозий	Dy	66	162,50
Гольмий	Ho	67	164,94
Эрбий	Er	68	167,27
Тулий	Tm	69	168,94
Иттербий	Yb	70	173,04
Лютеций	Lu	71	174,98
Гафний	Hf	72	178,50
Тантал	Ta	73	180,95
Вольфрам	W	74	183,96
Рений	Re	75	186,31
Осмий	Os	76	190,2
Иридий	Ir	77	192,2
Платина	Pt	78	195,10
Золото	Au	79	196,98
Ртуть	Hg	80	200,60
Таллий	Tl	81	204,39
Свинец	Pb	82	207,20
Висмут	Bi	83	209,00
Полоний	Po	84 ***	210
Астатин	At	85 **	211
Радон	Rn	86 ***	222
Франций	Fr	87 **	223
Радий	Ra	88 ***	226,05
Актиний	Ac	89 ***	227
Торий	Th	90 ***	232,12
Протоактиний	Pa	91 ***	231
Уран	U	92 ***	238,04
Нептуний	Np	93 **	237
Плутоний	Pu	94 **	239
Америций	Am	95 **	241
Кюрий	Cm	96 **	242
Берклий	Bk	97 **	243
Калифорний	Cf	98 **	244

Продолжение

Элемент	Символ	Атомный номер	Атомный вес
Эйнштейний	Es	99 **	
Фермий	Fm	100 **	
Менделевий	Mg	101 **	
Нобелий	No	102 **	
Лоуренсий	Lw	103 **	

* Ниобий раньше называли колумбием Сб.

** Элементы, не обнаруженные на Земле в природе, но созданные искусственно в лабораториях.

*** Неустойчивые элементы, встречающиеся в природе.

планеты обращаются вокруг Солнца. Но в то время как планеты не могут уйти от Солнца вследствие его гравитационного притяжения, электроны удерживаются в атоме силой электрического притяжения между положительно заряженным ядром и отрицательно заряженным электроном. Такая модель хорошо воспроизводит свойства атома водорода, но, чтобы объяснить хотя бы качественно поведение более сложных атомов, эта модель требует изменений.

Когда мы говорим о поведении атомов, то прежде всего имеем в виду тот факт, что каждый атом излучает и поглощает свет определенных длин волн. Рассмотрим, например, атом водорода. Спектр этого элемента в разрядной трубке и в звездах характеризуется строгой закономерностью. Самая сильная линия — это красная линия 6563 Å (часто ее обозначают как H α), за ней следуют голубая линия H β 4861 Å, фиолетовая линия H γ 4340 Å и ряд других линий H δ , H ϵ , ..., постепенно сближающихся друг с другом, пока, наконец, они не сольются близ 3650 Å. Бальмер в 1885 г. показал, что длины волн λ этой *серии* водородных линий можно точно предсказать при помощи простой формулы

$$\frac{1}{\lambda} = R \left(\frac{1}{2^2} - \frac{1}{n^2} \right),$$

где R — постоянная. Длины волн последующих членов серии, начиная с красной линии, вычисляют по этой формуле путем подстановки $n = 3, 4, 5, 6, \dots$. Свыше 30 членов этой серии, известной под названием серии Бальмера, наблюдались в некоторых спектрах ряда звезд, внешней части атмосферы Солнца — хромосферы (рис. 23) и многих газовых туманностей (см. рис. 12).

В далеком ультрафиолете Лайман обнаружил другую серию линий водорода, начинающуюся у 1216 Å и заканчивающуюся

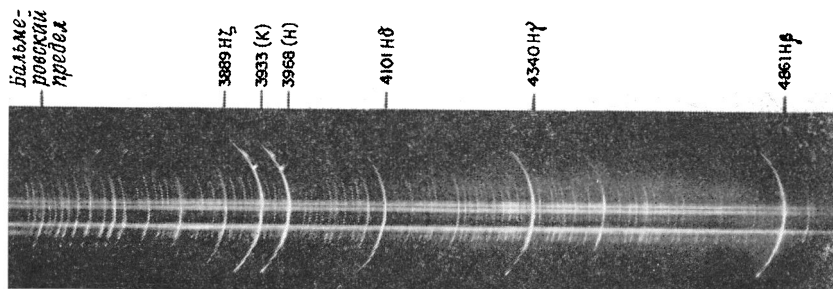


Рис. 23. Серия Бальмера водорода в солнечной хромосфере.

у 912 Å; длины волн этой серии можно воспроизвести при помощи формулы

$$\frac{1}{\lambda} = R \left(\frac{1}{1^2} - \frac{1}{n^2} \right),$$

где R — та же постоянная, а $n = 2, 3, 4, 5, \dots$. Пашен описал серию инфракрасных линий, которую можно представить формулой

$$\frac{1}{\lambda} = R \left(\frac{1}{3^2} - \frac{1}{n^2} \right),$$

где $n = 4, 5, 6, \dots$, а Бреккет открыл далекую инфракрасную серию, которая следует формуле

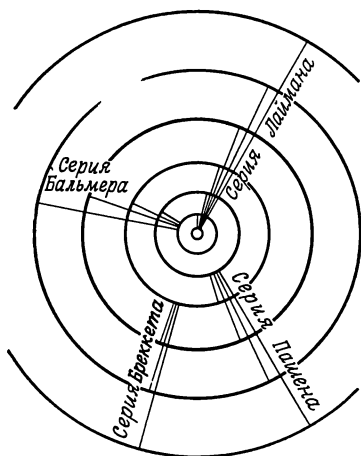
$$\frac{1}{\lambda} = R \left(\frac{1}{4^2} - \frac{1}{n^2} \right),$$

где $n = 5, 6, 7, \dots$. Другие две серии еще дальше в инфракрасную сторону наблюдались Пфундом и Хамфрисом соответственно.

МОДЕЛЬ АТОМА БОРА

В 1913 г. Нильс Бор успешно объяснил различные водородные серии, предложив модель атома, в которой электрон движется по круговой орбите вокруг протона. В этой схеме атома водорода движение электронов подчинено строго определенным правилам, так как допустим весьма ограниченный выбор орбит, а именно только те, радиусы которых пропорциональны квадратам чисел натурального ряда от 1 до бесконечности, т. е. 1, 4, 9, 16, ... (рис. 24).

На каждой из этих орбит энергия движения, или кинетическая энергия, электрона точно уравнивается силой



Р и с. 24. Модель атома водорода Бора, на которой указаны четыре первые спектральные серии.

Радиусы последовательных орбит пропорциональны квадратам целых чисел натурального ряда, т. е. 1, 4, 9, 16, ...; радиус наименьшей орбиты равен $0,528 \cdot 10^{-8}$ см.

притяжения со стороны ядра, которая препятствует удалению электрона. Чтобы электрон, движущийся по какой-либо электронной орбите, вынудить двигаться по более далекой от ядра орбите, его надо снабдить энергией за счет какого-либо внешнего источника, поскольку, чтобы отдалить электрон от притягивающего его ядра, необходимо произвести работу. Для осуществления такого перескока может оказаться достаточным столкновение с другим атомом или захват проходящего светового импульса. Но атомы капризны: электрон не станет менять орбиту, пока он не получит точно такое количество энергии — не больше и не меньше, — которое необходимо для перехода на ту или другую «разрешенную» орбиту. Бор показал, что если количество энергии, необходимое, чтобы столкнуть электрон с основной, или самой нижней, орбиты и совсем освободить его от воздействия ядра, равно W , то количество энергии, необходимое, чтобы сбить электрон со второй орбиты, равно $W/4$, с третьей орбиты — $W/9$ и т. д. Другими словами, количество энергии, необходимое в этих случаях, пропорционально W/n^2 , где $n = 1, 2, 3, \dots$. Если для удобства считать энергию нулевой, когда полностью оторванный от атома электрон находится в состоянии покоя, то энергия, когда электрон находится на самой нижней орбите, будет равна $-W$ (минус потому, что для удаления его с этого уровня нужно произвести работу). Когда электрон находится на второй орбите, эта энергия равна $-W/4$ и т. д. Поэтому при-

нято говорить, что энергия разрешенной n -й орбиты равна $-W/n^2$, где $n = 1, 2, 3, \dots$. Величину W , которая зависит от заряда и массы электрона, а также других постоянных, можно вычислить по теории Бора. Положительный знак энергии показывает, что электрон не только вырван из атома, но и улетает в пространство с некоторой скоростью. Здесь следует обратить внимание на одно важное обстоятельство, а именно, что, хотя отрицательные энергии ограничены условием $E = W/n^2$, положительные энергии вовсе не ограничены. Конечно, это не значит, что электроны, свободно летающие в пространстве, обязаны двигаться с какими-то особыми скоростями; просто они могут перемещаться, имея любые скорости по величине и направлению.

Если электрон оторван от атома, то говорят, что такой атом *ионизован*. Энергия, необходимая, чтобы вырвать из атома электрон, находящийся на орбите с наименьшей энергией, называется *потенциалом ионизации*, он измеряется в электрон-вольтах. Потенциал ионизации водорода равен 13,60 эВ; это означает, что если электрон ускоряется разностью потенциалов 13,60 В, то этой энергии как раз достаточно, чтобы при столкновении с электроном атома водорода выбить его с самой низкой энергетической орбиты.

Далее Бор постулировал, что электрон может соскакивать с энергетически более высокой орбиты на более низкую. Поскольку при таком переходе происходит потеря энергии, то Бор предположил, что одновременно атом выделяет импульс, или *квант*, света и что частота, а следовательно, и длина волны, и цвет испускаемого излучения должны быть связаны с разностью энергий этих двух орбит:

$$E_a - E_b = h\nu,$$

где E_a — энергия электрона, находящегося на более высокой орбите, E_b — его энергия на низкой орбите, h — постоянная, называемая *постоянной Планка*, а ν — частота излучаемой радиации.

На основе этих постулатов Бор смог вычислить длину волны излучения, получающуюся в результате любого перехода, который мог бы осуществить электрон. Как было показано ранее, частота света и его длина волны связаны соотношением

$$\text{частота} = \frac{\text{скорость}}{\text{длина волны}}, \text{ или } \nu = \frac{c}{\lambda}.$$

Согласно теории Бора, энергия, соответствующая, например, второй орбите, равна $-W/2^2$, а более высокой орбите, скажем четвертой, $-W/4^2 = -W/16$. Обратная величина длины волны,

излучаемой атомом, когда электрон «спрыгивает» с четвертой на вторую орбиту, должна выражаться формулой

$$\frac{1}{\lambda} = \frac{h\nu}{hc} = \frac{W}{hc} \left(\frac{1}{2^2} - \frac{1}{4^2} \right) = R \left(\frac{1}{2^2} - \frac{1}{4^2} \right),$$

где через R обозначена постоянная величина W/hc . Если подставить в эту формулу величину W , вычисленную по теории Бора, а также значения h и c , то мы получим $\lambda = 4861 \text{ \AA}$, т. е. длину волны голубой линии водорода! Если мы теперь напишем эту формулу для переходов с любой орбиты, например с n -й, на вторую, то получим

$$\frac{1}{\lambda} = R \left(\frac{1}{2^2} - \frac{1}{n^2} \right),$$

где $n = 3, 4, 5, \dots$, т. е. как раз эмпирическую формулу для длин волн бальмеровской серии, включая численную величину R . Аналогично все электронные перескоки, заканчивающиеся на самой низкой орбите, дают серию линий в ультрафиолете — серию Лаймана, длины волн которой можно вычислить по формуле

$$\frac{1}{\lambda} = R \left(\frac{1}{1^2} - \frac{1}{n^2} \right),$$

где $n = 2, 3, 4, \dots$, а постоянная R та же самая, что и раньше. Переходы, заканчивающиеся на третьей орбите, дают инфракрасную серию Пашена, а заканчивающиеся на четвертом уровне — далекую инфракрасную серию Бреккета.

Для удобства можно изображать энергии боровских орбит в виде горизонтальных линий, или энергетических уровней, как это показано на рис. 25. Переходы между разными уровнями показаны на рисунке вертикальными линиями. В нейтральном атоме водорода электрон проводит подавляющую часть своей жизни на самой нижней орбите. В этом состоянии атом, конечно, не может излучать. В результате столкновения с быстро движущимся атомом или свободным электроном или за счет поглощения кванта света, длина волны которого совпадает с длиной волны одной из линий лаймановской серии, электрон может перейти на одну из более высоких орбит. Если электрон находится на одной из таких орбит, говорят, что атом находится в *возбужденном состоянии*.

Попав на более высокую орбиту, например на пятую, электрон может спрыгнуть на одну из четырех более низких орбит. Но этот выбор должен быть сделан очень быстро, так как электрон может находиться в возбужденном состоянии только около стомиллионной доли секунды. Возвращение на самую нижнюю орбиту будет сопровождаться излучением четвертой линии серии Лаймана в невидимом ультрафиолете. Если же электрон

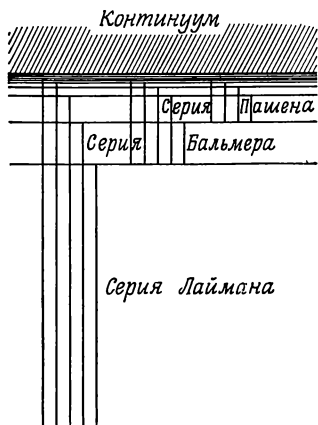


Рис. 25. Схема энергетических уровней для водорода.

На этом рисунке вместо орбит изображены энергетические уровни. Каждый уровень соответствует орбите в боровской модели; континуум над самым верхним уровнем соответствует энергии, которую может иметь электрон, полностью оторванный от протона, образующего ядро данного атома, и движущийся свободно в пространстве. Заметим, что наибольшая разность энергий — между двумя самыми нижними уровнями, соответствующими двум самым внутренним орбитам Бора.

остановится на втором уровне, будет излучена третья линия серии Бальмера на 4340 \AA и мы получим мгновенную вспышку фиолетового света. Аналогично прыжки с пятого уровня на третий и четвертый соответственно дают вторую линию серии Пашена и первый член серии Брэккетта — обе линии в невидимой инфракрасной части спектра.

Из рис. 12 видно, что линии серии Бальмера по мере приближения к фиолетовому концу спектра группируются все теснее и теснее друг к другу, пока не будет достигнут предел серии, вслед за которым уже начинается непрерывный спектр. Рис. 25 помогает понять, почему близ предела серии линии сливаются. По мере того как мы переходим в модели атома Бора ко все более высоким орбитам, разность энергий между соседними уровнями уменьшается, пока, наконец, становится столь небольшой, что крошечного количества энергии достаточно, чтобы совсем оторвать электрон от атома. Ранее при рассмотрении модели атома Бора мы приняли в качестве нулевой энергии величину, соответствующую верхней горизонтальной линии.

На рис. 25 находящаяся сверху заштрихованная область изображает положительную энергию — энергию протона и электрона после того, как электрон уже оторван от атома. Теперь для скорости электрона нет никаких ограничений; он может беззаботно лететь, как угодно быстро, хотя крайне высокие скорости невероятны.

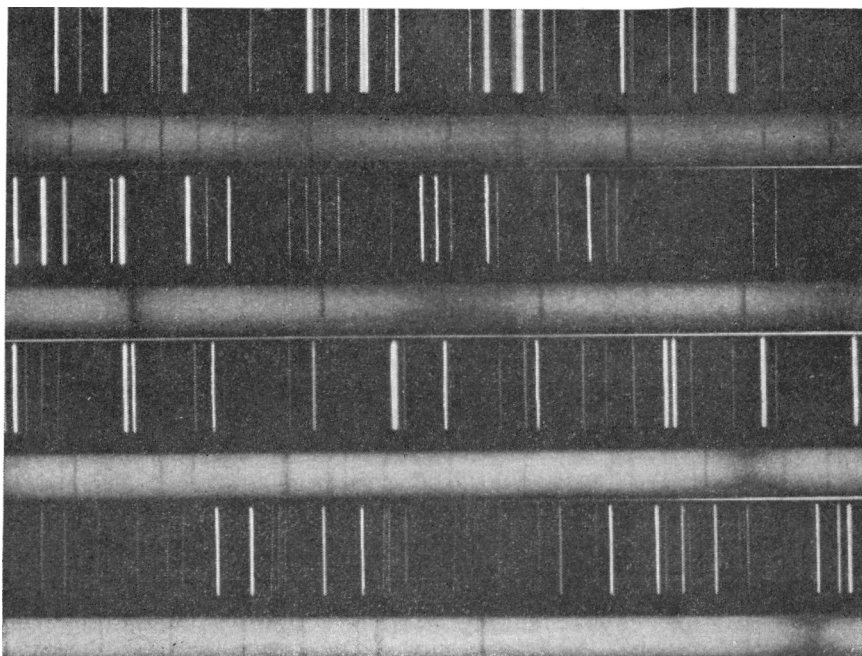
Мы видели, что для осуществления перехода между двумя боровскими орбитами или, как на рис. 25, между двумя соответствующими уровнями (находящимися ниже заштрихованной области) атом должен испустить или поглотить определенное дискретное количество энергии. Именно этим объясняется, почему линии водорода занимают только определенные длины волн и не появляются на других волнах. Но электрон может ускользнуть из атома, если он поглотит количество энергии, превышающее то, которое необходимо для ионизации. Избыточная часть энергии расходуется на то, чтобы сообщить свободному электрону скорость. Таким образом, верхняя часть заштрихованной области на рис. 25 соответствует свободным электронам с высокими скоростями, нижняя часть — электронам с низкими скоростями. Вследствие этого ионизация атомов водорода будет порождать непрерывный спектр поглощения. И наоборот, захват свободных электронов протонами дает непрерывный спектр излучения за фиолетовым краем предела каждой серии.

Рис. 32 показывает спектр поглощения за пределом серии Бальмера у звезды Канопус, а на рис. 12 показано непрерывное излучение за пределом бальмеровской серии в спектре газовой туманности.

СЛОЖНЫЕ АТОМЫ

Мы рассмотрели спектр простейшего из всех атомов — атома водорода. Если мы теперь обратимся к атомам с большим чем один числом электронов, то проблема оказывается более сложной. Как и раньше, каждый электрон может свободно перемещаться между любыми из числа разрешенных орбит. Но энергия атома зависит от особенностей комбинации орбит, которые заняты его электронами. Чем больше электронов, тем многочисленнее будут возможные комбинации орбит и поэтому тем больше будет и число спектральных линий. Хорошей иллюстрацией сложности подобного атома служит спектр железа (рис. 26). Мы видим, что модифицированная модель Бора дает возможность предсказать точное число, но не длины волн спектральных линий, которые должны наблюдаться для каждого атома.

Однако сложность спектра атома не всегда находится в прямой связи с числом его электронов. Причина в том, что число электронов, которым разрешено двигаться по орбитам на одном и том же расстоянии от ядра, ограничено. В атоме водорода электрон обычно движется по наименьшей орбите. У гелия два электрона обращаются вокруг ядра по орбитам одинакового размера. Литий обладает тремя электронами, два из них перемещаются по идентичным орбитам, проходящим поблизости от



Р и с. 26. Спектр железа в сравнении со спектром горячей звезды.

Небольшая часть эмиссионного линейчатого спектра железа сравнивается со спектром соответствующей области в спектре горячей звезды τ Скорпиона. Обратите внимание на сложность спектра железа. Ни одна из линий железной дуги не видна в спектре звезды, так как температура этой звезды около 28 000 К, тогда как температура дуги всего около 4000 К. В спектре звезды атомы железа потеряли два или более электронов, поэтому там нет линий поглощения, с соответствующими эмиссионным линиям дуги, которые создаются нейтральными атомами железа.

ядра, в то время как третий электрон движется по большей внешней орбите. У бериллия четыре электрона: два на внутренней, а два — на более далекой орбите. По мере роста числа электронов у последующих химических элементов — бора, углерода, азота, кислорода, фтора и неона, все дополнительные электроны находятся на второй орбите. Никогда ни у одного атома на первой орбите не бывает больше двух электронов. Аналогично ни один атом не может иметь больше восьми электронов на второй орбите. Мысленно можно представить себе каждый комплект орбит как некую окружающую ядро *оболочку*, на которой группируются электроны. Первая оболочка заполнена у гелия двумя электронами; вторая оболочка содержит восемь электронов и заполняется у неона, который обладает $2 + 8$ электронами. Если через n обозначить номер оболочки, то $2n^2$ соответствует числу электронов, которое она может вместить. Оказалось,

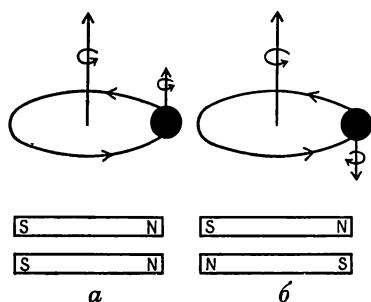


Рис. 27. Магнитные эффекты вращающихся электронов.

Круглыми стрелками указаны направление обращения электрона по орбите и направление вращения вокруг своей оси. Прямыми стрелками указаны направления момента количества движения по правилу правой руки: направление стрелок задается большим пальцем правой руки, если направление остальных пальцев совпадает с направлением вращения.

что электроны на заполненных оболочках очень тесно связаны с ядром и возбуждаются на более высокие орбиты только при сообщении значительного количества энергии. Когда все электроны атома, кроме одного, находятся на заполненных оболочках, то именно движением этого внешнего электрона определяется спектр. В этом случае спектр в грубом приближении подобен спектру водорода.

Например, в эту водородоподобную категорию попадает атом натрия с его одиннадцатью электронами. Замечательной деталью спектра натрия является пара сильных линий в желтой части спектра — знаменитых линий D в атласе солнечного спектра Фраунгофера. Если считать эти две линии за одну, то D-линии образуют первый компонент серии, более высокие члены которой показаны на рис. 13. Если исключить удвоение линий, эта серия очень напоминает лаймановскую серию водорода; линии сближаются все теснее и теснее и в конце концов достигают предела в ультрафиолете.

Удвоение каждой линии натрия можно отнести за счет того факта, что электрон обращается вокруг ядра и одновременно вращается, как волчок (рис. 27). Электрон, представляющий собой электрический заряд, равносильен крохотному электрическому току и при движении по замкнутому контуру генерирует магнитное поле. Обращение электрона по его орбите вокруг ядра генерирует одно магнитное поле, а волчкообразное (*спиновое*) вращение электрона генерирует другое поле. Энергия атома зависит от направления, в котором происходит вращение электрона вокруг оси. Энергия больше, когда электрон, подобно Земле, вращается в том же направлении, в котором он обращается вокруг ядра, чем в противоположном случае. В атомах натрия встречаются оба направления осевого вращения.

Простую, хотя и не строгую, аналогию можно провести между свойствами одновременно вращающегося и обращающегося электрона и двух плоских магнитов (рис. 27). В случае *a* когда направления вращения и обращения одинаковы, плоские магниты лежат параллельно и их северные полюсы находятся рядом; в случае *б* магниты антипараллельны, т. е. северный полюс одного находится рядом с южным полюсом другого. Чтобы переместить магниты из положения *б* в положение *a*, мы должны затратить некоторое количество энергии на преодоление взаимного притяжения противоположных полюсов и отталкивания одноименных полюсов. Поэтому эти два положения магнитов соответствуют различной энергии. Аналогичным образом каждой орбите в атоме натрия соответствуют величины энергии, отражающие тот факт, что существует два направления, в которых электрон может вращаться. Вследствие этого каждая линия предстает как двойная.

Но раз линия натрия и подобных атомов удваивается благодаря вращению электрона и поскольку электрон атома тоже вращается как волчок, мы можем спросить, почему же линии водорода не расщепляются на компоненты. Дело в том, что хотя у них существует расщепление, зарегистрированное в физической лаборатории, но это расщепление слишком мало, чтобы наблюдаться в астрономических спектрах. Однако вскоре мы увидим, что вращение электрона у водорода имеет для астрономии огромное значение, совершенно непропорциональное малости этого эффекта в видимом спектре.

Существуют два способа, с помощью которых можно по наблюдаемому спектру обнаружить спиновое вращение электрона. Один из них (уже описанный выше) использует расщепление линий, которое происходит вследствие того, что в среднем у половины атомов в облаке газа в любой данный момент электроны будут вращаться в одном направлении, а у половины — в другом. Случается также, что внутри данного атома электрон, вращающийся в том же направлении, в котором он обращается вокруг ядра, может внезапно изменить направление своего осевого вращения. При этом выделяется квант излучения. Поскольку разность энергий, соответствующих двум ориентациям вращения электрона, очень мала, длина волны этого кванта очень велика, порядка сантиметров или даже метров, т. е. относится к радиодиапазону. Когда электрон находится на такой возбужденной орбите, как $n = 8$, вероятность его перебега на более низкую орбиту неизмеримо выше, чем вероятность изменения направления осевого вращения. Следовательно, гораздо вероятнее случай излучения не радиоволн, а световых волн. В атоме водорода взаимодействие между вращательным и орбитальным движениями электрона расщепляет все

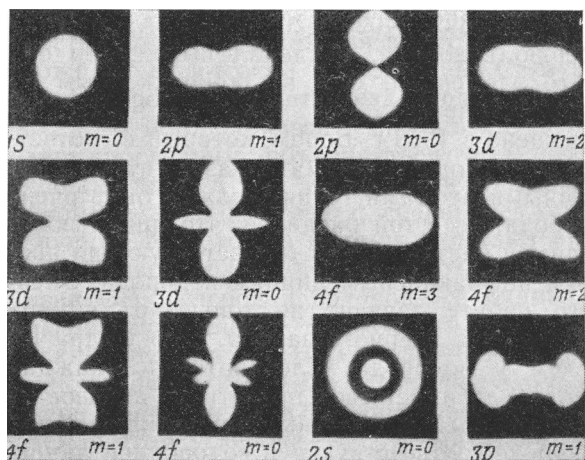
возбужденные энергетические уровни ($n = 2, 3, 4, \dots$), но на самый нижний энергетический уровень не влияет и поэтому оказывается очень слабым источником радиоволн, т. е. практически можно пренебречь.

Гораздо более мощный механизм излучения радиоволн атомами водорода возникает как следствие вращения вокруг своей оси также и ядра атома. Спиновое вращение ядра генерирует крохотное магнитное поле, которое, взаимодействуя с полем вращающегося электрона, создает дополнительное небольшое расщепление энергетических уровней. Особое значение взаимодействия спина ядра со спином электрона состоит в том, что оно расщепляет также и самый нижний энергетический уровень водорода в отличие от взаимодействия орбитального движения электрона с его осевым вращением, которое влияет только на возбужденные уровни. Разность энергий между двумя возможными ориентациями осевого вращения электрона на первой орбите водорода такова, что, когда электрон меняет направление своего вращения на противоположное, испускается квант излучения с длиной волны 21,1 см. Водород, насколько нам известно, — самый распространенный элемент во Вселенной, и в газовых облаках межзвездного пространства все водородные атомы находятся в самом нижнем энергетическом состоянии. Поэтому излучение на волне 21 см имеет интенсивность, достаточную, чтобы его можно было легко наблюдать при помощи радиотелескопов. Если даже однажды какой-либо из атомов будет возбужден до более высокого уровня, то в среднем пройдет 11 млн. лет, прежде чем он перейдет на более низкий уровень. В гл. 7 мы расскажем, как наблюдения этой линии привели к важным открытиям, относящимся к строению Галактики и физическому состоянию облаков межзвездного газа.

ВОЛНОВОЙ АТОМ

Примерно в 1925 г. вместо простой модели атома Бора была предложена математическая теория, которая сама по себе не дает наглядного представления об атоме.

Теория атома, основанная на законах квантовой механики, показывает, что мы не можем трактовать электрон как точечный заряд, положение которого в атоме в любой момент можно точно фиксировать. Мы можем лишь определять вероятность нахождения электрона в каком-либо определенном положении. Согласно этому представлению, электрон ведет себя во многом подобно размытому облаку электричества, как показано на рис. 28; такие фотографии мы могли бы, очевидно, получить, если бы электрон водорода был виден как точечный источник света, а фотография была бы сделана не моментально, а с не-



Р и с. 28. Волновая модель атома.

Эти фотографии, сделанные Уайтом при помощи механической модели, дают представление о тех картинках, которые могли быть получены, если бы электроны выглядели как точечные источники света и были сфотографированы с некоторой выдержкой.

которой выдержкой. Между моделью Бора и волновой моделью квантовой механики много сходного; так, например, вероятнее всего, что электрон находится на таком расстоянии от ядра, которое предсказывает и теория Бора. Тем не менее шанс обнаружить электрон на каком-либо другом расстоянии от ядра тоже не так уж невероятен. Квантово-механическая теория атома добилась больших успехов и получила всеобщее признание.

Но какой бы моделью атома мы не пользовались, в любом случае мы всегда можем представить себе атом обладающим рядом дискретных состояний или уровней энергии. Переход атома из одного состояния в другое при поглощении или выделении энергии дает в зависимости от обстоятельств или абсорбционную, или эмиссионную линию.

ИОНИЗОВАННЫЕ АТОМЫ

В гл. 2 мы утверждали, что любой известный в природе атом можно отличить от другого по уникальному и характерному лишь для этого атома набору спектральных линий. Это заявление, строго говоря, не совсем верно, так как при утрате одного из своих электронов атом эффективно маскируется и излучает совершенно иной спектр. Например, Пикеринг в 1896 г., анализируя спектр ζ Кормы, обнаружил серию неотожествленных

линий на волнах 3814, 3858, 3923, 4026, 4200 и 4542 Å, похожих на бальмеровскую серию водорода, и сделал вывод, что они «обусловлены каким-то элементом, еще не обнаруженным ни на других звездах, ни на Земле».

Загадка была разрешена в 1913 г. Бором, который в соответствии со своей теорией водородного атома показал, что спектр, излучаемый ионизованными атомами гелия, должен быть очень похож на спектр водорода, но с той разницей, что линии ионизованного гелия в видимой части спектра соответствуют по происхождению некоторым инфракрасным линиям водорода. Энергия электрона на его орбите зависит не только от номера орбиты, но также от квадрата ядерного заряда. Заряд ядра гелия вдвое больше, чем у водорода. Следовательно, каждая спектральная серия водорода имеет свой прототип у ионизованного гелия с той лишь разницей, что длины волн каждой линии гелия в четыре раза короче соответствующей водородной линии. Линии, которые обнаружил Пикеринг, соответствуют длинноволновой инфракрасной бреккетовской серии водорода, образующейся при электронных переходах, заканчивающихся на четвертой орбите. Благодаря интересному совпадению промежуточные члены серии Пикеринга отстоят от линий Бальмера всего на 2 Å и поэтому были потеряны Пикерингом. В 1922 г. Пласкет сообщил об открытии этих линий гелия в спектрах трех звезд класса О. Таким образом, предсказание Бора блестяще подтвердилось.

Сходство спектров нейтрального водорода и ионизованного гелия — один из примеров общего правила: спектр ионизованного элемента качественно подобен спектру нейтрального атома с тем же числом электронов, но соответствующие линии смещены в ультрафиолет. Аналогом линий Н и К ионизованного кальция является пара линий нейтрального калия в красной области спектра. Тесной паре линий ионизованного магния, наблюдаемой в «ракетном» ультрафиолетовом спектре Солнца близ 2800 Å, соответствуют желтые D-линии натрия.

Когда речь идет о нескольких стадиях ионизации, то для обозначения нейтрального атома, первой стадии ионизации, второй стадии и т. д. к символу элемента приписываются римские цифры I, II, III, Так, FeI соответствует нейтральному железу, FeII — однажды ионизованному железу, FeIII — дважды ионизованному и т. д.

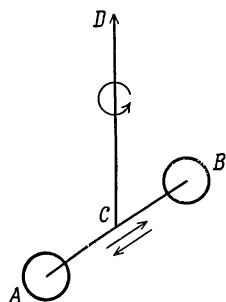
МОЛЕКУЛЫ И ИХ СПЕКТРЫ

Мир, в котором мы живем, — это мир молекул. Книга, которую вы читаете, рука, которая ее держит, стул, на котором вы сидите, — все это построено из молекул. С другой стороны, горячие звезды — миры атомов, ионов и электронов, где слож-

ность холодного состояния вещества заменена простотой, сопровождающей высокие температуры. Связующее звено между нашим миром и миром звезд следует искать в более холодных звездах, неторопливый темп «жизни» атомов в которых позволяет последним объединяться в молекулярные корпорации. Однако даже и там атомные организации относительно просты. Атомы углерода и азота, соединяясь, образуют молекулярную группу CN, которую химики называют радикалом циан. Аналогично кислород и водород объединяются в радикал гидроксил OH, углерод и водород — в радикал CH и т. д. Самыми распространенными молекулами являются H_2 (водород), CO (окись углерода) и H_2O (вода). Лишь при сравнительно холодных условиях на Земле атомы получают возможность в полной мере проявить свои организационные таланты. Например, на Земле атом углерода — искусный мастер по образованию сложных молекул. Некоторые атомы углерода, водорода и кислорода группируются в шестиугольники, другие — в длинные цепочки, подобные нанизанным на нитку бусам. Углерод образует основу всех соединений, находимых в живых организмах; именно этот атом образует сложные органические соединения мира живой природы. В более холодных звездах могут формироваться простые молекулы, в состав которых входят распространенные элементы.

Даже самая простая молекула излучает чрезвычайно сложный спектр, вид которого зависит не только от особенностей строения данной молекулы, но также и от местной температуры. Подобно атомам, молекулы могут существовать лишь в некоторых определенных энергетических состояниях, и, также подобно атомам, они излучают свет при возвращении из более высокого энергетического состояния в более низкое. Однако энергетические состояния, возможные для молекул, неизмеримо многочисленнее, а связи между ними сложнее, чем в случае атомов.

Два атома двухатомной молекулы крепко связаны между собой силами электрического притяжения и образуют систему, напоминающую крохотную гантель со слегка эластичным связующим стержнем (рис. 29). Молекула может вращаться в пространстве как целое вокруг оси DC , а два ее атома могут колебаться туда-сюда в направлении связующей их линии AB . Сверх этого электроны внутри каждого атома могут находиться на одной из многих разрешенных им орбит. В каждый данный момент полная энергия молекулы будет зависеть не только от энергии обращающихся по орбитам и вращающихся вокруг своих осей электронов атомов, но также от расстояния между этими атомами, и от скорости вращения молекулы как целого. Следовательно, на месте каждой атомной линии, соответствующей определенному переходу электрона, в спектре молекулы



Р и с. 29. Схематическая модель простой двухатомной молекулы.

Стрелки указывают, что молекула может вращаться вокруг оси DC и колебаться взад и вперед вдоль линии AB .

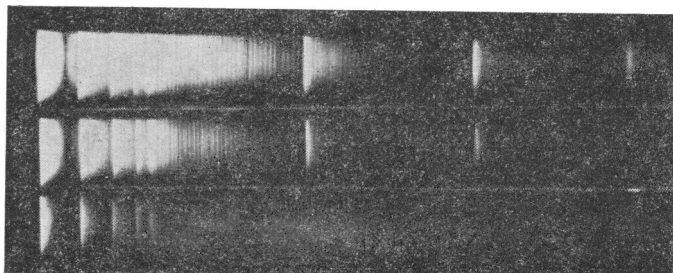
находится система полос, каждая из которых состоит из ряда тонких линий, медленно сходящихся к месту, называемому головой полосы. Часть спектра, на которую приходится весь набор или система полос, зависит от изменения энергии электронов в молекуле. Просветы между отдельными полосами возникают вследствие изменений колебательных состояний молекул, а просветы между отдельными тонкими линиями в пределах каждой полосы обусловлены различиями скоростей вращения.

На рис. 30 в качестве прекрасного примера спектра двухатомной молекулы приведен спектр циана (CN). Все полосы и еще несколько других, которые на фотографии не видны, являются аналогом всего одной атомной линии. Ниже мы увидим, что молекулы, подобные циану, играют важную роль в спектрах холодных звезд.

Хотя атомарные спектры, которые дают два разных изотопа одного и того же элемента, отличаются друг от друга столь не-

Р и с. 30. Спектр циана (CN).

Обратите внимание на отдельные линии, образующие полосы. Снимки сделаны с тремя разными экспозициями, так как линии сильно отличаются по интенсивности.



значительно, что их редко удастся разделить в звездных спектрах, у молекул, в состав которых входят разные изотопы, различие спектров заметить нетрудно. Колебательная (вибрационная) частота молекулы AB зависит не только от силы взаимодействия атомов внутри молекулы, но также и от масс атомов A и B . (Механическим аналогом может служить масса, подвешенная на пружине и приведенная в движение в вертикальном направлении. Чем тяжелее масса, тем меньше будет скорость ее колебаний.) Сравним, например, молекулу C_2 , состоящую из двух атомов C^{12} , с молекулой, состоящей из атома C^{12} и атома C^{13} . Связующие силы в обеих молекулах почти совершенно одинаковы, так как они зависят только от распределения электронов во внешнем облаке, но входящие в молекулы массы изотопов — разные. Молекула $C^{12}C^{13}$ будет колебаться медленнее, чем молекула $C^{12}C^{12}$; поэтому вся система полос окажется смещенной.

После этого краткого описания строения атомов и молекул мы можем перейти к рассказу о том, как наши сведения об атомах и молекулах, добытые в лабораториях и следующие из теории, могут помочь в раскрытии тайн звездных атмосфер и туманностей.

4. КЛИМАТ ЗВЕЗДНЫХ АТМОСФЕР

В двух предыдущих главах мы видели, как вещество, запрятанное в самых далеких уголках Вселенной, обнаруживает свою химическую идентичность через посредство своего спектра, а спектрограф позволяет даже измерять скорости звезд и выявлять их двойственность. Но рассказ о спектрографе, о его почти магическом даре открытий только начался. На каждой фотографии звездного спектра неизгладимо запечатлен подробный отчет об условиях в атмосфере звезды.

Строго говоря, спектрограф рассказывает нам только, какое излучение атомы поглощают или излучают и насколько интенсивно. Однако атом — это своего рода порождение климата: его способность поглощать свет зависит от атмосферных условий, в которых он находится. Обладая современными сведениями о строении атома, астроном может точно предсказать, какое влияние звездный климат оказывает на данный атом и, следовательно, воссоздать по спектру условия в атмосфере звезды.

НАСКОЛЬКО ГОРЯЧИ ЗВЕЗДЫ?

Наиболее важной характеристикой звезды, а также тем свойством, которое дает нам возможность вообще видеть звезды, является высокая температура. Звезды настолько горячи, что их вещество, очевидно, не может существовать ни в твердом, ни в жидком состоянии, а должно быть целиком газообразным. Мы увидим, что влияние высокой температуры на поведение вещества часто просто поразительно.

В физике и астрономии принято пользоваться температурной шкалой, которая называется шкалой Кельвина, или абсолютной. Шкала эта исчисляется от самой низкой температуры, которую теоретически можно достигнуть. Абсолютный нуль в этой шкале приходится на 273°C ниже нуля, или ниже точки замерзания воды по шкале Цельсия. Следовательно, чтобы выразить температуру в шкале Кельвина, или в абсолютной шкале, нужно

прибавить 273° к температуре в шкале Цельсия; например, обычная температура кипения воды 100°C равна 373 K .

Тело при любой температуре выше абсолютного нуля всегда излучает энергию. Хотя при низких температурах такое излучение очень незначительно, оно в соответствии с законом Стефана становится весьма существенным для горячих тел:

$$\begin{aligned} \text{Количество энергии, излучаемое в единицу времени} &= \\ &= \text{Постоянная} \times (\text{Абсолютная температура})^4, \\ \text{т. е. } E &= \sigma T^4, \end{aligned}$$

где σ — постоянная Стефана — Больцмана (см. приложение II). Например, средняя температура Земли составляет около 300°K , или $1/200$ температуры Солнца, которое, следовательно, испускает в 20^4 , или в 160 000, раз больше энергии на единицу площади поверхности, чем Земля. Мы можем измерить количество энергии, получаемое на Земле от данной звезды, а если мы к тому же знаем расстояние до звезды и ее размер, как в случае некоторых затменных систем, то мы можем вычислить, сколько энергии отдает каждый квадратный сантиметр звездной поверхности. Эта величина, в свою очередь, связана с температурой поверхности по закону Больцмана, и, следовательно, мы имеем метод определения температуры звезд, блеск и угловые размеры которых известны (см. приложение IV).

Для некоторых звезд с известной видимой звездной величиной угловой диаметр можно измерить при помощи звездного интерферометра Майкельсона или нового прибора, называемого фотонно-корреляционным интерферометром. Если параллакс звезды известен, то кроме температуры мы можем также найти диаметр звезды, поскольку

$$\begin{aligned} \text{Диаметр (в астрономических единицах)} &= \text{Расстояние} \\ \text{(в парсеках)} \times \text{Угловой диаметр (в угловых секундах)}. \end{aligned}$$

К счастью для нас, температурой определяется не только количество, но также и качество или цвет излучения. Каждый знаком с тем, как по мере роста силы тока меняется цвет спирали электрической плитки. Сначала спираль светит тусклым красным светом, затем становится ярко вишневой, а если ток по неосмотрительности все еще продолжает расти, то цвет постепенно изменяется до оранжевого, желтого и белого. Это не означает, что в каждом случае испускается только один цвет. Как мы уже видели, раскаленное твердое тело излучает свет всех цветов.

Лучшее представление об этом явлении мы можем получить, изучая источники света различной температуры со спектрографом. При помощи подходящего для измерения энергии прибора можно определить, сколько энергии вносится каждым

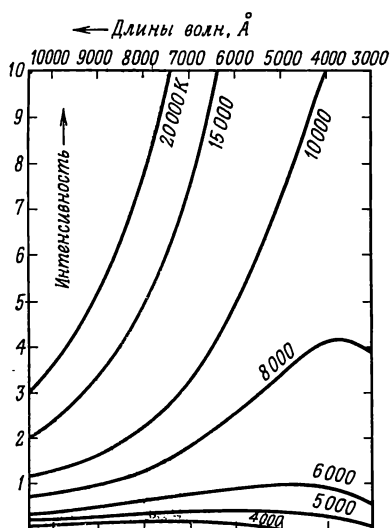


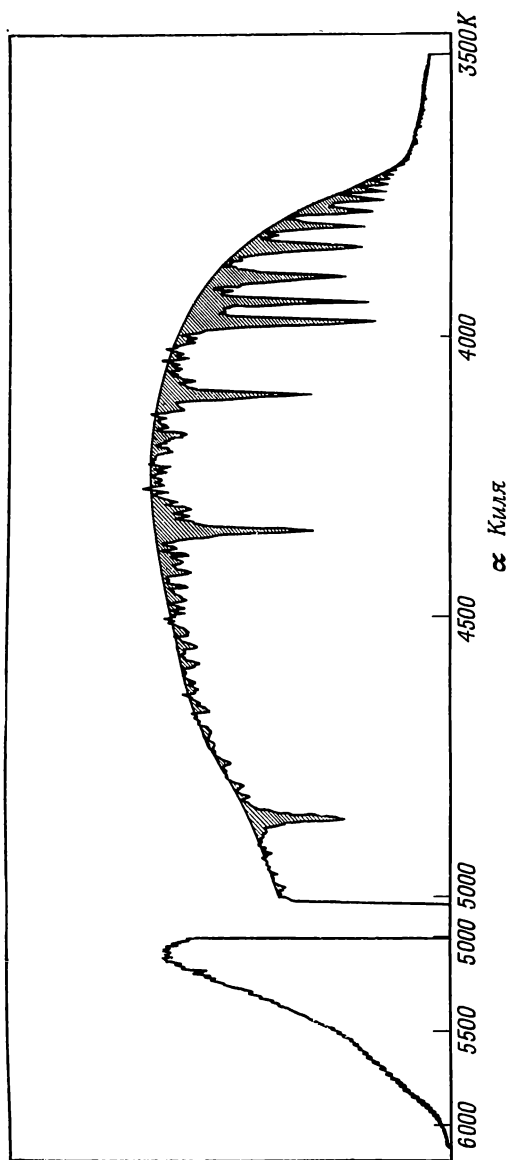
Рис. 31. Энергия, испускаемая идеальным излучателем (черное тело) при различных температурах.

Кривые показывают относительную энергию, излучаемую в различных длинах волн при разных температурах (К). Данный диапазон длин волн от 3000 до 10 000 Å как раз соответствует диапазону, в котором можно измерять энергию звезды с поверхности Земли.

единичным интервалом длин волн, или цветом, в диапазоне температур, скажем, от 4000 до 20 000 К. Рис. 31 иллюстрирует типы кривых, которые были бы при этом получены; в действительности эти кривые вычислены по формуле излучения Планка (см. приложение II), поскольку на Земле не так-то легко осуществить стационарные источники излучения при точно известных температурах в диапазоне 4000—20 000 К. Заметьте, что форма кривой энергии меняется с температурой; длина волны выхода максимальной энергии уменьшается с ростом температуры; это означает, что в целом свет кажется более синим. По этой причине видно, как проволочная спираль по мере повышения температуры при перекаливании пробегает всю гамму спектра. Тела, хорошо поглощающие излучение, являются и хорошими излучателями; справедливо и обратное утверждение — это заключение известно под названием закона Кирхгофа. Идеальный излучатель, будучи холодным, должен выглядеть идеально черным предметом. Именно поэтому кривые распределения энергии, вычисленные по закону Планка, часто называют чернотелными кривыми. Модель черного тела экспериментально можно осуществить, если равномерно нагревать некую полость, а излучение из нее будет выходить через небольшое отверстие.

Оказалось, что кривые распределения энергии по спектру полезны при оценке звездных температур. Вместо спектрографа с узкой щелью и фотографической пластинкой астроном использует широкую прорезь, достаточную, чтобы через нее прошел свет всей звезды, и перемещающийся по всему спектру фотоэлемент. С тем же прибором он записывает спектр, или, как говорят, *сканирует* спектр лампы-стандарта, распределение энергии в спектре которого было установлено путем его сравнения с распределением энергии излучения полости — черного тела, поддерживаемой при некоторой известной постоянной температуре, например температуре плавления золота. Записи спектра одной и той же звезды, сделанные на разных ее высотах над горизонтом, позволяют определить прозрачность земной атмосферы, которую не так-то легко оценить, особенно в ультрафиолете. Эти данные (рис. 32) позволяют астроному вычислить из наблюдаемого распределения энергии истинное распределение энергии в спектре.

На рис. 33 мы можем сравнить кривую энергии распределения, полученную для Солнца, с теоретической кривой для температуры 5800 К. Хотя формы этих двух кривых в какой-то мере сходны, имеются и вполне реальные расхождения, весьма многозначительные с точки зрения строения наружных слоев Солнца, в чем мы убедимся уже в следующем разделе этой главы. Да и вообще после тщательного учета тех изменений, которые вносят в спектр линии поглощения, особенно ощутимые в спектрах холодных звезд, обнаруживается, что кривые распределения энергии звезд отличаются от кривых для идеальных излучателей, т. е. от кривых для излучения черного тела, вычисленных по закону Планка (рис. 31). Звезды излучают не как черные и даже не как серые тела. Для подобных отклонений есть две причины. Одна состоит в том, что так как температура в звездах растет с глубиной, то излучение из более глубоких слоев соответствует более высоким температурам. Другая причина в том, что вещество в звездной атмосфере вовсе не серое, а, возможно, даже очень разноцветное: иными словами, способность к излучению сильно зависит от длины волны. Что же мы тогда подразумеваем под температурой звезды? Добиваясь наилучшей подгонки энергетической кривой звезды к теоретической кривой для черного тела, мы получаем своего рода цветовую температуру, но при этом для различных спектральных областей мы получим разные температуры. Другой, но, пожалуй, менее удовлетворяющий нас метод определения температуры состоит в установлении цвета, в котором звезда испускает больше всего энергии. Солнце (температура 5800 К) излучает наибольшее количество энергии в зеленой области близ 4800 Å. Звезда Альтаир, температура которой около 8100 К, имеет максимум



Р и с. 32. «Разрез» спектра звезды Канопус (α Киля). Зеленая и желтая области спектра между 6000 и 5000 Å записаны с несколько меньшим увеличением, чем область от 5000 до 3500 Å. Энергия, «съедаемая» спектральными линиями, показана штриховкой. Обратите внимание на сильные линии H и K с коротковолновой стороны от 4000 Å. Резкий спад на кривой распределения энергии у 3500 Å обусловлен неравным поглощением атомарным кислородом.

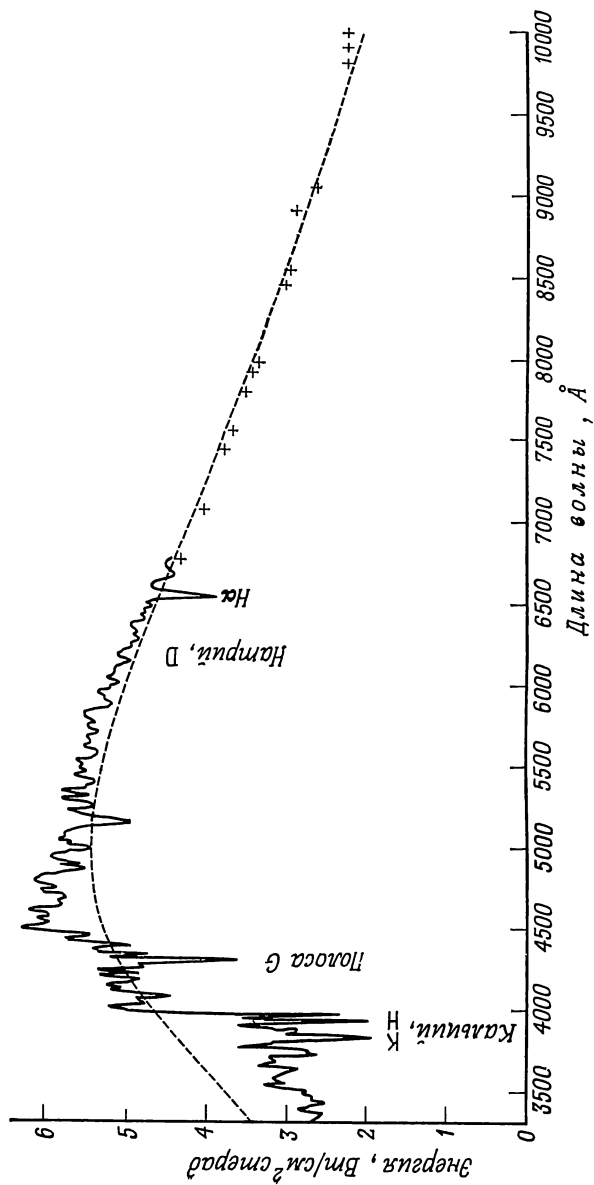


Рис. 33. Распределение энергии в спектре Солнца. Интенсивность солнечной радиации, усредненная по диску Солнца (в ваттах на 1 см² на единицу телесного угла для полосы пропускания 20 Å), нанесена в зависимости от длины волны λ . На более длинных волнах данные наблюдений указаны отдельными точками. Пунктирная кривая — планковская (идеальный излучатель, или черное тело) для 5000 К (в тех же единицах). Обратите внимание на прекрасное согласие теории и наблюдений на более длинных волнах и заметные расхождения на более коротких волнах.

в фиолетовой части спектра. Максимум энергии еще более горячей звезды будет приходиться на «ракетный» и «спутниковый» ультрафиолет короче 2900 Å. Довольно примечательно, что энергетическую кривую Солнца можно достаточно хорошо воспроизвести теоретической кривой для 5800 К, как если бы солнечное излучение исходило из слоев, температура которых меняется от 4400 до 8000 К. Конечно, объясняется это тем, что самые верхние слои солнечной атмосферы слишком холодны и разрежены и поэтому не могут дать большого вклада в общее излучение, а излучение очень глубоких и горячих областей сильно поглощается на пути к поверхности.

Еще одну разновидность температуры можно определить по виду линейчатого спектра.

Со многих точек зрения наиболее удобно понятие *эффективной температуры*, под которой понимается температура идеально черного сферического тела размером, равным размеру звезды, и с точно такой же мощностью излучения. Эффективную температуру измерить непосредственно можно лишь для очень немногих звезд. Для этого необходимо измерить полную энергию, получаемую от звезды над земной атмосферой, и знать угловой диаметр звезды. Когда наблюдения с искусственных спутников станут достаточно совершенными, такая программа обещает дать более или менее точные результаты. В настоящее же время наилучший метод состоит в определении количества энергии, получаемого на Земле от звезд, угловой диаметр которых можно измерить. Затем на основе данных, полученных для горячих звезд при помощи ракет, запущенных за пределы земной атмосферы, из измерений, сделанных для холодных звезд с приемниками теплового излучения, и, наконец, на основе теоретических расчетов для очень горячих звезд мы оцениваем долю энергии, поглощаемой земной атмосферой. Эти дополнительные величины, которые следует прибавить к наблюдаемым светимостям, чтобы получить их истинные значения, называются болометрическими поправками (см. приложение IV). К счастью, улучшение методики наблюдений и усовершенствование теории идет очень быстро, так что скоро мы будем располагать точными значениями эффективной температуры как для самых горячих, так и для самых холодных звезд. Почему же нам так важно знать эффективные температуры? Дело в том, что полная светимость L звезды равна площади ее поверхности $4\pi R^2$, умноженной на энергию, излучаемую единицей площади, т. е.

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4,$$

где T_e — эффективная температура звезды, а по закону Стефана излучательная способность звезды равна σT_e^4 .

В главах 8 и 9 мы увидим, что расчеты истории жизни звезды (общепринято называть ее *эволюцией*) дают для каждой стадии развития радиус и светимость звезды, а следовательно, и эффективную температуру ее поверхности. Для большинства звезд радиус наблюдать непосредственно нельзя, но эффективную температуру можно определить по цвету или по спектру. Зная видимую звездную величину и расстояние, можно вычислить абсолютную звездную величину. Чтобы получить истинную светимость звезды, нам необходимо найти болометрические поправки, которые зависят от температуры звезды (приложение IV).

МОДЕЛЬ ЗВЕЗДНОЙ АТМОСФЕРЫ

При обсуждении звездных температур мы молчаливо предполагали, что интенсивность и распределение энергии в спектре излучения, исходящего с поверхности звезды, можно описать одной температурой. Хотя такое несколько идеализированное представление о температурах звезд весьма полезно для ряда исследований, при более детальном изучении звездных атмосфер необходимо иметь в виду, что температура атмосферы растет с глубиной.

Даже самая заурядная фотография Солнца в белом свете свидетельствует, что температура Солнца по направлению к центру растет. Если бы Солнце имело четко очерченную поверхность излучения с постоянной температурой, яркость его диска была бы повсюду одинаковой. На самом же деле яркость к краю или, как говорят, к лимбу резко убывает. Солнечные газы (подробнее это будет объяснено в главе 5) в высшей степени непрозрачны; поэтому до нас доходит излучение только самых верхних слоев Солнца. Если принять за верхний слой фотосферы уровень, начиная с которого газы становятся ощутимо непрозрачными, то оказывается, что непрозрачность так быстро возрастает с глубиной, что с глубины больше 400 км излучение вообще до нас не доходит. Именно в пределах этого 400-км слоя образуются и непрерывный спектр, и линии поглощения. В центре диска луч зрения от наблюдателя идет по радиусу и поэтому проникает сравнительно глубоко в горячие слои фотосферы, но на лимбе луч зрения идет по касательной и проникает лишь в высокие и относительно холодные слои фотосферы, и поэтому лимб кажется более темным.

Теперь ясно, почему наблюдаемую кривую распределения энергии для Солнца нельзя вполне подогнать к теоретической кривой с одним значением температуры. Излучение, исходящее с поверхности, представляет собой сложную смесь излучений со всех глубин фотосферы. В какой мере излучение каждого

данного слоя вносит вклад в общее излучение, зависит от способности к поглощению лежащих выше слоев. Проблема еще больше усложняется вследствие того, что непрозрачность солнечных газов меняется с длиной волны (см. главу 5). Если температура на всех глубинах фотосферы известна, а также известна и поглощательная способность газов на всех длинах волн, то можно на основе теории вычислить кривую спектрального распределения энергии для центра солнечного диска и степень потемнения к лимбу в каждой длине волны. И наоборот, если имеются наблюдаемая кривая распределения энергии и наблюдения потемнения к краю, то из этих данных можно вывести температурный градиент атмосферы и ее свойства поглощения. Первые тщательные измерения потемнения Солнца к краю были организованы в Смитсоновском институте США Абботом. Более недавние и более точные наблюдения, проведенные Пирсом и другими со спектрографом высокой разрешающей силы и фотоэлементами, показали, что степень потемнения уменьшается к более длинным волнам. Этот факт объясняется главным образом тем, что с ростом длины волны становится все меньше и меньше различие в яркости между излучателями при двух разных температурах.

Таблица 2

Модель солнечной атмосферы

Глубина, км	T, К	Полное газовое давление, атм	Электронное давление, 10^{-6} атм	Плотность, 10^{-6} г/см ²
0	4730	0,0230	1,065	0,088
20	4770	0,0281	1,32	0,107
40	4830	0,0338	1,60	0,127
60	4910	0,0404	1,98	0,150
80	5040	0,0488	2,64	0,176
100	5150	0,0560	3,60	0,206
120	5310	0,0705	5,40	0,241
140	5490	0,0845	8,0	0,280
160	5710	0,101	12,9	0,320
180	5930	0,117	21,5	0,360
200	6230	0,137	42	0,398
220	6710	0,158	111	0,427
240	7310	0,181	346	0,450

В результате анализа наблюдений распределения энергии по спектру и потемнения к краю в сочетании с вычислениями были построены многочисленные модели фотосферы, которые все еще находятся в процессе улучшения, так как и теория, и наблюдения продолжают уточняться. Табл. 2 представляет одну из последних моделей солнечной атмосферы. В столбцах приведены

глубина, температура T , полное газовое давление, электронное давление и плотность. Обратите внимание на крайне низкую плотность во всех этих видимых слоях.

СВЯЗЬ МЕЖДУ ТЕМПЕРАТУРОЙ И СПЕКТРОМ ЗВЕЗДЫ

Теперь, раз уж мы можем ответить на вопрос: «Сколько горячи звезды?», нам хотелось бы знать, существует ли какая-то связь между звездными температурами и спектральными классами, которые были описаны в гл. 2. Вспомним, что лишь на основе вида спектральных линий спектры всех звезд удалось рассортировать и отнести к одному из классов О, В, А, F, G, K, M, N, S. Из того факта, что О- и В-звезды голубого цвета, А-звезды белые, а G-, K- и M-звезды соответственно желтые, оранжевые и красные, уже можно заподозрить, что классы расположены в порядке понижения температуры. Определения звездных температур методами, которые мы уже описали, дают результаты, приведенные в табл. 3, которая основана на работах Ханбёри Брауна, Дейвиса, Аллена и Роума, Вольфа, Куи и Хейеса, Мортон и Адамса, Попплера, Стеббинса и Уайтфорда, Гаролда Джонсона, а также Коуда, Оука и др.

Зная, что каждый спектральный класс соответствует различной температуре, мы вправе ожидать, что слабость водородных линий у звезд О и М — первые очень горячие, а последние очень холодные звезды — вовсе не означает недостаточность этого элемента, подобно тому как многочисленность и большая интенсивность линий железа в спектре Солнца не означают, что железо там является преобладающим элементом. Резоннее полагать, что свойства атомов, т. е. их способность к излучению и поглощению света, регулируется их температурой. Ниже мы убедимся, что, оперируя лишь одной температурой, можно осуществить переход звезды из богатого деталями спектра класса М в сравнительно бедный спектральными особенностями класс В.

ТЕМПЕРАТУРА, ИЗЛУЧЕНИЕ И АТОМЫ

Предположим, что в большой ящик, сделанный из некоего гипотетического неплавящегося вещества, мы поместим набор химических элементов всех видов — водород, гелий, кислород, азот, натрий, кальций, железо, хром, свинец, ... — и предположим, что можно обеспечить повышение температуры внутри ящика от абсолютного нуля до примерно 50 000 К. Что должно случиться с элементами, когда содержимое ящика станут нагревать?

При абсолютном нуле все вещества находятся в твердом состоянии; отдельные плотно упакованные атомы тесно связаны

Температуры звезд

Звезда	Спектральный класс	Температура, К	Звезда	Спектральный класс	Температура, К
θ' Ориона С	O6	40 000	θ Чаши	B3 V	11 400
ξ Персея	O7	35 000	α Лиры (Вега)	A0 V	9 330 *
λ Ориона А	O8	32 000			
10 Ящерицы	O9,5 V	90 000	Сириус	A1 V	9 900 *
τ Скорпиона	B0 V	28 000	η Змееносца	A2 V	9 300
π Ориона	B1 IV	23 000	Денебола	A3 V	9 000
γ Пегаса	B2,5 V	19 000	β Овна	A5 V	8 750
η Б. Медведицы	B3 V	17 500	Альтаир	A7 V	8 110 *
κ Гидры	B5 V	15 000	γ Девы	F0 V	7 450
Регул	B7 V	12 900 *	δ Волопаса	F2 V	7 100
			Процион	F5 IV	6 470 *

* Диаметры этих звезд основаны на действительных угловых измерениях диаметров. Все другие температуры получены интерполяцией.

Звезда	Спектральный класс	Температура, К	Звезда	Спектральный класс	Температура, К
β Девы	F8 V	6 120	ε Ориона	B0 Ia	21 100 **
Солнце	G2 V	5 780	β Ориона	B8 Ia	11 200 **
κ Кита	G5 V	5 570	α Киля	F0 I	7 510 **
τ Кита	G8 V	5 340	π Цефея	G2 III	5 300
δ Дракона	K0 V	5 150	η Геркулеса	G5 III	5 100
ε Эридана	K2 V	4 830	η Дракона	G8 III	4 840
61 Лебедя	K5 V	4 370	Поллукс	K0 III	4 670
	K7 V	4 000	φ Б. Медведицы	K2 III	4 400
	M0 V	3 670	γ Дракона	K5 III	3 900
Лакайль 9352	M2 V	3 400	Антарес	M1 Ib	3 200
			Бетельгейзе	M2 Ib	3 000

Примечание. Цифры Ia, Ib, III и V обозначают в Атласе Моргана—Кинана звездные спектры сверхгигантов, нормальных гигантов и карликов. См. гл. 6.

** Основаны на прямых измерениях яркостных температур.

друг с другом в кристаллах или сложных молекулярных структурах. Молекулы находятся в глубокой спячке; их не тревожат ни соседи, ни энергия излучения. При повышении температуры молекулы пробуждаются из своего летаргического сна и начинают шевелиться, иногда вяло подталкивая одна другую. Вскоре более летучие элементы, такие, как водород, кислород и азот, подгоняемые все возрастающими скоростями своих молекул, сперва становятся жидкими, а затем газообразными. По мере того как температура поднимается еще выше, элементы один за другим переходят в жидкое состояние и испаряются. Темп жизни становится более быстрым. Молекулы мечутся как сумасшедшие, сталкиваются друг с другом и обстреливают друг друга электронами, энергия которых затем теряется в форме излучения. Каждая молекула атакуется летящими частицами и быстро осциллирующим волновым излучением. Молекулы не в состоянии долго выносить такое жестокое обращение. В конце концов они одна за другой распадаются на составляющие их атомы. Некоторые молекулы, как, например, гидроксильный радикал OH , связаны друг с другом сильнее чем другие и могут еще долго существовать после того, как их компаньоны уже исчезли со сцены. Но и они в конце концов оказываются разбитыми, оставляя после себя лишь отдельные атомы с их электронами, быстро скачущими туда и обратно между различными возбужденными уровнями, так как все атомы перехватывают энергию у налетающих на них электронов или ионов и выпускают ее в форме квантов излучения. Некоторые атомы, как водород или гелий, держатся за свои электроны так крепко, что только сильнейшие столкновения или мощные импульсы энергии способны заставить электрон подняться с его самой нижней орбиты на одну из более высоких. У других атомов, как, например, натрия, внешние электроны прикреплены очень слабо, и поэтому гораздо более вежливой встречи или слабого импульса достаточно для их возбуждения.

По мере того как газ становится еще горячее, ярость столкновений и испускание высокочастотного излучения все возрастают. Электроны в атомах теперь подвергаются столь сильному натиску, что один или несколько их могут оказаться полностью оторванными от родительского ядра, т. е. атом становится ионизованным. В общем атомы металлов — натрия, железа и др. — ионизируются гораздо легче атомов легких газов — водорода, гелия, кислорода и азота. Относительные количества энергии, необходимые для ионизации ряда более распространенных элементов, приведены в приложении VI. Заметьте, что гелий почти вдвое труднее ионизовать, чем водород, который, в свою очередь, скреплен вдвое крепче кальция. Это означает, что кальций, водород и гелий будут отпускать свои электроны

последовательно при все более высоких температурах. Следует также заметить, что атомы, которые легко ионизируются, возбуждаются тоже легче, чем атомы, которые ионизовать труднее.

До сих пор при описании влияния звездного климата на поведение атомов мы ни разу не упомянули давление или плотность. Раз уж атом ионизован, значит, он приобрел положительный заряд и сделает все возможное для приобретения электронов, чтобы нейтрализовать этот заряд. Повезет или не повезет ионизованному атому в его поисках, будет зависеть от числа электронов в ближайших его окрестностях или, иными словами, от электронной плотности. Поэтому вероятность излучения атомом в ионизованном состоянии будет больше, когда эта плотность низкая, а для нейтрального атома, — когда эта плотность высокая.

Картина, которую мы сейчас нарисовали, впервые была обоснована количественно индийским физиком Мер Над Саха в 1920 г. Саха не только показал, что высокая температура и низкая плотность благоприятствуют ионизации, но он сумел точно вычислить, какая доля атомов данного вида будет ионизована при определенных температуре и давлении. Его открытие можно обобщить формулой

$$\frac{\text{число ионизованных атомов}}{\text{число нейтральных атомов}} = \frac{K}{\text{число электронов}},$$

где K зависит от сорта атомов и температуры. Степень ионизации любого атома зависит, таким образом, от температуры и обратно пропорциональна числу свободных электронов. Формулой типа формулы Саха можно также воспользоваться для вычисления степени разрушения молекул на атомы, если известна температура. Вместо числа нейтральных атомов надо подставить число молекул, а число ионов и электронов заменить числами двух атомных составляющих, на которые распадается молекула (см. гл. 5). Рассмотрение формулы ионизации в деталях и ее применение даны в приложении VI.

СМЫСЛ СПЕКТРАЛЬНОЙ ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ

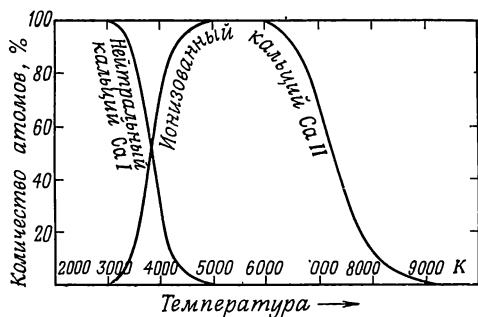
Спросим теперь: как влияют эти изменения в строении вещества — от молекул к нейтральным атомам, а затем к ионизованным атомам — на вид спектра при различных температурах? Мы уже в какой-то мере ответили на этот вопрос в гл. 3. Там мы видели, что спектр молекулы, состоящий из групп близких друг к другу тонких линий, которые, накладываясь друг на друга, образуют широкие полосы, совершенно не похож на спектр отдельного атома. В то же время спектр ионизованного атома сходен со спектром нейтрального атома, имеющего такое

же число электронов, с той лишь разницей, что каждая линия ионизованного атома оказывается гораздо ближе к ультрафиолетовому концу спектра, чем соответствующая линия нейтрального атома. Этот факт был продемонстрирован на примере сходства спектров водорода и ионизованного гелия.

Учитывая все эти факты, мы можем теперь обратиться к интерпретации спектров, возникающих в звездных атмосферах. На некоторое время будем предполагать, что все звездные атмосферы имеют одинаковую плотность, и обсудим только влияние температуры. При температуре 2500 К еще многие атомы объединены в молекулы. Такие соединения, как окись титана (TiO), циан (CN) и молекула углеводорода (CH), впечатывают в непрерывный спектр свойственное только им распределение полос. Из элементов, которые присутствуют в виде отдельных атомов, заметно выделяются такие легко возбуждаемые металлы, как кальций, натрий и железо. Довольно удивительно, что, хотя для возбуждения линий водорода энергия необходима в сравнительно больших количествах, эти линии также видны в спектре и притом имеют значительные интенсивности. Появление линий водорода должно быть обусловлено его большим количеством по сравнению с другими элементами; фактически, как мы увидим позднее, количество водорода составляет во внешних оболочках звезд до 92% всех атомов. Огромное число атомов водорода компенсирует тот факт, что при низкой температуре лишь немногие из его атомов способны поглощать свет.

По мере того как температура вдоль спектральной последовательности поднимается, все больше и больше молекул оказываются разрушенными. В классе K0 уже исчезают полосы окиси титана. Некоторые из более неподатливых молекул, такие, как CN, CH и OH, продолжают существовать до G0; их нетрудно различить и в спектре Солнца. Между тем, чем в больших количествах энергия оказывается доступной, тем значительнее усиливаются линии водорода. Даже при низких температурах некоторые из менее крепко привязанных электронов отрываются от своих атомов; об этом можно судить по появлению сильных линий H и K ионизованного кальция даже у низкотемпературных звезд класса M. Эта пара линий достигает максимума интенсивности около класса K0, но далее атомы кальция начинают терять свой второй электрон (рис. 34); линии H и K слабеют и полностью сходят на нет при температурах больше 10 000°. Однако они все еще доминируют в классе G наряду с линиями нейтрального железа (рис. 35), магния и других металлов и все возрастающими по интенсивности линиями водорода.

В классе F при температуре около 6500° расстается со своими электронами значительное число атомов других металлов. Заметно слабеют нейтральные железо и титан, а ионизованное



Р и с. 34. Ионизация кальция.

Кривые показывают, как меняется процентное содержание нейтральных и ионизованных атомов с ростом температуры. Предполагается, что электронное давление составляет $1/100\,000$ атм.

железо и ионизованный титан становятся весьма заметными и остаются такими, пока не лишатся и второго электрона, а затем, когда температура поднимается выше $10\,000^\circ$, пропадают. Водород достигает своего наивысшего блеска в классе A0, где он совершенно «затмевает» все прочие атомы. Но неумолимый подъем температуры скоро лишает большинство атомов водорода их единственных электронов, без которых они теряют способность взаимодействовать с излучением, и их линии начинают ослабевать. Однако опять-таки и здесь на верхнем краю температурной шкалы водород остается видимым благодаря своему явному перевесу по числу атомов.

У очень горячих звезд в классах В и О температуры поверхности заключены в диапазоне от $15\,000^\circ$ до, возможно, выше $50\,000^\circ$. О подъеме температуры сигнализирует появление в классе В9 нейтрального гелия — самого трудновозбудимого из всех нейтральных атомов. Линии гелия достигают своей наибольшей интенсивности в классе В3, а затем быстро слабеют, так как все больше и больше атомов гелия оказываются ионизованными. В спектрах звезд В видны также однажды ионизованные кислород и азот.

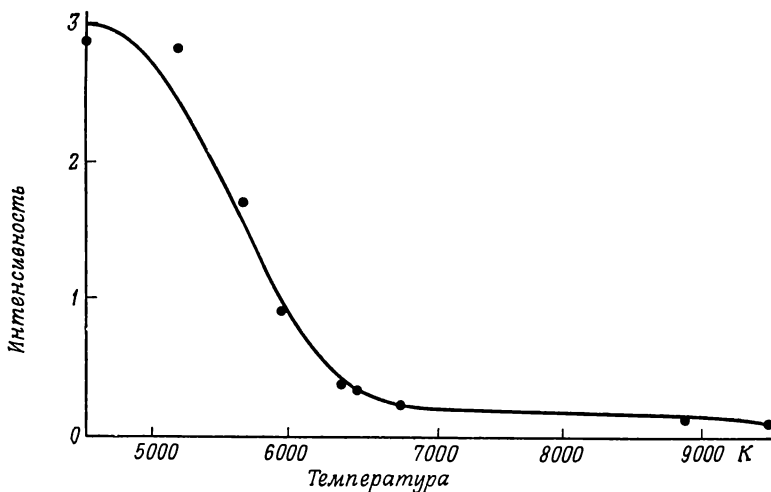
У самых горячих звезд — класса О — водород заметен примерно так же, как в классе М. При господствующих там условиях нейтральный гелий полностью исчезает, уступив место гелию в его ионизованной форме. Спектральные линии элементов, лишенных более чем одного электрона, в основном находятся в ультрафиолетовой части спектра. Так как свет длин волн короче 2900 \AA полностью поглощается озоном и другими газами земной атмосферы, то все это излучение можно наблюдать только с ракет и искусственных спутников. Однако некото-

рые линии OIII (дважды ионизованного кислорода), NIII (дважды ионизованного азота) и SiIV (трижды ионизованного кремния) находятся в наблюдаемых обычными способами областях.

Практически классификация звездных спектров начинается, пожалуй, не с класса O0, а с класса O5, с тем чтобы осталось место для еще более горячих звезд, которые, может быть, еще будут открыты. Теоретически при температурах, близких к $100\,000^\circ$, все линии в наблюдаемой области спектра должны исчезнуть, хотя коротковолновая область от 100 до 2000 \AA должна быть богата линиями многократно ионизованных атомов. В класс O0 следовало бы поместить звезды настолько горячие, что в их спектрах не видно никаких линий. Такие звезды действительно обнаружены в так называемых планетарных туманностях.

В наших рассуждениях мы все время молчаливо предполагали, что все звезды, входящие в спектральную последовательность, обладают одним и тем же химическим составом, так как очевидно, что линии элемента, вообще не присутствующего в атмосфере, будут отсутствовать и в спектре. Интенсивности спектральных линий атомов будут зависеть как от их количества, так и от температуры и давления, поскольку, когда атомов больше, они будут поглощать больше излучения, чем когда их мало. Теоретические расчеты показывают, что для преобладающего большинства звезд наше предположение правильно. При

Рис. 35. Наблюдаемое изменение интенсивности линии железа 4383 \AA с температурой.



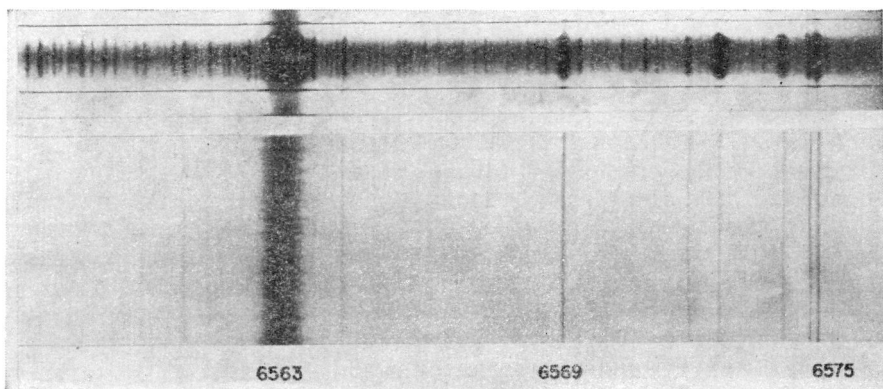
формировании вида звездных спектров различия в химических составах играют второстепенную роль по сравнению с различиями в температуре. Предположим, например, что мы вычислили химический состав солнечной атмосферы (см. гл. 5). Если теперь мы возьмем некую гипотетическую звезду и при помощи формулы Саха предскажем, каким будет ее спектр при различных температурах от 2500 до 30 000°, то окажется, что мы можем воспроизвести наблюдаемые характерные спектры спектральной последовательности в том и только в том случае, если мы в первом приближении примем для химического состава такую же смесь элементов, как у Солнца. Этот результат был получен примерно в 1925 г. благодаря исследованиям, проведенным Пейн-Гапошкиной.

За время с 1940 г. обширные и усиленные исследования показали, что имеют место значительные различия химических составов звезд. Причем эти различия можно подразделить на два типа, обусловленные разным составом того вещества, из которого сформировались звезды, и появляющиеся в результате образования химических элементов в недрах самих звезд. Мы рассмотрим эти вопросы в последующих главах.

И, наконец, нам хотелось бы отметить, что при интерпретации спектральной последовательности мы для простоты предпо-

Рис. 36. Сравнение спектра солнечной фотосферы (*внизу*) со спектром солнечного пятна (*вверху*) в окрестностях линии Na 6563 Å.

Неправильная форма линий в спектре Солнца обусловлена вертикальными движениями поднимающихся и падающих столбов газа в солнечной атмосфере. Линии 6569, 6574 и 6575 Å обусловлены нейтральным железом (FeI), а линия 6572 Å — сочетанием водяного пара и нейтрального кальция. В спектре солнечного пятна все эти линии усилены и значительно возросло число слабых линий, многие из которых обусловлены молекулярными группами. Яркая полоска в центре линии $\text{H}\gamma$, вероятно, является следствием вспышечной активности.



ложили, что все звездные атмосферы имеют одинаковую плотность. Для очень многих звезд это правильное предположение, но для множества других оно совершенно неверно. Здесь мы как раз увидим, какое влияние оказывает плотность на вид звездного спектра и каким образом можно воспользоваться этим эффектом для дальнейшего продвижения по пути установления размера и светимости звезды по ее спектру.

Дополнительную иллюстрацию влияния температуры на вид спектра дают солнечные пятна. В то время как температура яркой поверхности фотосферы Солнца составляет около 5800 К, температура типичного пятна близка к 4500 К. В спектре солнечного пятна линии нейтральных атомов усилены, линии ионизованных атомов ослаблены, а число и сила молекулярных линий чрезвычайно возрастают (рис. 36). Конечно, наличие сильных магнитных полей в солнечных пятнах оказывает дополнительное влияние на спектральные линии (см. главу 5), но качественное предсказание свойств спектра на основе теории Саха сохраняет свою ценность.

5. АНАЛИЗ ЗВЕЗД

Мы уже видели, что для звезд с одинаковым химическим составом появление каждой спектральной линии определяется температурой и плотностью звездной атмосферы. Идя этим путем, мы нашли, что основные свойства спектральной последовательности можно объяснить последовательностью звезд с одним и тем же химическим составом, но с различными температурой и плотностью. Осуществив это предварительное исследование, мы можем теперь сконцентрировать внимание на детальном анализе атмосфер отдельных звезд. Поскольку в каждом спектральном классе звезды явно имеют одинаковые физические характеристики, у нас есть все основания надеяться, что, проанализировав небольшое количество звезд — представителей каждого класса, мы установим природу огромного большинства звезд в Галактике.

Приступая к детальному анализу звездной атмосферы, мы сталкиваемся с вопросом, каким образом можно определить температуру, плотность и химический состав атмосферы по темным линиям звездного спектра. По-видимому, уже ясно, что интенсивность или чернота спектральной линии есть своего рода мера количества породившего ее химического элемента. Но для того, чтобы получилась, скажем, первая линия бальмеровской серии, атом водорода должен сначала оказаться на втором энергетическом уровне (рис. 25). Короче говоря, интенсивность линии зависит как от химического состава, так и от температуры и плотности атмосферы. Интенсивность линии будет зависеть от температуры и плотности также и благодаря их влиянию на размытость или расширение спектральных линий. Наконец, она будет зависеть от процесса формирования спектральных линий.

ШИРИНА СПЕКТРАЛЬНЫХ ЛИНИЙ

Существует несколько причин, почему спектральные линии выглядят широкими. Прежде всего резкость линии лимитируется тем, что щель спектрографа не бесконечно узкая, а имеет

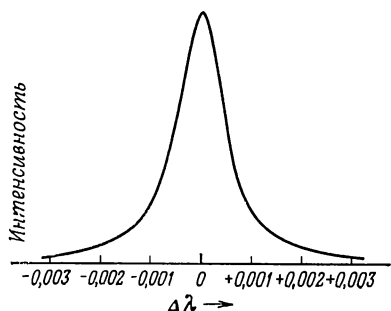


Рис. 37. Естественная ширина спектральной линии (линия железа у $\lambda=4383\text{\AA}$).

Интенсивность излучаемой радиации нанесена на график в функции расстояния, выраженного в длинах волн, от центра линии. Кривая показывает форму, которую могла бы иметь эмиссионная линия, если бы мы могли наблюдать излучение атома при температуре 0 К — условие, к которому экспериментально можно приблизиться, охлаждая разрядную трубку жидким гелием. Так как способность к излучению пропорциональна способности поглощать, то кривая также показывает, как меняется способность к поглощению в различных частях спектральной линии.

вполне определенную ширину. Этот «инструментальный эффект» можно до известной степени преодолеть при исследованиях солнечного спектра, дополнив дифракционный спектрограф специальными приспособлениями, которые позволяют получать спектры очень большого масштаба. Далее было обнаружено, что линии в спектре Солнца или в спектре любого раскаленного источника имеют конечную измеримую собственную ширину. И даже если бы мы смогли наблюдать излучение отдельного атома через бесконечно узкую щель спектрографа, все равно было бы видно, что линия имеет конечную ширину. Иными словами, атом излучает энергию не только на какой-то одной-единственной длине волн, но может также излучать (или поглощать) энергию в соседних длинах волн. Принято говорить, что линия обладает естественной шириной, как это показано на рис. 37, на котором интенсивность нанесена как функция расстояния (в длинах волн) от центра линии. Отметим, что большая часть излучения приходится на длины волн, близкие к центру линии.

Мы можем, если угодно, рассматривать атом как крохотную радиостанцию, а спектрограф — как радиоприемник. Обычно станция ведет свои передачи на определенной длине волн, но вследствие естественных ограничений передающей аппаратуры длина волны ее сигнала не идеально резкая. На шкале длин волн есть место, где прием — самый громкий, но программу можно также принимать, хотя звук будет и менее отчетливым, на соседних длинах волн, примыкающих с обеих сторон к выделенной длине волн.

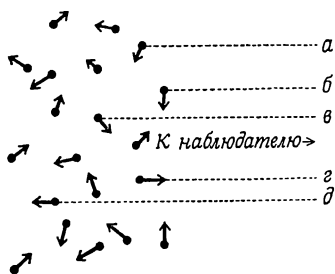


Рис. 38. Беспорядочные движения излучающих атомов.

Так как атомы *а* и *г* движутся от наблюдателя, длина волны их излучения сдвинута к красному концу спектра, а длины волн от атомов *б* и *в* сдвинуты к фиолетовому концу; длина волны излучения атома *б* не изменяется, поскольку он не движется ни к наблюдателю, ни от него.

Другим важным фактором, расширяющим линии, является эффект Доплера. Как мы уже говорили в главе 2, длина волны, излучаемая или поглощаемая источником света, который находится в движении по лучу зрения, смещается из нормального положения на величину, пропорциональную скорости приближения или удаления источника. Спектральные линии приближающейся звезды сдвинуты в фиолетовую сторону, а линии удаляющейся звезды — к красному концу спектра. Отдельные атомы в атмосфере звезды не находятся в состоянии покоя, а носятся с различными скоростями (рис. 38). Некоторые атомы в то мгновение, когда они излучают, приближаются к наблюдателю, другие — удаляются от него. Излучение, испускаемое приближающимися атомами, будет иметь более высокую частоту, чем если бы атомы не двигались, а излучение удаляющихся атомов — соответственно более низкую частоту. Что же касается направлений скорости, они совершенно случайны, а так как наблюдаемая спектральная линия есть сумма вкладов от очень большого числа отдельных излучающих атомов, то спектральная линия будет выглядеть расширенной (рис. 39). Степень размытия линий зависит от скоростей этих частиц; так, атомы водорода в среднем движутся быстрее других атомов, и линии водорода расширены сильнее линий более тяжелых элементов. По той же причине при более высоких температурах размытость линии увеличивается: атомы движутся быстрее, и поэтому доплеровские смещения оказываются больше. Даже при лабораторных температурах физики иногда считают необходимым охлаждать свои электрические разрядные трубки жидким воздухом для того, чтобы сузить и тем самым «разделить» спектральные линии, которые очень близки друг к другу.

Спектральные линии, излучаемые атомами, расширяются также под действием электрического и магнитного полей. Мы

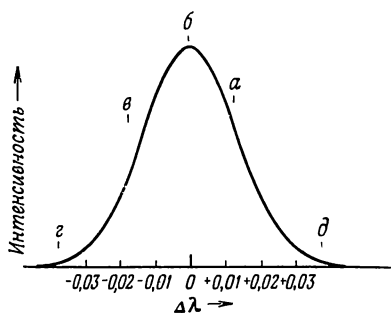
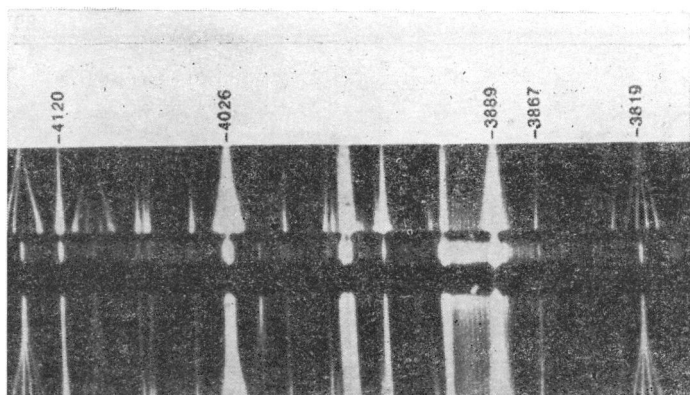


Рис. 39. Ширина спектральной линии для чисто доплеровского расширения (линия железа 4383 Å).

Это профиль, который наблюдался бы, если бы анализировалось излучение атомов, излучающих при температуре 5700 К (температура солнечной атмосферы). Буквами *а* и *в* указаны длины волн, излучаемые атомами, соответствующими атомам на рис. 38. Сравните этот профиль линии с профилем, показанным на рис. 37.

уже говорили, что, когда атом совершает переход с одного энергетического уровня на другой, обычно излучается одна-единственная спектральная линия. Однако, если атом находится поблизости от электрически заряженного предмета или же в магнитном поле, он под влиянием этого электрического или магнитного поля, как говорят, возмущается. Энергия каждого энергетического уровня может тогда измениться на некоторую небольшую величину, зависящую от интенсивности возмущения. В этом случае мы говорим, что каждый энергетический уровень расщепляется на ряд подуровней. При этом каждая линия расщепляется на ряд компонент, а степень их расщепленности зависит от интенсивности поля. Расщепление спектральных линий в электрическом поле называется эффектом Штарка (рис. 40), а в магнитном поле — эффектом Зеемана (рис. 41). Расстояние между компонентами зависит от силы поля. Кроме того, компоненты поляризованы. Например, в случае эффекта Зеемана, если компоненты видны под прямым углом к магнитному полю, то они, как говорят, плоско-поляризованы: поляризация внутренних компонент параллельна магнитному полю, а внешних — перпендикулярна ему. При наблюдении излучения в направлении магнитного поля центральные компоненты исчезают, а внешние компоненты оказываются поляризованными по кругу. Важным свойством эффекта Зеемана является то, что поляризация (которую можно измерить подходящим светоанализирующим устройством) рассказывает о направлении магнитного поля, а величина расщепления — о силе поля.

Солнечным пятнам, которые похожи на гигантские циклоны в солнечной атмосфере, всегда сопутствуют мощные магнитные

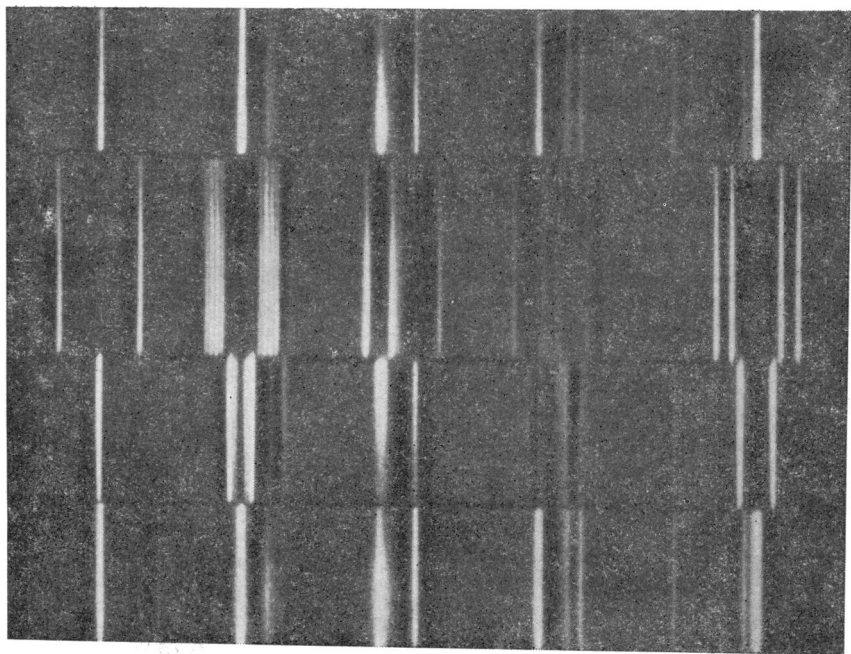


Р и с. 40. Эффект Штарка для гелия.

Отдельные спектральные линии не только разделены на компоненты, но свет этих компонент поляризован. На верхней полоске линии поляризованы параллельно электрическому полю, на нижней полоске—перпендикулярно полю. Спектр в отсутствие поля показан в центре.

Р и с. 41. Эффект Зеемана для линий хрома 4613 и 4626 Å.

Верхний и нижний спектры получены в отсутствие поля. В магнитном поле 31 700 Гс линии, как показано на двух средних спектрах, расщеплены, а компоненты поляризованы; на верхнем из них компоненты поляризованы перпендикулярно магнитному полю, на нижнем они параллельны полю. Обратите внимание на то, что от линии к линии картина меняется в зависимости от характера участвующих энергетических уровней.



поля от нескольких сот до 3000 Гс. (Для сравнения вспомним, что поле Земли составляет менее 1 Гс.) Поэтому эффект Зеемана — замечательное явление в спектре солнечных пятен. Этот эффект особенно заметен для линий металлов. Гаролд Бэбкок обнаружил эффект Зеемана в спектрах ряда звезд. Некоторые звезды, особенно спектральные переменные класса А, демонстрируют сильные магнитные поля порядка нескольких тысяч гаусс. Более того, интенсивность поля меняется с тем же периодом, с которым происходят изменения блеска в спектре звезды. Одна звезда, HD 215 441, имеет поле порядка 30 000 Гс — пока это самое сильное из известных нам в природе.

Штарк-эффект наиболее заметен для линий водорода и гелия. Всякий раз, когда перепрыгивающий электрон оказывается на дальней орбите и поэтому менее прочно удерживается в атоме притяжением ядра, ему легче изменить свое положение под действием проходящего мимо заряда, подобно тому как внешние спутники Юпитера сильнее возмущаются притяжением Солнца, чем внутренние (Галилеевы) спутники. Таким образом, более высокие члены бальмеровской серии H δ (4101 Å), H ϵ (3970 Å), H ζ (3889 Å), H η (3835 Å), H θ (3797 Å) ... сильнее подвержены штарковскому расширению, чем такие более ранние члены, как H α (6563 Å) или H β (4861 Å).

Штарк-эффект, наблюдаемый для линий водорода и гелия в звездных спектрах, отличается от эффекта, создаваемого в лаборатории, одной очень важной особенностью. Лабораторные электрические поля постоянны в большом объеме пространства, который в миллиарды раз больше объема, занимаемого отдельным атомом. В звездной же атмосфере каждый атом подвержен воздействию отдельного поля, создаваемого носящимися поблизости от него электронами и ионами. При более высоких температурах пространство вокруг каждого атома заполнено быстро движущимися положительно заряженными ионами и отрицательно заряженными электронами, скорости и положения которых совершенно случайны. Каждая заряженная частица порождает около излучающего атома поле различной напряженности. В какой-то момент отдельные поля около излучающего атома, обусловленные ионами и электронами, могут взаимно почти уничтожаться, а в какой-то следующий момент заряженная частица может сильно приблизиться к этому атому и соответственно заметно усилить поле. Следовательно, в звездах наблюдается не простое штарковское расщепление линий, наблюдаемое в лабораториях (рис. 40), поскольку поля, действующие на излучаемые атомы, в звездах не однородны, а являются по своему характеру быстро флуктуирующими и к тому же меняются от атома к атому. Поэтому излучение различных атомов одного

и того же химического элемента окажется в суммарном эффекте не совпадающим, а перекрывающим одно другое, в результате чего получится широкая размытая спектральная линия.

Рис. 42, полученный Петри, показывает, насколько вид водородных линий зависит от силы тяготения на поверхности звезды. У очень больших звезд-сверхгигантов сила тяготения на поверхности невелика, атмосферы сравнительно разреженные и линии водорода соответственно довольно узкие и слабые. У карликовых звезд, которые не слишком отличаются по размерам и массам от Солнца, линии водорода относительно широкие и размытые. Причину такого поведения линий понять нетрудно. В относительно плотных атмосферах карликов излучающие атомы и возмущающие их заряды находятся поблизости друг от друга, соответственно мгновенные электрические поля больше, и линии оказываются расширенными. В разреженных атмосферах сверхгигантов плотность обычно так низка, что штарковское расширение оказывается незначительным. Поэтому, хотя линии водорода и гелия широки и размыты у горячих карликовых звезд, у сверхгигантов они и относительно редкие, и узкие.

По наблюдаемым формам, или профилям, водородных и гелиевых линий в спектрах звезд можно получить информацию о температурах и плотностях той среды, в которой формируются эти линии. Но, чтобы подойти к решению этой задачи, необходимо имитировать (в лабораторных условиях) температуры и плотности, получаемые в звездных атмосферах. К счастью, можно изучать расширение этих линий при контролируемых условиях. Кроме того, уже ранее были достигнуты значительные успехи в теории расширения линий H и He. У гелия эти эффекты особенно сложны, так как одни его линии гораздо чувствительнее к электрическим полям, чем другие. Для линий гелия и более тяжелых элементов наблюдается небольшой второго порядка, или «квадратичный», эффект Штарка.

В одном методе, разработанном для изучения штарковского расширения в лаборатории профессора Лохте-Хольтгрёвена (Киль, ФРГ), дуга зажигается вдоль оси полой трубки, внутри которой протекает находящаяся в быстром вихревом вращении струя воды. Вблизи оси трубки вода испаряется, разлагается на составные компоненты, возбуждается и ионизируется. При этом наблюдаются спектральные линии водорода и кислорода в нескольких стадиях ионизации. Измерения этих линий, интерпретируемые с использованием теории ионизации, позволяют вычислить температуру и плотность в дуге. Однако подобная вращающаяся дуга неустойчива; поэтому в большинстве случаев

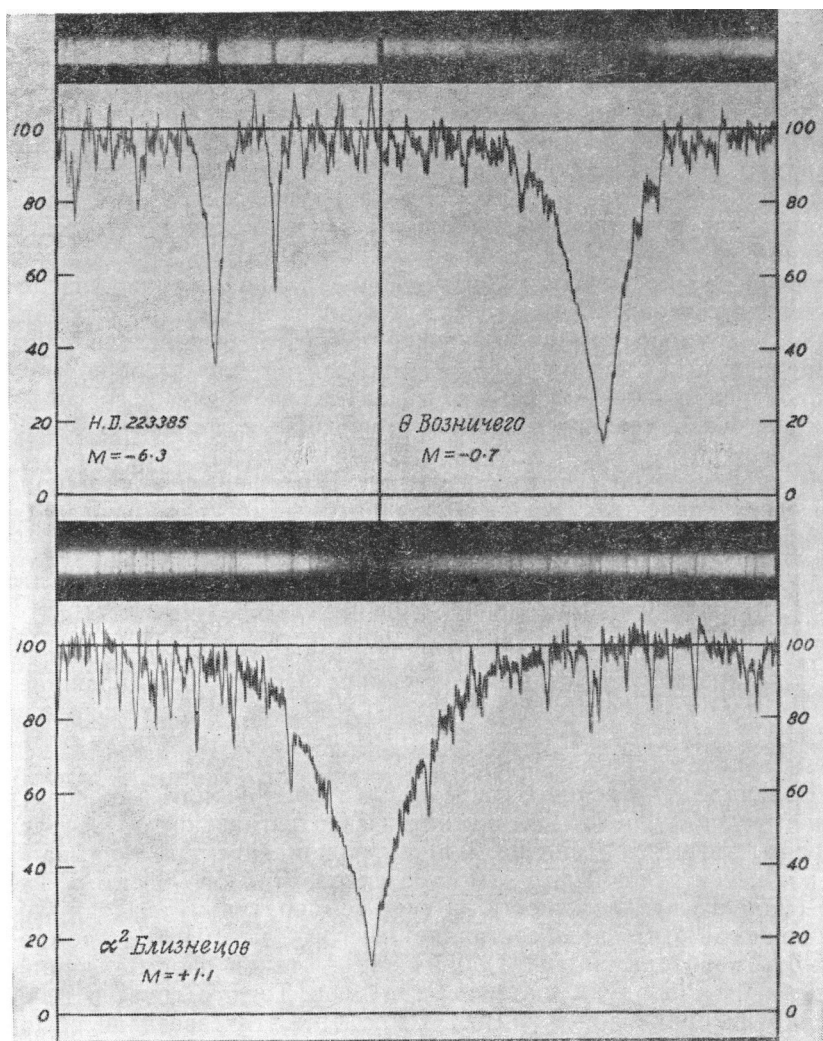


Рис. 42. Линии водорода у звезд с большим и малым тяготением на поверхности.

У звезды очень высокой светимости HD 223 385, которая в 25 000 раз ярче Солнца, сила тяжести на поверхности и атмосферная плотность очень низки. Поэтому возмущающий эффект заряженных частиц на излучающий водородный атом мал, а линия предельно узка. У А-звезды θ Возничего, которая примерно в 150 раз ярче Солнца, плотность выше и эффекты расширения, создаваемые заряженными частицами, имеют более важное значение. У звезды Кастор (α^2 Близнецов), которая в 30 раз ярче Солнца, плотность атмосферы настолько велика, что линия значительно расширена.

в современной практике применяется дуга, стабилизированная другими методами.

Другая методика включает светящуюся ударную трубку. В длинной железной трубке такие газы, как водород и гелий, находящиеся в условиях высокого давления, отделяются тонкой мембраной от смеси из «благородного» газа аргона и водорода, находящихся при низком давлении. Если мембрану проколоть, то возникает ударная волна, движущаяся со скоростью, в несколько раз превышающей скорость звука; волна ударяется о дальний конец трубки и отражается обратно. Газ, находящийся непосредственно позади отраженной ударной волны, нагревается до свечения, и его спектр можно наблюдать. А его давление и температуру можно точно вычислить, зная давление, температуру и состав газовой смеси, взятой для эксперимента и проверенной независимыми измерениями. Таким способом можно точно установить форму эмиссионных линий водорода при различных условиях температуры и плотности.

В относительно плотных звездных атмосферах, как, например, в случае Солнца, излучающие атомы могут подвергаться столкновениям с пролетающими мимо атомами — большей частью атомами Н. При этом частота испускаемой радиации будет изменяться. Так как подобные столкновения происходят случайным беспорядочным образом, то наблюдаемая спектральная линия оказывается расширенной. Для Солнца это расширение столкновениями существеннее, чем естественное расширение. В любом данном спектре оно также более значительно для линий, соответствующих электронным перескокам между большими орбитами.

В начале 30-х годов Струве и Элви обнаружили, что спектральные линии многих гигантских и сверхгигантских звезд расширены эффектом Доплера, причем расширение это указывало на движение излучающих газов со скоростями 55—65 км/с. Такие скорости нельзя отнести за счет температуры газа, так как температура этих звезд составляет всего 5000—10 000°, а температура, необходимая для образования такой формы линий, должна быть порядка миллиона градусов. Тогда Струве и Элви высказали предположение, что атмосферы этих звезд не обычные спокойные оболочки, а объекты с бурными крупномасштабными хаотическими движениями, которые эти ученые характеризовали как турбулентность. Независимые доказательства существования крупномасштабных движений излучающих газовых масс дают сверхгигантские компоненты таких затменных двойных, как 31 Лебедя. Умеренная турбулентность (характеризующаяся скоростями, не превышающими несколько км/с), по-видимому, присуща солнечной атмосфере, но сильнее всего это явление развито у некоторых сверхгигантов.

Итак, если исключить несовершенство инструментов, то линии в звездных спектрах оказываются расширенными под воздействием причин двух классов.

Причины, свойственные самой природе спектральных линий

а. Естественная ширина, которая обусловлена тем, что атом, подобно радиостанции, не может излучать на одной точно определенной частоте, поскольку сами энергетические уровни имеют некоторую ширину.

б. Эффект Доплера, обусловленный случайными беспорядочными движениями атомов любого нагретого пара (см. также пп. ж, з и и).

в. Эффект Зеемана, который представляет собой расщепление спектральных линий магнитным полем, как это происходит в солнечных пятнах.

г. Эффект Штарка, который представляет собой расщепление спектральных линий электрическим полем; в звездных атмосферах линии расщепляются из-за того, что поля, воздействующие на любой излучающий атом, существуют очень непродолжительное время и имеют случайные направления.

д. Расширения столкновениями, возникающие вследствие того, что излучающие атомы в результате столкновений с нейтральными атомами могут изменять частоты своего излучения.

е. Сверхтонкая структура: у некоторых линий химических элементов как следствие магнитного взаимодействия между осевым вращением ядер и полным моментом количества движения (угловой момент) электрона наблюдается расщепление на ряд очень близких компонент; явление это аналогично взаимодействию магнитного поля вращающегося электрона с полем, порождаемым его орбитальным движением (см. гл. 2), за исключением того, что оно происходит в тысячи раз меньшем масштабе.

Внешние причины

ж. Турбулентность или, иначе говоря, крупномасштабные происходящие в вертикальном направлении движения больших масс излучающих или поглощающих газов в атмосфере звезды.

з. Вращение самой звезды, которое расширяет все спектральные линии; у звезд классов А и В наблюдались скорости вращения до 200—300 км/с, а звезды-карлики классов G и K, подобно Солнцу, явно вращаются медленно.

и. Расширение самой атмосферы звезды; некоторые звезды, такие, как типа Р Лебеда, некоторые «эмиссионные объекты класса В» и «взрывающиеся звезды», или новые, обладают

расширяющимися атмосферами или оболочками, которые и обуславливают линии расширенные, несимметричные.

Прежде чем мы обратимся к интерпретации спектральных линий в звездных атмосферах, следует подчеркнуть, что интенсивность темной линии скорее не абсолютная, а относительная величина. Спектральная линия выглядит темной по контрасту — просто интенсивность в данной точке спектра меньше интенсивности в соседней с ней длине волны. Поэтому интенсивность линии всегда измеряют по отношению к интенсивности окаймляющего его непрерывного спектра, а следовательно, и интерпретация интенсивностей темных линий должна базироваться на априорном понимании процесса, благодаря которому образуется непрерывный спектр.

НЕПРЕРЫВНЫЙ СПЕКТР

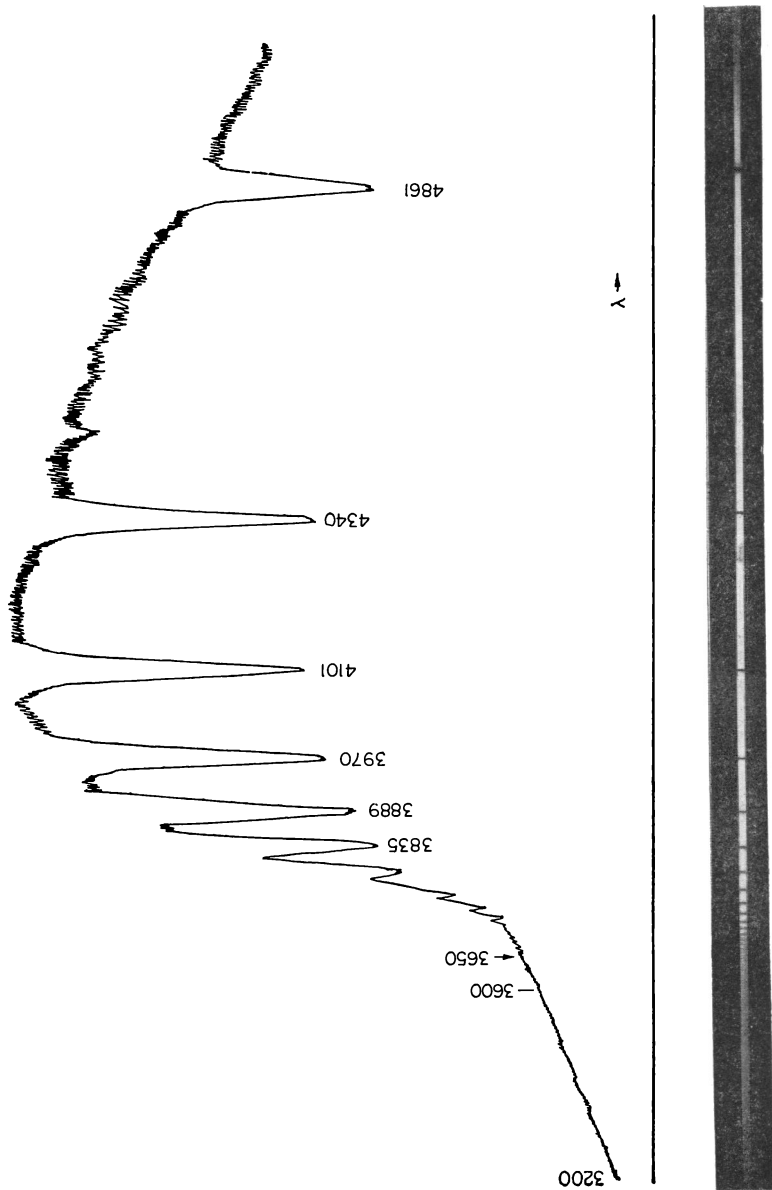
В главе 4 мы уже выяснили, что не существует четкого разделения линий на линии главного тела звезды и линии ее атмосферы. Проглядывая последовательно сквозь все более глубокие слои атмосферы, мы, наконец, доходим до уровня, на котором газовый материал оказывается совершенно непрозрачным. Этот уровень принято рассматривать как поверхность звезды. Таким образом, толщина атмосферы зависит от способности ее материала к поглощению. В случае звезд-карликов, газы которых сильно сжаты, мы можем проникнуть лишь сквозь очень тонкий слой вещества, поэтому глубина их атмосфер мала. А плотность гигантских звезд настолько низка, что мы можем просматривать атмосферу до больших глубин; тогда говорят о протяженной атмосфере.

При обсуждении химического состава солнечной атмосферы (ниже в этой главе) мы увидим, что удивительно небольшого количества солнечного вещества — около 2 г вещества на 1 см² солнечной поверхности — достаточно для того, чтобы заблокировать излучение, идущее снизу к поверхности. Полное количество вещества в солнечной атмосфере, 10^{17} (100 миллионов миллиардов) тонн, огромно только потому, что велики размеры Солнца, тогда как масса атмосферы составляет всего 1/20 000 000 000 всей массы Солнца. Отсюда можно сделать вывод, что газы в звездных атмосферах подобны плотному туману. Если бы земная атмосфера с ее относительно высокой плотностью была столь непрозрачна, мы едва ли могли бы видеть дальше чем на 15 м.

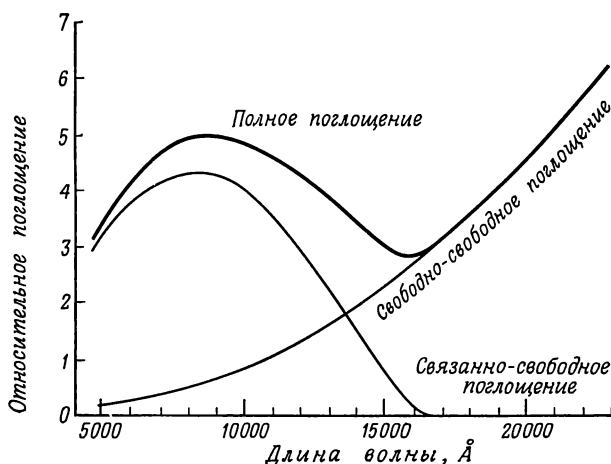
Главная причина «туманнообразности» атмосфер более горячих звезд состоит в том, что газы, находящиеся в процессе ионизации, в высшей степени непрозрачны. Мы, конечно, знаем, что

атомы в звездных атмосферах сильно экранируют излучение в окрестностях линий поглощения, так как атом, поднятый на более высокие энергетические уровни, поглощает энергию, соответствующую отдельным длинам волн. Но когда атом становится ионизованным, он может поглощать энергию, соответствующую *любой* частоте, которая больше некоторой минимальной величины, необходимой для ионизации. Таким образом, ионизация атомов водорода, электроны которых находятся на второй орбите, дает непрерывный спектр поглощения, идущий в фиолетовую сторону от предела бальмеровской серии у 3650 \AA , в то время как отрыв электронов с третьей орбиты съедает энергию, соответствующую более коротким длинам волн, чем предел серии Пашена у 8210 \AA в инфракрасной части спектра. Ясно, что если лишь небольшая доля атомов водорода оказывается возбужденной до второго и более высоких уровней, то вклад водорода в непрозрачность звездных газов невелик. Ведь только атомы, возбужденные по крайней мере до второго уровня, могут поглощать излучение на волнах короче 3650 \AA и только атомы, возбужденные по крайней мере до третьего уровня, могут поглощать излучение в части спектра от 8210 до 3650 \AA . Теория возбуждения атомных уровней (см. приложение V) предполагает, что при температуре около 5700° из каждого миллиарда атомов водорода лишь четыре или пять атомов находятся на втором уровне. Поэтому, несмотря на свое огромное количество, атомарный водород дает лишь небольшой вклад в непрозрачность среднего и верхнего слоев солнечной атмосферы. В более глубоких слоях, где температура выше, поглощение нейтральным водородом несомненно более существенно. У гораздо более горячих звезд класса A многие атомы водорода возбуждены до второго и более высоких уровней, и поэтому водород становится весьма непрозрачным. На рис. 43 показано сильное поглощение у предела серии Бальмера для звезды класса B.

После того как было выяснено, что непрозрачность атмосфер Солнца и более холодных звезд нельзя отнести за счет нейтрального водорода, очевидно, логично предположить, что в этих звездах за ионизацию отвечают атомы металлов. Увы, количества металлов также оказались слишком малыми для объяснения даже небольшой доли непрозрачности солнечной атмосферы. Природа неизвестного источника непрозрачности солнечной атмосферы была выяснена в 1938 г. Вильдтом, который указал, что в таких холодных звездах, как Солнце, и в еще более холодных нейтральный атом водорода может присоединить к себе второй электрон и таким образом стать отрицательно заряженным ионом. Отрицательные ионы водорода являются ненасытными поглотителями энергии в видимой и инфракрасной областях спектра. Прикреплен второй электрон к водороду крайне



Р и с. 43. Спектр H_2 Кита.
Запись спектра, сделанная на обсерватории Маунт Вилсон, приведена в сравнении со спектром, сфотографированным на Ликской обсерватории. Обратите внимание на резкое падение интенсивности у предела серии Бальмера.



Р и с. 44. Способность к поглощению у отрицательных ионов водорода.

Относительное поглощение для свободно-свободного, связанно-свободного и полного поглощения отрицательных ионов водорода для температуры 6300 К нанесено на график в функции длины волны. Обратите внимание на максимум близ 8000 Å и увеличение свободно-свободного поглощения в инфракрасной области.

слабо, достаточно всего 0,75 эВ, чтобы электрон был оторван. Поэтому в любом данном объеме солнечной атмосферы количество отрицательных ионов водорода по отношению к количеству нейтрального водорода составляет всего одну стомиллионную. Однако водорода так много, что упомянутых отрицательных ионов достаточно для создания непрозрачности в атмосферах Солнца и холодных звезд. Точные вычисления Чандрасекхара и других ученых показали, что изменения поглощения отрицательными ионами водорода в зависимости от длины волны своего рода уникальны и очень интересны, что и показано на рис. 44. Поскольку энергия, необходимая для отрыва электрона от отрицательного иона водорода, мала, эти ионы могут поглощать излучение в длинах волн короче 16 000 Å, в близкой инфракрасной области. Следовательно, в результате отрыва электронов от H^- будет возникать непрерывное поглощение, захватывающее близкую инфракрасную и видимую области. Кривая, названная на рис. 44 «связанно-свободное», показывает, что поглощение вследствие этого процесса отрыва электронов возрастает в сторону более коротких волн, достигает максимума около 8600 Å, а затем с дальнейшим уменьшением длин волн падает. После того как электрон уже оторван, вероятнее всего, что он будет двигаться по гиперболической, а не по круговой или эллиптической орбите. Такие свободные электроны тоже

могут, поглощая излучение, переходить на гиперболическую орбиту с более высокой энергией. В результате этого процесса возникает еще один непрерывный спектр поглощения, интенсивность которого растет в сторону более длинных волн, что видно по поведению кривой, названной «свободно-свободное» на рис. 44. Жирной кривой изображено общее поглощение отрицательными ионами водорода, возникающее в результате обоих процессов. Наблюдаемое непрерывное поглощение в солнечной атмосфере можно также получить из наблюдений потемнения к краю. Совпадение наблюдаемой и теоретической кривых (на рис. 44) хотя и не точное, но достаточно близкое, чтобы утверждать с большой долей достоверности, что отрицательные ионы водорода являются главным источником непрозрачности Солнца. В ультрафиолете существенно непрерывное поглощение атомами кремния и металлов.

Отрицательные ионы водорода, вероятно, также являются главным поглощающим агентом для звезд спектральных классов G и K. В более горячих звездах ионизация нейтральных атомов водорода, несомненно, служит существенным источником непрозрачности, в то время как в очень холодных звездах в дополнение к отрицательному водороду значительный вклад в непрозрачность дает перекрытие очень близких друг к другу атомарных линий и молекулярных полос. Теория в согласии с наблюдениями предсказывает, что атмосферы более горячих звезд должны быть более непрозрачными, чем атмосферы более холодных звезд. Так, атмосфера звезды класса A примерно в 20 раз непрозрачнее Солнца.

На заре развития солнечной спектроскопии предполагалось, что Солнце имеет четко очерченную излучающую поверхность, дающую непрерывный спектр, в то время как линии поглощения образуются при прохождении излучения от поверхности сквозь более холодную атмосферу, или обращающий слой. В наше время ясно, что такое представление было слишком упрощенным. В действительности и непрерывный спектр, и линии поглощения образуются в сущности в одних и тех же областях атмосферы. Фотосфера, в которой (по определению) возникает непрерывный спектр, вовсе не четко ограниченная поверхность, а слой толщиной около 400 км. У гигантских звезд этот слой гораздо более растянут, а у карликов он сильно сжат. Мы уже видели, что непрерывный спектр Солнца и более холодных звезд образуется как следствие процесса поглощения отрицательными ионами водорода. Излучение из самых низких слоев фотосферы, температура которых около 8000° , гораздо интенсивнее, чем излучение из более высоких слоев, где температура ниже. Но излучение из глубоких слоев поглощается гораздо сильнее, чем излучение верхнего слоя. Поэтому глубинному излучению

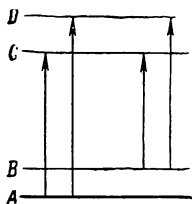
приходится проходить через толщу поглощающих отрицательных ионов водорода, прежде чем это излучение сможет выйти в космическое пространство. В итоге излучение, которое в конце концов испускает Солнце, соответствует по цвету и количественным характеристикам средней температуре около 5800° .

КАК ОБРАЗУЮТСЯ ЛИНИИ ПОГЛОЩЕНИЯ

Отрицательные ионы водорода не единственная опасность, с которой может столкнуться излучение, прокладываящее себе путь к поверхности. Звездные атмосферы помимо водорода содержат все химические элементы, знакомые нам на Земле. Атомы любого типа могут поглощать излучение в своем собственном дискретном комплекте длин волн, и поэтому те кванты излучения, которые имеют соответствующие длины волн, поглощаются. Правда, каждый поглощенный квант излучается вновь, но, в то время как поток энергии от фотосферы направлен наружу по лучу зрения, повторное излучение атомов может происходить равновероятно в любом направлении — вперед, назад и в стороны. Поэтому поток, первоначально направленный наружу, в поглощаемых длинах волн уменьшается. В конце концов излучение покидает звезду, но лишь после искажения его при встречах с поглощающими атомами. При правильной интерпретации «отметины», которые несет на себе спектр, позволяют восстановить всю историю прохождения излучения сквозь атмосферу — виды и число встреченных атомов, а также температуру газа. На Солнце значительное поглощение в так называемых «крыльях» линий происходит в средних и верхних областях фотосферы, но поглощение в центре сильных линий возникает в более низких слоях солнечной хромосферы.

ЧИСЛО ПОГЛОЩАЮЩИХ АТОМОВ

Интенсивность темных линий в спектрах звезд обычно измеряют на фотографических пластинках или при помощи подходящих фотоэлектрических приборов. Под интенсивностью темной линии мы подразумеваем количество энергии, которое было изъято из непрерывного спектра на месте этой линии. Единицей интенсивности служит *эквивалентная ширина*, выражаемая в ангстремах. Таким образом, эквивалентная ширина в 1 \AA означает изъятие количества излучения, эквивалентное количеству, содержащемуся в 1 \AA соседнего непрерывного спектра. Интенсивности линий определяются главным образом тремя характеристиками атмосферы звезды, а именно — химическим составом, температурой и плотностью. Задача, которая стоит перед астрофизиками, сводится к тому, чтобы получить эти свойства из



Р и с. 45. Энергетические уровни схематического атома.

наблюдаемых интенсивностей. Интенсивность темной линии должна зависеть от количества атомов, приходящихся на единицу площади сечения луча зрения, которые поглощают излучение в рассматриваемых длинах волн. Назовем эту величину *числом поглощающих атомов* и перейдем к объяснению ее физического смысла при помощи рис. 45.

Предположим, что энергия поглощается неким гипотетическим атомом с четырьмя энергетическими уровнями A , B , C и D . Допустим далее, что число N_a атомов находится на уровне A , а N_b — на уровне B и что на эти атомы падает излучение как раз тех длин волн, которые возбуждают их до уровней C и D . Если считать, что падающее излучение одинаково интенсивно во всех четырех длинах волн $A—C$, $A—D$, $B—C$ и $B—D$, то спрашивается: сколько атомов в секунду будет поглощать каждое из этих четырех излучений? Прежде всего число поглощающих атомов будет пропорционально числу атомов N_a или N_b , находящихся на нижнем энергетическом уровне. Необходимо также учесть, что вероятность каких-то определенных переходов больше, чем других. Например, атом на уровне A обычно оказывает неодинаковое предпочтение уровням C и D . Тот или иной из них будет более гостеприимным. Это предпочтение можно выразить, приписывая каждой линии число (обычно меньше 1), которое обозначают буквой f *). Числа f зависят только от структуры атома и могут быть вычислены из теории или измерены в лаборатории. Их определяют таким образом, чтобы число поглощающих атомов было пропорционально произведению числа атомов N на величину $f(Nf)$. Так, число атомов, поглощающих линию $A—C$, равно $N_a f_{ac}$. Например, величины f для последовательных членов лаймановской серии водорода, начиная с первой линии, равны 0,42; 0,079; 0,029; 0,014; 0,0078 и т. д. Поскольку все эти линии возникают с одного и того же уровня, мы сразу же видим, что число поглощающих атомов Nf уменьшается с увеличением номера члена серии.

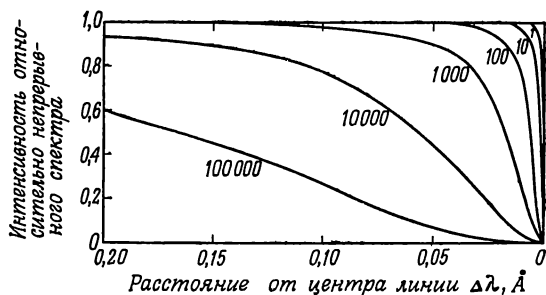
*) В научной литературе величины f принято называть *силами осцилляторов* данных линий.

КРИВАЯ РОСТА

Первым шагом при анализе звездной атмосферы является оценка величины Nf для каждой линии по наблюдаемым интенсивностям в спектре. Для этого нам необходимо знать численное соотношение между интенсивностью линии и числом поглощающих атомов, обеспечивающих ее образование. На первый взгляд может показаться, что эти величины должны быть прямо пропорциональны одна другой. В действительности эта связь гораздо сложнее и зависит от механизма, вызывающего расширение линий. Мы уже упоминали, что спектральные линии никогда не бывают идеально резкими. Каждая линия имеет свойственную ей естественную ширину, обусловленную тем, что энергетические уровни сами по себе широки (они скорее зоны, чем простые линии), а также так называемую доплеровскую ширину, возникающую вследствие беспорядочного движения поглощающих атомов.

Для иллюстрации этого положения обратимся на время к нашей упрощенной модели атмосферы звезды и предположим, что над поверхностью звезды, которая излучает непрерывный спектр, существует слой совершенно неподвижных поглощающих атомов. Тем самым мы полагаем, что плотность газа столь низка, что расширение столкновениями не существенно и имеет значение только естественная ширина спектральных линий. Рассмотрим, что же произойдет с излучением от поверхности при прохождении через вертикальный столб поглощающей атмосферы. На длинах волн, соответствующих линиям поглощения, излучение будет ослабляться атомами атмосферы. Как будет возрастать чернота линии, если мы увеличим высоту поглощающего столба?

Р и с. 46. Профили линий поглощения, имеющие только естественную ширину. Кривые показывают изменение профилей с увеличением относительного числа поглощающих атомов от 1 до 100 000. Так как профиль симметричен, на график нанесена только его половина. Обратите внимание, что с ростом числа атомов появляются очень сильные «крылья затухания».



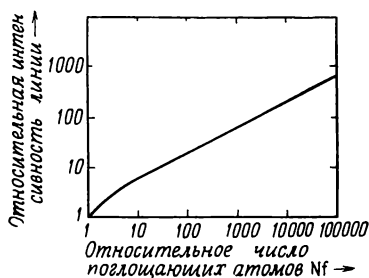


Рис. 47. Связь между относительной интенсивностью линии и относительным числом поглощающих атомов для чисто естественного расширения.

За исключением случая, когда атомов очень мало, интенсивность пропорциональна корню квадратному из относительного числа поглощающих атомов Nf . Обе шкалы — логарифмические.

Кривые, показанные на рис. 46, изображают вычисленные теоретически формы линий поглощения, образующиеся при постепенно увеличиваемом относительном числе поглощающих атомов от 1 до 100 000 (так как профили симметричны, то вычерчены только их половины). В образовании данной спектральной линии участвует большое число атомов, причем большинство атомов поглощает близ центра линии, а с увеличением расстояния от центра в образовании линии участвует все меньше и меньше атомов.

Обращаясь к рис. 37, мы видим, что способность атома к поглощению в центре линии очень велика, а на расстоянии всего 0,003 Å от центра линии она падает примерно до 2% своей максимальной величины. Даже когда в поглощающем столбе присутствует относительно мало атомов, то, как видно из кривой 100 на рис. 46, центры линий совершенно черные, но и вдали от центра интенсивность быстро падает до нуля. Однако, по мере того как число поглощающих атомов увеличивается, излучение изымается на все большем и большем расстоянии от центра линии, где способность поглощать на 1 атом может составлять 1/100, 1/10000 от своей максимальной величины. Абсолютное количество атомов перевешивает малую поглощательную способность отдельного атома. Это проявляется в удалении большего количества излучения на большем расстоянии от центра линии в крыльях. Пока число поглощающих атомов настолько мало, что центр линии еще не вполне черен, интенсивность, измеряемая площадью, ограниченной профилем линии, растет прямо пропорционально Nf . С увеличением числа поглощающих атомов, когда центр линии становится черным, интенсивность увеличивается с меньшей скоростью — пропорционально корню квадратному из Nf . Чтобы удвоить количество поглощен-

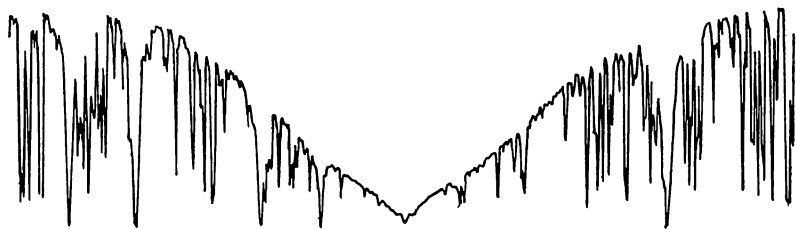
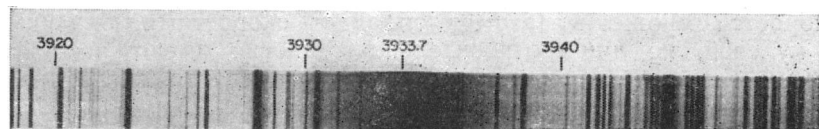
ной энергии, необходимо в четыре раза больше поглощающих атомов. В целом связь между интенсивностью и числом поглощающих атомов показана на рис. 47.

Во многих звездных атмосферах расширение энергетических уровней вследствие столкновений между атомами гораздо больше так называемой естественной ширины. Однако расширения столкновениями для линий всех элементов, кроме Н и К, дает в результате профили почти такой же формы, как и обусловленная естественной шириной, а поэтому и связь между интенсивностью и числом поглощающих атомов также аналогичная. Однако соответствующая кривая лежит выше, т. е. для данного числа атомов линия сильнее, чем в случае чисто естественного расширения. Линии Н и К ионизованного кальция — самые сильные линии, зарегистрированные в спектре Солнца — дают блестящий образец линий с очень выделяющимися крыльями, обусловленными как естественным расширением, так и расширением столкновениями. На рис. 48 воспроизведена небольшая часть фотографии солнечного спектра в окрестностях линии К. Под фотографией дана запись интенсивности спектра, показывающая очень большую протяженность крыльев линии. Выемки и углубления на профиле крыльев объясняются наложением более слабых линий других химических элементов

Рассмотрим теперь столб единичного сечения, атомы в котором находятся в быстром движении. В этом случае преобладает расширение эффектом Доплера (рис. 49). Для простоты

Рис. 48. Профиль линии К в спектре Солнца.

Линии Н и К ионизованного кальция — самые сильные из зарегистрированных в спектре Солнца линий при наблюдениях с поверхности Земли. Крылья обусловлены естественным расширением и расширением столкновениями. Шкала длин волн приведена наверху.



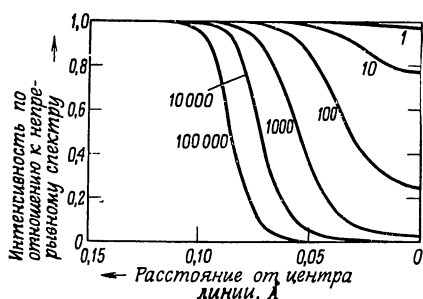


Рис. 49. Профили линий поглощения с доплеровским расширением, не имеющие естественной ширины.

Как и на рис. 46, показана только половина каждого профиля. В противоположность естественному затуханию полное поглощение для большого числа атомов по мере увеличения числа атомов растет очень медленно.

предположим, что атомы не сталкиваются друг с другом и линия не имеет естественной ширины, т. е. каждый атом поглощает только в той длине волны, которая определяется скоростью его движения по лучу зрения. Поэтому форма получающейся в результате линии поглощения будет зависеть от относительного числа атомов, поглощающих в каждой части линии. Способность поглощать определяется кривой, приведенной на рис. 39. Форма соответствующей линии поглощения подобна кривым на рис. 49.

Как и на рис. 46, эти кривые построены для последовательно возрастающих чисел поглощающих атомов. Заметьте, что для больших чисел атомов кривые колоколообразны, с плоскими вершинами и очень крутыми склонами. Физический смысл кривых такой формы состоит в том, что при случайном распределении скоростей множество атомов обладает скоростями, близкими к нулевой, но лишь относительно немногие имеют исключительно большие скорости. Рис. 49 показывает, что, когда число поглощающих атомов невелико, линия не очень черная, но широкая. Поглощаемая энергия распределяется по широкому диапазону длин волн. Происходит это потому, что почти столько же атомов поглощает на некотором расстоянии от центра, сколько и точно в центре. Если же атомов оказывается больше, но близ центра линии все еще имеется много энергии, доступной для поглощения, интенсивность линии растет прямо пропорционально числу поглощающих атомов.

Но этот процесс продолжается не до бесконечности; «рост» замедляется. В конце концов с прибавлением все большего количества атомов линия становится в центре черной, а, поскольку лишь немногие атомы имеют достаточно высокие ско-

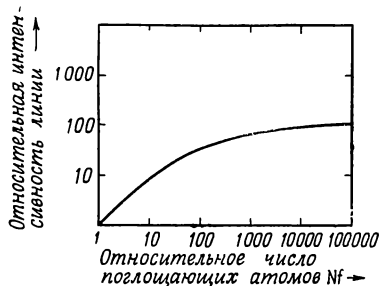
рости, чтобы поглощать очень далеко от нулевого положения, линия становится «насыщенной». Другими словами, уже не столь важно, сколько дополнительных атомов появилось в поглощающем столбе, — из непрерывного спектра можно извлечь еще очень немного энергии. Соответствующая зависимость между интенсивностью и числом поглощающих атомов Nf показана на рис. 50. Форма кривой явно зависит от температуры, так как при высокой температуре большее число атомов обладает более высокими скоростями, больше энергии доступно для поглощения, и линия не насыщается до тех пор, пока не будет достигнута относительно высокая интенсивность.

В реальных условиях ни один из описанных эффектов (эффект Доплера, естественное затухание плюс затухание вследствие столкновений) не действует независимо. Оба эти эффекта действуют совместно, но при небольших количествах поглощающих атомов превалирует доплеровское расширение, а при больших количествах атомов — естественное расширение плюс расширение столкновениями. Получающаяся в результате зависимость между интенсивностью и числом поглощающих атомов, известная под названием *кривой роста*, имеет форму, показанную на рис. 51.

Заметим, что кривая роста имеет три ветви: 1) для очень малых величин Nf центр линии еще не стал совершенно черным, а интенсивность прямо пропорциональна Nf ; 2) для промежуточных величин Nf центр линии черный, но поглощение в крыльях линии еще не стало большим, и интенсивность растет очень медленно с Nf ; 3) для очень больших величин Nf интенсивность пропорциональна корню квадратному из Nf . Соотношение между различными ветвями кривой роста определяется относительной значимостью эффекта Доплера, естественного

Рис. 50. Связь между относительной интенсивностью линии и относительным числом поглощающих атомов для чисто доплеровского расширения.

Если число поглощающих атомов Nf мало, интенсивность почти пропорциональна Nf , но когда Nf велико, интенсивность линии поглощения, по мере того как добавляются атомы, растет очень медленно.



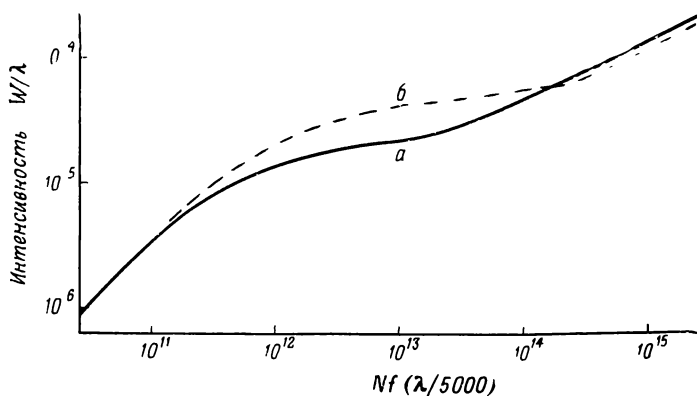


Рис. 51. Теоретические кривые роста.

a — для атмосферы, подобной солнечной, с высокой плотностью и низкой температурой; *b* — для атмосферы с низкой плотностью и высокой температурой. «Интенсивность» W/λ — отношение эквивалентной ширины линии к длине волны — нанесена в функции величины $Nf (\lambda/5000 \text{ \AA})$, где N можно интерпретировать как «число атомов над фотосферой». Обратите внимание на заметный эффект расширения столкновениями для случая *a*, тогда как для случая *b* он пренебрежимо мал. Заметьте также большой интервал, в пределах которого интенсивность линии с увеличением поглощающих атомов растет очень медленно.

расширения и расширения столкновениями. На положение левой ветви этой кривой не влияют ни тип, ни величина расширения линий. Но интенсивность, при которой кривая начинает становиться более плоской, и положение правой ветви кривой определяются отношением расширения вследствие затухания — совместно естественного и вследствие столкновений — к доплеровскому расширению. Так как доплеровское расширение, определяемое случайными скоростями атомов, зависит от температуры, а частота столкновений — от плотности или давления, то указанное отношение для атмосферы с высокой плотностью и низкой температурой будет больше, чем для атмосферы с низкой плотностью и высокой температурой. Эти два предельных случая иллюстрируются кривыми *a* и *b* на рис. 51. Когда расширение столкновениями очень велико, как в случае *a*, переход от доплеровского расширения к расширению столкновениями происходит быстро. Если же расширение столкновениями очень мало, как в случае *b*, то для создания крыльев линии необходима очень большая добавка поглощающих атомов. Следовательно, в значительном диапазоне изменения Nf — после насыщения центра линии и до начала роста ее крыльев — значительное увеличение числа поглощающих атомов оказывает очень небольшое влияние на интенсивность линии. В действительности же линии в центре не совсем черные, как это предсказывает упрощенная теория. В более реальной и в более точной с точки

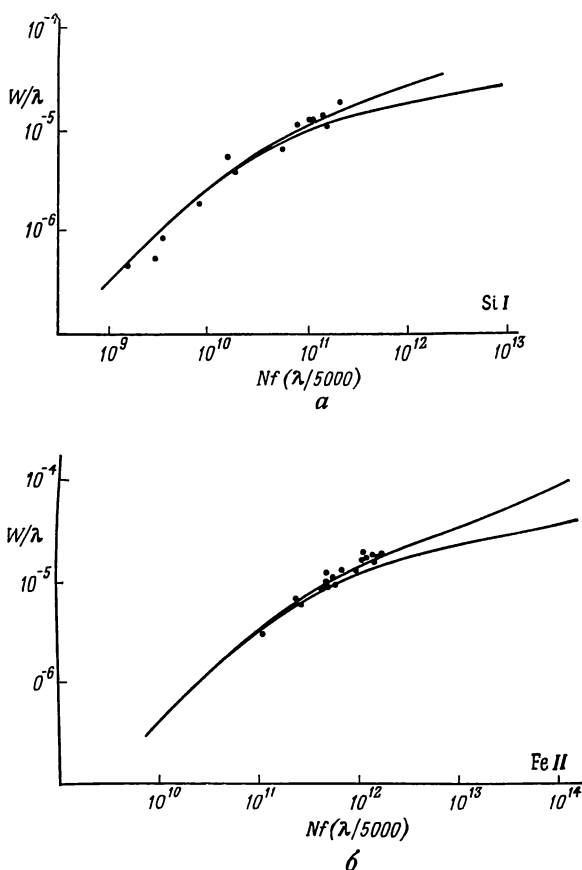


Рис. 52. Теоретические кривые роста для химических элементов на Солнце. а — нейтральный кремний SiI, б — ионизованное железо FeII. Как и на рис. 51, отношение W/λ нанесено как функция $Nf(\lambda/5000 \text{ \AA})$. Для каждого элемента показаны две ветви кривой роста, соответствующие двум предположениям об относительной роли расширения линии столкновениями и естественного расширения.

зрения физики модели интенсивности, вычисленные теоретически и наблюдаемые, согласуются между собой.

Теория кривой роста была проверена путем сравнения с эмпирическими кривыми, построенными как на основе лабораторных экспериментов, так и по наблюдениям звездных спектров. Две наблюдаемые кривые роста для Солнца приведены на рис. 52. Для дальнейшего уточнения теории кривой роста необходимо учесть наличие других источников расширения линии: эффект Штарка, эффект Зеемана и турбулентность. Эффект Штарка

имеет значение только для водорода и гелия. Эффект Зеемана существует только в магнитных полях, которые встречаются на Солнце, а вероятно, и у большинства звезд лишь в отдельных небольших участках поверхности. Однако в последние годы Бэбкок установил, что интенсивные магнитные поля должны покрывать большие области поверхностей сравнительно небольшого числа так называемых магнитных звезд, примерами которых являются HD 125248 и α_2 Гончих Псов. Анализ спектров магнитных звезд требует серьезной модификации теории кривой роста. Турбулентность воздействует на форму линии поглощения таким же образом, как доплеровское расширение. При вычислении кривой роста нужно наряду со средней скоростью отдельных атомов учитывать среднюю вертикальную скорость больших газовых масс. Вращение звезд также ведет к расширению спектральных линий звезды и придает профилям линий характерный блюдцеобразный вид, но не влияет на форму кривой роста.

Теоретическая кривая роста представляет собой график изменения величины W/λ — эквивалентной ширины, деленной на длину волны — как функции Nf — числа поглощающих атомов. Иными словами, она дает зависимость интенсивности спектральных линий от числа поглощающих атомов. В упрощенной форме, используемой при предварительных исследованиях, предполагается, что можно брать для температуры и давления атмосферы их средние значения. Температуру любой данной звезды можно оценить по ее цвету, а давление — по расширению линий водорода, так что теоретическую кривую вычислить можно. В качестве иллюстрации см. приложение VI.

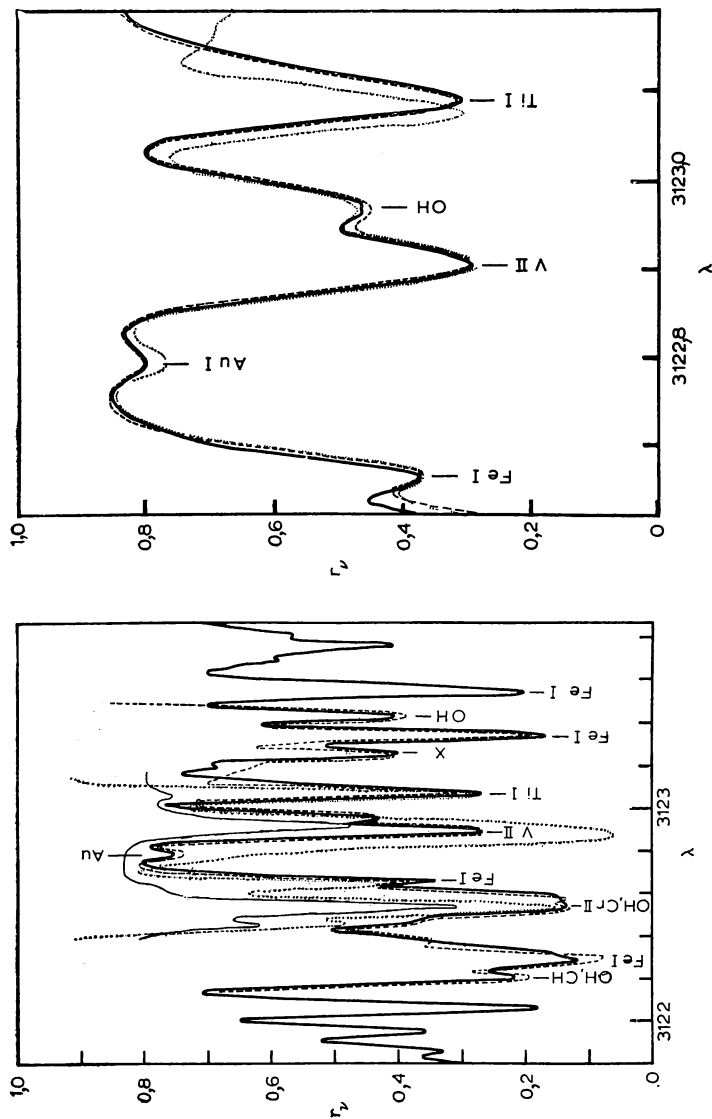
Следовательно, при помощи кривой роста можно найти величину Nf , соответствующую наблюдаемой величине W/λ . А так как величина f известна из лабораторных измерений или теоретических расчетов, то можно теперь определить и N — число атомов на более низком из двух энергетических уровней, соответствующих наблюдаемой линии. Иногда какой-либо данный элемент, например калий, представлен в обычном наблюдаемом спектре линиями, возникающими с единственного нижнего энергетического уровня. В большинстве же такие атомы, как железо и титан, дают линии, возникающие с гораздо большего числа различных уровней. Тогда можно вычислить температуру звездной атмосферы, так как относительные числа атомов, которые возбуждаются до различных энергетических уровней атома, задаются этой локальной температурой (см. приложение VI). При низких температурах более высокие энергетические уровни заселены скудно, тогда как при высоких температурах на этих уровнях может оказаться значительное число атомов. В любом случае, если известно население хотя бы одного уровня,

можно вычислить население всех уровней в этой стадии ионизации.

Это не значит, что мы будем знать полное содержание данного химического элемента. Мы найдем лишь количество атомов — нейтральных или ионизованных — в зависимости от того, какие линии действительно наблюдаются. Например, подавляющее большинство атомов натрия в солнечной атмосфере ионизовано, но доступны наблюдениям лишь линии нейтрального элемента. В главе 4 мы видели, что если температура и численное значение плотности свободных электронов известны, то можно решить уравнение Саха для отношения нейтральных атомов к ионизованным.

В атмосфере звезды, подобной Солнцу, температура которой известна, электронную плотность можно оценить по расширению линий водорода и по отношению числа ионов к числу нейтральных атомов для таких металлов, как кальций, железо, титан и барий, которые демонстрируют линии и нейтральных, и ионизованных атомов. Задав температуру и отношение, скажем $N(\text{ионизованные атомы Fe})/N(\text{нейтральные атомы Fe})$, мы вычислим из уравнения ионизации электронную плотность N_e . Затем, задавая число нейтральных атомов натрия, мы можем вычислить $N(\text{ионизованные атомы Na})/(\text{нейтральные атомы Na})$ и таким образом получить полное число атомов натрия.

Метод, который мы только что описали, заранее предполагает, что линии поглощения образуются в атмосфере с постоянными давлением и плотностью, в то время как в действительности и давление, и температура в звездной атмосфере растут с глубиной. Для учета этого эффекта нужно построить модель атмосферы, подобную описанной в главе 4, в которой давление и температура определены для каждого уровня атмосферы. В случае Солнца можно использовать измерения распределения энергии в центре солнечного диска и потемнение к краю в различных длинах волн и по этим данным построить модель солнечной атмосферы. Для других звезд построение модели возможно только теоретическим путем. Мы просто требуем, чтобы атмосфера находилась в механическом равновесии, давление в каждой точке было достаточным, чтобы вынести вес лежащих выше слоев, а поток энергии, проходящей через все слои к поверхности, был постоянным. Такие вычисления были выполнены Михаласом, Стромом, Мортонем и другими. В методе использования модели атмосферы мы вычисляем по существу отдельную кривую роста для каждой спектральной линии с учетом эффектов изменений температуры и давления. В этой рабочей схеме кривая роста определяет связь интенсивности линии не с числом поглощающих атомов, а непосредственно с обилием элемента.



Р и с. 53. Метод синтеза спектра.

Сплошная жирная линия дает наблюдаемый солнечный спектр, полученный по данным обсерватории Мак-Мас Халберт и Маунт Вилсон. Точечной пунктирной и тонкой сплошной линиями показаны последовательные приближения, которые осуществляются подбором числа действующих атомов N_i и расширения столкновениями для линий различных элементов, чтобы воспроизвести наблюдаемое распределение интенсивности в спектре.

Слева — ранние стадии приближения показаны тонкими сплошными и точечными линиями, более поздние стадии аппроксимации даны пунктирными линиями. Справа — на конечных стадиях расчета спектр можно вычислить почти с такой же точностью, с какой его получают из наблюдений. В данном случае содержание золота в солнечной атмосфере найдено по линии 3122,8 \AA равным 2 частям на миллион миллионов частей водорода.

Большую часть при исследованиях звездных атмосфер используют не профили линий, а их полные интенсивности (эквивалентные ширины). Это связано с тем, что недостаточная разрешающая способность спектральных приборов обычно ограничивает исследования профилей линий только очень широкими сильными линиями. Исключение составляет Солнце, для которого можно измерить профили даже слабых линий. Когда такие измерения доступны, то точная форма профиля линий дает гораздо больше сведений о структуре звездных атмосфер и обилии химических элементов, чем знание одной полной интенсивности.

Определение профиля линии требует вычислений от точки к точке для всей занимаемой линией области спектра с детальным учетом эффектов расширения линии, ионизации и возбуждения для каждого последующего слоя атмосферы. При этом можно учесть влияние наложения других линий (бленды), что другим методом осуществить невозможно. Иллюстрацией применения этого метода служит рис. 53, на котором Джоном Россом воспроизведена небольшая часть солнечного спектра до и после обработки с учетом перекрытия профилей линий FeI, FeVII, TiI, CrII, OH и Au; работа проводилась для определения содержания на Солнце золота. Чтобы восстановить этот небольшой участок солнечного спектра, пришлось для каждой линии устанавливать содержание элемента, умноженное на величину f , и вычислять расширение столкновениями. Этим способом было найдено, что золота на Солнце в $0,5 \cdot 10^{12}$ раз меньше, чем водорода. Неточность результата возникает вследствие неточных знаний расширения столкновениями, величин f и, возможно, наличия неизвестных бленд.

ХИМИЧЕСКИЙ СОСТАВ ЗВЕЗД

С самого начала развития звездной спектроскопии стало очевидно, что повсюду во Вселенной материя по существу одна и та же и что те же химические элементы, из которых построена Земля, входят в состав других планет, Солнца, звезд и далеких галактик. Но, хотя повсюду в природе встречаются одни и те же элементы, их относительное содержание часто не одинаково не только у планет и звезд, но и у звезд разных классов. Эти различия в обилии элементов являются важными ключевыми данными для еще не вполне понятых проблем эволюции звезд, образования элементов и истории самой Галактики. Полнее мы обсудим эту проблему в гл. 8, 9 и 12.

А сейчас мы кратко изложим некоторые принципиально важные результаты, полученные при исследовании химического состава звезд. Конечно, наиболее досконально было изучено

Солнце. Пионерское исследование, выполненное в 1929 г. Генри Норрисом Расселом (Принстон, США) еще до изобретения кривой роста, выявило главные характерные черты химического состава Солнца. Затем многочисленными исследователями в различных странах эта работа была сделана значительно точнее сначала для Солнца, а затем и для различных звезд. Рассмотрим сначала результаты анализа состава Солнца, а затем сравним их с данными, полученными для других звезд.

Как видно из табл. 4, вполне уверенно в солнечной атмосфере было отождествлено семьдесят химических элементов. Отсутствие некоторых элементов в этом списке не означает, что они утрачены солнечной атмосферой. Некоторые из этих элементов, например ртуть, имеют свои сильнейшие линии в далеком ультрафиолете — спектральной области, которую можно изучать только при помощи приемников, поднятых на космических аппаратах за пределы земной атмосферы. Элементы, добавленные к этому списку начиная с 1946 г., чаще всего оказывались обнаруженными по их линиям в ультрафиолетовых спектрах хромосферы и короны. Другие отсутствующие элементы, судя по их дефициту на Земле, возможно, присутствуют на Солнце, но в столь ничтожных количествах, что их линии просто невозможно обнаружить. Примером подобного рода может служить уран, который встречается редко, и все его многочисленные линии имеют малые величины f .

Очень большой интерес представляет содержание на Солнце изотопов, в особенности тяжелого водорода, или дейтерия. Хотя некоторые данные свидетельствуют о том, что уран может образовываться в областях Солнца, характеризующихся сильной электромагнитной активностью — в окрестностях солнечных пятен, — подлинного доказательства его существования на Солнце, вообще говоря, нет. Отношение C^{13}/C^{12} на Солнце, возможно, такое же, как на Земле, но и этот вопрос требует тщательного дальнейшего исследования.

Табл. 5 дает процентное содержание по числу атомов (т. е. объем) для некоторых элементов солнечной атмосферы и полную массу (в миллионных долях грамма) каждого элемента в вертикальном столбе атмосферы сечением 1 см^2 и основанием в фотосфере. Обратите внимание на высокое содержание водорода и гелия. Свыше 85% атомов в солнечной атмосфере составляют атомы водорода, и, так как это большое число повторяется и для других звезд, нетрудно понять, почему линии водорода остаются в спектрах при столь гигантском диапазоне температур звездных атмосфер. Заметим также, что, хотя сильнейшие в спектре — это линии H и K ионизованного кальция, есть элементы более обильные. Высокая интенсивность этих линий ионизованного кальция объясняется тем, что они возникают при

переходах с самого нижнего энергетического уровня, на котором находится большинство атомов кальция на Солнце (кальций в солнечной атмосфере в большинстве своем однажды ионизован). Соответствующие линии магния приходятся на ультрафиолет, находящийся за пределами прозрачности земной атмосферы. Наблюдаемые линии углерода, азота и кислорода все возникают со слабо населенных высоких энергетических уровней. Среди темных линий солнечного спектра гелия вообще нет. Его линии наблюдаются в эмиссионном спектре хромосферы.

Таблица 4

Элементы, имеющиеся на Солнце

Водород	Калий	Ниобий	Тербий
Гелий	Кальций	Молибден	Диспрозий
Литий	Скандий	Рутений	Эрбий
Бериллий	Титан	Родий	Тулий
Бор	Ванадий	Палладий	Иттербий
Углерод	Хром	Серебро	Лютеций
Азот	Марганец	Кадмий	Гафний
Кислород	Железо	Индий	Тантал
Фтор	Кобальт	Олово	Вольфрам
Неон	Никель	Сурьма	Осмий
Натрий	Медь	Барий	Иридий
Магний	Цинк	Лантан	Платина
Алюминий	Галлий	Церий	Золото
Кремний	Германий	Празеодим	Свинец
Фосфор	Рубидий	Неодим	Висмут?
Сера	Стронций	Самарий	Торий
Хлор	Иттрий	Европий	
Аргон	Цирконий	Гадолиний	

Хотя когда-то полагали, что химический состав большинства звезд почти такой же, как у Солнца, и расхождения ограничены главным образом очень холодными звездами, в настоящее время известно, что в химических составах звезд существует заметное различие, которое весьма существенно с точки зрения теории образования химических элементов и эволюции звезд. Различия бывают двух типов: связанные с различиями химического состава той среды, из которой образовались звезды, и обусловленные ядерными процессами внутри самих звезд. Более детально мы обсудим эти вопросы в гл. 8 и 9, здесь же мы коснемся лишь некоторых проблем, которые встречаются при исследовании составов звезд.

Звезды с высокими температурами обладают определенными, свойственными только им преимуществами в отношении

изучения их химического состава. Самые сильные линии принадлежат легким элементам; непрозрачность атмосферы обусловлена атомарным водородом и гелием, а также рассеянием света электронами. Это очень молодые звезды; их состав рассказывает нам о нынешней межзвездной среде, из которой они недавно образовались. В принципе соответствующие вычисления не сложны, но проверить их на практике трудно, так как большая часть излучения этих звезд испускается в далеком ультрафиолете. При этом модели атмосфер могут быть весьма различными и все предсказывают почти одинаковую картину для наблюдаемых областей спектра. Сверх того, для звезд спектральных классов В0 и О уравнение Саха и уравнение Больцмана (которое связывает между собой населенности различных энергетических уровней; см. приложение VI) непригодны, поскольку населенности уровней атомов уже не просто зависят от локальной температуры, а подвержены сильному влиянию особенностей данного спектра излучения. Вычисления формы спектральных линий и их интенсивностей хотя и возможны, но оказываются очень сложными.

Таблица 5

**Содержание некоторых химических элементов
в звездных атмосферах ***

Элемент	Процентное содержание (по объему)	Масса (10^{-6} г/см ²)	Элемент	Процентное содержание (по объему)	Масса (10^{-6} г/см ²)
Водород	92,5	1 090 000	Титан	0,0000059	3,3
Гелий	7,3	347 000	Ванадий	0,00000117	0,70
Углерод	0,037	5 250	Хром	0,0000037	23
Азот	0,0093	1 530	Марганец	0,000015	9,6
Кислород	0,068	12 500	Железо	0,00185	1200
Неон	0,0074	1 750	Кобальт	0,0000039	2,7
Натрий	0,00015	40	Никель	0,000093	65
Магний	0,0044	1 270	Медь	0,0000008	0,59
Алюминий	0,00023	74	Цинк	0,0000008	0,63
Кремний	0,0029	1 000	Стронций	0,000000074	0,075
Фосфор	0,000023	8,5	Иттрий	0,000000002	0,02
Сера	0,00152	560	Цирконий	0,000000052	0,056
Калий	0,0000093	4,3	Молибден	0,0000000062	0,007
Кальций	0,00022	100	Серебро	0,0000000004	0,005
Скандий	0,00000013	0,07	Барий	0,0000000073	0,012
			Свинец	0,0000000074	0,018

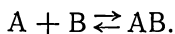
* Эти результаты основаны на исследованиях Ламберта, Уорнера, О'Мара, Мюллера, Мутшлекнера, Гривеса, Росса, Молера и др.

Другая крайность — спектры холодных звезд, определяемые сложными молекулярными полосами, каждая из которых состоит

из множества тонких компонент. Теоретически каждую из этих компонент можно рассматривать как линию, образованную некоторым определенным числом поглощающих молекул во многом подобно тому, как образуются атомарные линии. Задача усложнена тем фактом, что по мере роста числа поглощающих молекул линии эти сильно перекрываются. Кроме того, за исключением спектрограмм, полученных в очень крупном масштабе, линии эти так близки друг к другу, что их невозможно разделить на отдельные компоненты, и анализ оказывается сложным.

По аналогии с положением для атомарных линий полная чернота молекулярных полос зависит от количества участвующего в их образовании соединения и от температуры и плотности звездной атмосферы. В свою очередь обилие данных молекул зависит от количества входящих в их состав атомов. Это одна из классических задач химии, в которой рассматриваются реакции между атомами и молекулами. Сначала задаются различными смесями атомов, а затем вычисляют число молекул, которое ожидается для каждой из смесей.

Предположим, что два атома А и В, скажем титана и кислорода, взаимодействуя, образуют молекулу АВ и что молекула тоже может рассыпаться на составляющие ее отдельные атомы. Эта обратимая реакция может быть записана символически в виде



Эти два обратимых процесса будут продолжаться до тех пор, пока не уравниются скорости, с которыми они происходят. В этом случае говорят, что эти две реакции находятся в равновесии. Получающиеся в результате относительные количества атомов и молекул зависят от концентрации атомов, температуры и количества энергии, необходимого для диссоциации этой молекулы. Процесс этот аналогичен ионизации атомов, и его можно описать формулой, подобной формуле Саха для атомов, ионов и электронов (см. главу 4):

$$\frac{(\text{число атомов } A) \times (\text{число атомов } B)}{\text{число молекул } AB} = K,$$

где K зависит от температуры и вида молекул. Это уравнение называется *формулой диссоциации*.

Первое тщательное исследование молекул в спектре холодных звезд было выполнено Генри Норрисом Расселом. Он первый исследовал атмосферу, в какой-то мере аналогичную солнечной, но в которой кислорода было больше, чем углерода. При температурах значительно ниже температуры Солнца количества молекулярного углерода C_2 , углеводорода CN и циана CN

очень значительны, но полосы этих веществ приходятся на ненаблюдаемую область спектра. При еще более низких температурах (около 3000°) образование очень стойкой молекулы окиси углерода CO — знакомой и вместе с тем смертоносной составляющей дыма автомобильных выхлопов — крадет углерод у других молекул. По-видимому, эти теоретические исследования указывают на то, что в той мере, в какой это касается отношения кислород/углерод, химический состав звезд К и М такой же, как у Солнца.

Более того, теоретические расчеты Рассела объяснили, почему полосы циана интенсивнее у звезд-гигантов, сила тяжести на поверхности которых меньше, чем у звезд-карликов. У холодных звезд с одинаковой температурой полосы CN у гигантов должны быть сильнее, чем у карликов. Стремление этой молекулы к диссоциации в условиях более низкой плотности в атмосфере звезды-гиганта нейтрализуется исключительной «затуманенностью» более плотной атмосферы карликовой звезды. Мы наблюдаем гораздо большие глубины, т. е. смотрим сквозь гораздо большую толщу вещества, в гигантских звездах, чем в звездах-карликах. Если мы будем сравнивать гиганты и карлики одного спектрального класса, то увидим, что полосы CN у гигантов гораздо сильнее. Объясняется это тем, что карлики горячее гигантов того же спектрального класса, а высокая температура благоприятствует диссоциации молекул.

Оказывается, что образующиеся соединения и получающиеся в результате типы спектров крайне чувствительны к тому, чего больше в звезде — углерода или кислорода. Если в какой-то холодной звезде углерода больше, то практически весь кислород будет находиться в связанном состоянии в виде окиси углерода и в ничтожно малом количестве в виде TiO, а наличие избытка углерода способствует образованию в больших количествах CN, C₂ и C₃. Звезды R и N, или углеродные звезды, имеют в спектрах сильные полосы C₂, CN и C₃. Этот факт указывает на то, что в этих звездах углерода гораздо больше, чем кислорода. Такую интерпретацию предложил много лет назад Кёртис. С ростом температуры молекулярные полосы исчезают и спектр углеродной звезды становится похожим на спектр «нормальной» звезды класса K, если, конечно, ее состав не очень отличается от обычного.

Другим замечательным классом звезд являются холодные, так называемые S-звезды, в спектре которых полосы окиси циркония выделяются сильнее, чем полосы окиси титана. У этих звезд интенсивны и атомарные линии циркония, а также особенно заметны линии соседних по периодической таблице с цирконием элементов: ниобия, молибдена и рутения. Еще более замечательны линии технеция ($Z = 43$) — элемента, который на

Земле в природе не встречается, но его можно создать путем бомбардировки соседних элементов нейтронами. Совершенно фантастическим было открытие Аллером и Каули синтетического элемента прометия в атмосфере спектральной переменной звезды класса А HR 465. Время полураспада этого элемента 18 лет. Это значит, что через 18 лет от первоначального килограмма Pm останется лишь 500 г. Как этот, так и другие подобные элементы, очевидно, возникают в ходе ядерных реакций, происходящих в самих звездных атмосферах.

Причудливые химические соединения часто встречаются в составе гигантских и сверхгигантских звезд — объектов, которые находятся в стадии развития. У таких карликовых звезд, как Солнце, подобные химические соединения не обнаруживаются. Поэтому мы сначала рассмотрим проблему эволюции звезд, а уж затем обсудим подробнее различия в их химических составах.

6. КАРЛИКИ, ГИГАНТЫ И СВЕРХГИГАНТЫ

Звезды отличаются одна от другой не только своим видимым блеском, т. е. тем, который мы видим с Земли, но также своими истинными светимостями, своими размерами и массами.

Полное количество радиации, излучаемой с поверхности звезды, т. е. ее истинная светимость, измеряется ее абсолютной звездной величиной, которая определяется как видимая величина, которую имела бы звезда, находясь на расстоянии 10 парсек, или 32,6 светового года (см. главу 1). Так как испускаемая единицей площади энергия зависит только от температуры поверхности звезды (которую можно вычислить по наблюдаемым цвету и спектру), то две звезды одинаковых размеров и температуры должны иметь одинаковые абсолютные звездные величины. Если же мы сравниваем две звезды с совершенно одинаковой температурой, то площади их поверхностей будут пропорциональны их светимостям.

«КИТЫ И РЫБЕШКА»

По своим диаметрам звезды весьма разнообразны: от миниатюрных объектов диаметром в $\frac{1}{50}$ диаметра Солнца до звезд-мамонтов, которые в тысячи раз больше Солнца. В 1912 г. Эйнар Герцшпрунг заметил, что среди более горячих звезд, по-видимому, действительно существует корреляция между температурой и истинным блеском в том смысле, что самые горячие звезды также и самые яркие. В отношении более холодных звезд положение оказалось совсем иным.

Например, визуальная светимость более яркой компоненты Капеллы примерно в 132 раза больше, чем у Солнца. Но эта звезда холоднее Солнца: мощность, излучаемая ею с единицы площади, составляет всего 60% мощности Солнца. Следовательно, отношение площадей этих светил равно 220, и Капелла должна иметь диаметр примерно в 15 раз больше, чем Солнце, или свыше 20 млн. км. Следовательно, ее можно назвать *звездой-гигантом*. Арктур примерно в 520 раз ярче южной кар-

ликовой звезды ϵ Индейца. Более слабая компонента знаменитой двойной 61 Лебеда В в 3700 раз слабее β Малой Медведицы; отсюда радиус одной из этих двух К-звезд, одинаковых по температуре, больше другого более чем в 60 раз. Гигант класса М β Пегаса в 450 000 раз ярче слабого карлика Лаланд 21185 с той же температурой. Радиусы этих звезд отличаются в 670 раз!

Если мы включим в наше рассмотрение также звезды предельно высоких светимостей, такие, как Антарес, Бетельгейзе, μ Цефея и VV Цефея, то расхождение размеров окажется еще большим. Подобные звезды называют *сверхгигантами*. Даже располагая довольно скудными данными, Герцшпрунг в 1912 г. пришел к выводу, что в отношении размеров звезды могут отличаться друг от друга в той же мере, в какой киты отличаются от мелкой рыбешки.

ДИАГРАММА ГЕРЦШПРУНГА — РАССЕЛА

Огромное разнообразие размеров, температур и яркостей звезд можно отобразить графически на так называемой диаграмме Герцшпрунга — Рассела (Г — Р), на которой зависящие от температуры спектральные классы (или цвета) нанесены как функции абсолютной звездной величины, являющейся мерой светимости. Рис. 54 показывает результаты, полученные для звезд, находящихся в ближайшей к нам области Галактики. Вы видите, что звезды распределены на этом графике не случайным, беспорядочным образом, а имеют тенденцию концентрироваться в определенных четко очерченных зонах или полосах. Преобладающее количество звезд попадает в узкую полосу, идущую непрерывно по диагонали сверху вниз через всю диаграмму от самых голубых горячих объектов с большой светимостью в верхнем левом углу до красных холодных слабых звезд в нижнем правом углу. Эта непрерывная последовательность звезд называется *главной* последовательностью (иногда последовательностью карликов). К ней принадлежат такие сверкающие горячие звезды, как ζ Кормы и 10 Ящерицы, более близкие и более обычные звезды Сириус, Вега, Процион, α Центавра, Солнце, 61 Лебеда, а также такие слабые красные карлики, как Вольф 359 и Крюгер 60.

Особый интерес представляют исключительно яркие звезды, которые лежат выше главной последовательности, и находящиеся под ней необычайно слабые звезды. Светимости таких гигантских звезд, как Капелла, Альдебаран и Арктур, в сотни раз превышают светимость Солнца. Эти звезды встречаются во всех классах от G до M, а их представителей можно найти в спектральных классах R, N и S. Между звездами-гигантами

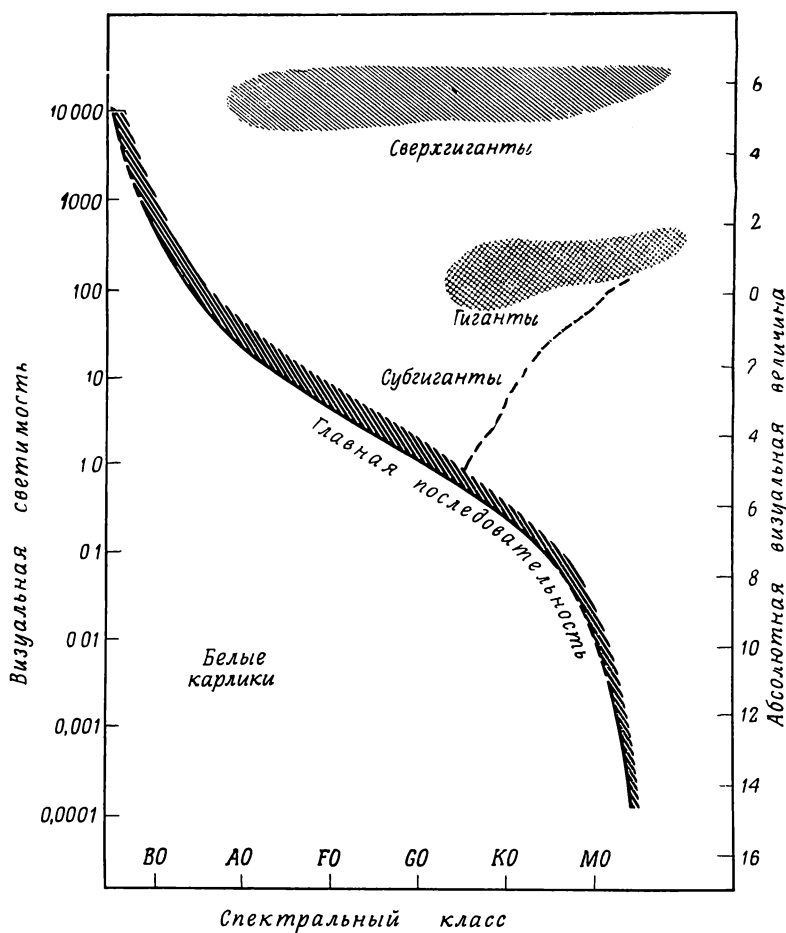


Рис. 54. Диаграмма Герцшпрунга — Рассела для звезд в окрестностях Солнца.

Визуальная абсолютная звездная величина (правая вертикальная шкала) или визуальная светимость (левая шкала) нанесены в функции спектрального класса. Такая диаграмма была впервые построена Расселом в 1913 г.

и главной последовательностью существует так называемый пробел Герцшпрунга. Редко разбросанные в верхней части диаграммы звезды, превосходящие по яркости Солнце в 300—100 000 раз, — это уже сверхгиганты. Примерами сверхгигантов служат самые яркие звезды в созвездии Ориона — Бетельгейзе и Ригель, а также Денеб, Канопус и β Центавра.

Противоположной крайностью являются тусклые беловатые звезды, находящиеся намного ниже главной последовательности.

Это так называемые *белые карлики*. Выделены и другие группы звезд. Между гигантами и звездами классов F, G и K главной последовательности находится довольно многочисленная группа звезд, называемых *субгигантами*. Объекты этого типа часто являются членами затменных двойных систем.

Весьма знаменательно, что определенные области на диаграмме являются зонами избегания. Например, существует большой пробел между главной последовательностью и белыми карликами. Пунктирная линия под областью гигантов окаймляет зону, в которой не обнаружено ни одной звезды.

Следует отметить еще один дополнительный факт. Построенная обычным способом диаграмма Г—Р представляет собой несколько «субъективную» картину. Большинство звезд, видимых невооруженным глазом в ясную темную ночь, ярче Солнца, и тем не менее подавляющее большинство звезд в объеме, скажем, миллион кубических световых лет в окрестностях Солнца по своему блеску слабее Солнца. Подобные Ригелю сверхгиганты заметны и на расстоянии порядка 1000 световых лет, но ни одна звезда-карлик класса М недоступна невооруженному глазу. Таким образом, более яркий край главной последовательности населен слабо, но по мере продвижения вправо вниз число звезд неуклонно растет до красных карликов класса М. Преобладающее число звезд относится к главной последовательности. Следующая по количеству звезд группа — белые карлики. Затем идут субгиганты и гиганты. Наиболее редко среди звезд встречаются одинокие сверхгиганты, украшающие своим блеском гигантскую территорию нашей галактической системы.

Диаграмму Г—Р можно также построить для различных областей Галактики, для звездных скоплений или других групп. Находящиеся в ближайших окрестностях Солнца галактические звездные скопления, например η и χ Персея и Плеяды, шаровые звездные скопления М92 и 47 Тукана, центральное ядро Галактики и богатые звездные поля в Магеллановых Облаках, — все они дают диаграммы Г—Р, в существенных деталях отличающиеся друг от друга, и эти различия дают своего рода ключи к истории звезд и звездных систем. Построение диаграмм Г—Р и их интерпретация занимают центральное место в современной звездной астрономии. Теперь же нам предстоит рассмотреть более подробно вопрос о размерах, температурах и массах звезд и попытаться оценить роль химического состава.

МАССЫ И РАЗМЕРЫ ЗВЕЗД

Ученые всегда стремятся обнаружить корреляцию между такими независимо наблюдаемыми величинами, как массы, светимости и диаметры звезд. Чтобы показать, как велико

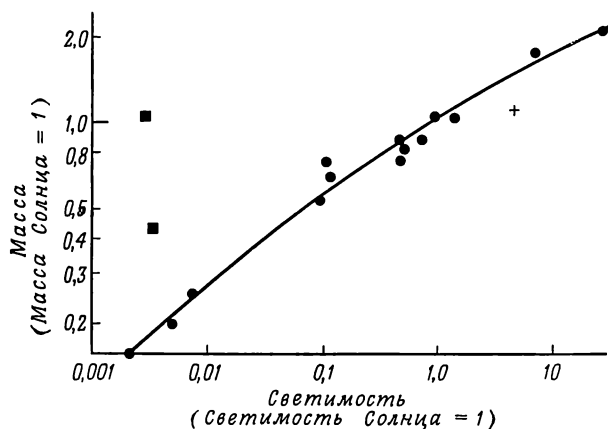


Рис. 55. Эмпирическая корреляция масса — светимость.

Масса нанесена как функция светимости по данным о визуальных двойных звездах. Обратите внимание на то, что масштабы логарифмические и что шкала массы в 2,5 раза крупнее шкалы светимости, так как светимость очень сильно зависит от массы.

значение корреляции, предположим, что нам было поручено исследовать, каков рост мальчиков в возрасте от нескольких месяцев до 20 лет. Мы обнаружили бы, что в среднем чем старше мальчик, тем он выше, хотя, конечно, какой-либо парень, будучи даже и старше, может быть меньше своих сверстников. И мы говорим, что между двумя наблюдаемыми величинами — возрастом и ростом — существует корреляция. Еще пример: мы знаем, что давление земной атмосферы с увеличением высоты уменьшается закономерным образом. В этом случае говорят, что эти две наблюдаемые величины — высота и давление — находятся в обратной корреляции. Польза от таких корреляций в том, что достаточно бывает измерить только одну величину, чтобы получить представление о другой. Исследования двойных звезд позволили сделать очень важный вывод, а именно что для звезд главной последовательности масса и светимость коррелируют между собой в том смысле, что самые массивные звезды — это и самые яркие.

В табл. 6, составленной Даниэлем Гаррисом, приведены массы ряда ближайших двойных звезд, данные о которых известны надежно. Светимости болометрические. На рис. 55 для этих же звезд массы нанесены как функции светимости. За исключением трех объектов, через точки можно довольно уверенно провести кривую. Белые карлики — компаньон Сириуса и σ_2 Эридана В — слишком слабы для своих масс, а субгигант ζ Геркулеса А слишком ярк для своей массы. Корреляция

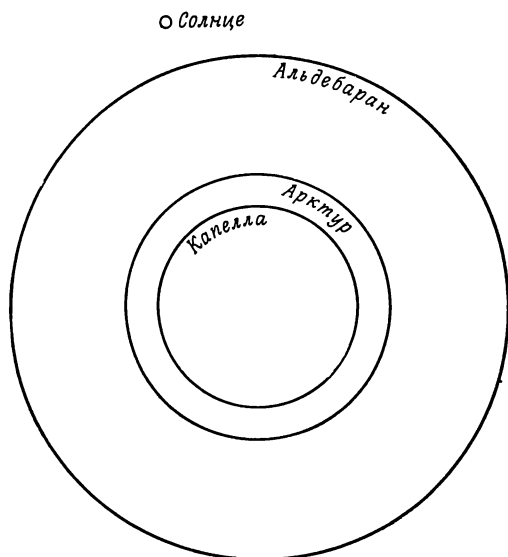
Масса, светимость и вычисленные радиус, плотность и ускорение силы тяжести на поверхности для некоторых белых карликов

Масса, светимость, радиус и плотность выражены в единицах соответствующих величин для Солнца; светимость болометрическая (а не визуальная). Ускорение силы тяжести на поверхности дано в единицах соответствующей величины на поверхности Земли.

Звезда *	Класс **	Масса	Светимость	Радиус	Плотность	Ускорение силы тяжести на поверхности
η Кассиопеи	A	0,87	1,04	1,0	0,87	24
B	M0 V	0,54	0,096	0,82	1,0	23
σ_2 Эридана	B	0,44	0,0033	0,022	43 000	25 000
C	M4 V	0,195	0,0050	0,19	31	120
Сириус	A	2,14	27	2,04	0,25	14
B	M1 V	1,05	0,0027	0,020	130 000	73 000
Прорцион	B. к. A	1,78	6,6	2,2	0,18	11
A	F3 V	0,65	0,0006			
B	G2 V	1,05	1,38	1,25	0,54	19
α Центавра	A	0,89	0,70	0,94	1,1	28
B	K0 V	0,83	0,52	0,85	1,35	32
ξ Волопаса	A	0,725	0,103	0,42	9,9	115
ζ Геркулеса	A	1,12	4,9	2,2	0,11	7
	G0 IV	0,78	0,51	0,89	1,10	27
70 Змееносца	A	0,89	0,48	0,88	1,30	32
B	K0 V	0,66	0,125	0,72	1,45	34
Крюгер 60	A	0,256	0,0077	0,26	1,40	103
B	M3 V	0,16	0,0022	0,13	82,00	270
	M4 V					

* Компоненты кратной системы обозначаются буквами A, B, C в порядке убывания блеска.

** б. к. — белый карлик.



Р и с. 56. Относительные размеры некоторых типичных звезд-гигантов.

Пиз измерил угловые диаметры Альдебарана и Арктура при помощи звездного интерферометра Майкельсона. Поскольку расстояния этих звезд известны достаточно надежно, удалось вычислить и их линейные размеры.

масса — светимость оправдывается довольно хорошо для звезд главной последовательности и может быть даже продолжена для более ярких, чем Сириус, звезд при осторожном использовании данных по затменным двойным, но она совершенно непригодна для гигантов и субгигантов, а также для белых карликов. Вдоль главной последовательности светимость быстро растет с массой.

Для всех звезд из табл. 6 мы привели спектральный класс, по которому можно оценить температуру звезды. Зная температуру, можно оценить, сколько энергии испускает звезда с каждой единицы площади своей поверхности. Затем можно вычислить, каковы должны быть размеры звезды, чтобы они обеспечивала наблюдаемую светимость. Наконец, зная массу и объем, мы можем определить среднюю плотность, а зная массу и радиус — силу тяжести на поверхности звезды. Обратите внимание на высокие плотности и большие силы тяжести, характерные для звезд белых карликов.

Табл. 7 дает размеры некоторых гигантов и сверхгигантов, угловые диаметры которых действительно были измерены Пизом при помощи прибора, называемого *звездным интерферометром*. Этот прибор, изобретенный Майкельсоном, применим

только для ярких красных гигантов или сверхгигантов (рис. 56). К счастью, интерферометр с «фотонной корреляцией», созданный Ханбери Брауном и Туйссом, дает возможность получать данные и по таким ярким горячим звездам, как Сириус и Вега.

Таблица 7

**Характеристики некоторых гигантов и сверхгигантов,
для которых были измерены диаметры**

Звезда	Спектральный класс	Расстояние, св. лет	Диаметр (Солнце=1)	Полная светимость * (Солнце=1)
α Волопаса (Арктур)	K1 III	36	24	130
α Тельца (Альдебаран)	K5 III	68	45	360
α Ориона (Бетельгейзе)	M2 I	600	650—900	85 000
α Скорпиона (Антарес)	M1 I	420	560	28 000
β Пегаса (Шеат)	M2 III	200	130	1 300
α Геркулеса (Рас-Альгети)	M5 II	500	480	1 600
o Кита (Мира)	M6 III	130	240	2 500

* Полная, или болометрическая, светимость соответствует полной мощности излучения звезды.

Если расстояние звезды известно, то ее истинный диаметр можно сразу же вычислить по ее угловому диаметру. Именно этот метод был использован для определения диаметра Солнца. Угловой диаметр $1919,26'' = 0,009305$ радиан можно точно измерить. Расстояние Солнца также точно известно — 149 600 000 км. Отсюда диаметр Солнца равен $0,009305 \cdot 149\,600\,000 \text{ км} = 1\,392\,000 \text{ км}$. Однако угловые диаметры звезд меньше $0,056''$ и могут быть измерены лишь с относительно весьма небольшой точностью.

В табл. 8 приведены данные для ряда затменных звезд, у которых видны оба спектра и для которых можно определить радиусы, взаимные расстояния, массы и плотности. К счастью, в системах затменных переменных звезд вычисленные размеры не зависят от расстояния звезды, а только от точности определения орбит.

В табл. 9 собраны данные о самых интересных затменных двойных, таких, как ζ Возничего и VV Цефея. Эти необычные системы дают сведения не только о размерах звезд, но также о структуре звездных атмосфер.

Вдоль главной последовательности изменение радиуса (рис. 57) относительно невелико. Размеры звезд находятся в диапазоне от шести диаметров Солнца для затменной системы

У Лебеда до примерно одной шестой солнечного диаметра для Крюгер 60 В — более слабый компоненты двойной звезды Крюгер 60.

Таблица 8

Размеры и массы затменных двойных систем

Звезда	Спектральный класс	Радиус	Масса	Взаимное расстояние		Период, сут
		Солнце = 1		10^6 км	10^{-2} а. е.	
УУ Близнецов	M1	0,60	0,58			
(Кастор С)	M1	0,60	0,58	3,7	1,75	0,81
UV Льва	G2	1,09	1,02			
	G2	1,05	0,95	3,7	1,75	0,60
VZ Гидры	F5	1,25	1,23			
	F7	1,05	1,12	11,3	5,3	2,90
WW Возничего	A5	1,9	1,81			
	A7	1,9	1,75	11,9	5,5	2,52
RX Геркулеса	B9	2,4	2,75			
	A1	2,0	2,33	10,6	4,9	1,78
U Змееносца	B5	3,4	5,3			
	B5	3,1	4,6	12,8	5,9	1,68
У Лебеда	O9,5	5,9	17,4			
	O9,5	5,9	17,2	28,7	13,3	3,00

Однако сверхгигант Антарес более чем в 600 раз превосходит по диаметру Солнце (рис. 58). С другой стороны, некоторые из белых карликов не больше Земли. Чем крупнее звезда, тем, как правило, больше ее масса, но диапазон звездных масс не сравним с диапазоном их размеров. Следовательно, для звезд характерно поразительное разнообразие плотностей. Например, средняя плотность Солнца немного больше плотности воды — она примерно равна плотности мягкого бурого угля, а звезды главной последовательности в большинстве имеют плотности в 0,1—3 раза больше плотности воды. Радиус сверхгигантской звезды Антарес в 560 раз больше, а ее объем в $560^3 = 175\,000\,000$ раз больше, чем у Солнца. Масса Антареса, вероятно, не превышает 50 масс Солнца; отсюда средняя плотность этой звезды должна быть меньше одной миллионной плотности Солнца. С другой стороны, хотя объем белого карлика σ_2 Эридана составляет всего шесть миллионов объема Солнца, его масса близка к 0,44 солнечной массы, что дает звезду с поразительной плотностью — в 100 000 раз больше плотности воды, или свыше $100\,000$ г/см³. Другой белый карлик, известный как «звезда Ван Маанена», обладает объемом в три миллиона солнечного и плотностью, которая, по-видимому, превышает

Элементы некоторых затменных двойных систем *

Звезда **	Спектральный класс	Период, сут	R/R_{\odot}	M/M_{\odot}	ρ/ρ_{\odot}	Расстояние компонент ($R_{\odot} = 1$)	L/L_{\odot}
β Персея (Алголь)	B8 V G4 IV	2,87	3,12 3,68	4,72 0,95	0,16 0,02	15,1	
ζ Возничего	K3 B8	972,16	205 3,5	22,00 10,2	$2,54 \cdot 10^{-6}$ 0,24	1340	1400 220
31 Лебеда	K3 Ib B3 V	3 780	174 4,7	18 9	$3,41 \cdot 10^{-6}$ 0,087	3100	5500 1700
32 Лебеда	K5 B8	11 148	195 2,5	21 7,6	$2,82 \cdot 10^{-6}$ 0,48	1360	2100 125
VV Цефея	M2 Ia B9	20,4	1620 < 88	80 40(?)	$0,87 \cdot 10^{-8}$	8130	

* Радиусы, массы, плотности и светимости даны в единицах соответствующих величин для Солнца; расстояние между компонентами двойной звезды выражено в радиусах Солнца, принятого за 1. Радиус Солнца равен 695 300 км; масса Солнца равна $1,983 \cdot 10^{33}$ г (а 332 000 больше массы Земли); плотность Солнца равна $1,41$ плотности воды.

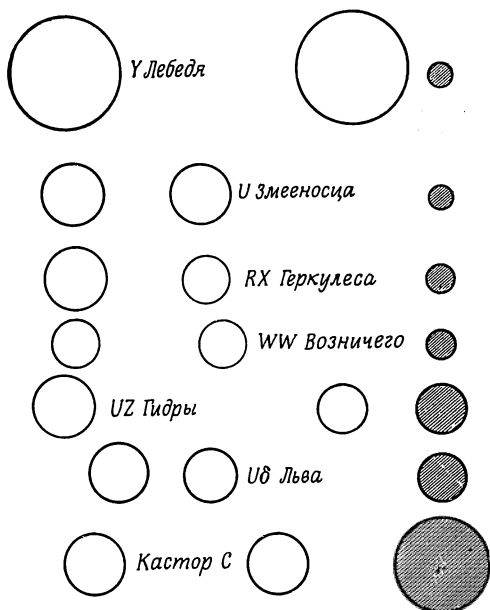
** Данные для Алголя взяты у Мак-Лафлина, для ζ Возничего — у Уилсона (1960), для 31 Лебеда — у Мак-Келлара и Петри (1958), для 32 Лебеда — у Райта (1952), для VV Цефея — у Пирри (1966).

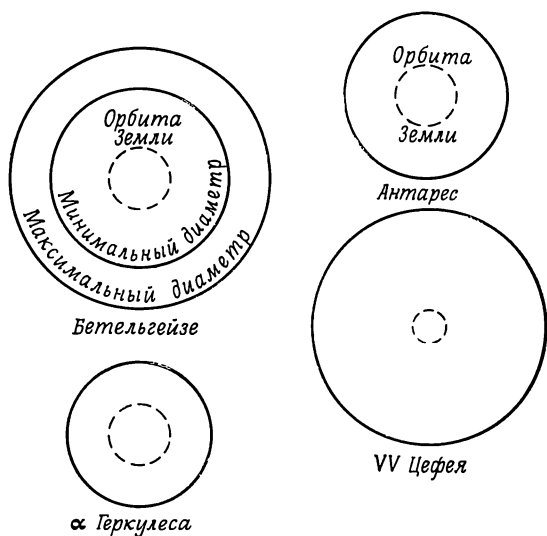
400 000 г/см³. Мы еще рассмотрим эти звезды ниже в связи с проблемой эволюции звезд.

Особый интерес представляет количество двойных карликов. Многие из этих систем построены в том же масштабе, что и Солнечная система. Наша ближайшая звездная соседка α Центавра представляет систему из двух звезд с массами, почти равными массе Солнца, плюс небольшой удаленный компаньон Проксима, блеск которой составляет 1/15000 блеска Солнца. Крюгер 60 В — одна из слабейших звезд, массы которых известны. Мы знаем о существовании еще менее массивных «темных звезд» (астрометрических спутников) по их гравитационным воздействиям на светящиеся звезды. Чтобы какая-нибудь планета могла от Крюгера 60 В получать столько же света и тепла, сколько Земля получает от Солнца, ей следовало бы находиться на расстоянии 7,2 млн. км от этой звезды. Обитаемая планета, связанная со звездой Ван Бисбрука, которая светит в миллион раз слабее Солнца, должна была бы быть вдвое ближе к ней, чем Луна к Земле. Однако, если бы вместо Солнца была звезда Арктур (рис. 56), мы бы чувствовали себя с комфортом лишь за

Рис. 57. Размеры звезд главной последовательности.

Размеры и расстояния между компонентами для типичных затменных двойных звезд даны в одном масштабе; во всех случаях Солнце изображено кружками в правой части рисунка.





Р и с. 58. Сверхгиганты.

Во всех случаях пунктирные окружности дают размеры земной орбиты, радиус которой 149 600 000 км. У Бетельгейзе периодически меняются как блеск, так и радиус.

орбитой Сатурна (1 420 000 000 км). С Бетельгейзе в качестве центрального светила мы неплохо бы жили на расстоянии, в девять раз превышающем орбиту Нептуна. С этого наблюдательного пункта Бетельгейзе выглядела бы на нашем небе в 30 раз ярче, чем Солнце в настоящее время, но из-за низкой температуры видимая полная энергия, излучаемая Бетельгейзе, была бы равна энергии Солнца.

СВЯЗЬ МЕЖДУ СПЕКТРОМ И СВЕТИМОСТЬЮ

К счастью для астрономов, спектры звезд сами дают важные сведения об их светимостях, так что если мы располагаем спектром достаточного масштаба, то мы можем довольно точно оценить истинную яркость звезды. Если провести тщательное сравнение спектров гигантов или сверхгигантов и карликов одного и того же спектрального класса, то обнаруживается, что спектры этих двух групп не вполне подобны, как можно было бы ожидать, учитываяая их принадлежность к одному и тому же спектральному классу. Хотя основные детали в их спектрах могут быть вполне аналогичными, нетрудно заметить существование и определенных различий. Например, в спектре Солнца линии ионизованного стронция не выделяются. Но они весьма

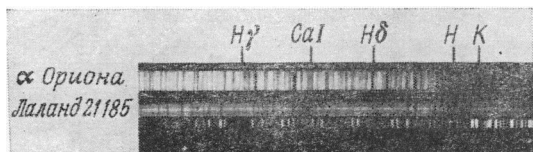


Рис. 59. Сравнение спектра сверхгиганта Бетельгейзе (α Ориона) с карликом Лаланд 21185.

Заметьте, что линии у сверхгиганта (особенно линии водорода) в целом сильнее, чем у карлика, но линия CaI 4227 Å очень сильна у карлика.

интенсивны в спектре ζ Козерога — сверхгиганта, в 6000 раз более яркого, чем Солнце. Аналогично (рис. 59) сравнение спектра сверхгиганта Бетельгейзе со спектром карлика Лаланд 21185 — обе звезды класса M2 — показывает, что нейтральная линия 4227 Å у последней звезды аномально сильна. Эти примеры служат иллюстрацией общей тенденции, замеченной Адамсом и Кольшюттером, а именно: линии некоторых ионизованных атомов в спектрах звезд-гигантов сильнее, а в спектре звезд-карликов слабее; линии же определенных нейтральных элементов ведут себя противоположным образом.

Эти связанные со светимостью (или абсолютной звездной величиной) эффекты приходится устанавливать эмпирически путем тщательного сравнения спектров звезд, о которых известно, что их светимости различны. Эффекты эти вполне объяснимы, по крайней мере качественно, с точки зрения различия физических условий, которые господствуют в атмосферах звезд-гигантов и карликов. Главное различие — это разница в плотностях. Табл. 6—8 показывают, что звездное вещество в настоящих слабо светящихся карликах упаковано сравнительно плотно, в то время как вещество в ярких звездах гораздо более разреженное. Указанные в таблицах плотности, конечно, являются средними величинами для каждой звезды в целом, но плотные карлики имеют к тому же, по-видимому, низкие сжатые атмосферы, а атмосферы разреженных гигантов — протяженные и еще более разреженные. Другими словами, плотность звездной атмосферы, очевидно, коррелирует с размером и плотностью звезды.

Вспомним (гл. 4), что плотность оказывает существенное влияние на вид спектра. В условиях низкой плотности свободных электронов мало, а расстояния между ними большие, поэтому атомам гораздо легче оставаться в ионизованном состоянии, чем в условиях высокой плотности. Рассмотрим, например, поведение такого элемента, как кальций, который находится в большинстве звезд и в нейтральной, и в ионизованной форме.

Атомы нейтрального кальция поглощают излучение в спектральной линии 4227 \AA — в сине-фиолетовой области; ионизованный кальций дает хорошо известные линии H и K в близком ультрафиолете. Из двух данных звезд с одинаковой температурой — у разреженного гиганта и плотного карлика — процент атомов ионизованного кальция будет, очевидно, больше у гиганта. Следовательно, линия нейтрального кальция у гиганта должна быть слабой, а у карлика сильной, тогда как для линий ионизованного кальция должно быть справедливо обратное соотношение.

В настоящее время на практике сравнивают не столько спектры двух звезд с одинаковой температурой, сколько одинаковые особенности спектров. О принадлежности к спектральному классу судят по интенсивности спектральных линий, а не по распределению интенсивности в непрерывном спектре. Поэтому данный спектральный класс соответствует определенной средней степени ионизации. Ионизации способствует как высокая температура, так и низкая плотность. Так как карликовая звезда горячее гиганта того же спектрального класса, то более высокая температура карлика в какой-то мере компенсирует более низкую плотность гиганта. Если бы эта компенсация была одинакова для всех элементов, разделение звезд на гиганты и карлики по их спектрам было бы, очевидно, невозможно. К счастью, этого нет, и для некоторых элементов, таких, как стронций, ионизация более чувствительна к низкой плотности, чем к высокой температуре. Поэтому линии ионизованного стронция сильны в гигантах, но слабы в карликах того же спектрального класса. Другой пример — кальций. Ионизация кальция чувствительнее к низким плотностям атмосферы карликов. Поэтому линия нейтрального кальция 4227 \AA у карликов сильнее, чем у гигантов того же спектрального класса (см. рис. 59).

Различия в ионизации — лишь часть того, о чем рассказывает спектр. Гораздо более высокие плотности, господствующие в атмосферах карликовых звезд, оказывают сильное воздействие на расширение, обусловленное плотностью, о чем уже говорилось в главе 5. Линия кальция 4227 \AA в карликах расширена столкновениями. У звезд главной последовательности классов A и B эффект Штарка заметно расширяет такие линии, как $H\gamma$ и $H\delta$, и вызывает более сильное размывание линий серии Бальмера, чем у сверхгигантов (см. рис. 42).

Для атмосфер гигантов и сверхгигантов часто характерны крупномасштабные движения масс, иногда называемые «турбулентностью». Эти движения создают изменения формы спектральных линий, которые легко отличить от эффекта расширения, обусловленного плотностью, но не всегда можно отличить от эффекта вращения звезды.

Со времени пионерской работы Адамса и Кольшюттера были проведены многочисленные исследования влияния различий в светимости на детали в спектрах. Были использованы атомарные линии, молекулярные полосы и даже детали непрерывного спектра. В современных работах астрономы используют систему спектральной классификации Моргана — Кинана (М—К).

Классическая система Генри Дрейпера приписывала каждую звезду к определенному спектральному классу без указания светимости. В системе М—К к символу спектрального класса добавляется римская цифра, которой обозначается светимость. Обозначения идут от Ia для самых ярких сверхгигантов до V для звезд главной последовательности. Так, Ригель (B8 Ia) — очень яркий сверхгигант; Бетельгейзе (M2 Ib) и Антарес (M1 Ib) — тоже сверхгиганты, β Журавля (M3 II) занимает место между сверхгигантами и гигантами, а звезда F5 IV (такая, как Ахернар), звезда A1 IV (γ Близнецов) или звезда F5 IV (Процион) — яркие звезды главной последовательности. Вега (A0 V), Солнце (G2 V), 61 Лебедя A, B (K5 V и K8 V) — звезды-карлики.

Классы светимости можно интерпретировать в значениях абсолютной величины, только когда они прокалиброваны. А для этого нужно знать расстояния звезд, спектры которых мы сравниваем. В отношении ближайших к Солнцу карликовых звезд никаких проблем нет, поскольку их расстояния определить нетрудно. Что же касается гигантов и сверхгигантов, то и здесь есть выход, если эти звезды — члены звездных скоплений, диаметры которых можно определить.

ЦВЕТА ЗВЕЗД

С появлением фотоэлектрического фотометра оказалось, что точнее можно измерить цвет звезды, чем определить ее спектральный класс. Более того, при помощи данного телескопа стало возможным измерять звездные величины и цвета гораздо более слабых звезд, чем те звезды, которые доступны изучению спектральными методами. Обычно наблюдатель измеряет блеск звезды в трех цветах при помощи трех различных фильтров. Фильтр *U* пропускает широкую полосу в близком ультрафиолете, фильтр *B* — синюю область спектра примерно между 3800 и 5000 Å, а фильтр *V* в сочетании с фотоэлементом имеет чувствительность к цветам, довольно сходную с чувствительностью человеческого глаза, так что фотоэлектрические звездные величины *V* можно рассматривать как эквивалентные визуальным величинам. И в дальнейшем мы будем считать их именно такими. Измерив с фотоэлементом блеск данной звезды последовательно с *U*-, *B*-, *V*-фильтрами, мы можем определить два раз-

личных вида разностей блеска или, как говорят, показателей цвета: $U - B$ и $B - V$.

При соответствующем сочетании преимуществ фотоэлектрической фотометрии с достоинствами фотографической пластинки можно осуществить точные измерения звездных величин и цветов большого количества звезд. При помощи фотоэлектрического фотометра в каждый данный момент можно наблюдать только одну звезду, а фотографическая пластинка позволяет зарегистрировать одновременно целое звездное скопление. Астроном измеряет фотоэлектрическим методом звездные величины и цвета нескольких избранных звезд в некотором диапазоне цвета и блеска, а затем пользуется ими как стандартными, с которыми сравнивают иногда сотни других звезд, сфотографированных на той же пластинке.

Однако использование цвета вместо спектрального класса имеет один существенный недостаток. Цвет далекой звезды может (спектральный класс не может) казаться краснее, чем он есть, из-за частиц межзвездного пространства, подобно тому как заходящее Солнце краснеет благодаря селективному рассеянию света молекулами земной атмосферы (см. гл. 7). Горячая звезда О или В может показаться желтой, как звезда К. При измерении в трех цветах часто удается внести поправку за этот эффект, так как на блеск звезды в различных областях спектра температура и окрашивание межзвездным «смогом» будут влиять совершенно по-разному.

На сегодняшний день большинство диаграмм $\Gamma - P$ строится по данным фотометрических наблюдений. На основе цветовых измерений U , B и V строятся графики показателей цвета ($B - V$) относительно ($U - V$), которые используются как вспомогательные для оценки эффекта окрашивания и поглощения света межзвездными частицами. Затем исправленные показатели цвета, или $(B - V)_0$, наносят на график относительно V_0 (также исправленного за пространственное поглощение) для членов скопления или звездной ассоциации. Далее график $(B - V)_0$ относительно V_0 сравнивают со стандартной диаграммой $\Gamma - P$, дающей $(B - V)_0$ как функцию M_V . Таким способом получают модуль расстояния скопления $V - M_V$, а следовательно, и его расстояние (см. следующий раздел).

Сверх того, для каждого значения истинного показателя цвета $(B - V)_0$ можно установить температуру (см. приложение IV). Можно также приписать каждой величине $(B - V)_0$ и M_V соответствующий спектр и класс светимости. Следовательно, график $(B - V)_0$ относительно M_V можно превратить в диаграмму спектр — светимость. Можно пойти и еще дальше. Для каждого класса светимости и температуры можно вывести болометрическую поправку, необходимую для преобразования

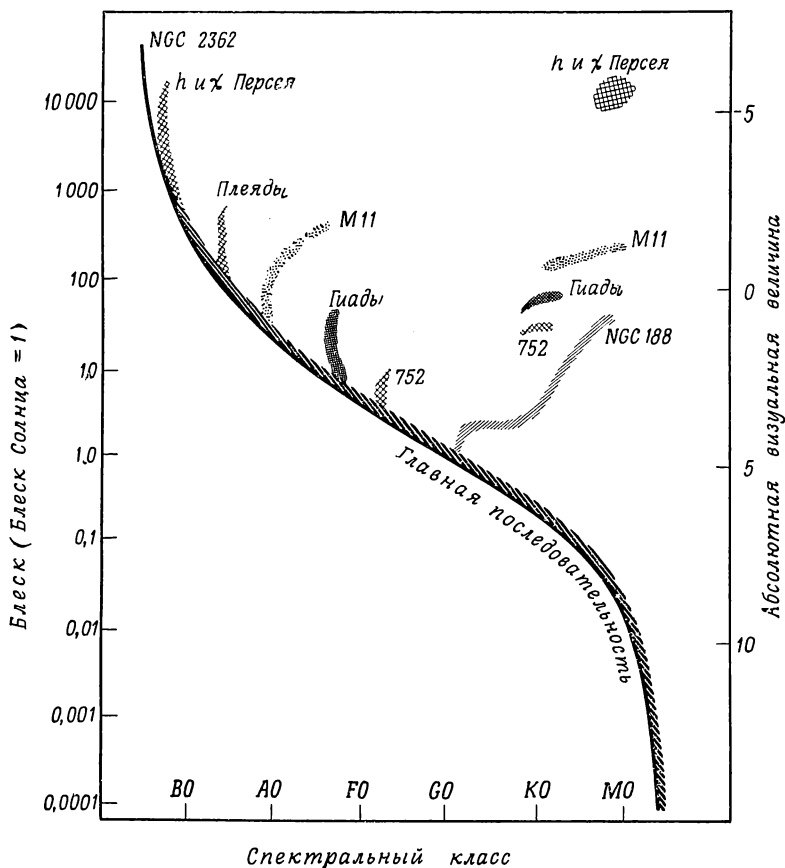
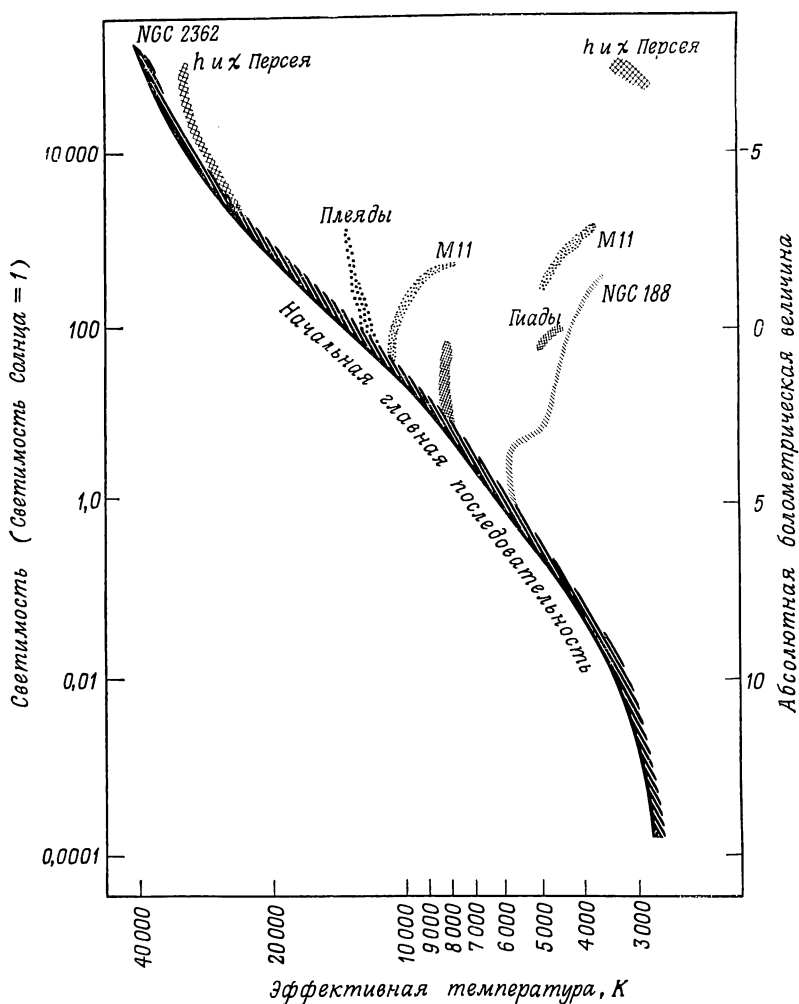


Рис. 60. Схематическая диаграмма Герцшпрунга — Рассела для семи галактических скоплений; абсолютная визуальная звездная величина нанесена как функция спектрального класса.

Жирная линия, ограничивающая главную последовательность снизу, определяет так называемую начальную главную последовательность.

визуальной абсолютной величины в болометрическую величину, и, следовательно, получить истинную светимость звезды (см. приложение III). Наконец, можно нанести на график температуру поверхности относительно истинной светимости и получить тем самым зависимость, которую можно сравнивать непосредственно с предсказаниями теории (рис. 60 и 61). Как будет показано в гл. 9, теория звездной эволюции предсказывает для звезд с заданными массой, вращением и химическим составом изменение светимости и радиуса со временем. Поскольку



Р и с. 61. Диаграмма Герцшпрунга — Рассела, составленная для галактических скоплений; абсолютная болометрическая величина нанесена на график как функция температуры поверхности.

Хотя диаграмма качественно сходна с диаграммой на рис. 60, между ними имеются и значительные расхождения как для очень горячих, так и для очень холодных звезд.

светимость зависит от площади поверхности и температуры, то диаграмму, дающую связь между светимостью и температурой, можно превратить в диаграмму, дающую связь между светимостью и радиусом, или же, наоборот, зависимость между радиусом и светимостью можно преобразовать в зависимость между температурой поверхности и светимостью.

Итак, перечислим теперь те действия, которые необходимы для преобразования наблюдаемой цветовой диаграммы звездного скопления в полную физического смысла последовательность (поскольку все члены звездного скопления находятся от нас на одинаковом расстоянии, разности видимых величин равны разностям абсолютных величин):

1. На основе цветowych измерений U , B , V для скопления вычисляются показатели $(U - B)$ и $(B - V)$ для каждой звезды.

2. С учетом уже известного влияния межзвездного поглощения на цвета и звездные величины осуществляется переход к $(U - B)_0$, $(B - V)_0$ и V_0 .

3. Диаграмма $\Gamma - P$ для скопления, а именно график $(B - V)_0$ как функция V_0 , сравнивается со стандартной диаграммой $\Gamma - P$, построенной для аналогичных звезд с целью определить модуль расстояния $V_0 - M_V$. Модуль расстояния, исправленный за межзвездное поглощение, связан с расстоянием формулой $V_0 - M_V = 5 \lg r - 5$, где r — расстояние в парсеках.

Цвет звезды может зависеть не только от температуры, светимости и межзвездного поглощения, но и от других факторов. Не только спектр звезды, но и ее цвет может зависеть от химического состава и до некоторой степени — от движения масс вещества (турбулентность) в ее атмосфере. Далее, при измерениях цвета, совершенно не похожих на измерения спектрограммы, сразу регистрируется излучение в большом интервале длин волн. Если в этом интервале у звезды много сильных линий поглощения, то энергия, падающая на фотоэлемент, уменьшится. Если же линии слабые из-за малого содержания металлов по отношению к водороду, то и это повлияет на измеряемый цвет. Аналогичным образом турбулентные эффекты, изменяя количество энергии, устранимой из спектра, могут повлиять на цвета примерно так же, как повлияло бы увеличение содержания металлов по отношению к водороду.

Хотя цветовая система U , B , V , введенная Гаролдом Джонсоном, имеет неоценимое значение для астрономии, весьма полезны и многие другие фотоэлектрические комбинации цветов. Упомянем, например, шестичетную фотометрию Стеббинса и Уитфорда и более позднюю Стеббинса и Крона (охватывающую широкий диапазон длин волн), а также систему, использовавшуюся Стрёмгеном. В последней рациональный подбор фильтров и фотоэлементов дает возможность измерять излучение как

в узких спектральных интервалах (в несколько десятков ангстрем), так и в широких (100 Å и более), выбранных так, что при соответствующем сочетании измерений можно получить для каждой звезды ее спектральный класс, светимость и содержание металлов по отношению к количеству водорода, а также оценить эффект межзвездного поглощения.

ЗВЕЗДНЫЕ СКОПЛЕНИЯ И АССОЦИАЦИИ

Значение диаграммы Г—Р как мощного инструмента для астрономических исследований особенно наглядно демонстрируется на примере изучения объединенных групп звезд и, в особенности, звездных скоплений.

Звездные скопления бывают двух типов — рассеянные, или галактические, скопления и шаровые скопления. Они довольно фундаментально отличаются друг от друга не только размерами, распределением в пространстве и количеством звезд, но также и входящими в их состав звездами.

Галактические скопления большей частью находятся недалеко от плоскости Млечного Пути. В их составе может быть и всего несколько звезд, как в скоплении в Большой Медведице, и сотни и даже две-три тысячи звезд, как в скоплении η и χ Персея. Несколько галактических скоплений — Плеяды, Гиады, Ясли и Волосы Вероники — видны невооруженным глазом, а в полевой бинокль или небольшой телескоп можно увидеть гораздо больше. Некоторые скопления, подобно NGC 2244 в Носороге или скоплению Мессье 8, имеют при себе облака газа и пыли, у других от пыли не осталось и следа. Диаметры этих скоплений ограничены диапазоном в несколько световых лет. Иногда их звезды настолько рассеяны, что скопление с трудом можно отличить от звезд фона. При рассмотрении входящих в эти скопления звезд, а особенно при рассмотрении диаграмм Г—Р отдельно для каждого скопления, обнаруживается их большое разнообразие.

Это разнообразие было открыто еще Трамплером на основе анализа графиков спектр—звездная величина, построенных с использованием видимых фотографических величин и спектров. Некоторые скопления, подобно Плеядам, имеют только главную последовательность, начинающуюся около В 3 и продолжающуюся до более слабых звезд. У других, как у Гиад или Яслей, звезд В вообще нет, но зато присутствует несколько гигантов; главная последовательность начинается близ А или F. Звезды класса В и гиганты в галактических скоплениях, по-видимому, исключаются.

Большой шаг вперед в изучении звездных скоплений был сделан с развитием точных методов измерений цвета и звездной

величины звезд. Обычно зависимости цвет — звездная величина наносятся на графики в виде величин $B - V$ (исправленных за межзвездное поглощение) в функции V . Однако на рис. 60 абсолютная визуальная величина представлена не как функция цвета, а как функция спектрального класса; рисунок в схематической форме дает результаты измерений для семи галактических скоплений; на рис. 61 дан график абсолютной болометрической величины как функции эффективной температуры. У NGC 2362 и у h и χ Персея главная последовательность продолжается до очень ярких звезд. В последнем скоплении имеется также и несколько красных сверхгигантов. Обратите внимание на то, что в Плеядах яркий конец главной последовательности загибается вправо, т. е. в красную сторону от главной последовательности, определяемой звездами h и χ Персея и других галактических скоплений, содержащих звезды очень высокой светимости. Главные последовательности M 11, Яслей, NGC 752 и Гиад начинаются со звезд А или F; а между этими звездами и горсточкой красных гигантов имеется просвет. В NGC 188 главная последовательность не достигает более голубых и более ярких звезд, чем звезды G, подобные Солнцу, но его «гигантская» ветвь связана с главной последовательностью.

Мы можем рассматривать главную последовательность, соответствующую NGC 2362, как своего рода предельную. Чем моложе скопление, тем ближе звезды его главной последовательности к этой предельной главной последовательности, которую принимают за «главную последовательность нулевого возраста».

Прежде чем останавливаться подробно на этих наблюдениях, рассмотрим кратко шаровые скопления. В то время как в Галактике, вероятно, существуют тысячи звездных групп, которые можно классифицировать как рассеянные скопления, число известных шаровых скоплений составляет всего около 100. Большинство их концентрируется вокруг галактического ядра, но без какой-либо концентрации к галактической плоскости. Типичное шаровое скопление имеет диаметр 40—50 световых лет и может содержать свыше 100 000 звезд.

Однако именно по составу звезд шаровые скопления поразительно отличаются от галактических.

В 1944 г. Бааде обратил внимание на существование двух типов звездного населения. Население типа I, или плоской составляющей, ассоциируется со спектральными рукавами и, в частности, с газовыми и пылевыми облаками, подобными обнаруженным в области Ориона. В состав этого населения входят яркие сверхгиганты и звезды главной последовательности классов O и B. Звезды населения типа I выделяются также в Большом Магеллановом Облаке в спиральных рукавах галактики Андромеды (M 31) и почти целиком составляют галактику Тре-

угольника (М 33). Население типа II не содержит голубых звезд главной последовательности. Главная последовательность обрывается на спектральном классе F и соединяется с ветвью гигантов, которая продолжается до абсолютной величины -2^m . Звезды населения типа II, или сферической составляющей, характерны для ядра нашей Галактики, для разреженного звездного гало, «окутывающего» нашу галактическую систему, для таких эллиптических галактик, как спутник Андромеды и гигантская галактика M87 (NGC 4486) в Деве, значительно превосходящая по размерам нашу собственную звездную систему. Звезды сферической составляющей очень мало связаны с пылью и газом, а сравнительно немногие горячие звезды, которые принадлежат к населению этого типа, как правило, не попадают на главную последовательность.

Иногда для рассортировки звезд по населением полезны движения звезд. Наша звездная система — Млечный Путь — вращается; Солнце, двигаясь вокруг центра этой системы по орбите, которая не очень отличается от круговой, со скоростью около 220 км/с, совершает полный оборот за время свыше 200 000 000 лет. При наблюдениях с Земли кажется, что объекты населения плоской составляющей, перемещающиеся по аналогичным близким к круговым орбитам, имеют относительно малые скорости. Рассмотрим теперь звезды, движущиеся по сильно вытянутым орбитам (эллипсам) вокруг галактического центра. Когда они пересекают орбиту Солнца, их движение оказывается направленным по отношению к солнечной орбите почти точно или внутрь, или наружу, т. е. по отношению к Солнцу они будут казаться объектами с высокими скоростями. Эти звезды относятся к населению типа II, они связаны с отдаленными областями нашей Галактики. Часто движение этих звезд происходит на больших расстояниях от галактической плоскости или галактического ядра. Все звезды с высокими скоростями относятся к населению сферической составляющей, но не все члены этой составляющей обязательно имеют высокие скорости.

Еще более заслуживает внимания то обстоятельство, что звезды шаровых скоплений являются прототипами сферической составляющей Бааде, тогда как звезды, находимые в рассеянных скоплениях, служат прототипами плоской составляющей Галактики.

На рис. 62 и 63 приведены диаграммы цвет — звездная величина для ряда типичных шаровых скоплений. На них фактически нет звезд главной последовательности ярче, чем $M_V = 3,7^m$, т. е. по своему блеску они превосходят Солнце не более чем на 1^m . Последовательность гигантов соединяется с главной последовательностью почти вертикальной перемычкой, а иногда существует узкая ветвь белых и голубых звезд, абсолютная

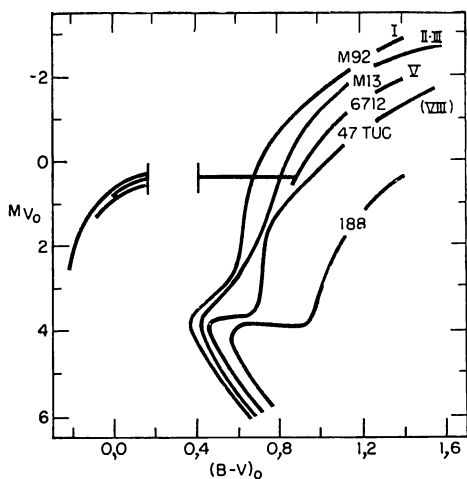
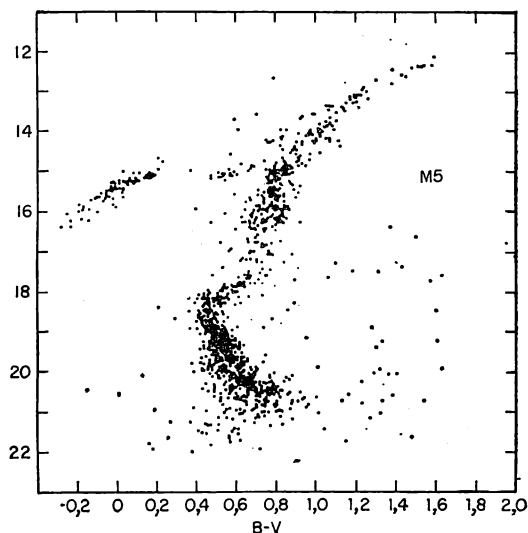


Рис. 62. Сравнение диаграмм цвет — звездная величина для шаровых скоплений; цвета и звездные величины исправлены за межзвездное поглощение и за расстояния скоплений.

Для сравнения показана кривая цвет — величина для галактического скопления NGC 188, определенная Сандиджем. Кривые для M13 (Арп и Джонсон, Сандидж), NGC 6712 (Сандидж и Льюис Смит) и 47 Тукана (Уаллт, Тифт) демонстрируют влияние различий в содержании металлов. Римские цифры относятся к спектральным группам Моргана. Разрыв у $M_V = +0,5$ ($B-V$) = $0,2^m - 0,4^m$ соответствует местоположению переменных звезд типа RR Лир.

Рис. 63. Диаграмма цвет — звездная величина для шарового скопления M5. По оси ординат — абсолютные фотовизуальные величины M_V .



величина которых близка к 0^m . Если сравнивать диаграммы цвет — звездная величина для отдельных шаровых скоплений, то нетрудно увидеть, что они довольно значительно отличаются одна от другой. Например, у М92 вертикальная ветвь и ветвь гигантов смещены в синюю сторону по сравнению с их положением для М13 и еще более по отношению к NGC 6712 и 47 Тукана. Это систематическое смещение последовательностей гигантов и субгигантов, по-видимому, связано с величиной отношения количества металлов к количеству водорода. К объяснению этого факта мы теперь и перейдем.

Спектры более ярких звезд во многих галактических скоплениях доступны весьма детальным исследованиям, но изучение отдельных звезд шаровых скоплений связано с большими трудностями. Последовавшие за пионерской работой Попера по ω Центавра исследования различных скоплений с 200-дюймовым телескопом показали, что спектры звезд с данной светимостью в разных шаровых скоплениях отличаются не только от спектров тех звезд, которые находятся поблизости от Солнца, но и от одного скопления к другому. Эти отличия состоят в том, что отношение содержания металлов к содержанию водорода для звезд шаровых скоплений часто меньше, чем для Солнца. Этот дефицит металлов, заметный сильнее у одних скоплений, чем у других, заключен в диапазоне от «нормального» (т. е. как для Солнца) состава до отношения металлы/водород, в сотни раз меньшего, чем для Солнца. Звезды с аналогичным дефицитом металлов, так называемые субкарлики, были обнаружены и в окрестностях Солнца. Если отношение металлы/водород в сотни раз меньше, чем для Солнца (как это имеет место у звезды HD 140283), то у звезды с температурой Солнца (5800 К) могут оказаться такие слабые линии металлов и столь сильные линии водорода, что ее можно ошибочно отнести к классу А ($T = 8000\text{—}9000$ К). Если считать ее звездой класса А, то она оказывается ниже главной последовательности; если же классифицировать ее правильно как звезду G, то она оказывается близ главной последовательности. Отсюда ведет свое начало неправильное название — «субкарлик»; эти объекты правильнее было бы называть «карликами с дефицитом металлов».

Хотя для более тщательного исследования содержания элементов необходимы спектрограммы с высокой дисперсией, в отношении выявления звезд с дефицитом металлов нам повезло, так как их можно отличить по цвету. Спектр подобной Солнцу желтой звезды в области длин волн короче 4000 Å изобилует линиями металлов. Поэтому эта звезда выглядит гораздо слабее при наблюдениях с U -фильтром, чем с V -фильтром. Если же звезда характеризуется дефицитом металлов, то линий в этой области оказывается меньше, и они слабее, вследствие

чего разность звездных величин, измеренная с фильтрами U и B , получается меньшей. Таким образом, звезды с дефицитом металлов примерно той же температуры, что и Солнце, в ближнем ультрафиолете ярче звезд той же величины B (синей) с нормальным содержанием металлов. Аналогичный эффект получается и для показателя цвета $B - V$.

Таким образом, различия в диаграммах цвет — звездная величина для таких скоплений, как 47 Тукана и М92, возникают главным образом из-за различия отношений металлы/водород. Эти различия проявляются в завуалированной сложной форме. Величина отношения металлы/водород оказывает воздействие не только на зависимость показателей цвета $U - B$ и $B - V$ от эффективной температуры, но также может влиять и на внутреннее строение звезды (см. гл. 8).

Эффект недостатка металлов можно также выявить путем сравнения оценок спектральных классов обычным методом с полученными из измерений распределения энергии для звездных скоплений. Поскольку свет скопления есть результат суммарного излучения множества отдельных звезд, то ни его спектр, ни соответственно распределение энергии по спектру не будут точно отвечать соответствующим характеристикам ни одной из звезд. Тем не менее если состав скопления будет «нормальным», то распределение энергии и спектральный класс будут примерно соответствовать одно другому. Если же в скоплении ощущается дефицит металлов, то спектр металлов будет слишком слаб и наблюдатель будет относить спектр скопления к более «раннему» классу (т. е. соответствующему более высокой температуре), а распределение энергии будет соответствовать его истинной температуре. Поэтому скопление 47 Тукана, состав которого почти нормальный, имеет распределение энергии, соответствующее его спектральному классу, а бедному металлами ω Центавра приписан спектр слишком раннего класса.

ИНТЕРПРЕТАЦИЯ ДИАГРАММ ЦВЕТ — ЗВЕЗДНАЯ ВЕЛИЧИНА ДЛЯ СКОПЛЕНИЙ

Мы изложили основные моменты интерпретации несовпадения диаграмм цвет — звездная величина для различных шаровых скоплений, взяв за основу различия в их химическом составе. Возможна ли какая-либо интерпретация, основанная на анализе самих форм распределений «цвет — звездная величина»? Конечно, такая интерпретация возможна. Все эти кривые можно объяснить с точки зрения эволюции звезд (см. гл. 9).

Общее представление об этой точке зрения легче всего составить на основе анализа диаграммы $\Gamma - R$ для галактических скоплений. Звездные скопления представляют собой группы

звезд, образовавшихся примерно в одно и то же время, но имеющих разные массы. Предположим, что эти массы заключены в диапазоне от 10 до 0,1 массы Солнца и что все звезды первоначально находились на главной последовательности. Тогда их светимости должны коррелировать с их массами. Но чем массивнее звезда, тем больше она выделяет энергии в единицу времени (вспомните рис. 55). Каждый грамм самых массивных звезд нашей группы выделяет энергию в сотни раз быстрее, чем грамм Солнца.

Предположим теперь, что полное количество энергии, которое может выделить один грамм, одинаково везде и для любого вещества. Это означает, что чем массивнее звезда, тем быстрее она истратит свое топливо, оставит главную последовательность и в конце концов исчезнет. Согласно этой интерпретации, скопление NGC 2362 — самое молодое, а самые яркие звезды из h и χ Персея собираются покинуть главную последовательность. По мере перехода к Плеядам, M11, Гиадам и Яслям, NGC 752 и, наконец, к NGC 188 главная последовательность «остается позади». Мы рассматриваем эти скопления как имеющие все больший и больший возраст, самые яркие и наиболее расточительные звезды которых истратили свои энергетические запасы и исчезли (по крайней мере с главной последовательности). Можно было бы, продолжая развивать нашу гипотезу, высказать предположение, что гиганты тоже были звездами, покинувшими в ходе эволюции главную последовательность, и что белые карлики представляют конечную стадию этой эволюции.

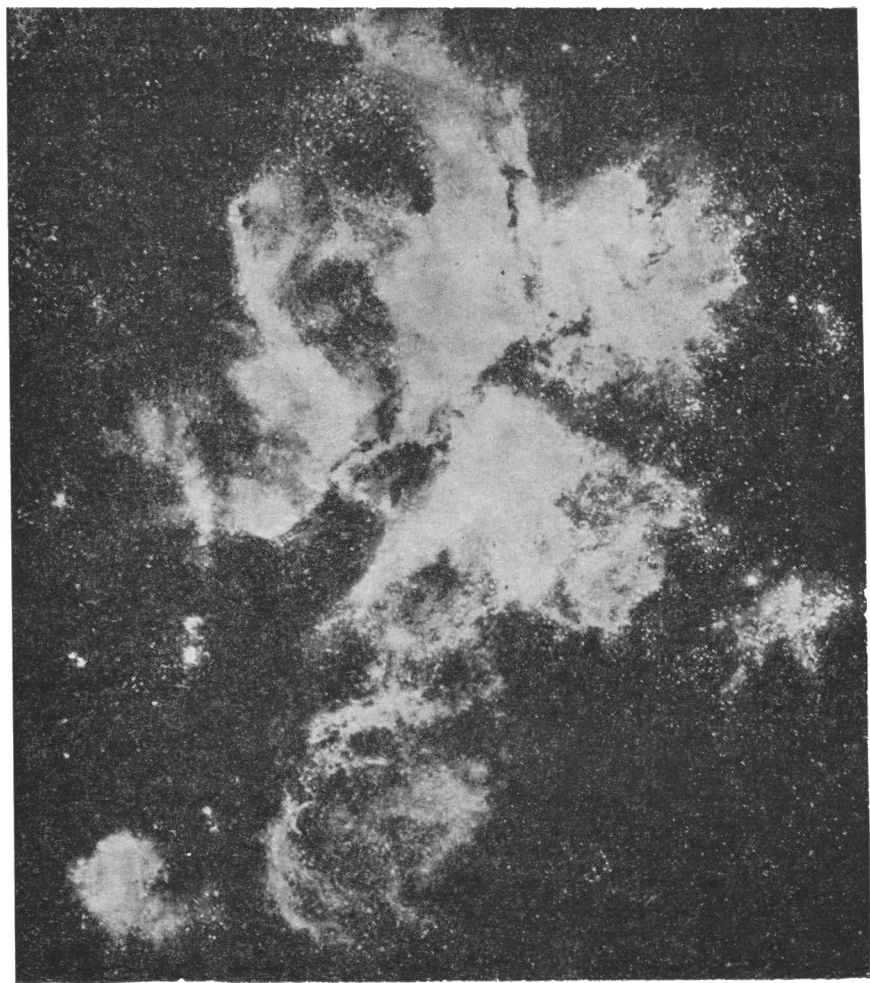
Следует упомянуть об одном важном выводе, следующем из наших рассуждений. Хотя мы и не приписывали ни одному из упомянутых скоплений определенного возраста, но совершенно очевидно, что NGC 188, в составе которого нет звезд главной последовательности более раннего спектрального класса, чем Солнце, должно быть гораздо старше, чем, скажем, Плеяды, которые в свою очередь старше скопления h и χ Персея. Поэтому образование звезд должно происходить более или менее непрерывно. Весьма вероятно, что оно продолжается и в настоящее время. Существенным является и тот факт, что все эти скопления относятся к населению плоской составляющей, которая связана с газом и пылью межзвездной среды. Обратимся теперь к этим совершенно иным объектам наших исследований.

7. ГАЗОВЫЕ ТУМАННОСТИ И МЕЖЗВЕЗДНАЯ СРЕДА

На сам факт непрерывного образования звезд указывает существование таких объектов, как Канопус, Ригель, ζ Кормы и γ Парусов. Мощность излучения энергии этими яркими звездами столь велика, что продолжительность их жизни должна измеряться лишь миллионами лет; некоторые из них моложе рода человеческого! Столь же яркие голубые звезды и сверхгиганты обнаружены также во внешних галактиках, например в Магеллановых Облаках и спиральных галактиках Треугольника и Андромеды. Примечательно, что в состав всех этих звездных систем входят большие газовые и пылевые облака. Другой путеводной нитью, ведущей к области вероятного формирования звезд, служат группы звезд высокой светимости, известные под названием *звездных ассоциаций*. Если тщательно измерить направление скоростей этих звезд, то получается, что все звезды ассоциации, по-видимому, вышли из некоторого небольшого объема пространства несколько миллионов или сотен тысяч лет назад.

Даже беглого просмотра любой фотографии Млечного Пути достаточно, чтобы увидеть, что космическое пространство не является пустым. Светлые туманообразные пятна, большая «расщелина» в Лебеде и чернильность Угольного Мешка — все эти явления убеждают нас в реальности огромных облаков экранирующей материи, заполняющей «пустое» пространство. Читатель может составить себе представление об этой материи, посмотрев внимательно на знаменитую туманность вокруг η Киля, показанную на рис. 64. На фотографии хорошо видно, что темные «разводья» — не дыры, сквозь которые мы видим пустое пространство, а скорее облака из какого-то материала, вероятно из смеси мелкой пыли и газа, которые затемняют свет находящихся за ними звезд.

Прежде чем обсуждать природу и количество вещества, рассеянного в космическом пространстве, интересно отметить, что полную массу межзвездных облаков можно оценить, анализируя движения звезд в окрестностях Солнца. Согласно теории



Р и с. 64. Туманность η Киля, сфотографированная в обсерватории Маунт Стромло.

вращения Млечного Пути, звезды обращаются в его плоскости вокруг галактического центра, локализованного в направлении созвездия Стрельца. Если бы вся масса Галактики была сосредоточена в небольшом объеме близ центра нашей системы, движения далеких от центра звезд были бы ограничены орбитами в галактической плоскости аналогично тому, как обращаются планеты вокруг Солнца. Однако Солнце находится на расстоянии 25 000—30 000 световых лет от центра Галактики, и движения ближайших к Солнцу звезд регулируются не только далеким и массивным галактическим ядром, но также и всей той материей, которая находится в непосредственной близости от них. Под влиянием этого окружающего материала звезды совершают колебательные движения туда и обратно в направлении, перпендикулярном плоскости Млечного Пути. Исследовав скорости этого колебательного движения, Оорт показал, что общая плотность материи в окрестностях Солнца составляет примерно $6 \cdot 10^{-24}$ г/см³. На звезды приходится примерно половина этой величины, а плотность около $3 \cdot 10^{-24}$ г/см³ обеспечивается пылью и газом, находящимися непосредственно по соседству.

Важной характеристикой межзвездной среды является ее очень значительная клочковатость. Пыль и газ не только концентрируются в спиральные рукава, но и в самих рукавах материя в основном объединена в разного рода образования от глобул, размеры которых составляют всего несколько диаметров Солнечной системы, до гигантских облаков поперечником в 100 световых лет и более. Плотность этих облаков может быть в 10—100 раз больше плотности в пространстве между ними.

По большей части вдали от ярких горячих звезд газ этот холодный, его температура на 150°С ниже точки замерзания воды и даже еще ниже. В окрестности одной или нескольких горячих звезд вещество нагревается и ионизируется; в результате получают такие образования, как туманность Ориона или η Киля или туманность 30 Золотой Рыбы в Большом Магеллановом Облаке. Что можно узнать о физическом состоянии и химическом составе межзвездной среды на основе исследования этих туманностей? Тщательные измерения спектра туманностей дают возможность получить сведения о плотности, химическом составе, температуре и движении газа. Задача эта аналогична описанной ранее в связи с интерпретацией спектров звезд с той лишь разницей, что здесь мы имеем дело с ярким линейчатым спектром крайне разреженного газа и исключительно низкими уровнями интенсивности излучения.

Такие диффузные туманности, как туманность Ориона, η Киля, Трехраздельная, М8 или 30 Золотой Рыбы, — это сложные неправильной формы образования, газ и пыль которых тесно связаны между собой. Поэтому, чтобы понять, как астро-

ном анализирует спектры газовых туманностей, лучше воспользоваться более простыми примерами, чем те, для которых из-за наличия яркой звезды поблизости от случайного скопления пыли и газа возникает много сложных задач. Пожалуй, наиболее простым типом туманностей являются планетарные, названные так потому, что часто они имеют вид небольших дисков, похожих внешне на планеты Уран и Нептун. Название сохранилось, хотя эти туманности не имеют ничего общего с планетами нашей Солнечной системы.

Многие планетарные туманности симметричны, и, по-видимому, внутри каждой из них примерно в центре имеется очень горячая звезда. Эти звезды находятся на довольно позднем этапе своей эволюции и, скорее всего, после выброса своего атмосферного слоя в пространство превращаются в белых карликов. Следовательно, они фундаментально отличаются от ярких голубых звезд в туманности Ориона — молодых объектов, лишь недавно сформировавшихся из межзвездной среды.

Горячая центральная звезда, или «ядро», планетарной туманности интенсивно излучает ультрафиолетовую эмиссию, за счет поглощения которой газами оболочки туманности создается наблюдаемое световое излучение. Происходящие при этом физические процессы были детально изучены при попытках проанализировать и интерпретировать неслучайные спектры планетарных и других газовых туманностей. Планетарные туманности встречаются редко. В результате настоячивых поисков даже на больших галактических расстояниях обнаружено всего несколько сот планетарных туманностей (по сравнению с сотнями миллионов звезд). Этих туманностей больше ближе к центру Галактики, где, естественно, больше и звездная плотность. Планетарные туманности довольно разнообразны по своим размерам, но типичная яркая туманность имеет диаметр, в 10 000 раз превышающий расстояние Земли от Солнца; тем не менее полная масса туманности, вероятно, немногим больше $\frac{1}{5}$ массы Солнца.

Недавние работы по существу подтверждают выводы, к которым несколько десятилетий назад пришли Боуэн и Уайз на Ликской обсерватории: многие планетарные туманности по химическому составу не отличаются заметным образом от обычных звезд, подобных Солнцу, хотя у некоторых из них, например у планетарной туманности в шаровом скоплении M15 (которая была исследована О'Деллом, Пеймбертом и Кинманом), наблюдается недостаток кислорода, неона, а, возможно, также и других элементов. Как всегда, самые обильные элементы — это водород и гелий. Других постоянно присутствующих газов, например кислорода и азота, обычно довольно много, а металлы имеются в небольших количествах. Неона (на Земле это редкий

газ) часто много, хотя, вероятно, не так много, как в диффузных газовых туманностях, подобных туманности Ориона.

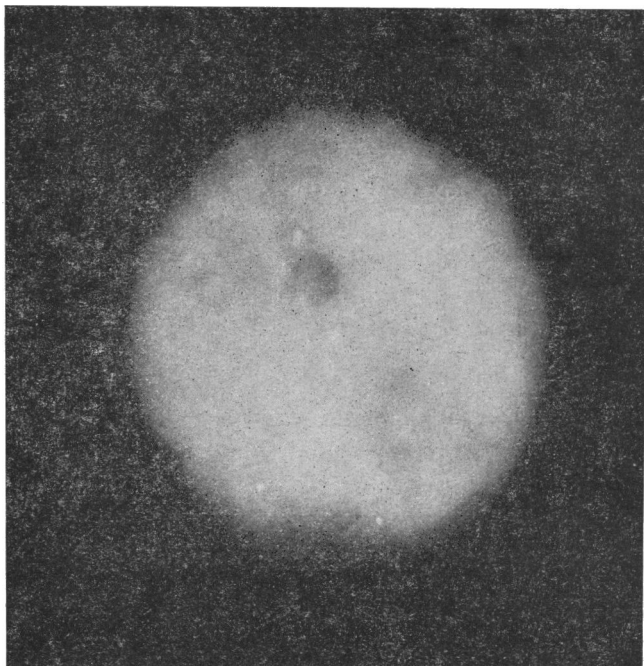
Некоторое представление о природе и разреженности планетарных туманностей можно получить из следующего иллюстративного примера. Представим себе обычный чайный стакан, наполненный газообразным водородом при комнатной температуре и нормальном атмосферном давлении. Добавим в него полчайной ложки обычного воздуха и несколько пылинок, с тем чтобы в стакан попало несколько атомов металлов и другие примеси. Теперь запаяем стакан, и пусть он расширяется до тех пор, пока не станет высотой с Эверест и поперечником около 3 км. Вот тогда распространившееся внутри этого объема содержимое стакана будет почти сравнимо по плотности и составу с газом планетарных туманностей. А диффузные галактические туманности зачастую в 10—100 раз разреженнее типичных планетарных туманностей. Только благодаря тому, что газовые туманности имеют громадные размеры, астрономам удается перехватить их свет.

НАБЛЮДАЕМЫЕ ГАЗОВЫЕ ТУМАННОСТИ

Самые первые исследования со спектроскопом показали, что излучение газовых туманностей сконцентрировано в отдельных ярких линиях при относительно слабом непрерывном спектре, который трудно наблюдать у всех туманностей, за исключением самых ярких объектов. (У таких диффузных галактических туманностей, как η Киля или туманность Ориона, можно видеть непрерывный спектр, но он частично обусловлен звездами фона и светом, рассеянным «пылевыми» частицами.)

Обычные прямые фотографии не дают полного представления о природе туманности, так как изображения, которые дают разные ионы, например ионизованный азот и водород, могут частично перекрываться друг с другом. Поэтому фотографии, сделанные с обычными комбинациями пластинок и фильтров, являются «композициями», в которых представлено излучение нескольких различных ионов.

Если же пользоваться очень узкополосным фильтром, т. е. таким, который пропускает излучение лишь очень узкой полоски вырезанного из спектра цвета, то иногда удастся выделить излучение всего в одной или двух сильных линиях. Именно таким способом Минковский получил несколько поразительных фотографий различных планетарных туманностей (рис. 65—67). Аналогичная методика была применена для наблюдений весьма разреженных диффузных туманностей с очень низкой поверхностной яркостью. С чувствительными к красной области спектра пластинками и узкополосным фильтром, максимум

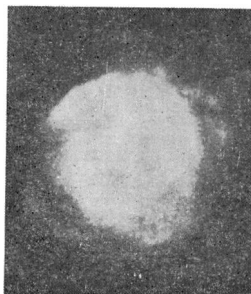


Р и с. 65. Туманность Сова (NGC 3587), сфотографированная Минковским с 200-дюймовым телескопом.

Сравните размытость границ этой туманности с очертаниями NGC 7662 на рис. 66.

Р и с. 66. Кольцеобразные туманности NGC 7009 (*слева*) и NGC 7662 (*справа*).

Обратите внимание на центральную звезду и яркие внутренние кольца. Внешние кольца слабее, а в NGC 7662 разорваны на ряд отдельных узелков или конденсаций.



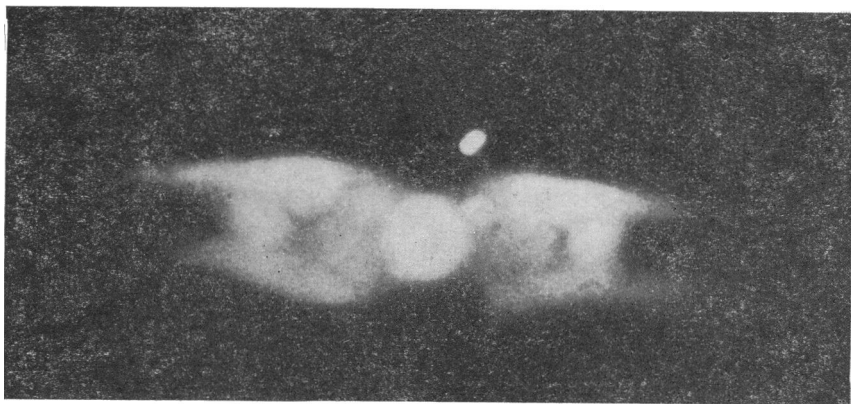


Рис. 67. Туманность «Бабочка» Минковского.

Причудливые и красивые формы, наблюдаемые в планетарных туманностях, нигде не выглядят более эффектно, чем в туманности МНэ 362-1.

пропускания которого соответствует красной линии водорода $H\alpha$ 6563 Å, можно наблюдать множество очень слабых туманностей в Млечном Пути. При наблюдениях с желтым фильтром и фотопластинкой, чувствительной к желтым лучам, все излучение туманности «пропадает», и на пластинке получают только звезды фона и свет от звезд, рассеянный на межзвездных пылинках.

Другой метод, практически применимый только для туманностей столь же малых угловых размеров, как у планетарных туманностей, состоит в том, что у спектрографа убирают щель и фотографируют получающийся при этом «бесщелевой» спектр туманности. На рис. 68 приведены фотографии кольцообразной туманности IC 418, полученные этим способом, в некоторых самых сильных линиях туманностей. Отметим, что изображение *a*, обусловленное линией дважды ионизованного кислорода $[OIII]$ 5007 Å, гораздо меньше, чем тесно перекрывающиеся изображения *e* в линиях $[OII]$ 3726 и 3729 Å. Излучение дважды ионизованного неона (*δ*) концентрируется к центру, в то время как излучение однажды ионизованного азота (*ж*) — во внешнем кольце.

Однако в большинстве случаев пользуются все же щелевым спектрографом. Но, так как большая часть представляющих интерес линий соответствует очень низкой поверхностной яркости, приходится пользоваться очень светосильными спектрографами или же электронно-оптическими преобразователями. На рис. 69 приведены для сравнения спектры некоторых туман-

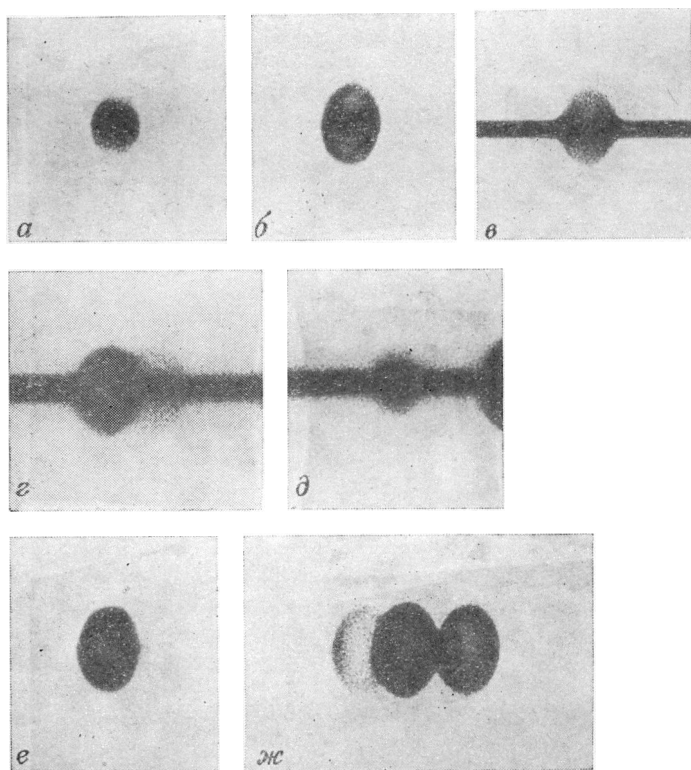
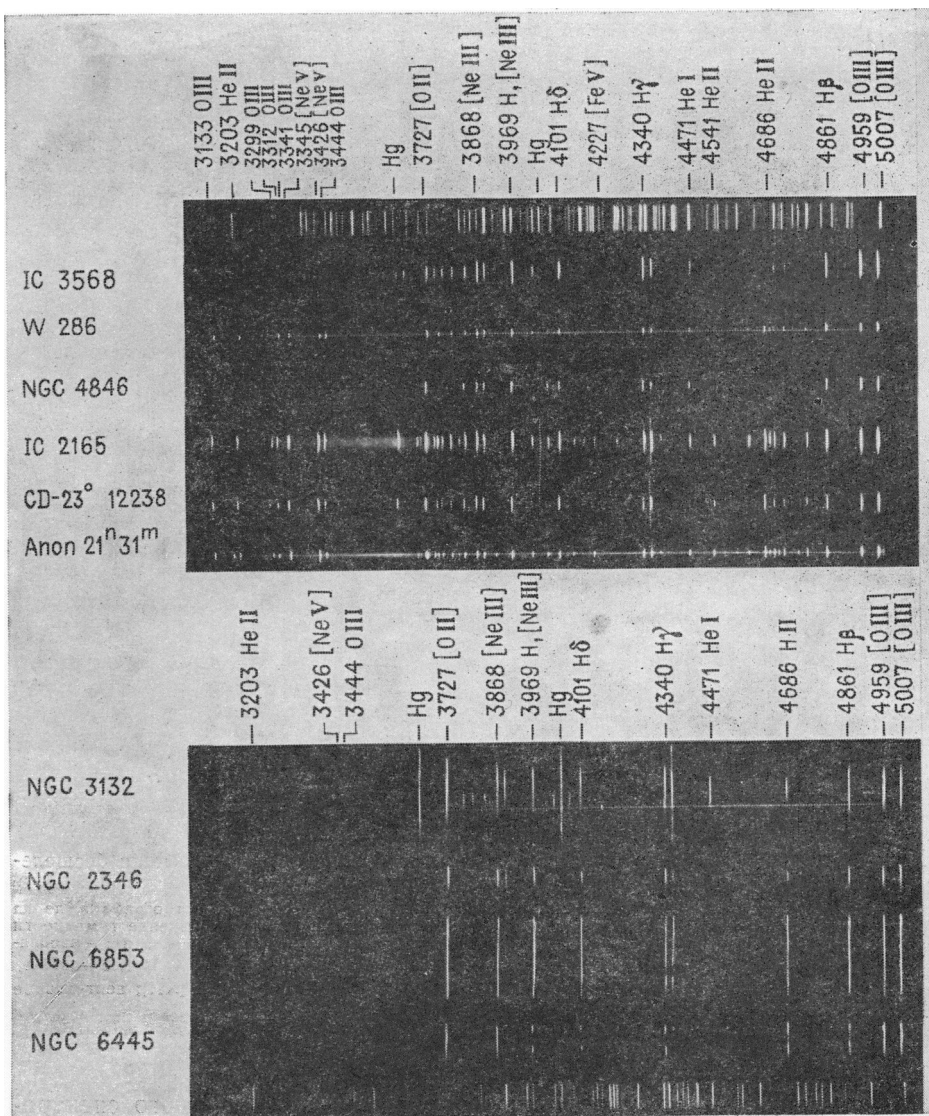


Рис. 68. Изображения IC 418, сфотографированные при помощи бесщелевого спектрографа (отпечатки с негатива).

Эти фотографии были получены с использованием бесщелевого спектрографа куде на 100-дюймовом телескопе. Каждую спектральную линию заменяет изображение туманности в свете именно этой линии. Горизонтальная полоска на изображениях *в*, *г* и *д* — изображение центральной звезды, *а* — 5007 Å, [OIII]; *б* — 4861 Å, H β ; *в* — 4471 Å, HeI; *г* — 4068 Å, 4076 Å [SII]; *д* — 3868 Å, [NeIII]; *е* — 3726, 3728 Å, [OII]; *жс* — 6548, 6584 Å [NII]; центральное изображение обусловлено H α , 6563 Å.

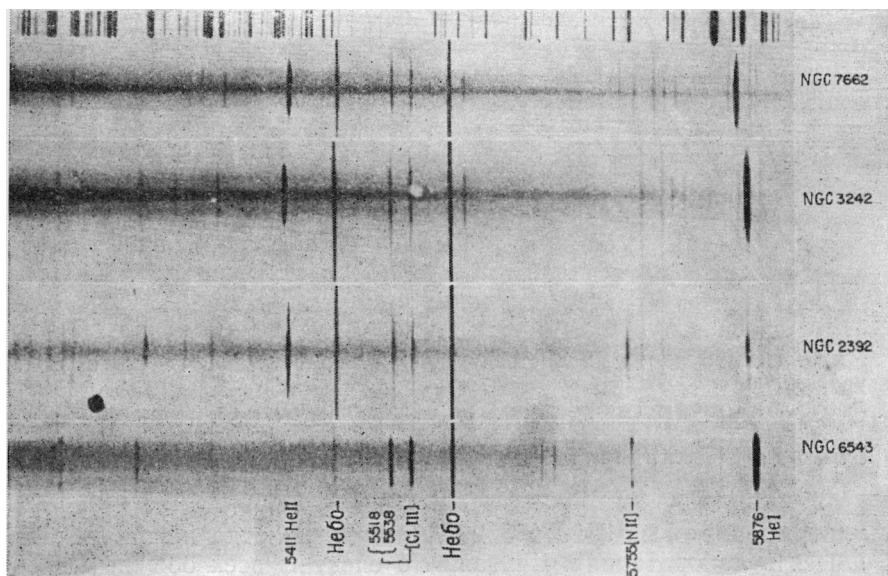
ностей, сфотографированных при помощи небулярного спектрографа в главном фокусе 120-дюймового рефлектора Ликской обсерватории. На рис. 70 показано несколько спектров, полученных в фокусе куде с электронной камерой Лальмана.

Количественные исследования туманностей требуют точных измерений их поверхностной яркости в характерных для них линиях излучения. Для этой цели астрономы пользуются специальным фотоэлектрическим устройством для записи спектра. Оно представляет собой спектрограф, в котором фотографическая



Р и с. 69. Отмечены главные эмиссии туманностей.

Обратите внимание на высокую интенсивность зеленых линий дважды ионизованного кислорода 5007 и 4959 Å и непрерывный спектр у головы бальмеровской серии. Бальмеровский континуум, который особенно силен в IC 2165, начинается сразу слева от линии [O II] на 3727 Å. Линии, обозначенные Hg, приходятся на верхний край этого континуума; их дает ртутная лампа. (Фотографии сделаны с 120-дюймовым телескопом Ликской обсерватории, США, Калифорния.)



Р и с. 70. Спектры планетарных туманностей в зеленой области.

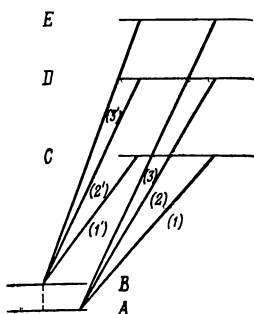
NGC 7662, NGC 3242 и NGC 2392 — туманности, характеризующиеся высоким возбуждением; в NGC 6543 возбуждение умеренно. Обратите внимание на сильные линии как нейтрального, так и ионизованного гелия (5876 и 5411 Å соответственно) в трех туманностях с высоким возбуждением и нейтрального гелия в NGC 6543. Линии [Cl III] выделяются во всех туманностях; линия [N II] появляется в NGC 6543. (Сфотографировано с трубкой Лальмана на спектрографе куде, Ликская обсерватория, США, Калифорния.)

пластинка заменена фотоэлементом, установленным за узкой щелью.

Протяженные газовые и яркие планетарные туманности можно наблюдать в свете таких длин волн, как 4, 10, 20, 80 см, т. е. на коротких радиоволнах. Как правило, газовые туманности, в частности планетарные, излучают, как им и следует излучать согласно теории, т. е. как нагретый ионизованный газ. Однако радиоизлучение некоторых туманностей указывает на наличие направленных движений заряженных частиц (см. гл. 11). Туманности можно наблюдать также в инфракрасном свете, а с развитием методов наблюдений на ИСЗ — и в ультрафиолетовых лучах, так как ряд важных спектральных линий туманностей приходится на эти области.

ЗАГАДКА НЕБУЛИЯ

Хотя в спектре газовых туманностей видны хорошо известные водородные линии Бальмера и знакомые линии гелия, их самые сильные спектральные линии — это зеленые 4959 и 5007 Å и



Р и с. 71. Диаграмма, иллюстрирующая отождествление энергетических уровней.

Линии 1, 2 и 3, соответствующие переходам с уровней C , D и E на уровень A , и линии $1'$, $2'$ и $3'$, соответствующие переходам с C' , D' и E' на B , наблюдаются. Из этих наблюдений выведено существование энергетических уровней C , D и E , хотя линия, соответствующая переходу с B на A , не наблюдается.

ультрафиолетовые 3726 и 3729 Å линии, никогда не наблюдавшиеся в лабораториях. Считая, что спектры всех обычных элементов им известны, астрономы сначала были склонны приписать не поддающиеся отождествлению линии туманностей таинственному, неизвестному на Земле элементу, названному небулием (от латинского названия туманности *nebula*). Достижения физики и химии не оставили в периодической системе места для такого гипотетического элемента, и, в конце концов, удалось установить, что упомянутые выше линии обязаны своим происхождением кислороду. Было показано, что источниками других неотожествленных линий являются азот, неон, аргон, сера и другие элементы, находящиеся в физических условиях, пока еще не достижимых на Земле. Посмотрим, как же были отождествлены эти линии.

Мы уже говорили в гл. 3, что спектральная линия возникает, когда электрон перепрыгивает с одного энергетического уровня в атоме на другой. При наиболее вероятных переходах, т. е. тех, которые электрону осуществить легче всего, обычно получают сильные линии, а при маловероятных переходах, т. е. трудных для электронов, линии оказываются слабыми. Правила, регламентирующие переходы, сравнительно просты, но накладывают столь существенные ограничения, что число спектральных линий намного меньше числа возможных сочетаний пар энергетических уровней. Процесс нахождения энергетических уровней по частотам наблюдаемых линий в какой-то мере напоминает расшифровку составных загадочных картинок и иллюстрируется на рис. 71. Наблюдаются линии 1, 2, 3 и $1'$, $2'$, $3'$. Поскольку разности частот линий 1 и $1'$, 2 и $2'$, 3 и $3'$ — постоянные, зна-

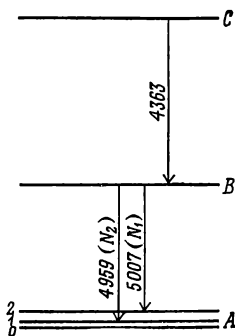
чит, должны существовать пары энергетических уровней A и B с той же самой разностью частот. Аналогичным образом находим уровни C , D и E , имея при этом в виду, что окончательная схема уровней должна оказаться совместимой с частотами всех наблюдаемых линий. Несмотря на то что линия AB не наблюдается, так как, согласно правилам игры, этот переход в высшей степени невероятен, мы все же можем обнаружить уровни A и B . А уж однажды попав на уровень B , например при столкновении с электроном, атом должен найти возможность, пусть даже каким-либо окружным путем, вернуться на уровень A . Атом может, например, поглотить энергию, необходимую для подъема до уровня C , D или E , а уж после этого вернуться на уровень A , излучив при этом линии 1, 2 или 3.

Рассуждая примерно аналогичным образом, физики пришли к выводу, что самые нижние энергетические уровни дважды ионизованного кислорода $OIII$ соответствуют схеме, показанной на рис. 72, пусть даже переходы между этими уровнями никогда и не наблюдались в лаборатории. Размышляя о происхождении небулия, Боуэн в 1927 г. заметил, что разности энергий между B и A_1 и между B и A_2 точно соответствуют частотам пары интенсивных зеленых небулярных линий с длинами волн 4959 и 5007 Å. А разность между C и B совпадает с длиной волны другой небулярной линии 4363 Å.

Открытие Боуэна вскрыло замечательную природу физических условий в газовых туманностях, что подтверждается следующими аргументами. Согласно современной теории, атом $OIII$ может перескочить с уровня B на уровень A или с уровня C на уровень B , но вероятность этих перескоков крайне мала —

Рис. 72. Самые нижние энергетические уровни дважды ионизованного кислорода $OIII$.

Переходы между этими уровнями дают линии 5007 и 4959 Å (зеленые небулярные N_1 и N_2) и линию 4363 Å.



примерно в сто миллионов раз меньше вероятности излучения водородным атомом линии серии Бальмера. Иными словами, это означает, что хотя атом на обычных уровнях задерживается всего на одну стомиллионную долю секунды, на таких уровнях, как B и C , называемых *метастабильными*, он будет пребывать секунды или минуты, прежде чем вернуться на основной уровень. По этой причине переходы типа CB или BA_2 и были названы «запрещенными», хотя в действительности они только очень мало вероятны. Для обозначения запрещенных линий обычно символ иона ставят в квадратные скобки. Так, запрещенная фиолетовая линия дважды ионизованного кислорода на волне 4363 \AA обозначается $[OIII]\lambda 4363$.

Почему же все-таки запрещенные линии доминируют именно в спектрах планетарных и многих других газовых туманностей? Ответ состоит в том, что обычным или так называемым разрешенным линиям очень трудно образоваться при условиях, господствующих в этих объектах, тогда как для запрещенных линий положение иное.

В разрядной трубке атомы возбуждаются и «снимают» с себя возбуждение в результате столкновений с быстро движущимися электронами. У атома кислорода, которому удастся «приземлиться», например, на уровне B , вероятность испустить через секунду запрещенную линию будет соответствовать примерно одному случаю из ста. Поскольку за ту же секунду произойдет несколько миллионов столкновений с другими атомами и электронами, то лишь ничтожно малая доля из всех атомов кислорода, возбужденных на уровень B , даст запрещенную линию.

Иное дело в типичной газовой туманности; здесь электроны двигаются не так энергично, как нужно для возбуждения атомов до нормальных уровней (потенциалы возбуждения которых часто достигают $10\text{--}20 \text{ В}$). С другой стороны, свободные электроны движутся все же достаточно быстро, чтобы возбуждать атомы с основных уровней на тот или иной метастабильный уровень, так как эти уровни близки к основному. Плотность в туманностях столь низка, что, раз уж атом кислорода попал на один из этих метастабильных уровней, он почти наверное излучит запрещенную линию. Ну а раз квант запрещенного излучения родился, он наверняка выйдет из туманности, так как вероятность его поглощения в туманности ничтожно мала. Будь то в лаборатории или в туманности, мощность излучения квантов запрещенной линии на единицу объема и в единицу времени всегда будет равна числу атомов на верхнем уровне, умноженному на вероятность перехода, выраженную в обратных секундах, например, $[OIII]\lambda 4363 \ 1,6N(C)$ и $\lambda 5707 \ 0,021N(B)$.

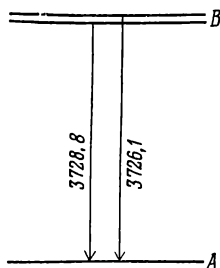


Рис. 73. Возникновение пары линий [OII] «3727 Å».

В лаборатории даже при наличии ионов OII это излучение будет подавлено излучением разрешенной линии и непрерывного спектра, а также возможным свечением стенок самой разрядной трубки. Хотя в действительности запрещенное излучение на 1 атом в 1 секунду в туманностях несколько слабее, чем в разрядной трубке, но за счет громадных размеров туманностей (радиус примерно 10^{12} км и более) образовавшиеся в них запрещенные линии могут достигать значительной интенсивности. При переходе от вакуумной трубки к газовой туманности эмиссия на единицу объема в нормальных линиях необычайно ослабляется, а в запрещенных линиях ослабляется сравнительно слабо.

Особый интерес представляет ион OII, так как, прежде чем излучить пару «3727» [OII] очень близких линий 3726,1 и 3728,8 Å (рис. 73), он может оставаться на метастабильном уровне часами. Относительные интенсивности этих двух линий являются чувствительным индикатором плотности при тех низких плотностях, которые существуют в типичных газовых туманностях. При тех высоких плотностях, которые обнаружены в новых звездах, атомы как поступают на метастабильные уровни, так и уходят с них в результате столкновения. При низких плотностях в большинстве случаев атомы поступают на метастабильные уровни в результате столкновений, а уход с них происходит вследствие излучения. Поэтому отношение интенсивностей 3726,1/3728,8 — своего рода чувствительный показатель плотности газовых туманностей.

Дальнейшие успехи в этом направлении зависят не только от качества наблюдательного материала, но также и от выполненных теоретических расчетов эффектов столкновения, времени жизни возбужденных уровней и т. д. Такие вычисления были выполнены Гарстангом, Ситоном, Жизаком, Остерброком и их сотрудниками.

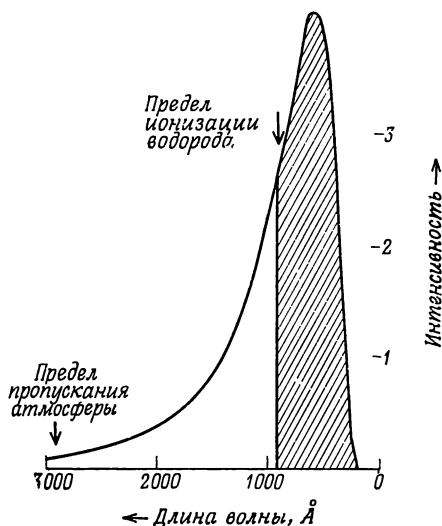
ФЛУОРЕСЦЕНЦИЯ В ГАЗОВЫХ ТУМАННОСТЯХ

Флуоресцирующие горные породы, пожалуй, относятся к самым привлекательным минералам, экспонируемым в музеях. Мы входим в затемненную комнату и при электрическом освещении видим витрину, наполненную образцами, большая часть которых тускло светит отраженным белым светом. Но, нажав кнопку выключателя, мы совершаем почти волшебное превращение. Белый свет исчезает, а минералы неожиданно начинают светиться, сверкая различными цветами радуги. Что же произошло? Когда мы выключили белый свет, мы одновременно как бы освободили дорогу источнику ультрафиолетового излучения. Хотя ультрафиолетовый свет невидим глазом, он поглощается минералами, а затем переизлучается в видимые цвета; каждый ультрафиолетовый квант расщепляется на два или несколько квантов более длинных длин волн.

Аналогичный процесс происходит в газовых туманностях. Несмотря на то что туманность получает всю свою энергию от

Рис 74. Распределение энергии для длин волн короче 3000 \AA в спектре звезды, излучающей как черное тело при температуре 50000 K .

Обратите внимание на то, что максимум энергии находится в далеком ультрафиолете. Заштрихованная область соответствует доле полной энергии, которая способна ионизовать водород. В сущности вся энергия, которую мы наблюдаем в планетарных туманностях, получается за счет излучения в далеком ультрафиолете. Сравнительно недавно проведенные детальные расчеты, подобные выполненным Гейби и Ситонем, Хаммером и Михаласом, а также Бёмом и его сотрудниками, показывают, что фотоионизация H, He, O, Ne и других атомов порождает заметные искажения в плавном распределении энергии, подобные изменениям, получающимся у предела водородной серии Бальмера в спектре горячих звезд (см. рис. 43). Однако качественный характер кривой распределения энергии не меняется, по крайней мере для очень горячих звезд.



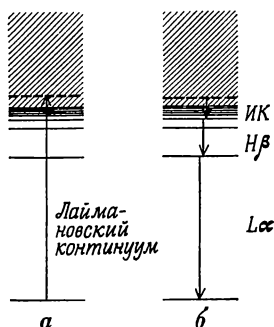


Рис. 75. Происхождение эмиссионных линий водорода в спектрах газовых туманностей.

а—атом на основном уровне водорода поглощает ультрафиолетовый квант энергии, и электрон вырывается из атома. *б*—электрон может быть захвачен снова на четвертый уровень с излучением невидимого инфракрасного кванта. Затем он может каскадом перейти на второй уровень с излучением линии H β , которая наблюдается, и, наконец, на основной уровень с излучением ненаблюдаемой линии L α .

освещающих ее звезд, полное количество видимого света, излучаемого планетарной туманностью, может быть в 40—50 раз больше испускаемого самой центральной звездой. Объясняется это тем, что благодаря высокой температуре центральной звезды большая часть ее энергии выделяется в форме невидимого ультрафиолетового света, как это показано на рис. 74. После поглощения этого невидимого света атомами туманности она переизлучает его в видимой форме. Главным преобразователем невидимого излучения в видимое служит водород, который намного превышает по количеству другие элементы в составе звезд и туманностей.

Посмотрим, что происходит, когда ультрафиолетовое излучение звезды падает на оболочку из водородного газа. Квант с длиной волны меньше 912 Å обладает достаточной энергией, чтобы оторвать электрон от атома водорода. Такой отделенный от атома электрон может блуждать в пространстве, пока не окажется захваченным протоном. Хотя электрон был сорван с самой маленькой орбиты, он может при захвате его каким-то другим протоном приземлиться на любую из орбит, как на самую верхнюю, так и на более низкую (рис. 75). Если свободный электрон попадет на самую нижнюю орбиту, вновь будет рожден квант, аналогичный первоначальному кванту, ушедшему от звезды, и опять этот квант, выйдя из атома, сможет ионизовать другой атом водорода.

Но если электрон будет захвачен на одну из более высоких орбит, то он может спрыгнуть на любой из более низких уровней, излучая соответствующий квант, или же в принципе он

может, поглотив какой-либо еще квант звездного света, перепрыгнуть на другую, более высокую орбиту. Однако условия в газовых туманностях не благоприятствуют последнему процессу. По сравнению со звездой туманность столь велика, что звездный свет рассеивается по огромному объекту, и его интенсивность в каждой точке оказывается очень слабой. Когда излучение столь «разжижено», у возбужденного атома водорода мало шансов поглотить еще один квант, так как он может оставаться в возбужденном состоянии лишь в течение стомиллионной доли секунды, в то время как, возможно, пройдет не менее 20 лет, пока он встретит квант частоты, необходимой, чтобы он мог подняться выше. Мы видели также, что низкая плотность туманности не позволяет надеяться на частые столкновения с другими частицами. Поэтому у электрона есть только возможность вернуться на основной уровень, осуществив переход или одним прыжком, или же путем каскадного перехода через все состояния.

Конечно, каждый соскок электрона сопровождается излучением светового кванта. Так, если электрон будет захвачен на второй уровень, атом излучит энергию в близком ультрафиолете за пределом серии Бальмера. Точная длина волны определяется энергией движения свободного электрона. Со второго уровня электрон падает на самый низкий уровень, и атом излучает первую линию Лаймана. Однако многие электроны, захваченные на высокие уровни, перейдут затем на второй уровень, и в результате появятся яркие бальмеровские линии, столь выделяющиеся в спектрах планетарных туманностей. В итоге все излучение звезды с длиной волны короче 912 \AA превращается в свет более низких частот, большая доля которых приходится на видимую область спектра.

В главе 2 мы видели, что при захвате свободных электронов на второй уровень атома водорода на некотором участке создается также излучение в непрерывном спектре, который начинается за пределом серии Бальмера и интенсивность которого падает в сторону ультрафиолета. Аналогичный непрерывный спектр наблюдается для серии Пашена. Кроме того, любопытный непрерывный спектр создается также атомами, переходящими со второго уровня водорода на основной. Обычно мы полагаем, что атом при этом излучает линию $L\alpha$. В действительности же уровень $n = 2$ расщеплен на две группы энергетических состояний (подуровней) с почти одинаковой энергией. Переходы с подуровней одной группы на основной уровень разрешены, а с подуровней другой группы — запрещены. Атом, захваченный на один из подуровней второй группы, может перейти на некий уровень, лежащий между уровнем $n = 2$ и основным уровнем, а затем уже с этого уровня спуститься на

основной. Поскольку нефиксированный уровень может находиться где угодно между уровнем $n = 2$ и основным уровнем, в результате подобного рода переходов многих атомов образуется непрерывный спектр, обычно заполняющий наблюдаемую область. Этим двухфотонным непрерывным излучением может объясняться в большинстве случаев наблюдаемый непрерывный спектр многих диффузных туманностей. Этот же процесс может играть важную роль и в планетарных туманностях.

У более плотных туманностей наблюдаются в нескольких стадиях ионизации обычные знакомые по лабораторным экспериментам линии углерода, азота, неона и кислорода. Они также возникают при ионизации и последующем новом захвате.

Наблюдаемое излучение нейтрального и ионизованного гелия возникает так же, как у водорода, при ионизации и новом захвате, но энергия, необходимая для отрыва одного или двух электронов от гелия, соответствует очень далекому ультрафиолетовому излучению с длиной волны короче 506 и 228 Å соответственно. Поэтому центральные звезды планетарных туманностей, у которых видны линии ионизованного гелия, относятся к самым горячим звездам, о которых известно, что их температура свыше 100 000 К. Занстра и Мензел независимо показали, что если бы все излучение звезды, испускаемое за пределом серии Лаймана, поглощалось атомами водорода туманности, то можно было бы оценить температуру центральной звезды. Если туманность достаточно толста, т. е. число случаев поглощения и излучения заново очень велико, то каждый квант ультрафиолетовой энергии в конце концов окажется разделенным на квант лаймановского излучения и квант бальмеровского излучения. Последний сразу же покидает туманность; первый же поглощается вторично и снова излучается до тех пор, пока тоже не выйдет из туманности. Число квантов, излучаемых туманностью в серии Бальмера, можно определить из наблюдений (оно равно энергии, излучаемой во всех бальмеровских бесщелевых изображениях туманности, деленной на $h\nu$; см. рис. 68) и сравнить с количеством квантов, излучаемых звездой в обычной фотографической области. Поскольку число бальмеровских квантов равно числу квантов, излученных звездой за пределом лаймановской серии, можно определить, какая доля энергии излучается звездой в далеком ультрафиолете, и отсюда вычислить ее температуру по законам излучения (см. гл. 4).

Независимое доказательство очень высокой температуры этих звезд дают спектры ядер планетарных туманностей. Некоторые из них имеют спектры класса О со слабыми эмиссионными линиями; в спектре других есть линии поглощения или вообще спектр только непрерывный, без каких бы то ни было деталей. Кроме того, есть и такие планетарные туманности, ядра

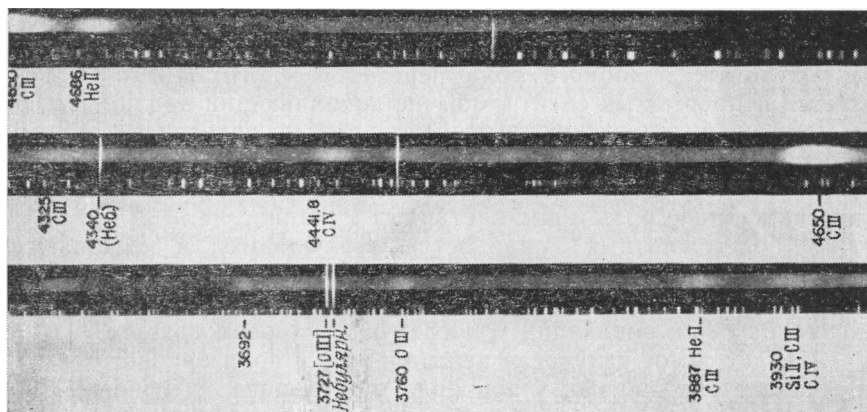


Рис. 76. Спектр ядра NGC 40. (Ликская обсерватория Калифорнийского университета).

Центральная звезда этой довольно яркой северной планетарной туманности NGC 40 имеет спектр типа звезд Вольф—Райе с сильными широкими эмиссионными линиями гелия, углерода и кислорода в различных стадиях ионизации. У других планетарных туманностей центральные звезды имеют непрерывные спектры со слабыми эмиссионными линиями (а также со слабыми линиями поглощения или без них), или же это звезды Вольф—Райе необычного типа. Некоторые из них демонстрируют сильную эмиссию линий O VI.

которых имеют спектры типа звезд Вольф—Райе (рис. 76) с диффузными эмиссионными линиями, налагающимися на непрерывный спектр. Особо следует упомянуть ядро NGC 246, спектр которой, как было установлено, содержит линии пятикратно ионизованного кислорода O VI. Позднее Гринстейн наблюдал еще несколько аналогичных звезд, все они — ядра планетарных туманностей, имеющих низкие поверхностные яркости.

ТЕРМОСТАТИЧЕСКОЕ ДЕЙСТВИЕ НЕБУЛЯРНЫХ ЛИНИЙ

Интересный побочный факт, связанный с запрещенными линиями кислорода, азота и неона, состоит в том, что образование этих линий действует как термостат, регулирующий температуру газа туманности. Предположим, что туманность целиком состоит из водорода. Температура газа определяется скоростью атомов и электронов, которая в свою очередь зависит от температуры центральной звезды. Если это горячая звезда и, следовательно, богата излучением высоких частот, электроны при отрыве от своих водородных атомов будут иметь высокие скорости. Эти электроны мчатся настолько стремительно, что если даже они сталкиваются с нейтральными атомами водорода, то отскакивают от них практически без потери энергии, конечно, если они двигаются действительно достаточно быстро — со ско-

ростью около 200 км/с. При таких и более высоких скоростях они обладают энергией, достаточной для возбуждения атомов водорода с основного уровня на первый уровень. В чисто водородных туманностях их температура будет сильно зависеть от температуры звезды, пока температура газа не поднимется выше 25 000°. При такой температуре существенную роль начинают играть возбуждения водорода столкновениями на вторую и более высокие орбиты. В этих условиях электроны при столкновениях будут терять очень много энергии, что и будет препятствовать дальнейшему росту температуры.

Допустим теперь, что мы ввели в водородную туманность понемногу кислород, азот и неон. Метастабильные уровни этих атомов находятся на 2—3 эВ выше основного уровня, и энергия свободных электронов затрачивается на возбуждение этих «чужеземных» атомов до метастабильных уровней. Излучаемая в запрещенных линиях энергия навсегда теряется для туманности, так как запрещенное излучение вновь поглощаться уже не может. Таким образом газы туманности эффективно охлаждаются, и хотя температуры центральных звезд относятся к диапазону 30 000—100 000°, газ в туманности никогда не нагревается сильнее, чем примерно до 15 000—20 000°.

О ЗНАЧЕНИИ СОВПАДЕНИЙ

Вдобавок к запрещенным линиям кислорода и азота, возникающим при переходах с метастабильных уровней, наблюдались также и линии, происхождение которых связано с обычными уровнями. Их существование — прекрасная иллюстрация прихотей природы. На рис. 69 показаны сильные линии в ультрафиолетовом спектре некоторых планетарных туманностей.

Одна линия 3203 Å обусловлена ионизованным гелием, пара линий — [NeV], но нам интересны главным образом другие сильные линии, которые излучаются OIII. Это вполне нормальные линии в том смысле, что они обычно наблюдаются в лаборатории. Загадочность их появления состоит в том, что другие столь же интенсивные лабораторные линии отсутствуют.

Это видимое предпочтение, как было продемонстрировано Боуэном, — результат замечательного совпадения. Боуэн заметил, что все наблюдаемые обычные линии OIII в планетарных туманностях возникают при каскадных переходах электронов вниз с единственного возбужденного уровня. Более того, длина волны излучения, необходимого для возбуждения этого уровня, равна 304 Å, что почти в точности совпадает с самой сильной линией ионизованного гелия. А линия ионизованного гелия соответствует первой линии лаймановской серии водорода. Когда

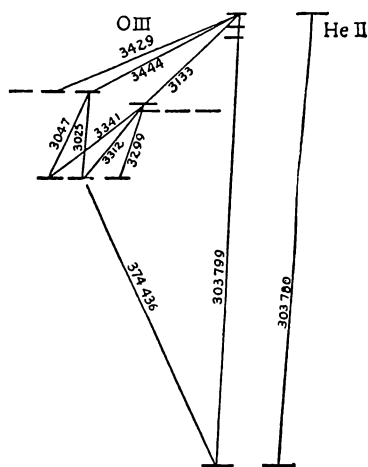


Рис. 77. Схема, иллюстрирующая предложенный Боуэном механизм возбуждения ультрафиолетовых линий OIII.

Линия 303,78 Å, излучаемая ионизованным гелием, поглощается ионом OIII, который при этом переходит на верхний уровень. Затем ион OIII каскадными переходами спускается вниз с излучением наблюдаемых линий, указанных на схеме.

дважды ионизованный гелий, захватив электрон, становится однажды ионизованным, окончательной стадией каскадного процесса часто бывает переход со 2-го уровня на 1-й. Поэтому эта линия HeII, хотя и невидимая, вероятно, достигает большой силы в планетарных туманностях. Как показано на рис. 77, ионы OIII, находящиеся на нижнем уровне, интенсивно поглощая излучение HeII, возбуждаются на более высокий уровень, а затем возвращаются последовательными переходами с излучением наблюдаемых линий. Отсутствующие линии не наблюдаются из-за того, что они возникают с других уровней, не имеющих случайных источников энергии. Еще более примечательно, что, когда ион OIII в конце концов возвращается на самый низкий энергетический уровень, он испускает излучение с длиной волны 374 Å, т. е. как раз той длины волны, которая необходима для генерации аналогичного цикла, в результате которого образуются наблюдаемые линии дважды ионизованного азота NIII близ 4640 и 4100 Å. Объяснение Боуэна подтверждается тем фактом, что разрешенные линии OIII появляются лишь в тех частях туманности, где сильны линии ионизованного гелия и где поэтому, вероятно, также сильна и линия 304 Å.

НЕКОТОРЫЕ ПРОБЛЕМЫ, СВЯЗАННЫЕ С ПЛАНЕТАРНЫМИ ТУМАННОСТЯМИ

Мы уделили особое внимание планетарным туманностям главным образом потому, что удалось объяснить их физическое состояние не только качественно, но и количественно; но было бы печальным недоразумением полагать, что все основные проблемы этих туманностей уже решены. В особенности это относится к структуре и движениям внутри туманностей.

Если расстояние газовой туманности известно, то ее плотность можно определить по ее поверхностной яркости, измеренной в свете H β или в свете непрерывного спектра у коротковолновой границы серии Бальмера, конечно если при этом мы располагаем еще оценкой электронной температуры. В то же время отношение интенсивностей определенных запрещенных линий, например 4363/(4959 + 5007) для [OIII] (рис. 72) и аналогичные отношения для [OII], [SII], [NeIII] и т. п., также зависят от электронной плотности и температуры. А так как излучение всех этих линий возникает в одних и тех же областях туманности, то их можно использовать для вывода электронной плотности и температуры. Так и было сделано, и оказалось, что для одних туманностей оба метода поверхностной яркости и отношения интенсивностей линий дают одинаковые электронные плотности, а у запрещенных линий плотность, вычисленная по отношению интенсивностей линий, получилась больше, что указывает на наличие в туманности сгустков вещества. Этот результат не столь уж удивителен для таких объектов, как NGC 7009 или NGC 7662 (рис. 66), но иногда аналогичные результаты получаются и для туманностей, у которых нет никаких явных признаков неоднородности. Есть и такие объекты, как, например, туманность Сова, NGC 3587 (рис. 65), которые, по-видимому, совершенно лишены каких-либо неоднородностей. Практически любой процесс, который мыслим в туманности, должен был бы вести к сглаживанию неоднородностей. Каким же образом все-таки возникают реально видимые неоднородности — этого мы пока не знаем; ни один из предлагавшихся механизмов не кажется правильным.

У некоторых планетарных туманностей вообще отсутствует какая бы то ни было симметрия; другие же обладают такой симметрией, которая предполагает наличие крупномасштабных магнитных полей (рис. 67). Напряженности этих полей, возможно, по порядку величины в 100 000 раз меньше, чем магнитного поля Земли, и все же они огромны, когда речь идет о веществе низкой плотности.

Оболочки туманностей вовсе не неподвижны в пространстве: они медленно расширяются. Если установить щель

спектрографа так, чтобы она пересекала телескопическое изображение туманности, как это сделали много лет назад Мур и Кэмпбелл, то линии часто получаются изогнутыми или раздвоенными, что и указывает на расширение оболочки. Олин Уилсон наблюдал туманности при помощи многощелевого спектрографа, т. е. имеющего несколько строго параллельных щелей, каждая из которых пересекает различные участки туманности. Таким способом можно сразу получить всю картину лучевых скоростей. Близ центра туманности наблюдаются как приближающиеся, так и удаляющиеся слои, тогда как с краев видна материя, движущаяся только перпендикулярно лучу зрения. Уилсон нашел, что разные спектральные линии дают различные скорости расширения: иону с самым высоким потенциалом возбуждения соответствует самая низкая скорость расширения, а у иона с самым низким потенциалом возбуждения скорость расширения самая высокая. Поскольку ионы с большим потенциалом возбуждения, как правило, находятся ближе к центральной звезде, чем ионы с низким потенциалом возбуждения, то наблюдаемые данные допускают следующую интерпретацию: толщина оболочки возрастает, но так, что внешний радиус увеличивается со временем быстрее, чем внутренний.

Каждый квант света характеризуется не только энергией, но и импульсом. Когда атом поглощает квант энергии $h\nu$, он приобретает импульс $h\nu/c$. Поэтому излучение, падая на вещество, оказывает на него давление, которое может иметь существенное значение в сильно разреженном газе туманностей или оболочек звезд. В планетарных туманностях создается много квантов излучения $L\alpha$. Поскольку эти кванты перебрасываются от атома к атому, переносится и импульс. Вследствие этого первоначально устойчивая однородная туманность начинает расширяться. Между одной и другой точками туманности появляются разности скоростей. Квант $L\alpha$, излученный в одной из частей оболочки, не может быть поглощен в далекой от этого участка области, движущейся с другой скоростью, — из-за доплеровского смещения, и возникающее давление излучения приводит к медленному расширению туманности.

В самом начале планетарная туманность представляет собой небольшой компактный объект сравнительно высокой плотности. С течением времени размеры ее постепенно растут, а плотность падает. Но пока туманность поглощает все ультрафиолетовое излучение центральной звезды, она продолжает быть довольно яркой, однако в конце концов плотность ее становится настолько низкой, что большая часть излучения просачивается сквозь туманность в межзвездное пространство. К этому времени планетарная туманность — это уже объект с очень низкой поверхностной яркостью. Затем, когда центральная звезда оконча-

тельно стабилизируется в виде очень горячей небольшой звезды — белого карлика, туманность постепенно «угасает».

В предположении, что скорость расширения постоянна, Уипл оценил время жизни типичной планетарной туманности порядка 30 000 лет. Таким образом в течение каких-нибудь нескольких десятков тысяч лет — всего мгновение в жизни звезды — фрагменты туманности будут расширяться в «вакуум» межзвездного пространства. А после того, как они исчезнут со сцены, их место займут новые планетарные туманности. Непосредственный предшественник планетарных туманностей пока неизвестен, но почти с полной уверенностью можно утверждать, что ядра их в ходе развития превращаются в белых карликов. Мы вернемся к этому вопросу в гл. 9.

Хотя некоторые планетарные туманности, вероятно, с физической точки зрения проще, чем большинство галактических диффузных туманностей с их крайне неравномерным, геометрически неправильным распределением материи, такие объекты, как NGC 7027, тоже ставят перед исследователями очень трудные задачи. Фрэнк Лоу нашел, что у этого объекта необычайно сильное инфракрасное излучение. Возможно, что его происхождение связано с твердыми частицами (Кришна-Свами и О'Делл), а не с излучением атомов (Гольдберг).

МЕЖЗВЕЗДНАЯ СРЕДА

Там, где газ межзвездной среды характеризуется достаточной плотностью и где его освещают яркие горячие звезды, он ионизируется и флуоресцирует подобно тому, как это происходит в планетарных туманностях. Однако громадная, преобладающая масса межзвездного газа имеет очень низкую плотность, а часто и очень низкую температуру.

Огромная протяженность газовых облаков была впервые обнаружена спектральным методом. Межзвездный газ поглощает свет звезд в некоторых определенных длинах волн, подобно тому как атмосферы звезд, поглощая свет фотосферы, создают тем самым в непрерывном спектре линии поглощения хорошо знакомых элементов. Однако межзвездные облака столь разреженны, что для образования линий поглощения достаточной силы, чтобы их можно было увидеть в звездном спектре, требуется очень длинный столб газа. Поэтому наблюдения межзвездных линий связаны главным образом с более далекими звездами, и лучше всего их вести при помощи спектрографов с очень высокой дисперсией.

Первым элементом, открытым в межзвездном пространстве, был ионизованный кальций, обнаруженный Гартманом в 1904 г. в спектре δ Ориона — тесной двойной звезды. Когда луч зрения

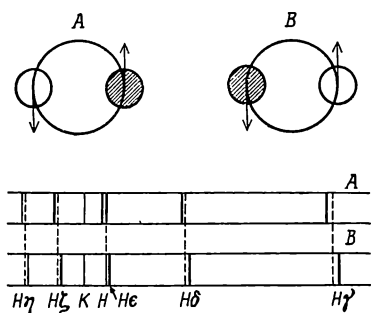


Рис. 78. Как были открыты межзвездные линии.

На рис. А звезда приближается к наблюдателю, на рис. В — удаляется. Соответственно линии поглощения на верхнем спектре сдвигаются в фиолетовую сторону, на нижнем — в красную, а поглощение стационарных линий H и K, обусловленных межзвездным облаком, остается неизменным.

оказывается почти в плоскости орбиты двойной звезды, то обращающиеся друг около друга компоненты будут попеременно то приближаться к наблюдателю, то удаляться от него. Это движение будет, как в зеркале, отражаться в спектре, где благодаря эффекту Доплера линии поглощения будут периодически изменять свое положение с периодом, равным периоду обращения (рис. 78). А линии поглощения, создаваемые межзвездным газом, поскольку они не участвуют в орбитальном движении, будут неподвижны. Так как линия K ионизованного кальция не участвует в периодическом движении других линий δ Ориона, она должна создаваться в газовом облаке, не связанном со звездой.

В 1919 г. мисс Гегер на Ликской обсерватории открыла неподвижные линии межзвездного натрия. Однако дальнейшие успехи в регистрации новых линий были достигнуты только после того, как Теодор Данам использовал на обсерватории Маунт Вилсон спектрограф куде с высокой дисперсией и Адамсу удалось добавить к составляющим межзвездной среды калий, нейтральный кальций, титан и железо. Позднее Мак-Келлар показал, что некоторые неотожествленные линии, наблюдавшиеся Данамом и Адамсом, обусловлены поглощением фрагментарными молекулами CH, CH⁺ и CN в их самых нижних вращательных состояниях. К этому списку молекул можно добавить OH, обнаруженный радиоастрономическими методами Барретом и его сотрудниками, а также воду, аммиак, формальдегид, муравьиную кислоту и метиловый спирт (см. приложение VIII).

Линии поглощения межзвездной среды в оптической области лучше всего видны в спектрах горячих звезд класса В, в которых собственно звездные линии молекул и атомов металлов от-

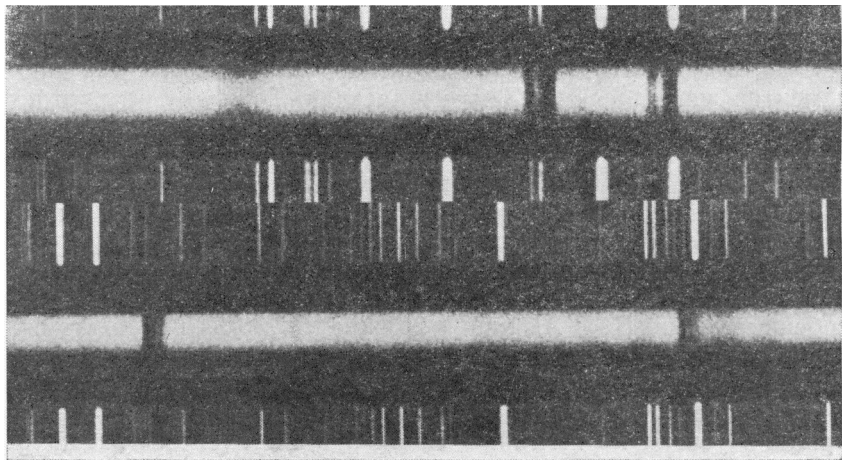
сутствуют. Очевидно, что интенсивности темных межзвездных линий зависят от расстояний звезд, так как свет от более далекой звезды проходит сквозь больший столб газа, чем свет звезды, находящейся ближе к нам.

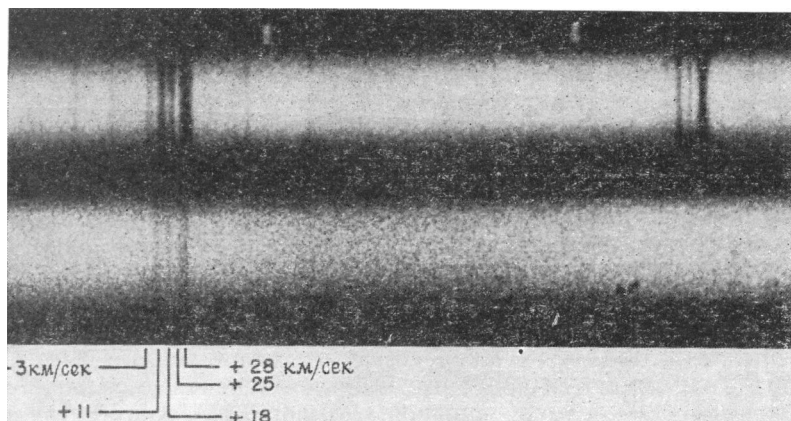
Как выглядят некоторые межзвездные линии в спектре двух далеких звезд, видно из рис. 79. В спектре звезды HD 14143 — члена далекого звездного скопления в Персее — заметно, что хотя линии D и состоят из ряда компонент, но все же они относительно резки по сравнению с диффузной звездной линией He I 5876 Å. На рис. 80 видна многокомпонентность межзвездных линий, наблюдаемых в спектре ε Ориона. Каждая из компонент соответствует отдельному облаку, скорость которого по лучу зрения отличается от скоростей других облаков.

Когда наблюдаются подобные многокомпонентные линии, то обычно скорость самой сильной компоненты соответствует скорости галактического вращения, соответствующей половине расстояния между нами и звездой. Другие компоненты соответствуют индивидуальным движениям отдельных облаков. Типичные пространственные скорости межзвездных облаков газа порядка 14 км/с, однако у некоторых из них скорости очень высоки. Как правило, в плоскости Млечного Пути на расстоянии 1000 световых лет на луче зрения находится 3—4 облака. Из

Рис. 79. Линии межзвездного натрия и кальция. (Обсерватории Маунт Вилсон и Маунт Паломар.)

Наверху — D-линии в спектре звезды HD 14143 в двойном скоплении в Персее; *внизу* — линии H и K в спектре HD 173987. Обратите внимание на сложную структуру этих линий, указывающую на наличие нескольких отдельных облаков, каждое из которых движется со своей лучевой скоростью.





Р и с. 80. Многокомпонентные линии в спектре ϵ Ориона.

Обратите внимание на компоненты, соответствующие отдельным облакам с лучевыми скоростями +3,0; +11,8; +18,3; +25,5 и 28,2 км/с. (Обсерватории Маунт Вилсон и Маунт Паломар.)

интенсивности компонент ясно, что должно существовать огромное многообразие как в отношении размеров облаков, так и в отношении сосредоточенного в них количества вещества. Хотя и интенсивность, и сложность межзвездных линий возрастают с расстоянием звезд фона, их полные интенсивности не могут служить точной мерой при оценке межзвездных расстояний.

Если бы мы могли для зондирования глубин межзвездного пространства соорудить своего рода «космочерпалку» и ею зачерпнуть порцию межзвездного вещества, мы, вероятно, обнаружили бы, что этот образец содержит большинство обычных элементов, найденных на Земле и звездах. Тот факт, что «отпечатки пальцев» большинства из этих элементов пока еще не обнаружены, можно отнести за счет физических условий в межзвездном пространстве. Даже планетарные туманности — плотные образования по сравнению с газовым материалом межзвездного пространства; этот газ настолько разрежен, что лишь самые обильные элементы и соединения, входящие в его состав, удастся зарегистрировать. Тем не менее для ряда элементов, особенно для Li, Be и Al, линии должны были бы наблюдаться, если, конечно, в количественном отношении они вообще сравнимы с теми же элементами на Земле. Энергичные поиски (в особенности Спидером) хотя бы каких-то следов лития или бериллия успеха не имели. Очевидно, или эти элементы нахо-

дятся в связанном состоянии в твердых пылинках, или же их действительно гораздо меньше, чем на Земле.

С использованием аппаратуры, запущенной на спутниках и ракетах, можно зарегистрировать резонансные (лаймановские) линии водорода и тех элементов, содержание которых в межзвездной среде достаточно обильно. Согласно расчетам, в спектре межзвездного газа должны быть сильными не только лаймановские линии, однако непрерывное поглощение за пределом серии Лаймана должно погасить все излучение далеких областей Галактики, за исключением рентгеновского. Однако Блесс, Коуд и их коллеги из университета штата Висконсин, а также Мортон и Дженкинс из Принстона обнаружили, что линии $L\alpha$ слабее, чем ожидали. Этот наблюдаемый факт можно понять как следствие того, что большая доля поглощения происходит в очень холодных областях — порядка 20 К.

Ионизация атомов идет в очень медленном темпе, так как ионизирующему излучению приходится преодолевать большие расстояния, и, следовательно, излучение оказывается очень разреженным. Тем не менее однажды в какой-то момент квант высокой частоты подходит к атому и отрывает от него электрон. Оказавшись ионизованным, атом остается таким на протяжении весьма длительного времени, ибо при очень низкой плотности его встречи со свободными электронами не могут быть частыми. В результате большинство атомов кальция и натрия оказываются ионизованными.

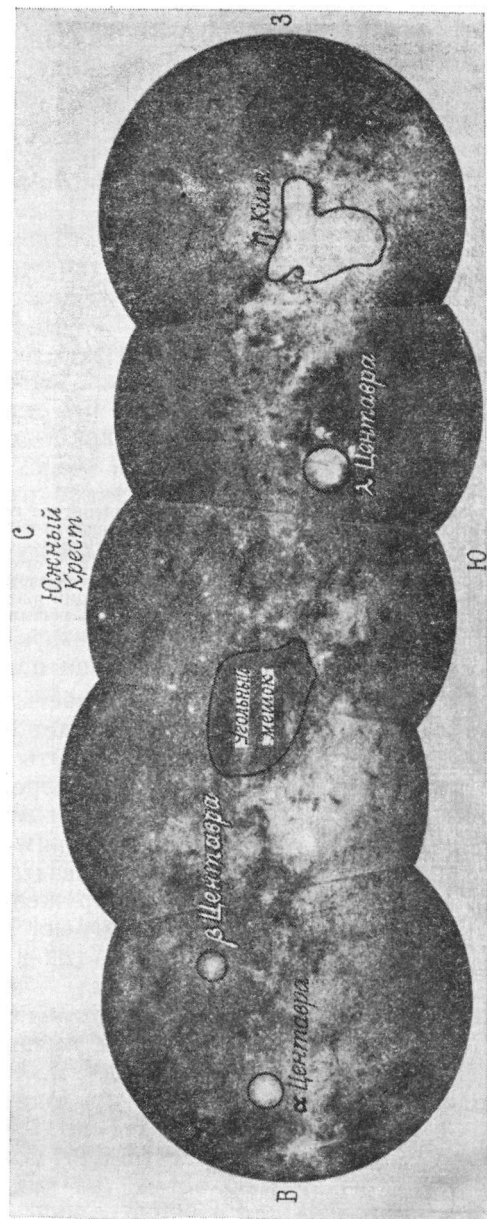
Излучение, способное возбуждать атомы на более высокие энергетические уровни, очень слабо, а столкновения, в результате которых атомы могли бы подняться со своих основных уровней на возбужденные уровни, происходят редко. Следовательно, большую часть времени атом проводит на самом низком энергетическом уровне. Большинство атомов, находящихся в этом безмятежном состоянии, невосприимчиво к видимому свету и будет поглощать излучение только невидимой коротковолновой области спектра, которое не пропускает земная атмосфера. Поэтому, хотя многие межзвездные атомы весьма обильны, они оказались необнаруженными.

Показателен в этом отношении пример водорода, межзвездные бальмеровские линии которого в поглощении никогда не наблюдались. Большая часть атомов водорода, находящаяся поблизости от горячих звезд, должна быть ионизована, но иногда ионизованному атому удается вновь захватить электрон на вторую, третью, четвертую или более высокие орбиты. Каскадные переходы таких электронов на более низкие орбиты сопровождаются излучением. Но только атомы, находящиеся на втором энергетическом уровне, т. е. атомы, электроны которых оказались на второй орбите, способны поглощать в линиях

бальмеровской серии. Но даже если электрон смог приземлиться на вторую орбиту, он пробудет на ней всего стомиллионную секунды, а затем прыгнет на самую нижнюю орбиту. Поэтому, чтобы произошло поглощение в линии серии Бальмера, необходимо за этот короткий интервал времени поступление светового кванта как раз нужной частоты. Понятно, что вероятность подобного события в межзвездном пространстве крайне мала. Однако можно ожидать, что при каскадных переходах вниз захваченные электроны будут все же создавать слабое свечение в пространстве между звездами. Этот слабый свет в виде эмиссионных линий водорода и ионизованного кислорода был зарегистрирован в больших областях Млечного Пути (рис. 81) при помощи специально сконструированного спектрографа Струве и Элви на обсерватории Макдональд в Техасе. Однако в высоких галактических широтах никаких эмиссионных линий обнаружено не было. Области свечения водорода часто имеют резкие границы и при этом связаны с группами звезд класса О. Диаметры этих областей по оценке Струве ограничены диапазоном от 80 парсек для области Ориона до 250 парсек для туманности Лебедя. Линия 3727 Å [OII] почти всегда присутствует в областях водородной эмиссии, а иногда наблюдаются также и зеленые небулярные линии [OIII]. (Переходы между очень высокими уровнями водорода, например $n = 103$ и $n = 102$, дающие линии в радиодиапазоне, были зарегистрированы в ряде областей в Галактике.)

Как уже было сказано ранее, эти области разреженного светящегося газа можно также наблюдать и непосредственно, используя для этого чувствительные к красным лучам фотопластины и узкополосные фильтры, максимум пропускания которых приходится на $H\alpha$ 6563 Å. Таким путем Коллин Гам открыл самые крупные известные туманности, измеряемые многими квадратными градусами на небе южного полушария, но северному наблюдателю они не видны. В основном эти протяженные области слабой эмиссии отличаются от таких объектов, как туманности Трехраздельная или η Киля, по-видимому, полной массой и плотностью. В «обычных» диффузных эмиссионных туманностях плотность составляет 100—1000 атомов на 1 см^3 , в то время как в объектах, подобных туманности Гама, плотность порядка 1—10 атомов на 1 см^3 . Поскольку при данной температуре свечение пропорционально квадрату плотности, то яркость таких объектов, как Трехраздельная туманность или туманность Лагуна, неизмеримо больше яркости диффузной туманности.

Стрёмгрен разработал теорию ионизации водорода в межзвездной среде. Согласно этой теории, вокруг звезды класса О в радиусе порядка 30 парсек водород, если его плотность со-



Р и с. 81. Составная фотография участка южной части Млечного Пути. (Обсерватория Маунт Стромло.)
 Две яркие звезды слева, указывающие направление на Южный Крест, — α и β Центавра. Обратите внимание на темную область к востоку и югу от Креста — Угольный Мешок, а также светлую область близ γ Центавра и яркую туманность, связанную с η Кийа. Это области ионизованного водорода (HII), иногда имеющие форму, близкую к сферической (см. рис. 83).

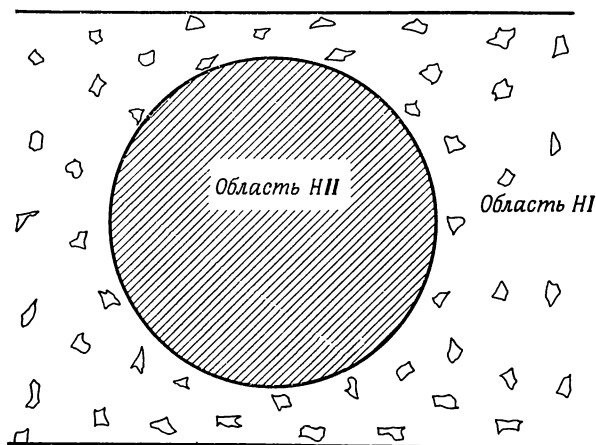


Рис. 82. Сфера Стрёмгрена.

Газ межзвездной среды ионизируется яркой горячей звездой; температура ионизованного газа около 8000 К. Ионизованная область имеет очень резкую границу и окружена относительно холодной областью нейтрального водорода и твердых частиц. Ионизованный газ неоднороден. Он содержит области, в которых плотность равна $10-20$ частицам на 1 см^3 , а температура 100 К и ниже. Пространство между этими плотными облаками заполнено более горячим газом, занимающим примерно 94% объема и имеющим плотность около 1 атома на 50 см^3 ; кинетическая температура этого газа измеряется тысячами градусов.

ставляет примерно 1 атом/ см^3 , должен быть полностью ионизован; на несколько парсек дальше весь водород будет нейтральным и граница между этими областями должна быть довольно резкая (рис. 82). Внутри области ионизации водорода эмиссионные линии образуются при повторных захватах электронов и каскадных переходах на более низкие уровни. Таким образом, если плотность газа в окрестностях горячей звезды относительно однородна, то эта звезда должна быть окружена диском слабо светящегося водорода. Эти сферы Стрёмгрена наблюдались в $\text{H}\alpha$ на фотографиях как Млечного Пути, так и внешних галактик. Имеются серьезные основания полагать, что такие объекты, как туманность Ориона, представляют сферы Стрёмгрена, но в более плотной среде. Возможно, эта теория применима также к некоторым планетарным туманностям.

В зоне, где водород ионизован, на 1 см^3 приходится 2—3 электрона; вне такой зоны это число падает до 1 на $100-1000\text{ см}^3$. Что касается атомов металлов, то они могут быть легко ионизованы в любой из этих областей, так как влияние водорода на излучение, пригодное для их ионизации, весьма незначительно. Однако в области ионизованного водорода металлам легче вернуть свои электроны, чем в области нейтрального водорода. Соответственно этому в первой зоне, вероятно,

преобладают нейтральный натрий и нейтральный и однажды ионизованный кальций.

Естественно ожидать, что каждая сфера Стрёмгрена окружена зоной нейтрального водорода. Действительно, нормальное состояние водородного газа в Млечном Пути — это нейтральное состояние; только когда по соседству с газом имеется горячая звезда, он становится ионизованным. В ионизованном водороде, или области Н II, температура обычно достигает 6000—10 000 К; во внешней области Н I, где электроны и протоны рекомбинируют, температура может составлять 100—60 К, а в плотных конденсациях даже еще ниже. Наряду с нейтральным водородом здесь может также присутствовать и молекулярный водород H_2 , но его, вероятно, немного.

Согласно Джорджу Филду, многие данные говорят за то, что область Н I может быть весьма неоднородной, состоящей из холодных облаков, плотность в которых 20 атом/см³ и где на каждые 25 см³ приходится 1 электрон, а температура 100 К и ниже. Эти облака занимают около 4% всего объема области. Остальное пространство — фоновая среда, в которой на 50 см³ приходится 1 атом, но температура может достигать 9000 К.

Нейтральный водород поглощает излучение в линиях серии Лаймана в далеком ультрафиолете, и все, на что, казалось бы, можно рассчитывать, — это наблюдения со спектрографом, находящимся на орбитальной обсерватории. На сей раз, однако, природа оказалась к нам милостива, снабдив нас мощным средством для исследования нейтрального водородного газа.

В гл. 3 было описано расщепление обычных энергетических уровней атомов в результате взаимодействия магнитных полей, порождаемых осевым и орбитальным вращением электрона. Энергия этого взаимодействия обычно мала по сравнению с разностью энергий между нормальными уровнями. Наряду с осевым вращением электрона существует также осевое вращение ядра атома, но магнитные эффекты последнего вращения еще меньше. Тем не менее взаимодействие магнитных эффектов электронов с аналогичными эффектами ядра порождает так называемую сверхтонкую структуру спектральных линий, которая наблюдается как очень незначительное по величине расщепление линий атомов некоторых элементов, например марганца.

В атоме водорода магнитное взаимодействие вращающегося волчком электрона с вращающимся вокруг своей оси протоном таково, что при вращении электрона в одном направлении энергия получается чуть большей, чем при вращении в другом направлении. Разность этих энергий мала, она примерно в 2 млн. раз меньше энергии, необходимой для отрыва электрона от атома. Следовательно, атом нейтрального водорода может существо-

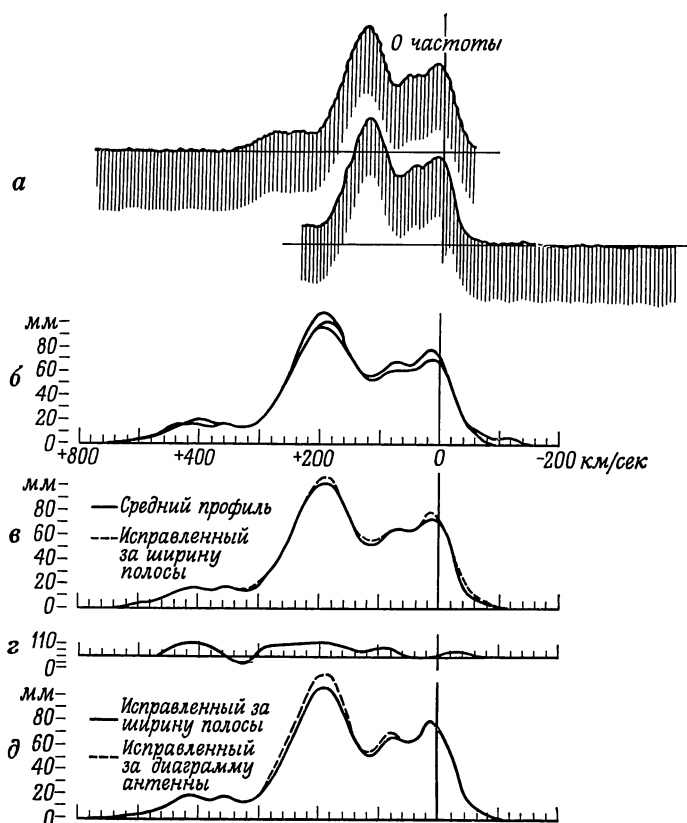
вать на своем основном уровне в одном из двух состояний, энергия которых различается на 0,000006 эВ. Когда атом перепархивает с одного из этих состояний на другое, он поглощает или излучает квант энергии, длина волны которого равна 21 см. Это излучение, соответствующее длинам волн радиодиапазона, было предсказано ван де Хюлстом в Лейдене, а наблюдалось впервые Юэном и Парселлом в Гарварде. Вероятность таких перелетов очень мала. Если атом окажется в более высоком из этих двух энергетических состояний, то пройдет в среднем 10 млн. лет, прежде чем он соскользнет на нижнее состояние.

Излучение в линии 21 см оказалось весьма мощным инструментом как для исследований галактической структуры, описанной Бартом Бок и Присциллой Бок в книге «Млечный Путь» *), так и для изучения свойств межзвездной среды. Смещение линии рассказывает о скорости по лучу зрения ее источника, а профиль и центральная интенсивность дают сведения о числе атомов на луче зрения и температуре холодного водородного газа. Заметьте, что линия возникает в областях нейтрального атомарного водорода; она не излучается ни ионизованным водородом, ни водородом в молекулярной форме. Обычно эта линия наблюдается как эмиссионная (рис. 83), но если водород находится впереди источника интенсивного непрерывного радиоизлучения, например источника в Кассиопее (см. гл. 12), эту линию можно видеть и как линию поглощения.

Эффективные исследования распределения нейтрального водорода требуют радиотелескопов с большими размерами, угловое разрешение которых достаточно велико, чтобы не упустить всех деталей. Было установлено, что межзвездная среда в той мере, в какой ее представляют облака нейтрального водорода, простирается в Галактике на громадные расстояния. Исследования, в частности исследования Менона в Гарварде, показывают, что туманность в Орионе — единственная горячая ионизованная область по соседству со звездами Трапеции и что она окружена облаком холодного газа, масса которого в тысячи раз больше массы ионизованного вещества. Туманность 30 Золотой Рыбы (см. фронтиспис) окружена еще большей оболочкой нейтрального водорода.

Когда линия 21 см очень сильна в эмиссии, по ее центральной интенсивности можно составить суждение о температуре газа. Интерпретация подобных измерений очень сложна из-за того, что нейтральный водородный газ может не иметь однородной температуры. Более плотные участки межзвездной среды, вероятно, холодные (20—100 К). Менее плотные участки,

*) Русский перевод 3-го издания: Б. Бок, П. Бок, Млечный Путь, Физматгиз, М., 1960. — *Прим. перев.*



Р и с. 83. Профиль линии нейтрального водорода 21 см.

а—оригинальные записи, полученные при помощи радиотелескопа и воспроизведенные приемной аппаратурой.

б—сравнение трех отдельных измерений профиля линии—все интенсивности в одном масштабе.

в—усредненный профиль и его исправление за размытие частоты приемным устройством. На обычных оптических спектрограммах каждая спектральная линия соответствует небольшому интервалу частот. Аналогично приемник радиотелескопа принимает излучение от небольшого диапазона частот или, как говорят, в полосе определенной ширины. Исправление за этот эффект конечной (а не бесконечно малой) ширины полосы делает профиль линии более крутым.

г—необходима также поправка за «разрешающую способность» радиотелескопа, так как вследствие ограниченной разрешающей способности изображение точечного источника будет казаться на небе размытым, а любой источник конечных размеров кажется менее четким, чем в действительности. Кривая дает поправочный множитель, который следует использовать при обработке измерений.

д—эффект конечного разрешения (диаграммы направленности антенны) искажает профиль. Поэтому, когда внесены все поправки, профиль оказывается более узким и более крутым. Окончательный профиль—более крутая и более высокая кривая.

возможно, гораздо горячее. В окрестности молодых горячих звезд очень высокой светимости, где газ нагревается и ионизируется, он проявляет себя как область III.

СВЕТЛЫЕ ТУМАННОСТИ

По-видимому, для смеси пыли и газа межзвездной среды существует явная тенденция к объединению в небольшие облачка и конденсации. Часто эти облака не только ослабляют, но и полностью скрывают свет находящихся за ними звезд. Однако, если темные облака случайно оказались поблизости от одной или нескольких ярких звезд, которые их освещают, они выглядят как светлые диффузные туманности. Типичными примерами светлых туманностей такого рода служат украшающие наше небо Плеяды (рис. 84) и туманность в Орионе. Особенно богата туманностями область, в центре которой находятся туманности Трехраздельная и Лагуна, расстояние между которыми на небе составляет всего $1,5^\circ$ (рис. 85).

Тот факт, что вся область усыпана слабыми туманными пятнами, наводит на мысль, что эти две туманности физически связаны между собой и представляют две конденсации в обширном облаке материи. Важно иметь в виду, что, подобно планетарным туманностям, яркие неправильные туманности светят не сами, а излучают свой свет только благодаря свечению соседних звезд. Спектроскоп подсказывает нам, что существуют два основных способа, которыми эти скопления пыли и газа заимствуют энергию у своих звездных соседей. Хаббл с обсерватории Маунт Вилсон первым заметил, что когда поверхности возбуждающих звезд холоднее примерно $18\,000^\circ$, то спектры светлых туманностей состоят главным образом из темных линий. Подобие спектров туманности и возбуждающей звезды практически не оставляет сомнений в том, что первый спектр — всего лишь отражение второго. С другой стороны, когда возбуждающая звезда очень горяча, главными особенностями в спектре туманности являются сильные яркие линии водорода и ионизованного кислорода. Такие спектры с эмиссионными линиями напоминают спектры некоторых слабо возбужденных планетарных туманностей, как в случае IC 418. Механизм свечения, очевидно, тот же, что и в планетарных туманностях, так как здесь мы вновь имеем дело с газом низкой плотности, возбуждаемым излучением горячей далекой звезды.

Исключение из только что сформулированного общего правила составляют небольшие веерообразные туманности, связанные с переменными звездами типа Т Тельца или R Единорога. Эти туманности находятся только в таких областях, как Телец, где имеются обширные облака холодного газа и темного веще-

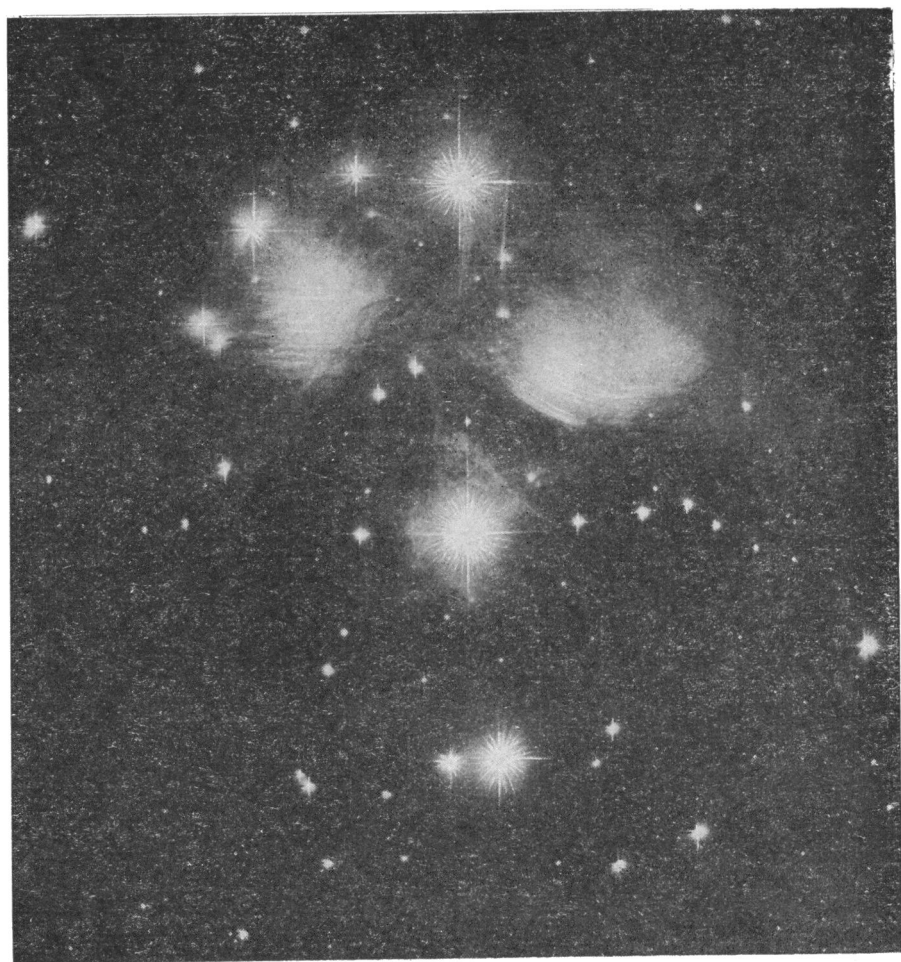


Рис. 84. Отражательная туманность в Плеядах. (Сфотографирована с рефлектором Кроссли, Ликская обсерватория.)



Р и с. 85. Туманность Трехраздельная (*наверху*) и туманность Лагуна (*внизу*) — наиболее поразительные газовые туманности на всем небе. Расстояние между ними всего $1,5^\circ$, причем они, вероятно, также близки друг к другу и в пространстве.

Обратите внимание на два рассеянных звездных скопления. NGC 6530 наверху слева от туманности Трехраздельной и NGC 6531 внутри туманности Лагуна (24-дюймовый телескоп Гарвардской Бойденской станции).



Р и с. 86. Центральная область Большого Магелланова Облака, в которой виден ряд водородных эмиссионных туманностей, наиболее замечательная из которых — 30 Золотой Рыбы (см. фронтиспис). (Фотография сделана с камерой Шмидта на обсерватории Маунт Стромло.)



Рис. 87. Эмиссионная туманность NGC 346 в Малом Магеллановом Облаке. (Обсерватория Маунт Стромло.)

ства. Спектры этих туманностей обычно характеризуются низким возбуждением, но могут содержать и запрещенные линии кислорода, азота и других элементов, подобные линиям в спектрах планетарных туманностей.

Яркие спектральные линии являются как бы опознавательными «ярлыками» эмиссионных туманностей; именно эти линии и привели к открытию туманностей во всех частях Млечного Пути и даже в далеких галактиках. Наилучшим образцом эмиссионной туманности может служить туманность Тарантул (30 Золотой Рыбы) в Большом Магеллановом Облаке (фронтиспис). Обратите внимание на большие изящные арки излучающей материи. В Большом Магеллановом Облаке множество таких эмиссионных туманностей (рис. 86). Туманности в Малом Магеллановом Облаке менее яркие и менее заметные (рис. 87).

При помощи объективных призм, используемых в сочетании с камерами Шмидта, в таких внешних галактиках, как NGC 6822 и спиралях Треугольника (M33) и Андромеды (M31), удалось выявить много эмиссионных туманностей. На фотографиях, сделанных через красный ($H\alpha$) фильтр на больших рефлекторах, в этих объектах обнаруживают также множество эмиссионных областей.

Мы можем представлять себе звезды как гигантские фонари, которые освещают смесь флуоресцирующего вещества (атомы) и отражающих свет частиц (пыль). Непрерывные спектры эмиссионных туманностей, по-видимому, образуются не только вслед-

ствии отражения света от пылинок, но также и в результате описанных выше эмиссионных процессов, в которых принимают участие тяжелые атомы. Если свет «фонаря» богат ультрафиолетом, газ флуоресцирует и появляются яркие линии. Но когда присутствуют лишь сравнительно холодные звезды, то нет того изобилия ультрафиолетовой радиации, которую атом может поглощать и излучать заново в форме видимых ярких линий. В таком случае звездный свет, падающий на туманность, рассеивается частичками пыли и спектр туманности оказывается простым отражением спектра звезды. Так, Струве, Элви и Роч на обсерватории Макдоналд нашли, что цвет большой отраженной туманности близ красного гиганта Антарес почти совершенно такой же, как у звезды. Цвета других туманностей, связанных с голубыми звездами класса В, также выглядят похожими на цвета самих звезд. Туманность Антареса занимает на небе около 1° и должна быть в диаметре около 5 световых лет.

Облака ионизованного водорода можно изучать при помощи радиотелескопов, так как эти объекты излучают радиоволны. Электрон, проходящий близ иона, ускоряется и излучает энергию. При встречах такого типа обычно происходят очень небольшие изменения энергии, в результате которых возникают эмиссионные линии в сантиметровом диапазоне. На более коротких волнах (например, 4 см) все диффузные туманности прозрачны; на более длинных волнах (скажем, 83 см) более массивные и более толстые туманности становятся непрозрачными. В частности, измерения на ряде длин волн для туманности Ориона позволили определить полное количество вещества на луче зрения, а также и температуру газа. Так, Милс и Шейвер нашли, что туманность Ориона имеет электронную температуру 8000 К, что хорошо согласуется с величиной температуры по измерениям Пеймбертом линий [OIII] (см. рис. 88).

МЕЖЗВЕЗДНЫЕ ПЫЛИНКИ

Тщательное сравнение цвета звезды с цветом окружающей ее отражательной туманности оказывает некоторую помощь в оценке характера пылинок, которые рассеивают и отражают звездный свет.

Существенный вклад в понимание природы частиц, обуславливающих «затемнение» далеких звезд, вносит анализ цвета звезд, затемненных лишь отчасти. В гл. 4 была показана связь между цветом звезды с ее температурой. Холодные звезды красного и желтого цвета, а горячие звезды голубые. Хорошим показателем температуры, а поэтому и истинного цвета звезды служат типы линий в спектрах звезд. Во многих областях Млечного Пути находятся звезды, спектральные линии которых ха-

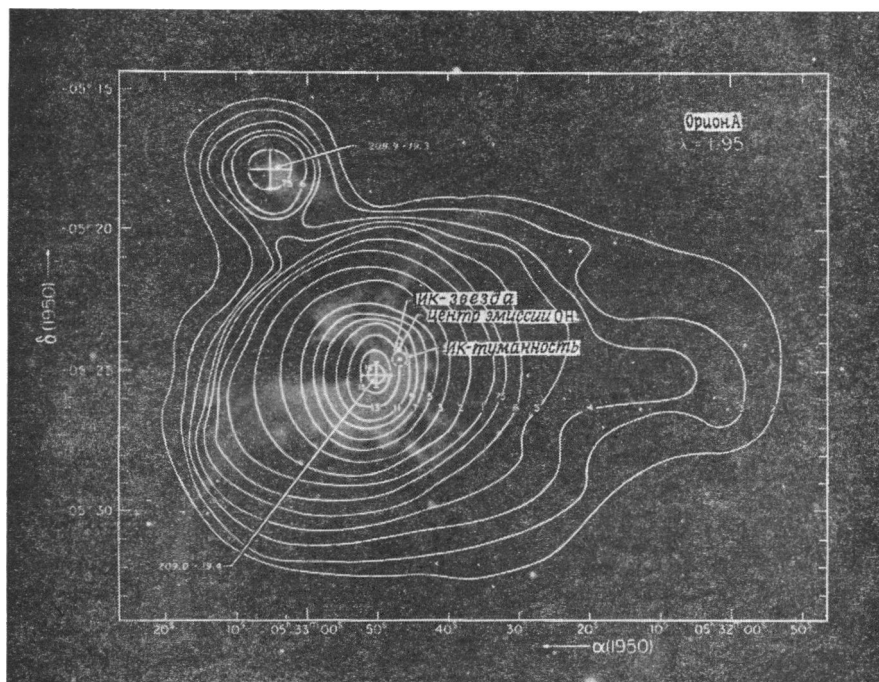
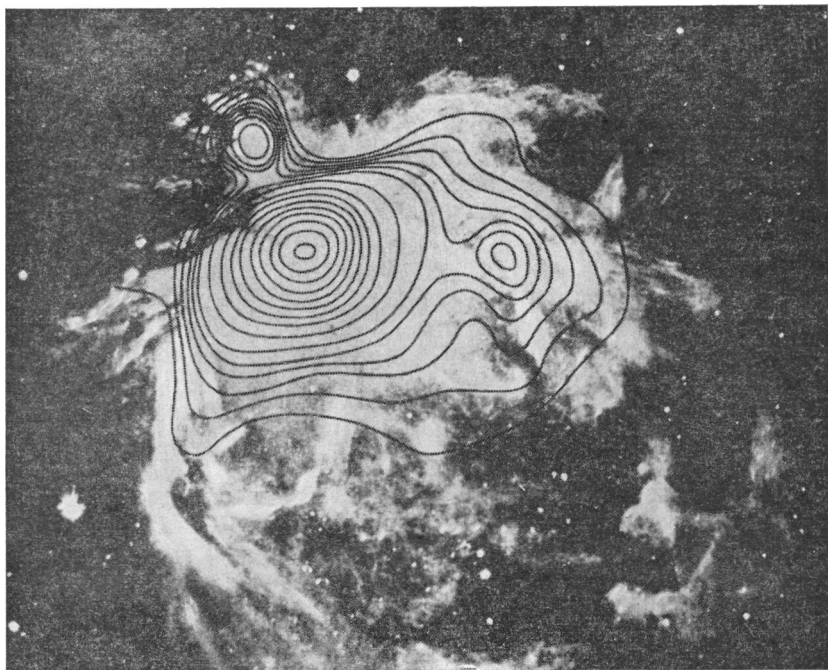


Рис. 88. Сравнение прямой фотографии и радионизофот туманности *a*—радионизмерения туманности Ориона на волне 1,95 см показаны контурами, наложен на 41-м радиотелескопе Национальной радиоастрономической обсерватории США с угловым объекта наблюдались Беклином и Нейгебауэром (звезда) и Клейнином и Лоу (туман-
б—радионизмерения туманности Ориона на волне 74 см (408 МГц) с разрешением 3' на сравниваются с фотографией, сделанной на Ликской обсерватории.

Обратите внимание на большие различия в деталях между *a* и *б*. На частоте 408 МГц непрозрачна, и в этих областях мы видим только самые близкие к нам детали.

рактерны для высоких температур, и тем не менее эти звезды выглядят красными. Следовательно, можно предположить, что доходящий до нас свет этих объектов не только ослаблен, но еще и подкрашен в красный цвет. Это явление напоминает нам о том, как выглядит Солнце на закате, когда оно становится краснее в пыльной или задымленной атмосфере.

Тот факт, что какие-то межзвездные частицы обладают способностью делать звездный свет краснее, чем он есть на самом деле, указывает, что диаметр этих частиц должен быть меньше 0,02 мм, так как такие крупные препятствия, как осколки метеоритов, будут просто заслонять звездный свет, не влияя на его цвет. Находящиеся на другом краю этой шкалы размеров свободные электроны также можно не рассматривать, так как они тоже неспособны изменить цвет звездного света. С другой сто-



Ориона.

ными на прямую фотографию. Радионаблюдения были выполнены Шрамлом и Мецгером разрешением $2''$. Положение источника ОН наблюдалось Реймоном; два инфракрасных (ИК) кресте Миллса радиоастрономической обсерватории Молонго Сиднейского университета

радиотелескоп насквозь «видит» туманность, а на волне 2 см большая часть туманности

роны, частицы размерами с атом или обычную молекулу, т. е. диаметром около одной четырехмиллионной доли миллиметра, могут вызвать очень сильное покраснение. Мы имеем повседневный образец этого явления в голубом цвете неба и в красном цвете восходящего и заходящего Солнца. Небо голубое только потому, что Земля имеет атмосферу. Когда лучи солнечного света проходят сквозь атмосферу, они отклоняются в стороны от своего первоначального пути молекулами воздуха. Отклонение света малыми частицами называется рассеянием — термин, которым мы будем часто пользоваться. Оказывается, голубые лучи отклоняются молекулами легче, чем красные лучи. Следовательно, большая часть рассеянного солнечного света имеет голубой цвет, и именно этот голубой рассеянный свет Солнца и создает красоту голубого неба. Ясно, что процесс рассеяния

устраняет голубые лучи из первоначального пучка солнечного света, и Солнце выглядит краснее, чем оно было бы в отсутствие атмосферы. По той же причине покраснение Солнца заметнее всего близ горизонта, когда его лучи пересекают длинный столб, исключающий синий цвет атмосферы.

Тем не менее, хотя в межзвездном пространстве находится много атомов и молекул, их нельзя считать виновниками затемнения света далеких звезд. Атомы и молекулы просто слишком эффективно действуют как «покраснители», чтобы быть причиной наблюдаемого общего потускнения. Их способность к рассеянию обратно пропорциональна четвертой степени длины волны падающего на них света, т. е. они рассеивают ультрафиолетовый свет (3000 \AA) в 16 раз сильнее, чем красный свет (6000 \AA), в то время как наблюдения действительных цветов звезд показывают, что межзвездные частицы понижают интенсивности ультрафиолетового света примерно всего в 2 раза сильнее, чем красного.

Важное для понимания природы этого явления соображение дает отношение покраснения к полному поглощению. Допустим, мы измеряем звездные величины U , B , V звезды в трехцветной системе Джонсона и Моргана. «Голубой — визуальный», или $(B - V)$ избыток цвета, определяется равенством

$$E_{B-V} = (B - V)_{\text{набл}} - (B - V)_{\text{ист.}}$$

Метод определения избытка цвета для звездного скопления описан в приложении V. Отношение полного поглощения к избытку цвета $A(V)/E_{B-V}$ обычно берется равным 3, хотя Гаролд Джонсон высказывал предположение, что в Млечном Пути оно может меняться от точки к точке.

Теоретические, наблюдательные и экспериментальные исследования, особенно Шалена в Упсале (Швеция), Гринстейна и Хеньи на Йеркской обсерватории, ван де Хюлста в Лейдене (Нидерланды) и более поздние Викрамасинга из НАСА*), а также Гринберга из Ренселеровского политехнического института, позволяют предположить, что рассеяние света, воспроизводящее наблюдаемую степень окрашивания далеких звезд, обусловлено частицами промежуточного размера (диаметром от $0,02 \text{ мкм}$ до $0,00002 \text{ мкм}$). В межзвездном пространстве, по-видимому, рассыпано множество мелких частиц, которые больше молекул и атомов, но все же настолько малы, что в большинстве случаев их можно было бы разглядеть лишь в мощные микроскопы. Итак, экранирование света далеких звезд вызвано мелкой невидимой глазом пылью.

*) НАСА (NASA) — Национальное управление США по авиации и исследованию космического пространства. — *Прим. перев.*

Каков химический состав этой пыли? Может быть, пылинки металлические (например, из железа или никеля)? Или они неметаллические? Или они из графита? Очевидно, пока еще мы не можем передать образец межзвездного вещества на анализ в химическую лабораторию. К счастью для нас, металлические, неметаллические и графитовые частицы ведут себя по-разному по отношению к отражению, поглощению или рассеянию света. Когда свет падает на такую неметаллическую субстанцию, как песок, большая часть света рассеивается, т. е. отражается мириадами крохотных зеркалообразных поверхностей. С другой стороны, значительное количество излучения, упавшего на металлическую поверхность, скажем на отшлифованную медную пластинку, может действительно быть поглощено, т. е. превратиться в теплоту.

Причина таких различий в поведении указанных веществ кроется в природе световых волн и в известных отличиях металлического вещества от неметаллического. Металлы хорошо проводят электричество, а такие неметаллы, как стекло, кварц или лед, — непроводники, т. е. изоляторы, или диэлектрики. Металлы содержат множество электронов, которые не связаны жестко с атомами, а свободно блуждают туда-сюда. Электрический ток в проводах состоит из потока этих свободных электронов. Световая волна несет с собой быстро флуктуирующие электрическое и магнитное поля, и, когда она падает на металл, электрическое поле световой волны заставляет электроны быстро колебаться. Начав свое стремительное движение, электроны с силой ударяются об атомы и теряют свою энергию, выделяющуюся в виде тепла. Это явление совершенно аналогично нагреванию проволоки электрическим током. Энергия, необходимая для приведения в движение электронов, берется из падающего светового пучка, интенсивность которого поэтому уменьшается. С другой стороны, электроны в изоляторе, подобном песку, тесно связаны с атомами и не имеют свободы движения. Следовательно, когда пучок света падает на неметаллы (изоляторы), его энергия не тратится на приведение электронов в движение и пучок отражается почти без потери энергии. Вот почему отражательная способность, или альбедо, неметаллических диэлектрических материалов, как правило, высока, тогда как у металлов она низкая.

Кристаллическая структура графита представляет собой систему параллельных гексагональных пластинок. В направлении, параллельном плоскости этих пластинок, графит обладает очень высокой электропроводностью. Это значит, что вещество ведет себя как металл, если электрическое поле падающей световой волны приводит электроны в движение в плоскости, параллельной этим пластинкам. И наоборот, если направление электриче-

ского поля перпендикулярно этим пластинкам, вещество ведет себя как диэлектрик.

Было предложено и другое толкование природы межзвездных частиц, согласно которому они состоят из двух слоев — внутреннего ядра из металла или графита и внешней оболочки из какого-нибудь диэлектрика. В качестве «ядер конденсаций» таких частиц в межзвездном пространстве могли бы послужить хлопья сажи, выбрасываемые из атмосфер углеродных звезд, или маленькие частицы из двуокиси кремния — отходы звезд класса М.

Возможно, как это подчеркивал Платт, поглощение порождается не пылинками, сравнимыми по размерам с длиной волны, а гораздо меньшими частицами, состоящими всего из нескольких атомов и поглощающими во многих различных длинах волн. Поскольку разные частицы построены из различных комбинаций атомов, в итоге поглощение света звезд должно непрерывно меняться с длиной волны. Чтобы сделать выбор между этими гипотезами, необходимы дальнейшие наблюдения.

Во всяком случае, уже сейчас ясно не только то, что пылинки имеют не сферическую, а удлинненную форму, но также и то, что они в больших объемах пространства параллельны друг другу. Возможно, это результат влияния магнитного поля. Если звезду с сильным покраснением рассматривать через поляроид, то по мере вращения поляроида ее блеск испытывает небольшие колебания. Это означает, что свет звезды поляризован, и, следовательно, рассеяние света экранирующими частицами зависит от их ориентации. Для возникновения этого наблюдаемого эффекта, открытого Хилтнером и Холлом, частицы должны иметь не только эллипсоидальную или иглообразную форму, но обязательно должны быть одинаково ориентированы.

Способ ориентации был объяснен Дейвисом и Гринстейном. Столкновения атомов с частицами межзвездного газа приводят к вращению последних вокруг своих осей. Наиболее вероятно вращение вокруг более короткого диаметра наподобие вращения карандаша относительно середины. Пока продольная ось частицы не перпендикулярна магнитному полю, степень намагниченности пылинки при вращении будет меняться. Это изменение ведет к потере кинетической энергии пылинки и заставляет ее ориентироваться в пространстве таким образом, чтобы поперечная ось ее вращения совпадала с направлением поля. Значит, если луч зрения будет перпендикулярен магнитному полю, то мы увидим множество пылинок сбоку. В этих условиях они будут действовать как поляризаторы света. Если же мы будем смотреть в направлении поля, то вращающиеся частицы будут видны под некоторым углом друг к другу. В этих условиях пред-

почтительное направление отсутствует, а следовательно, нет и поляризации.

Наличие поляризации сообщает нам о нескольких явлениях: а) в пространстве существует магнитное поле; б) межзвездные пылинки должны быть холоднее газа, так как, если бы они имели такую же температуру или были бы более теплыми, поле не могло бы их ориентировать; в) так как различного рода пылинки по-разному реагируют на намагничивание и имеют разные поляризационные свойства, можно сразу же исключить из рассмотрения некоторые типы частиц. Наблюдаемая степень поляризации невелика и указывает на небольшую зависимость от цвета света.

Дополнительные данные, полученные по цветам отражательной туманности в Плеядах, говорят скорее в пользу диэлектрических, чем металлических пылинок. Совместные данные по зависимости поглощения от цвета, по цветам отражательной туманности и по поляризации наводят на мысль, что черное дело затуманивания света звезд совершают не металлические частицы (хотя в небольшом количестве они, вероятно, присутствуют), а главным образом диэлектрические пылинки, состоящие, как полагают, из замерзших газов или загрязненного льда, т. е. из смеси воды, аммиака, метана и других газов, богатых водородом, которые превращаются в твердое состояние при температурах 100 К и ниже, преобладающих в межзвездном пространстве. Обычный лед (замерзшая вода) имеет сильную полосу поглощения в инфракрасной области, которую должны были бы наблюдать с баллонов, запущенных за пределы земной атмосферы. Однако Даниэльсону, Вульффу и Гостаду не удалось зарегистрировать ее в спектрах звезд с сильным покраснением. По-видимому, реальная химическая структура этих веществ сложнее, чем мы думаем. К тому же и колебания температуры внутри данного облака в межзвездной среде могут оказаться такими, при которых лед не может быть главной составляющей пылинок. В облаке должна поддерживаться очень низкая температура, иначе межзвездная пыль может претерпевать существенные потери за счет испарения.

Предполагают, что пылинки растут путем аккреции, т. е. при постепенном присоединении атомов одного за другим к какому-либо первоначальному образованию. Если бы не существовало процессов, ведущих к разрушению пылинок, их размеры были бы гораздо больше наблюдаемых. Предположительно пылинки разрушаются под действием нескольких процессов. В качестве одного из них Оорт и ван де Хюлст рассмотрели столкновения между межзвездными облаками, при которых температура газа, а также и пылинок должна повышаться, что может привести к испарению или разбрызгиванию и в конце концов к разруше-

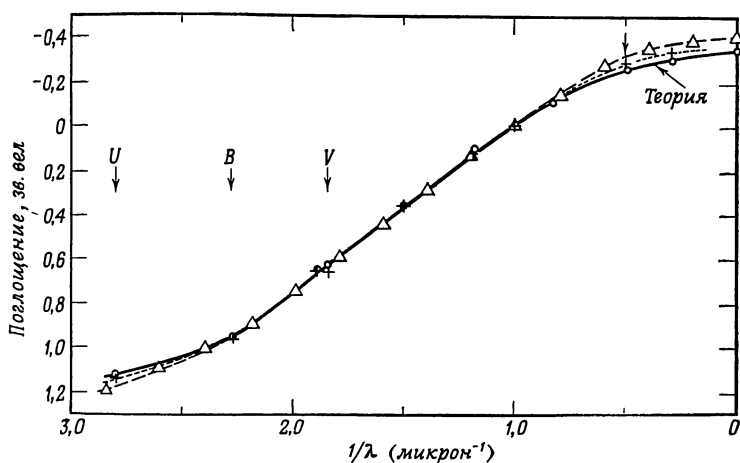


Рис. 89. Закон межзвездного поглощения.

Поглощение (в звездных величинах) нанесено как функция обратной длины волны (в микронах); 1 микрон = 10 000 Å. Сплошная кривая построена на основе вычислений ван де Хюлста, точечная кривая — данные Джонсона для NGC 6611; пунктирная кривая — средние величины, собранные Уитфордом; символами *U*, *B* и *V* обозначены эффективные длины волн обычной трехцветной системы. Так как поглощение дано в звездных величинах, подъем кривой с ростом длины волны соответствует меньшему поглощению. Позднее закон межзвездного поглощения был продолжен в ультрафиолет далее 3000 Å.

нию пылинок. Возможно также разрушение частиц пыли при столкновениях с частицами космических лучей. В результате действия этих двух конкурирующих процессов поддерживается довольно определенное распределение размеров частиц. Поскольку существует несколько вариантов закона покраснения, было выдвинуто предположение, что размеры частиц могут меняться от одной части Галактики к другой, но эта проблема пока не решена (рис. 89). Наблюдения с Орбитальной астрономической обсерватории позволили Коуду, Блессу и их коллегам в Висконсине проследить, какому закону следует космическое поглощение в ультрафиолете. Кривая поглощения поднимается не монотонно с уменьшением длины волны, а имеет сильный максимум близ 2200 Å, после которого она идет вниз, достигая минимума близ 1600 Å, а затем опять поднимается. Эти результаты можно объяснить, предположив, что частицы являются смесью материалов, подобных графиту, SiC и MgSiO₃.

МАГНИТНЫЕ ПОЛЯ В ГАЛАКТИКЕ

Крупномасштабных электрических полей в Галактике, вероятно, нет, так как в ионизованном газе не может быть устойчивого разделения электрических зарядов. С другой стороны,

магнитные поля почти наверное существуют. Одно из доказательств их существования — упомянутая выше поляризация звездного света, или эффект Хилтнера — Холла. Г. А. Шайн заметил, что в областях, где наблюдалась поляризация, волокна ионизованного газа, как правило, вытягиваются в линию, соответствующую направлению магнитного поля, выведенному по наблюдениям поляризации. Магнитные поля стремятся ограничить все движения частиц, кроме параллельных магнитным силовым линиям; следовательно, газовая туманность имеет тенденцию к деформации скорее в направлении магнитного поля, чем в перпендикулярном направлении.

Физики, исследующие космические лучи, постулировали наличие магнитных полей в пределах Галактики. Им потребовалось это, чтобы объяснить, каким образом частицы высоких энергий удерживаются в Галактике. Дополнительное доказательство существования таких полей представляют мощные излучатели очень длинных радиоволн, так называемые нетепловые источники радиоизлучения. Излучение такого рода обычно объясняется как излучение частиц с очень высокими энергиями, движущихся в магнитных полях.

Один из мыслимых методов обнаружения межзвездных магнитных полей, казалось бы, мог дать эффект Зеемана, возникающий под действием этих полей у водородной линии 21 см. При наличии магнитного поля эта линия должна расщепляться на три компонента, поляризованные в соответствии с обычными правилами. К сожалению, для магнитных полей, которые слабее поля Земли более чем в 100 000 раз, зеемановское расщепление крайне мало. Поэтому профили различных компонент линии почти полностью сливаются, что мешает обнаружению поля. Эта проблема еще более усложнена тем обстоятельством, что в разных точках магнитное поле может оказаться ориентированным в различных направлениях относительно луча зрения.

Наиболее обещающий способ регистрации межзвездного магнитного поля, по-видимому, основан на свойстве вращения плоскости поляризации в магнитном поле. Свыше 100 лет назад Майкл Фарадей заметил, что, если плоскополяризованный свет проходит через прозрачную среду, находящуюся в магнитном поле, плоскость поляризации поворачивается. Эффект этот максимален, когда луч света параллелен магнитному полю, и зависит от длины волны света, от среды, в которой проводится эксперимент и от силы поля. Эффект Фарадея отчетливо наблюдается для далеких галактических или внегалактических нетепловых источников или для пульсаров (см. гл. 12), когда их плоскополяризованное радиоизлучение проходит через ионизованный газ Галактики. Правда, сами эти наблюдения — дело нелегкое, так как вращение Фарадея может происходить и в самом

источнике, и в земной ионосфере, а направление вращения зависит от направления поля. Поэтому, если излучение проходит сквозь область закрученных магнитных полей, эффект Фарадея может оказаться заметно ослабленным.

Имеющиеся в нашем распоряжении данные показывают, что галактические магнитные поля заключены в пределах от миллионной доли гаусса до $3/100\,000$ Гс, т. е. около $0,000002—0,00006$ поля Земли. Величина галактического поля весьма изменчива и, вероятно, достигает более высоких значений лишь в нескольких плотных областях.

ГАЗОВЫЕ ОБЛАКА И ИХ ДВИЖЕНИЕ

Межзвездную среду вполне можно рассматривать как облака, состоящие главным образом из водорода (возможно, также и гелия) с небольшими примесями других элементов, например кальция. Имеются там также и небольшие твердые частицы. Их вклад в общую массу очень мал, но благодаря своим поглощающим свойствам эти частицы часто закрывают от нас свет далеких звезд и поэтому служат серьезной помехой при исследованиях строения Галактики. Согласно Стрёмгрену, типичное облако имеет диаметр около 16 световых лет, плотность порядка 10 атом/см³ и полную массу около 400 масс Солнца. Чтобы создать поглощение около $0,2^m$, такое облако должно содержать достаточное количество твердых пылинки. Облаками заполнено около 7% объема пространства ближайших окрестностей Солнца. Межзвездные облака крайне разнообразны по своим размерам, массе, плотности и поглощающим свойствам. Согласно Боку, размеры облака заключены в диапазоне от крохотных плотных «глобул» диаметром $0,2$ св. года и массой около $0,1$ массы Солнца — «больших глобул» с массой около 3 масс Солнца, радиусом $0,8$ св. лет и плотностями 1600 атом/см³ — до больших облаков с массой в 1800 солнечных масс, радиусом 65 св. лет и плотностями около 10 атом/см³. На рис. 90 (фотографии, полученные Доналдом Остерброком) показаны образцы некоторых из этих глобул.

Плотность вещества между облаками, по-видимому, порядка 1 атома на 10 см³. Сказать, что межзвездная материя очень сильно распылена — значит не сказать ничего. Чтобы составить более или менее точное представление о плотности этого материала, предположим, что кусок обыкновенного мрамора измельчен в порошок, а получившаяся пыль рассеяна самым равномернейшим образом внутри сферы диаметром $1000—1500$ км. Хотя облака обычно концентрируются в спиральных рукавах Галактики, иногда их находят и на больших расстояниях от галактической плоскости. Кратность межзвездных линий показывает,

что даже в пределах одного спирального рукава облака характеризуются большим разнообразием скоростей — от 3 до 28 км/с.

Чем определяется движение этого материала? Почему межзвездное вещество имеет тенденцию к концентрации в сгустки и почему оно не уходит из спиральных рукавов? Эти вопросы привлекали внимание многих астрономов. Можно полагать, например, что важную роль в движениях этого вещества играет световое давление. Горячая звезда, проходя сквозь облако, должна отталкивать от себя окружающее вещество. Спизер показал, что пылинки, даже в слабо ионизованном газе, будут приобретать отрицательный заряд. Поэтому пыль и газ будут отталкиваться совместно, поскольку ионы и заряженные пылинки под влиянием электрических сил будут взаимодействовать.

Однако не только световое давление, но и иные факторы могут оказаться весьма существенными. Предположим, например, что звезда высокой светимости неожиданно оказалась внутри плотного облака. Тотчас же вокруг звезды начнется образование стрёмгеновской сферы. Но, так как газ при этом ионизуется, растет и его температура и, следовательно, резко повышается давление. В результате возникает ударная волна, которая стремительно распространяется в окружающей среде.

Детальный анализ этой проблемы показывает, что плотность близ недавно рожденной возбуждающей звезды должна быстро падать. Так, для туманности Розетка в Единороге измерения минимума плотности приводят к предположению о возрасте туманности в 50 000 лет. Если исходить из тех же соображений, то факт, что минимум плотности близ возбуждающих звезд Трапедии в туманности Ориона вообще не наблюдается, показывает, что эта туманность не может быть старше 10 000 лет. С другой стороны, из сравнения наблюдений на волне 21 см с теоретическими расчетами Саведов пришел к выводу, что существующая скорость расширения 10 км/с и радиус 195 св. лет для облака нейтрального водорода указывает на то, что первоначальное облако 2 млн. лет назад имело радиус 125 св. лет и плотность $4,6 \text{ атом/см}^3$. Он полагает, что звезда, первоначально стимулировавшая расширение, уже исчезла. Полное количество движущегося наружу нейтрального водородного газа в оболочке, окружающей область туманности Ориона, по-видимому, порядка 60 000 масс Солнца. А полная масса туманности 30 Золотой Рыбы, должно быть, еще намного больше этой величины.

По расчетам Спизера и его коллег окружающая звезды класса О очень высокой светимости расширяющаяся оболочка может ускорять большие объемы газа до скоростей порядка 10 км/с. Этот процесс приостанавливается, когда плотность водорода падает примерно до 1 атом/см^3 . Ну, а каким образом мо-

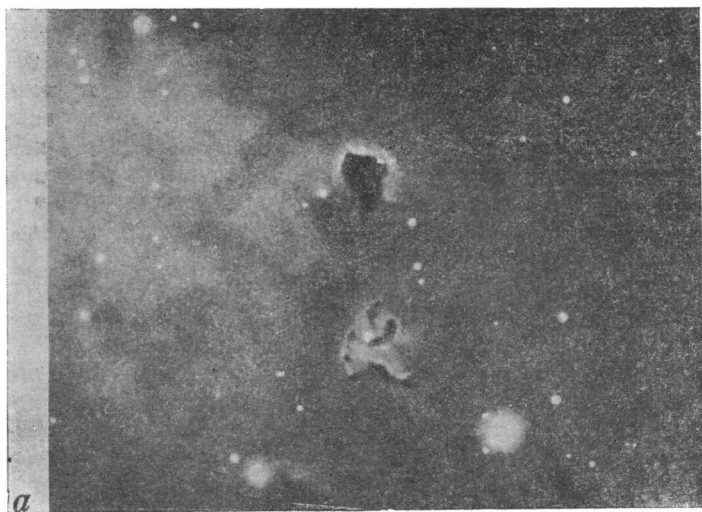


Рис. 90. Глобулы в межзвездной среде; глобулы — плотные поглощающие
а — глобулы в диффузной туманности M16. Самая большая из них имеет размеры $30'' \times 20''$;
б — эта область HII в S29 находится на краю плотного облака; длина фронта $9'$.
в — флуктуации плотности к северу от центральной части M8; видимая площадь имеет
г — яркая, очень плотная конденсация близ центра M8; диаметр «песочных часов» около $10''$;
 составляет примерно 5000 см^{-3} , (Фотографии получены с 200 дюймовым телескопом Хейда



детали, которые часто окружены или окаймлены ионизованным газом. обратите внимание на яркий край, обращенный к возбуждающей звезде.

размеры $4' \times 5'$.

электронная плотность, оцененная по отношению интенсивностей линий $3729/3726 \text{ \AA}$ [OII], с использованием красного фильтра, который пропускает излучение H и [NII].)

гут создаваться более высокие скорости? Спизер и Оорт высказали предположение, что изолированное облако, находящееся по соседству с внезапно вспыхнувшей звездой класса О, может испытать реактивное действие. Та сторона облака, которая обращена к звезде, оказывается подверженной внезапному действию потока ультрафиолетового излучения, ионизирующего газ. Когда этот газ уходит, его механическое реактивное действие толкает облако наружу подобно тому, как приводится в движение ракета.

Состояние межзвездной среды далеко от статистического равновесия. Даже и отдельные ее части не находятся в стационарном состоянии. Например, сталкиваются два облака, оба состоящие из холодного нейтрального газа. Температура быстро поднимается (возможно, до 1000° и выше), пылинки испаряются, а газ охлаждается в результате излучения. Газовые облака получают также энергию от вспышек сверхновых звезд (см. гл. 11) и за счет поглощения света обычных звезд. В невозмущенном облаке пылинки могут излучать даже эффективнее газа и достигать более низкой температуры.

Одна из самых трудных задач, стоящих перед учеными, изучающими межзвездную среду, — это объяснение, почему она дробится на облака самого различного размера и плотности. Почему вещество межзвездной среды не распределено в пространстве более или менее равномерно? Ответ на этот вопрос тесно связан с вопросом о том, в результате каких процессов межзвездная среда может эволюционировать в звезды, поскольку газовые облака настолько разреженны, что взаимное гравитационное притяжение их частиц практически не играет никакой роли. Только на более поздней стадии эволюции, когда плотность сильно возрастает, не исключен случай, что под действием гравитационного притяжения отдельные сгущения могут объединяться в настоящие звезды.

Химический состав межзвездной среды оценить трудно. Лишь немногие из распространенных металлов, резонансные линии которых оказались в благоприятных для наблюдений спектральных областях, представлены своими спектрами поглощения. Возможно, наилучшими являются оценки, полученные из анализа таких эмиссионных туманностей, как туманность Ориона. Теоретические методы здесь по существу те же самые, какими пользуются при изучении планетарных туманностей. Например, состав туманности Ориона, по-видимому, примерно такой же, как состав находящихся в ней ярких звезд. Этот результат не удивителен, поскольку современная наука убеждена, что такие голубые звезды высокой светимости образуются из межзвездной среды (см. гл. 8).

Значение исследований межзвездной среды приобретает в астрономии все большее значение. Во-первых, уже давно выяснилось, что для полной оценки крупномасштабного распределения звезд необходимо точно установить, как именно межзвездная материя влияет на проходящий через нее свет звезд. Во-вторых, необходимо знать состав и строение твердых частиц, а также почему они вместе с газом образуют облака, из которых в конце концов могут формироваться звезды. Межзвездная среда — это тот грандиозный резервуар, в который сливаются оболочки умирающих звезд и из которого непрерывно черпается вещество для формирования новых звезд.

Возможно, самым волнующим событием, относящимся к межзвездной среде, было открытие радиоизлучения радикала гидроксила OH , аммиака NH_3 , воды H_2O , формальдегида H_2CO , водорода H_2 , цианида водорода HCN , цианоацетилена HC_3N , древесного спирта CH_3OH и муравьиной кислоты HCOOH (см. приложение VIII). Излучение OH и H_2CO возникает в областях с очень малыми угловыми размерами, возможно действительно сравнимыми с размерами солнечной системы. Кроме того, относительные интенсивности некоторых наблюдаемых линий отличаются от источника к источнику и меняются со временем. Линии аммиака и воды имеют аномальные интенсивности, которые наводят на мысль о мазерном эффекте, т. е. о тенденции этих молекул накапливать энергию на некоторых выделенных энергетических уровнях в количествах, намного превышающих те, которые следовало бы ожидать при данной температуре окружающей среды. Другая любопытная особенность состоит в том, что условия, по-видимому, более благоприятны для реакций образования таких органических молекул, как HCN , CH_3 , OH , H_2CO , NCOOH , CO и CN , чем для образования OH и NH_3 . В межзвездном пространстве можно найти даже и еще более сложные органические молекулы, например аминокислоты. Возможно, теперь нам удастся понять, почему в некоторых метеоритах-хондритах, относящихся к самым старым объектам Солнечной системы, было обнаружено органическое вещество.

Может быть, мы наконец-то нашли подлинные области звездообразования, в которых по мере концентрации материи в более плотные комочки постепенно создаются даже сложные органические молекулы? Являемся ли мы свидетелями первых стадий образования звезд и солнечных систем? Многие астрономы чувствуют, что на эти вопросы можно ответить «да» и что, возможно, мы находимся на подступах к решению этой древней проблемы.

8. ЧТО ЗАСТАВЛЯЕТ ЗВЕЗДЫ СВЕТИТЬ?

В предыдущих главах мы рассмотрели, каким образом по спектру звезды узнают температуру ее поверхности, плотность атмосферы и химический состав. Если нам повезло и мы уже знаем, что это не просто звезда, а затменная двойная система, то часто нам удается определить ее размеры, полную массу и среднюю плотность. Поскольку в двойных системах обнаружены звезды всех сортов, мы располагаем довольно полным представлением о массах, светимостях, температурах поверхностей, радиусах и составах наших небесных соседей.

Анализ спектра позволяет многое узнать о звездной атмосфере, но о громадной части самой звезды, т. е. о ее недрах, мы в действительности имеем очень мало данных. Тем не менее мы стремимся установить, где возникает та энергия, которую звезды столь щедро излучают в пространство, и в результате какого рода процессов производится эта энергия. Для правильного ответа на эти вопросы нам предстоит более тщательно рассмотреть те пути, используя которые, астрономы и физики надеются раскрыть процессы, происходящие в недрах звезд. Затем мы постараемся восстановить историю жизни типичной звезды и покажем, как общая идея об эволюции звезд позволяет объединить данные, полученные из многих разноречивых источников, в стройную согласованную историю жизни звезд. А под конец мы покажем, что объяснение происхождения самих химических элементов следует искать в процессах, происходящих в звездных недрах.

НЕБЕСНЫЕ СИЛОВЫЕ СТАНЦИИ

Вся наша космогония, все наши гипотезы об истории и о будущем физической Вселенной зависят от ответа на вопрос: «Что же заставляет звезды светить?» Только дав ответ на этот вопрос, можно восстановить историю жизни звезды, подобной Солнцу, и объяснить многие важные данные, например корреляцию «масса — светимость» и диаграмму Герцшпрунга — Рассела ($G-R$).

Получить надежную оценку мощности солнечного излучения нетрудно. Можно, как это сделал в 1931 г. Пуиле, измерить скорость нагревания зачерненной колбы, наполнив ее водой и выставив на солнечный свет. Потери тепла за счет конвекции и излучения можно определить, измерив скорость остывания нагретой колбы, когда она защищена от солнечных лучей, а влияние атмосферного поглощения можно приближенно оценить, проводя этот эксперимент при разных высотах Солнца. В усовершенствованном варианте этого эксперимента эффекты нагревания и потерь можно оценить точнее; зависимость атмосферной экстинкции от длины волны тоже поддается учету. Таким путем было найдено, что энергия, падающая на каждый квадратный сантиметр вне земной атмосферы, составляет 1,96 кал/мин. Так как расстояние до Солнца известно, то можно вычислить полную мощность солнечного излучения; она составляет $3,84 \cdot 10^{23}$ кВт или $5,06 \cdot 10^{23}$ л. с. Это означает, что при цене 1 копейка за 1 киловатт-час Солнце — довольно заурядная звезда — отпускает за 1 с энергии на миллиард миллиардов рублей. Эта цифра сама по себе ничего не говорит. Статистики оценили затраты на вторую мировую войну примерно в триллион рублей. А Солнце прокучивает такое богатство всего за одну миллионную долю секунды. Все вместе взятые звезды Галактики излучают в миллиарды раз больше энергии, чем Солнце.

Какова же природа тех процессов, в ходе которых генерируют звезды такое гигантское количество энергии? Сколько времени звезды светили и как долго еще будут светить? Что касается Солнца, то ответ на второй вопрос отчасти дан, как это ни странно, палеонтологией. Используя метод радиоактивного датирования, геология рассказывает нам, что возраст самых старых горных пород, в которых найдены отпечатки первобытных растений и животных, составляет около миллиарда лет. В течение всего этого времени Солнце должно было светить примерно с такой же интенсивностью, как светит в наши дни, так как жизнь — явление чрезвычайно хрупкое, способное существовать лишь в очень небольшом диапазоне температур от 0 до 100° С (за исключением спор, которые при некоторых условиях могут выживать при более высоких или при более низких температурах). Если бы температура поверхности Солнца была бы на 10% выше или ниже, жизнь на Земле, вероятно, была бы уничтожена. Более того, радиоактивным методом можно датировать еще более старые породы. Таким путем было найдено, что возраст земной коры около 3500 млн. лет. И все это время температура поверхности Земли, по-видимому, существенно не отличалась от современной температуры. Какому же источнику Солнце обязано возможностью светить со столь завидным постоянством в течение более чем 3000 млн. лет?

Элементарные расчеты показывают всю безнадежную несостоятельность такого обычного источника энергии, как химическое окисление, т. е. горение. Даже если бы Солнце было сделано из чистого углерода и как раз такого количества кислорода, которое нужно для поддержания горения, то Солнце полностью сгорело бы и превратилось в пепел за несколько тысяч лет. Более эффективным, но все же недостаточным источником энергии является гравитационное сжатие. Когда крупное тело сжимается под влиянием своей собственной тяжести, внешние части буквально падают к центру и энергия падающего вещества превращается в теплоту и свет. Примерно 100 лет назад Гельмгольц предположил, что ежегодного сокращения солнечного радиуса на 42,5 м было бы достаточно, чтобы объяснить наблюдаемую скорость выделения энергии. Однако дальнейшие вычисления показывают, что, сокращаясь от почти бесконечно большого размера до современной своей величины, Солнце могло бы сиять с современной мощностью меньше 50 млн. лет. 20 млн. лет назад Солнце должно было бы быть величиной с земную орбиту, а в то же самое время на нашей планете, по-видимому, уже существовала жизнь в современных формах.

Обильным источником энергии, который выглядит весьма многообещающим, является превращение вещества в энергию. Давно, уже в начале нашего века Эйнштейн показал, что масса и энергия связаны между собой простым уравнением:

$$E = mc^2,$$

где E (в эргах) — энергия, которая может быть получена при полном превращении в энергию m граммов вещества, c — скорость света $3 \cdot 10^{10}$ см/с. Чтобы Солнце продолжало светить с современной мощностью, необходимо, чтобы каждую секунду 4 200 000 t вещества превращалось в энергию. Тем не менее масса Солнца настолько велика, что даже при таком темпе за 15 млн. лет оно уменьшилось бы всего на 0,1%.

Каковы же те процессы, благодаря которым вещество звезды может превращаться в энергию? Существует несколько возможностей. Во-первых, как у радиоактивных веществ, небольшая часть массы может самопроизвольно превращаться в энергию. Во-вторых, как в лабораторных экспериментах, некоторые атомы можно превращать в другие с преобразованием примерно 1% массы в энергию излучения. Третья возможность — превращение всего вещества некоторых атомов в энергию — представляется невероятной. И действительно, никаких экспериментальных доказательств, подтверждающих предположение о полной аннигиляции материи, нет, так что эту возможность можно исключить.

Первое и наиболее очевидное предположение состоит в том, что звезды продолжают излучать, потому что они содержат

огромные запасы радиоактивных веществ. Эксперименты в лаборатории показывают, что превращение урана в торий и, в конце концов, в свинец сопровождается выделением значительных количеств энергии в виде очень быстрых частиц и в виде излучения. Скорость превращения низка: кусочек чистого урана будет превращен в равные количества свинца и урана примерно за 4000 млн. лет. Но скорость распада всегда одинакова, какова бы ни была природа окружающей среды; поэтому следует ожидать, что светимость звезды, зависящая от ее радиоактивности, должна быть прямо пропорциональна ее массе. Однако соотношение масса — светимость (гл. 6) показывает, что светимости растут быстрее, чем массы. Звезда с массой, вдвое большей, чем у Солнца, имеет светимость, примерно в 16 раз превышающую солнечную. Крайне мало, вероятно, чтобы у более массивных звезд были и большие запасы радиоактивных веществ. Более того, даже Солнце, состоящее из одного урана, не выделяло бы достаточно энергии для обеспечения наблюдаемой мощности своего излучения. Можно, конечно, вообразить, что в Солнце скрыты какие-то сверхрадиоактивные элементы, но экспериментальная ядерная физика утверждает, что веществ с требуемыми свойствами не существует. Вообще было бы крайне трудно построить звезду из урана, тория и других радиоактивных элементов, поставляющих энергию в количестве, сколь-нибудь близком к требуемому: такая звезда просто взорвалась бы, как атомная бомба.

Вторая гипотеза, т. е. гипотеза о превращении элементов, при котором крохотная частица массы взаимодействующих атомов тратится на производство энергии, по-видимому, гораздо более вероятна. Поэтому рассмотрим эту возможность.

АНАТОМИЯ ЗВЕЗДЫ

Как часто бывает в науке, ответ на наш вопрос: «Что заставляет звезды светить?» — зависит от ответов на другие вопросы, которые связаны со строением звезд и атомных ядер. Физик может зондировать атомные ядра в лаборатории, но астроном может проникать лишь в самые внешние покровы звезды — в ее атмосферу. Однако задача исследования недр звезды не так безнадежна, как может показаться, так как физик снабдил нас необходимыми для этого средствами.

Наша задача состоит в следующем: даны масса, светимость, химический состав и радиус звезды, а также определенные законы природы, такие, как закон тяготения, законы излучения, газовые законы. Спрашивается: каковы плотность, давление, температура на различных глубинах внутри звезды? Допустим, что звезда вращается достаточно медленно, так что влиянием

вращения на ее структуру можно пренебречь. Светимость устойчивой звезды будет определяться мощностью выделения энергии в ее недрах. При определенных радиусе и светимости поверхностная температура звезды сама установится такой, при которой произведение площади поверхности на количество энергии, излучаемое с единицы площади, будет равно полному количеству генерируемой энергии. Если яркая звезда относительно невелика, у нее будет высокая температура поверхности; если же она велика, то ее поверхностная температура окажется низкой. Давайте на мгновение представим себе, что некая звезда имеет в целом однородный химический состав. Это предположение верно для всех звезд в начале их жизненного пути, и ниже будет показано, как можно внести поправку за изменение отношения водорода к гелию, являющееся следствием эволюционных эффектов, т. е. старения звезд.

Для иллюстрации подхода к проблеме предположим, что мы не только знаем массу звезды, но что мы также хорошо представляем себе распределение массы внутри звезды, т. е. знаем, как изменяется плотность от точки к точке. Из анализа данных по затменным двойным (см. гл. 1) у нас есть достаточные основания полагать, что плотность звезды очень быстро растет к центру. Орбиты некоторых затменных двойных не круговые, а эллиптические, поэтому эти звезды, двигаясь по своим орбитам, имеют в разные моменты различные скорости. Вследствие этого вторичный минимум, показанный на рис. 6, находится не точно посередине между двумя главными минимумами, если только направление большей оси орбиты не совпадает с направлением к наблюдателю.

Взаимное притяжение двух сферических звезд подобно притяжению двух точечных масс, и, если в системе нет третьей звезды, ориентация орбиты в пространстве и направление ее большей оси будут оставаться неизменными. В действительности фигуры звезд благодаря их собственному осевому вращению и взаимному приливному воздействию искажаются, их притяжение уже нельзя уподобить притяжению двух сферических тел, и орбита их вращается в пространстве. Следовательно, если повторить наблюдения кривой блеска, то окажется, что положение вторичного минимума будет сдвигаться то вперед, то назад по мере постепенного повертывания орбиты в пространство. Скорость вращения орбиты зависит от расстояния между звездами, периода их взаимного обращения и концентрации плотности к центру звезды. Чем сильнее растет плотность к центру, тем медленнее будет вращение орбиты. Наблюдаемая скорость вращения орбит (так называемое движение апсид) полностью согласуется с высокими концентрациями плотности к центру, вычисленными по теории строения звезд.

Звезда может быть устойчивой только в том случае, если в каждой точке внутри нее газовое и световое давление, зависящее от температуры и химического состава по известным законам, точно уравнивают вес лежащих выше слоев. По мере продвижения все глубже в недра звезд вес верхних слоев (который можно вычислить по закону тяготения, зная распределение массы внутри звезды) возрастает, как возрастают и газовое давление, и световое давление, которые увеличиваются с температурой. Поэтому мы видим, как наблюдаемые масса, радиус и светимость звезды могут дать нам возможность оценить давление, плотность и температуру в любой точке в ее недрах. По наблюдаемой светимости звезды мы можем без особого труда вычислить скорость, с которой она генерирует энергию, так как если обыкновенная звезда должна оставаться устойчивой, то скорость, с которой энергия излучается с поверхности, должна быть равна скорости выделения ее в недрах. Если выделяемая энергия не уходит, а в силу каких-то обстоятельств накапливается, то возрастающее давление нагретого газа и излучения будет причиной скорого взрыва звезды.

Большое значение для светимости звезды имеет ее центральная температура, поскольку, как мы вскоре увидим, эта температура определяет скорость выделения энергии. Решающую роль также играет химический состав звездных недр. Причин для этого три: во-первых, химический состав в большой степени определяет прозрачность вещества, а следовательно, легкость проникновения энергии к поверхности; во-вторых, — и это важнее — температура в центре звезды зависит от химического состава; и, в-третьих, скорость выработки энергии существенно зависит от химического состава участвующих в этом процессе веществ.

Давление p , оказываемое газом, пропорционально температуре и числу n отдельных частиц, содержащихся в единице объема, в соответствии с формулой

$$p = nkT,$$

где k — постоянная Больцмана (приложение II), а T — абсолютная температура. Для газа, состоящего из атомов нейтрального водорода, средний молекулярный вес (полная масса, деленная на полное число частиц) равен 1. Принято говорить о молекулярном весе газа, даже если мы имеем дело с атомами, так как молекулярный вес измеряется массой, деленной на число частиц; масса атома кислорода принимается равной 16,0. (В обычном смысле молекулярный вес газа есть число граммов вещества, содержащегося в 22,400 см³ при атмосферном давлении и 0° С.) Но если водород ионизован, как оно и есть в звездных атмосферах, то свободных частиц будет вдвое больше —

ядра + электроны, — и, хотя масса и не изменилась, молекулярный вес оказывается равным 0,5. Полностью ионизованный атом углерода с массой 12 дает семь частиц — шесть электронов и ядро, т. е. его молекулярный вес равен $12/7$ или 1,72. Каждую единицу массы водорода образуют две частицы, каждую единицу углерода — $7/12$ частицы. Углеродная звезда и водородная звезда, одинаковые по размерам, массе и изменению плотности к центру, будут отличаться температурой недр, потому что частицы углеродной звезды, чтобы поддержать вес лежащих выше слоев, должны работать усерднее, т. е. двигаться быстрее чем более многочисленные частицы водорода.

Таким образом, звезда, состоящая из тяжелых элементов, горячее внутри, чем водородная звезда. Если у звезды с более горячими недрами нет недостатка в топливе, необходимом для производства энергии, то энергия в ней будет генерироваться быстрее и светить она будет ярче. Пока топлива достаточно, металлическая звезда будет в 100 раз ярче водородной звезды. Если бы Солнце состояло из чистого водорода, его центральная температура составляла что-нибудь около 10 млн. градусов. Центральная температура в случае состава из тяжелых атомов была бы около 40 млн. градусов, а чисто гелиевый состав потребовал бы температуры, близкой к 27 млн. градусов. Поэтому химический состав внутренних частей звезды решающим образом влияет на ее строение и полную светимость. Если же химический состав звезды неоднороден, то ее центральная температура будет совсем иной, чем при однородном составе. Ученые, которые самыми первыми взялись за решение этой задачи, не подозревали о преобладании в звездах водорода и гелия, поэтому они получали для центральных температур слишком высокие значения.

Чтобы определить строение или, как говорят, «модель» данной звезды, астроном действует методом проб и ошибок. Он задается относительным содержанием водорода, гелия и тяжелых элементов, полученным из анализа атмосферы звезды. Зная массу звезды и используя известные газовые законы, законы излучения и законы тяготения, он рассчитывает, как давление, температура и плотность растут к центру звезды. Ход температуры и плотности с глубиной будет зависеть от способа переноса энергии через рассматриваемые слои.

Для звезд нормальной плотности энергия в звездных недрах может переноситься или излучением, т. е. когда каждый квант переходит от одного атома к следующему, или при крупномасштабных движениях масс, обычно называемых *конвекцией*.

Рассмотрим поочередно оба этих процесса.

В преобладающей части объема звездных недр температура превышает миллион градусов. Поэтому львиная доля излучения

встречается там в виде рентгеновских лучей, а у большей части атомов оторваны все электроны вплоть до самых внутренних оболочек. Поглощение излучения происходит, когда происходит фотоэлектрическое вырывание электронов; это явление аналогично фотоионизации водорода со второго уровня, в результате которого возникает поглощение в голове бальмеровской серии в спектрах достаточно горячих звезд. При еще более высоких температурах могут оказаться оторванными все электроны, и главным препятствием для выхода излучения наружу может быть рассеяние его свободными электронами. Так как более легкие атомы легче теряют свои внутренние электроны, а такие тяжелые атомы, как железо, могут сохранить самые внутренние электроны и при очень высоких температурах, способность вещества блокировать выходящее излучение, т. е. *непрозрачность вещества*, будет зависеть от его химического состава. Для любой мыслимой смеси элементов непрозрачность зависит от температуры и плотности и притом довольно сложным образом. Коксу и его помощникам пришлось выполнить большой объем работы, чтобы вычислить непрозрачность для всех температур и плотностей, которые, вероятно, встречаются в звездах.

Конвекция — знакомый всем процесс перераспределения тепла, при котором энергия переносится движущейся массой вещества. Печь нагревает помещение главным образом не своим излучением, а в результате нагревания соседней с ней массы воздуха, который затем поднимается к потолку комнаты. Тем временем его место занимает холодный воздух, который в свою очередь нагревается печью. Аналогичным образом где-то глубоко в недрах звезды сгусток нагретого газа поднимается к поверхности, в то время как более холодное вещество из более высокого слоя просачивается вниз, занимая место уже нагретого газа; процесс продолжается непрерывно. Подобные крупномасштабные конвективные течения могут быть упорядоченными, совершенно неупорядоченными (турбулентность) или носить промежуточный характер.

Поток энергии в звезде направлен наружу, потому что от центра к поверхности температура неизменно падает. Скорость излучения энергии звездой задана, и соответствующий отток энергии должен производиться или за счет излучения или конвективными потоками. Если скорость падения температуры (температурный градиент), необходимая для выхода излучения из звезды, слишком велика, установится конвекция. Конвекция — более эффективный способ для выноса энергии наружу, чем излучение, но конвекция может происходить лишь в определенных областях звездных недр, в которых ионизация или температурный градиент благоприятны для этого процесса. Обычно нетрудно решить, характеризуется ли данный слой

в звезде тем или иным типом переноса энергии, но если там действуют конвективные потоки, то оценить мощность потока энергии, а также изменение плотности и температуры с глубиной сложнее. В видимых слоях солнечной атмосферы выходящий наружу поток энергии почти полностью определяется излучением, но непосредственно под фотосферой начинается конвективная область, которая простирается вглубь примерно на $\frac{1}{5}$ радиуса Солнца. В еще более глубоких областях поток энергии определяется полностью излучением. У более холодных и менее массивных звезд главной последовательности конвективная зона играет более важную роль, а у слабых красных карликов, по-видимому, вынос энергии вообще осуществляется только конвективными потоками.

Переходя к более массивным звездам главной последовательности, мы находим, что где-то в окрестностях спектрального класса F5 внешняя конвективная зона внезапно сжимается до небольших размеров. У очень ярких звезд главной последовательности, таких, как Спика, конвективная зона до некоторой степени развита, хотя в преобладающей части тела звезды энергия выносится наружу излучением. Эти различия во внутреннем строении звезд оказывают существенное влияние на историю их жизни.

Чтобы рассчитать модель звезды, подобной Солнцу, можно начать с химически однородного тела с такой же, как у Солнца, массой и вычислить, каково его внутреннее строение, в том числе температура и плотность в центре, затем предсказать его светимость и радиус. Если провести по этой программе вычисления для Солнца, используя наилучшие оценки полного содержания водорода и отношения водорода к гелию в атмосфере, то радиус и светимость получатся неправильными — слишком заниженными. Как мы увидим в следующем разделе, обычные звезды светят благодаря превращению водорода в гелий. А наш гипотетический химически однородный объект соответствует звезде нулевого возраста. Поэтому необходимо учесть, что столько-то водорода уже израсходовано, и повторять эти расчеты до тех пор, пока вычисленные радиус и светимость не окажутся согласующимися с наблюдаемыми. Такие вычисления были проведены многими учеными, в том числе Сирсом и Браунли. Вообще говоря, модель звезды должна соответствовать физически приемлемым граничным условиям. Нельзя, например, чтобы у звезды было полое ядро или ядро, плотность которого растет до бесконечности, чтобы температура в звезде падала с глубиной или же чтобы на поверхности звезды было значительное давление. Любая физически возможная модель должна удовлетворять разумным граничным условиям, но и это еще не гарантирует приемлемости данной модели.

Всякая нормальная звезда должна быть устойчивой. Это значит, что, если она подвергается небольшим возмущениям, например гравитационному притяжению со стороны находящейся неподалеку звезды, наша звезда должна после этого иметь возможность восстановить *status quo*. Могут иметь место и колебания, которые действительно происходят у переменных звезд цефеид (см. гл. 10), но эти колебания не должны превышать определенных пределов. Таким образом, любая звездная модель, претендующая на соответствие с реальной звездой, должна отвечать условию устойчивости. Это условие исключает многие в других отношениях возможные модели.

За последние годы теория внутреннего строения звезд сильно продвинулась вперед. С одной стороны, были достигнуты поразительные успехи в понимании лежащих в основе этой теории физических процессов. С другой стороны, усовершенствованные ЭВМ позволили выполнить такие расчеты, которые вплоть до недавнего времени находились совершенно вне пределов наших возможностей.

На рис. 91 показаны распределения температуры и плотности в модели Солнца, рассчитанной численным методом несколько лет назад Реем Уэйманом. Хотя в эту модель теперь можно внести некоторые уточнения, основные особенности ее при этом не изменятся. В большей части объема Солнца плотность меньше, чем у воды, а температура выше миллиона градусов.

Важным результатом из пионерских работ по исследованию внутреннего строения звезд был вывод о том, что, даже не зная механизма генерации энергии (лишь предполагая, что она зависит от плотности и температуры), можно вывести закон масса — светимость в предположении, что все рассматриваемые звезды построены согласно одной и той же модели. Задаваясь правдоподобными химическими составами и зная массы звезд главной последовательности, астрономы смогли определить радиусы и светимости звезд в пределах законных неточностей, допускаемых в фундаментальной физике (например, способность вещества к поглощению рентгеновских лучей, преобладающих при температурах в миллионы градусов, можно оценить только путем теоретических расчетов). Следовательно, можно отнестись с доверием к вычисленным значениям температуры (10—35 млн. градусов) и плотности (20—200 г/см³) в центре звезд главной последовательности как значениям, имеющим физический смысл, хотя ни для одной из звезд точно определить эти значения невозможно. Оказалось, что как раз при этих температурах и плотностях с ядрами таких легких атомов, как углерод и азот, если они находятся в водородной среде, начинают происходить удивительные превращения. Одни атомы превра-

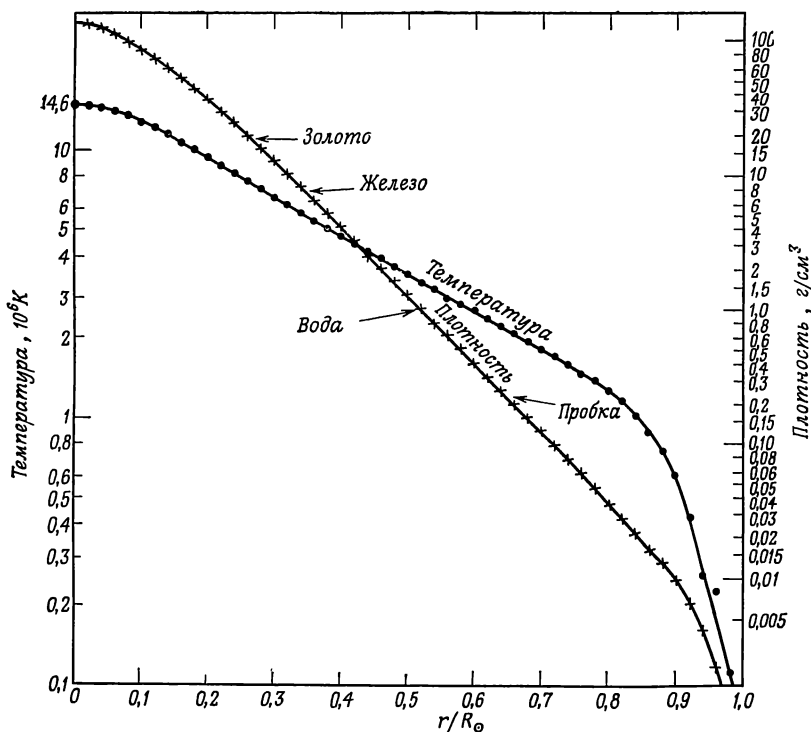


Рис. 91. Распределение плотности и температуры внутри Солнца.

Плотность (в единицах плотности воды) и температура нанесены как функции расстояния от центра (в единицах радиуса Солнца). Крутое падение плотности показывает, что огромная часть объема Солнца имеет плотность, меньшую чем плотность воды. Температура большей части недр Солнца превышает 10^6 К. Внешняя зона, соответствующая оболочке глубиной, равной 0,14 радиуса Солнца, находится в конвективном равновесии.

щаются в другие, а энергия освобождается, и как раз в таких количествах, которые необходимы для объяснения наблюдаемого излучения звезд.

ПРЕВРАЩЕНИЕ ЭЛЕМЕНТОВ

Мы уже видели, как, руководствуясь наблюдаемыми массами, светимостями и диаметрами звезд, а также хорошо известными законами природы, астрономы теоретическим путем определили физические условия, существующие внутри звезд. В поисках процессов, в результате которых масса превращается в энергию, физики стремились найти один или несколько процессов, в ходе которых при вычисленных в центрах звезд главной

последовательности давлений и температурах будет выделяться энергия в количествах, достаточных, чтобы воспроизвести наблюдаемые светимости звезд.

Несколько десятилетий назад было высказано предположение, что звезды светят в результате превращения водорода в гелий. Атомный вес водорода равен 1,00813, атомный вес гелия — 4,00386. Поэтому при превращении четырех атомов водорода в один атом гелия 0,02866 единицы массы, или $\frac{1}{141}$ первоначальной массы, должны обратиться в энергию. Звезды главной последовательности и большинство гигантов и сверхгигантов, вероятно, действительно светят за счет превращения водорода в гелий, но процесс этот не сводится к простому объединению четырех протонов в одно ядро гелия. Чтобы понять, при каких условиях происходит превращение одних элементов в другие, обратимся к результатам физических исследований.

Как уже было сказано в гл. 3, ядра атомов состоят из протонов и нейтронов. Число протонов определяет заряд ядра, а поэтому и вид атома; число нейтронов определяет изотоп элемента. Например, мы говорим, что обычный атом углерода с атомным весом 12 имеет ядро, состоящее из 6 протонов и 6 нейтронов, в то время как изотоп углерода с атомным весом 13 содержит 6 протонов и 7 нейтронов. Химически же эти два атома подобны.

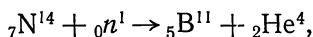
Самые тяжелые из встречающихся в природе элементов — уран и торий — самопроизвольно распадаются на менее тяжелые атомы — радий и мезоторий, а в конце концов превращаются в свинец. Но путем бомбардировки очень быстрыми протонами, ядрами гелия (α -частицами) или нейтронами можно разрушить и другие атомы и таким образом осуществить превращение одних элементов в другие. В таких установках как генератор Ван де Граафа или циклотрон, физики ускоряют бомбардируемые частицы до колоссальных скоростей и обстреливают ими атомы.

Какого рода частицы наиболее эффективны? Протоны и ядра гелия полезны только при бомбардировке легких элементов. Положительно заряженные атомные ядра отталкивают аналогично заряженные протоны и ядра гелия, а так как тяжелые ядра обладают очень большими положительными зарядами, то они очень энергично отталкивают набегающие на них ядра водорода и гелия раньше, чем последние успеют проникнуть в ядро. Нейтроны не имеют заряда, и, следовательно, им легко проникнуть в сердце атома.

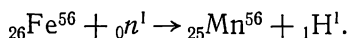
Нейтроны можно получать в ядерных реакторах атомных энергетических станций или из тяжелого изотопа водорода — дейтерия, ядро которого состоит из единственного протона, тесно связанного с нейтроном. Когда тяжелая вода, т. е. вода, содер-

жащая тяжелый водород, бомбардируется дейтерием, каждая пара сталкивающихся атомов дейтерия превращается в один атом гелия с атомным весом 3 и один нейтрон.

При бомбардировке азота (атомный вес 14) нейтронами получается бор (атомный вес 11) и гелий (4). Мы можем записать эту реакцию в виде уравнения

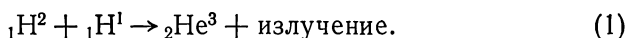


где цифрой наверху обозначен атомный вес, а цифрой внизу — заряд. Аналогично железо, бомбардируемое нейтронами, выбрасывая протон, преобразуется в изотоп марганца:



Реакции последнего типа, по-видимому, играют важную роль в некоторых звездах, но не для выработки энергии, так как в этом случае энергии освобождается немного, а скорее для постройки элементов с большими атомными номерами. Если нейтроны поставляются в достаточном количестве, то путем их захвата такими элементами, как титан и железо, могут быть построены цирконий, барий и даже свинец.

При бомбардировке ядер протонами существует несколько возможностей. Во-первых, протон может просто застрять в ядре, в результате образуется новое ядро, масса и заряд которого будут на единицу больше. Дейтерий (тяжелый водород) при бомбардировке протонами дает изотоп гелия с атомным весом 3 и излучает энергию

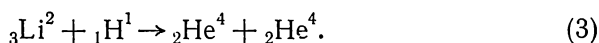


Во-вторых, протон, сталкивающийся с ядром, может превратиться в нейтрон, выбрасывая положительный электрон или позитрон, масса которого равна массе отрицательного электрона, но заряд имеет противоположный знак. (Теоретическое существование позитрона предсказал Дирак, а Андерсон в Калифорнийском технологическом институте позднее обнаружил его экспериментально.) Получившееся в результате ядро сохраняет тот же заряд, но имеет большую массу. Например, в случае водорода столкновение протона с протоном может дать ядро тяжелого водорода, состоящее из протона и нейтрона:

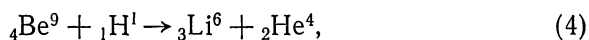


где через e^+ обозначен образующийся при этом положительный электрон. Выброшенный положительный электрон встречается затем с обычным отрицательным электроном, они уничтожают друг друга, превращаясь в энергию излучения. Символом ν обозначена нейтральная частица нейтрино, масса которой пренебрежимо мала и которая испускается одновременно с положитель-

ным или отрицательным электронами; эта частица уносит импульс и энергию. Следовательно, не вся уничтожающаяся масса излучается, некоторая часть ее уносится нейтрино. В-третьих, бомбардируемые ядра могут распадаться на две и более части, одна из которых — ядро гелия. Литий (атомный вес 7) при бомбардировке протоном распадается на два ядра гелия:



Легкие ядра бериллия и бора особенно легко реагируют на столкновения с протонами, как показывают следующие реакции:

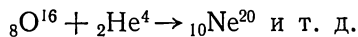
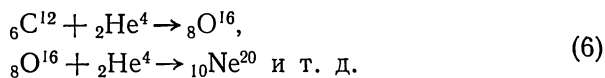


Обратите внимание на то, что суммы ядерных зарядов и атомных весов в обеих частях уравнения должны быть равны.

На рис. 92 показаны пути отрицательного и положительного электрона в пузырьковой камере. Заряженные частицы при замедлении их движения в жидком водороде образуют вокруг себя пузырьки. Эти пузырьки, освещенные и сфотографированные, показывают пути частиц, которые сами по себе слишком малы, чтобы их можно было увидеть.

Эксперимент проводится при наложении магнитного поля, с тем чтобы путь отрицательного электрона был искривлен в одном направлении, а положительного электрона — в другом. Из рис. 93 видно, как частица высокой энергии, скажем протон с энергией в 1000 млн. эВ, может, столкнувшись с атомом, создать множество вторичных частиц высоких энергий; эти частицы, в свою очередь, сталкиваются с другими атомами, и таким образом создается «ливень» из электронов, мчащихся с высокими скоростями, и быстро исчезающих частиц, так называемых мезонов. В подобных ливневых ядро, которое ударили, действительно разбивается «вдребезги», и при этом освобождается большое количество энергии (некоторая часть в виде частиц с очень коротким временем жизни). Частицы столь высоких энергий физики ассоциируют с космическими лучами.

Интересны также реакции с участием α -частиц:



Для этих реакций необходимы очень высокие энергии (или температуры). При достаточно высоких плотностях и температурах две альфа-частицы могут, на миг соединившись, образовать ядро ${}_4\text{Be}^8$; это ядро неустойчиво, и поэтому оно самопроизвольно через 10^{-14} с распадается на две альфа-частицы; но если до

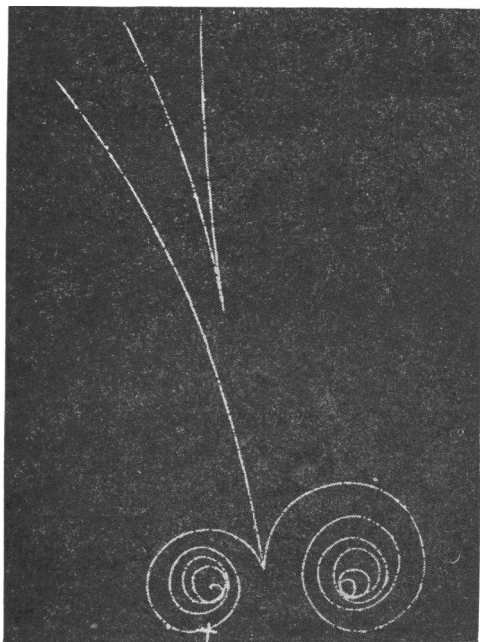
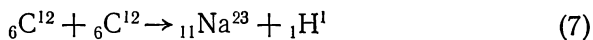


Рис. 92. Следы положительного и отрицательного электронов в пузырьковой камере.

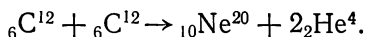
В этом приборе заряженные частицы, замедляя свое движение в жидком водороде, порождают пузырьки, что и дает возможность наблюдать их следы при правильном освещении. Эта фотография демонстрирует одно из важнейших достижений современной физики — возможность наблюдать прямое превращение света в вещество: квант гамма-излучения превращается в поле водородного ядра в пару электрон-позитрон, которая и образует верхний V-образный след. Триплет состоит из аналогичной пары и добавочного электрона, который был выбит из атома водорода, когда гамма-квант подвергся упомянутому превращению в поле орбитального электрона. Перпендикулярно плоскости следов наложено сильное магнитное поле. Следовательно, от точки распада электрон движется по спирали влево, а позитрон — по спирали вправо. Обратите внимание на постепенное сжатие спиральных следов, вызванное потерей энергии как электроном, так и позитроном. По мере уменьшения скорости кривизна траектории неуклонно возрастает.

этого у него было время, чтобы захватить еще одну альфа-частицу, то образуется ядро ${}^6\text{C}^{12}$.

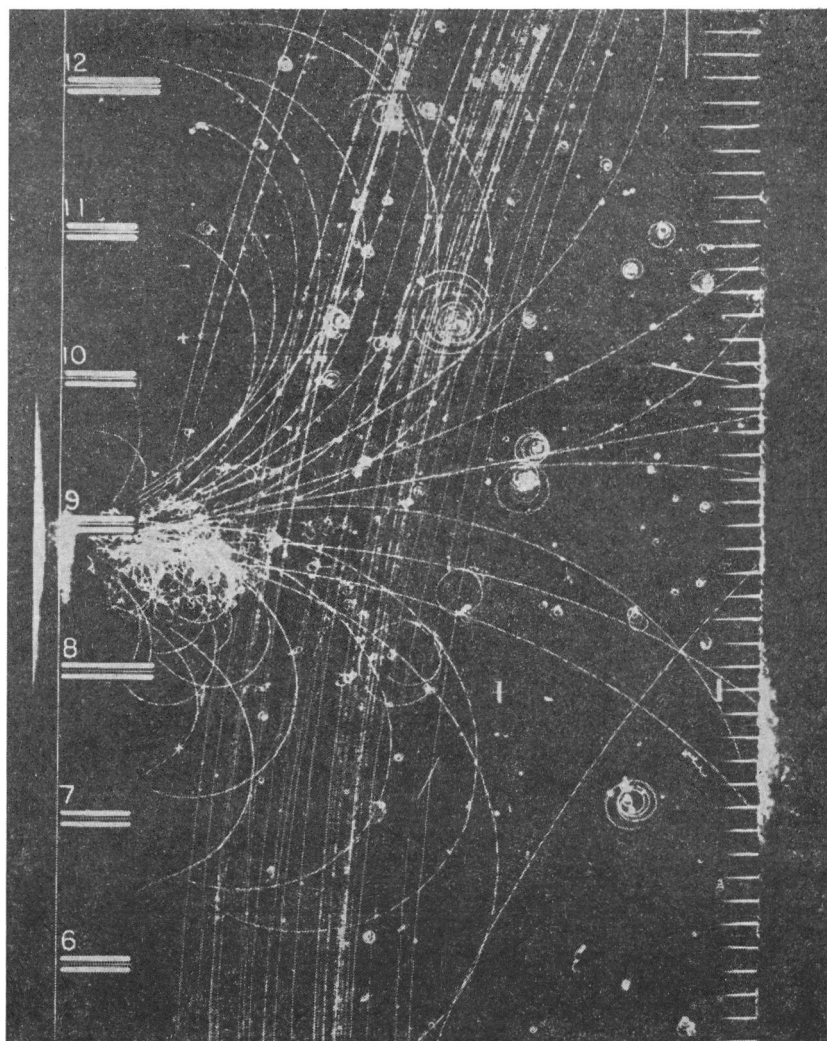
При еще более высоких температурах могут происходить такие реакции, как



или



В следующей главе мы увидим, что некоторые из этих реакций могут играть важную роль для звезд на поздних стадиях их жизни.



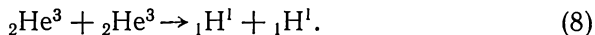
Р и с. 93. Образование вторичных частиц под воздействием частиц космических лучей высоких энергий.

Эта фотография, полученная с 72-дюймовой пузырьковой камерой, показывает, что такое ливень космических лучей. Первичная частица высокой энергии вторгается с левой стороны, сталкивается с атомом и рождает ливень различных частиц. Наложенное магнитное поле (силовые линии которого перпендикулярны плоскости рисунка) искривляет траектории заряженных частиц; чем меньше скорость частицы, тем больше кривизна ее траектории

КАК ВЫРАБАТЫВАЕТСЯ ЭНЕРГИЯ В ЗВЕЗДАХ ГЛАВНОЙ ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ

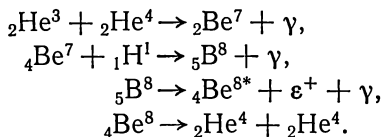
Как уже было сказано в этой главе, температуры внутри звезд достигают миллионов градусов. При таких температурах частицы движутся хаотически столь быстро, что случайные столкновения между протонами и ядрами достаточно сильны для начала ядерных превращений. Важно уяснить себе, что при одной и той же температуре преобразования различных ядер происходят не с одинаковой эффективностью. Следовательно, ядерный процесс, обеспечивающий выработку энергии в одной звезде, может не действовать в другой звезде, у которой иная центральная температура.

Для таких звезд, как Солнце, температура в центре которых близка к 13—15 млн. градусов, главным источником энергии служит протон-протонная реакция, впервые рассмотренная как возможный источник энергии звезд Критчфилдом и Бете. Первая ступенька этой реакции — два протона, сталкиваясь, образуют дейтрон, как в реакции (2); одновременно образуются положительный электрон и нейтрино. Затем при захвате дейтроном протона образуется в ходе реакции (1) ядро ${}^3_2\text{He}$, а при столкновении двух ядер ${}^3_2\text{He}$ могут образоваться ядро ${}^4_2\text{He}$ и два протона:



Таким образом, в ходе описываемых событий четыре протона разрушаются с образованием альфа-частицы: два позитрона, которые также было образовались, уничтожаются при встречах с обычными электронами. Два нейтрино, возникшие в ходе реакции (2), украв часть энергии, покидают звезду. Интересно отметить, что первая ступенька в этой реакции — образование дейтрона — ни разу не получила экспериментального подтверждения, а целиком основана на теоретических представлениях. Тем не менее ее реальность, по-видимому, надежно установлена. Возможны варианты каналов этой реакции, которые также были рассмотрены физиками. К счастью, теоретические выводы могут быть подвергнуты экспериментальной проверке.

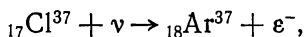
Раз уж ядро ${}^3_2\text{He}$ образовалось, то возможна одна из следующих реакций:



Ядро ${}^3_2\text{He}$ сталкивается с ядром ${}^3_2\text{He}$, образуется ${}^7_2\text{Be}$ и испускается γ -квант; ${}^7_2\text{Be}$ захватывает протон, образуется ${}^8_5\text{B}$ и ис-

пускается еще одна частица γ -излучения. Be^8 сначала переходит в возбужденное ядерное состояние Be^{8*} , и при этом излучаются положительный электрон и нейтрино; и тут же Be^8 распадается на две α -частицы.

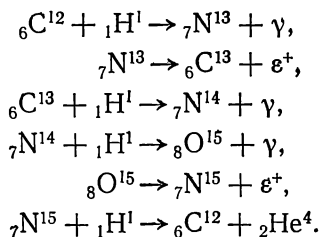
Нейтрино сразу же покидают Солнце, поскольку их взаимодействие с веществом весьма незначительно. Именно потому, что это взаимодействие столь слабо, нейтрино так трудно поддаются регистрации. Одна из возможных реакций с участием нейтрино:



т. е. ядро ${}_{17}\text{Cl}^{37}$, захватывая нейтрино, образует ядро Ar^{37} с выбросом электрона. В качестве детектора Реймонд Дейвис использовал огромное количество четыреххлористого углерода (CCl_4); во избежание посторонних реакций, обусловленных космическими лучами, он проводил свои наблюдения в глубокой шахте.

Верхний полученный им предел для скорости реакции — $3 \cdot 10^{-36}$ на ядро Cl^{37} в одну секунду; это примерно вдвое меньше теоретически вычисленной скорости. Однако возможно, что уточнения, внесенные в теорию ядра (в частности, Бакаллом), а также усовершенствование теории строения звезд и уточнение предполагаемого первоначального содержания гелия устраняют расхождения между выводами теории и результатами наблюдений.

В звездах с массой, значительно большей, чем у Солнца, протон-протонная реакция уже не является главным источником энергии. Когда центральная температура приближается к 18—20 млн. градусов, начинается замечательный процесс, в ходе которого углерод испытывает ряд превращений, а из водорода образуется гелий. Вот этот цикл:



Ядро углерода-12, захватывая протон, превращается в радиоактивный азот-13, при этом испускается γ -квант. Азот-13, распадаясь, дает углерод-13 и положительный электрон. Столкновение с протоном превращает углерод-13 в обычный азот атомного веса 14 и опять испускается γ -квант. Ядро азота в результате встречи с протоном излучает γ -квант и превращается в кис-

лород с атомным весом 15. Это ядро неустойчиво, т. е. радиоактивно, и вследствие этого оно распадается на азот с атомным весом 15 и положительный электрон. А когда ядро этого тяжелого азота захватывает протон, он расщепляется на α -частицу и первоначальный углерод с атомным весом 12. В ходе этого цикла четыре ядра водорода превращаются в одно ядро гелия, и при этом вновь возрождается первоначальный атом углерода. Углерод, ведущий себя подобно химическому катализатору, может быть использован вновь и вновь до тех пор, пока весь водород не превратится в гелий.

Углеродный цикл, открытый Бете и независимо Вайцзеккером, довольно хорошо объясняет светимости звезд, относящихся к более яркой части главной последовательности, а, возможно, также и звезд гигантов и сверхгигантов, т. е. большинства звезд, видимых невооруженным глазом. Свечение слабых звезд главной последовательности, по-видимому, объяснимо протон-протонной реакцией. Нейтринный эксперимент Дейвиса показывает, что фактически углеродный цикл обуславливает менее 9% мощности солнечного излучения.

Следует подчеркнуть один очень важный момент. Пока мы ставим условием полную химическую однородность или почти однородность недр звезд в целом, расчеты звездных моделей дают объекты, попадающие на главную последовательность или ее ближайшие окрестности. Но описать моделями с однородным химическим составом гиганты или сверхгиганты невозможно. Это было ясно уже лет 50 назад, когда было показано, что если строить модели гигантских звезд по образцу модели Солнца, то температура в центре таких звезд получается относительно слишком низкой.

Действительно, свойства гигантов и сверхгигантов можно интерпретировать только в предположении, что у них имеются плотные горячие ядра, состоящие из некоторых по существу инертных газов, главным образом гелия. Это инертное ядро окружено тонким слоем, в котором происходит выработка энергии. Выше этого слоя расположена огромная внешняя «оболочка», которой звезда обязана своим гигантским размером. В какой мере нормальным звездам удастся в ходе их жизни приобрести такое строение, мы расскажем в следующей главе.

9. БИОГРАФИЯ ЗВЕЗДЫ

Проблема, с которой сталкивается астроном, пытаюсь воссоздать историю жизни звезды, была остроумно сформулирована Джоном Гершелем свыше ста лет назад в его классическом очерке. Вообразите горожанина, никогда не видевшего ни единого дерева, который вдруг на час был вывезен в девственный лес с требованием по возвращении рассказать историю жизни деревьев. Наблюдательный человек быстро поймет, что мертвые сучья или гнилые бревна — это последняя стадия в истории жизни дерева, но другие стадии, в том числе возникновение деревьев, восстановить гораздо труднее. Аналогия этого примера с задачей, стоящей перед астрономом, станет очевидной ниже.

ЭВОЛЮЦИЯ ЗВЕЗД

За время, сравниваемое с возрастом Земли, многие звезды должны были пройти заметный жизненный или, как обычно принято говорить, эволюционный путь. Выбор термина «эволюция», обычно применяемого при исследованиях к истории видов, истории общества, культуры или цивилизации, а не отдельного объекта, вероятно, неудачен. Эволюционирует Вселенная или Галактика, но, строго говоря, не звезда; история жизни звезды определяется ее массой, химией и скоростью вращения. Однако этот термин настолько укоренился, что отказаться от него просто невозможно.

Если время жизни типичной звезды, сходной с Солнцем, измеряется миллиардами лет, то, по-видимому, эффект эволюции заметить трудно. Некоторые стадии звездной эволюции протекают быстро, но если оставить в стороне катастрофическую фазу сверхновых звезд, которая может оказать влияние на жизнь лишь немногих звезд, то большинство звезд развивается столь медленно, что едва ли можно непосредственно заметить те эволюционные эффекты, которые могут иметь место.

На протяжении большей части своей жизни звезда светит за счет превращения водорода в гелий. Для поддержания свечения на современном уровне Солнце, которое вне всякого сомнения является карликовой звездой, должно каждую секунду перерабатывать 564 000 000 т водорода в 560 000 000 т гелия. Солнце уже светит по меньшей мере 4500 млн. лет и будет еще продолжать светить несколько миллиардов лет. С другой стороны, звезда γ Лебеда, сжигающая свой водород в тысячу раз быстрее, чем Солнце, очевидно, не сможет просуществовать больше 100 млн. лет, к каким бы уловкам мы не прибегали в отношении содержания водорода. Если у γ Лебеда содержание водорода 80%, а это уже довольно много, то этой звезде должно быть всего около 35 млн. лет. Но наблюдаемая Вселенная, вероятно, существует в современном состоянии около 10 000 млн. лет. Поэтому если энергия в звездах вырабатывается за счет ядерных реакций, то объекты, подобные γ Лебеда, или должны были образоваться недавно, или же должны были на протяжении большей части своей жизни существовать в виде несветящихся объектов. Отсюда можно сделать вывод, что звезды не только эволюционируют, но что на наших глазах могут происходить процессы образования звезд.

В соответствии с этим выводом рассмотрим в общих чертах историю жизни типичной звезды, какой эта история рисуется нам при рациональном сочетании теории и наблюдений. Согласно современным представлениям, которые, возможно, будут подвергнуты в дальнейшем серьезному пересмотру, звезды начинают свою жизнь в виде гигантских разреженных газовых шаров, медленно сжимающихся под действием гравитационного притяжения из конденсаций межзвездной среды. На этой стадии эволюции температура газового шара настолько низка, что ядерные реакции идти не могут. Как только температура и плотность возрастут до значений, при которых могут происходить ядерные превращения, энергия начнет вырабатываться в количествах, достаточных для такого увеличения температуры и давления газа в недрах звезды, при которых дальнейшее ее сжатие приостанавливается. Первыми должны начаться или протон-протонная реакция, или углеродный цикл (гл. 8). Здесь звезда уже достигла главной последовательности и будет пребывать на ней, пока водород в ее недрах не будет в значительной мере израсходован. Дальнейший ход эволюции звезды будет зависеть от ее массы. Если это звезда примерно с такой же массой, как у Солнца, или меньше, то сначала будет исчерпан весь водород в центре, а затем процесс превращения водорода в гелий («горение» водорода) будет постепенно смещаться в энергообразующий слой. Внутри объема, ограниченного этим слоем, вещество будет становиться инертным. С дру-

гой стороны, ядро массивной звезды все время поддерживается в перемешивании благодаря конвекции. Поэтому почти во всем ядре, радиус которого равен примерно $\frac{1}{10}$ радиуса звезды и в котором сосредоточено около $\frac{1}{10}$ ее массы, водород истощается равномерно. В любом случае возникновение инертного ядра сопровождается следующим эффектом. Энергия вырабатывается термоядерными реакциями только в тонком слое. Ядро продолжает сжиматься (даже если масса его растет), но звезда в целом увеличивается. За счет этого полная светимость может возрасти, но поверхностная яркость падает. На этой стадии звезда становится гигантом или, если она достаточно массивна, — сверхгигантом. По мере того как водород в оболочке, окружающей ядро, все больше и больше выгорает, звезда продолжает расширяться, пока ее наружные слои не окажутся настолько неустойчивыми, что могут даже начать рассеиваться. Однако еще до этого момента само ядро может стать таким горячим и плотным, что начнется превращение гелия в углерод.

Все теории звездной эволюции в этом месте становятся несколько неопределенными. Из уравнений теории строения звезд следует, что звезда становится неустойчивой, но эти уравнения не могут нам помочь проследить за эволюцией звезды в последние часы ее свечения за счет ядерных процессов. Однако заключительная стадия жизни звезды хорошо известна. Звезда становится белым карликом — чрезвычайно плотным небольшим слабо светящим объектом.

Имея теперь в качестве путеводителя эту эскизную картину эволюции звезд, рассмотрим процесс эволюции более детально. Именно с этой целью были проделаны обширнейшие вычисления Шварцшильдом, Хойлом, Хенли, Сирсом и Браунли, Киппенханом, Хаяши, Айбеном и их помощниками.

Отложим пока обсуждение самых ранних стадий эволюции звезды, т. е. ее образования из межзвездной среды, и начнем с того момента, когда звезда достигла главной последовательности и начинает «пережигать» свой водород в гелий. Астроному приходится не только вычислять первоначальную модель звезды (когда она химически вполне однородна), но вести вычисления и вперед во времени, учитывая постепенное изменение количеств водорода и гелия. На практике звезду разбивают на 30—40 концентрических слоев, в каждом из которых температура и плотность известны, а скорость превращения водорода в гелий можно вычислить, причем в начальный момент все эти слои имеют одинаковый химический состав.

Рассмотрим сначала звезду, масса которой в момент t_0 примерно равна массе Солнца или немного меньше ее. Во всей области, в которой происходит выработка энергии, газы находятся в покое, т. е. никакого движения масс вещества и ника-

кого перемешивания между слоями там не происходит; энергия выносится наружу только за счет излучения. Назовем эту модель звезды $M_0(t_0)$.

Пропустим теперь некоторый отрезок времени $t_1 - t_0$, который может быть небольшим — всего несколько миллионов лет — или же длительным — порядка миллиарда лет, — это зависит от массы звезды и, следовательно, от скорости, с которой водород «перегорает» в гелий. В конце этого периода отношение количества гелия к количеству водорода во всех слоях станет больше, чем было в момент t_0 , причем изменение состава будет тем значительнее, чем ближе этот слой находится к центру звезды. Вычислим теперь новую модель этой звезды, но уже с новым составом. Если различия между этой и предыдущей моделью слишком велики, необходимо взять меньший интервал времени и повторить вычисления заново. Если же модель $M_1(t_1)$ получилась удовлетворительной, то следует повторить вычисления для интервала времени $t_2 - t_1$; будет получена новая модель $M_2(t_2)$ и т. д.

Если звезда по массе примерно в 2 раза превосходит Солнце, то ее вырабатывающее энергию ядро — это область, в которой происходит такая сильная конвекция, что в объеме в пределах 10% радиуса звезды происходит полное перемешивание вещества. Тем не менее вычисляются последовательности моделей для $t_0, t_1, t_2 \dots$. Но перемешивание вещества в центральных областях приводит к однородности химического состава ядра в целом. Причина, по которой массивные звезды имеют конвективное ядро, состоит в том, что там выработка энергии осуществляется за счет углеродно-азотного цикла, который очень резко зависит от температуры. Это означает, что небольшое повышение температуры может колоссально увеличить выход энергии, вследствие чего эти слои становятся механически неустойчивыми, и устанавливается сильная конвекция. А звезды с массой, примерно равной массе Солнца, получают свою энергию за счет протон-протонной реакции, которая гораздо слабее зависит от температуры.

Сначала звезда лишь немного отличается от своей модели $M_0(t_0)$, но с течением времени водорода в центре становится все меньше и меньше. В звезде, подобной Солнцу, создается центральное инертное ядро, которое по мере того, как «гелиевая зола» занимает один слой за другим, постепенно растет. В конвективном ядре яркой звезды главной последовательности водород будет пережигаться в гелий, пока в нем не останется ничего, кроме гелия.

Когда же водород в ядре истощится полностью, звезда будет продолжать светить за счет сгорания водорода в относительно тонкой оболочке, окружающей инертную область. Теперь звезда

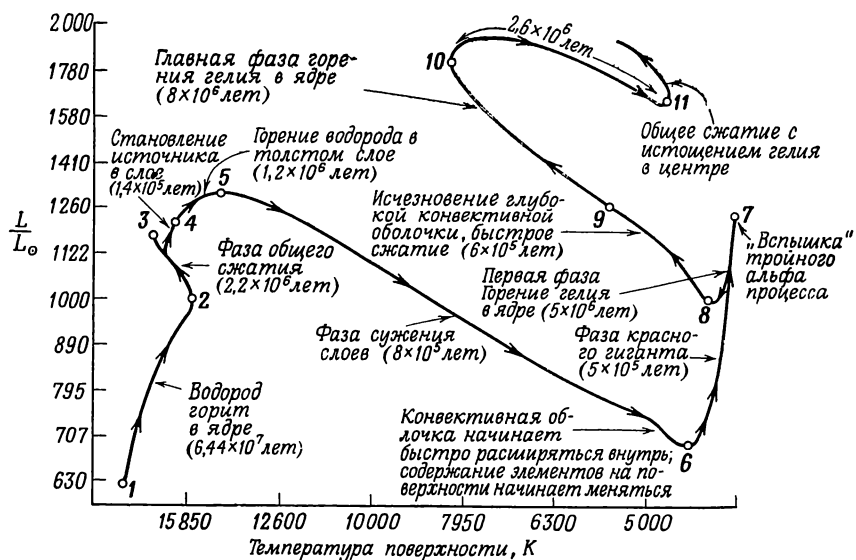


Рис. 94. Эволюционный путь звезды, масса которой равна пяти массам Солнца.

Показано, какие требуются интервалы времени для перемещения звезды между точками, отмеченными на кривой цифрами. Светимость выражена в светимостях Солнца ($3,86 \cdot 10^{33}$ эрг/с).

строится по другой модели, чем ранее. В конце концов в ней развивается конвективный слой с наружной стороны этой оболочки, каково бы ни было там механическое состояние материи ранее.

Теперь наступает расширение верхних слоев звезды. Ядро продолжает сжиматься, но его масса все еще растет за счет поступления нового материала из внешней оболочки. В результате звезда начинает отклоняться от главной последовательности, становясь в ходе своей эволюции краснее и ярче. На определенной стадии развития звезда может резко сместиться вправо на диаграмме Герцшпрунга — Рассела и стать красным гигантом или сверхгигантом.

Сложные эволюционные пути, которые поддаются прослеживанию, показаны на рис. 94 и 95, построенных Ико Айбенном. (Аналогичные расчеты были проведены Хенни и его сотрудниками.) С течением времени внешняя оболочка звезды расширяется, и хотя полная мощность излучения может возрасти (по крайней мере для менее массивных звезд), это увеличение не может компенсировать стремительного роста площади расширяющейся излучающей поверхности, температура которой поэтому падает,

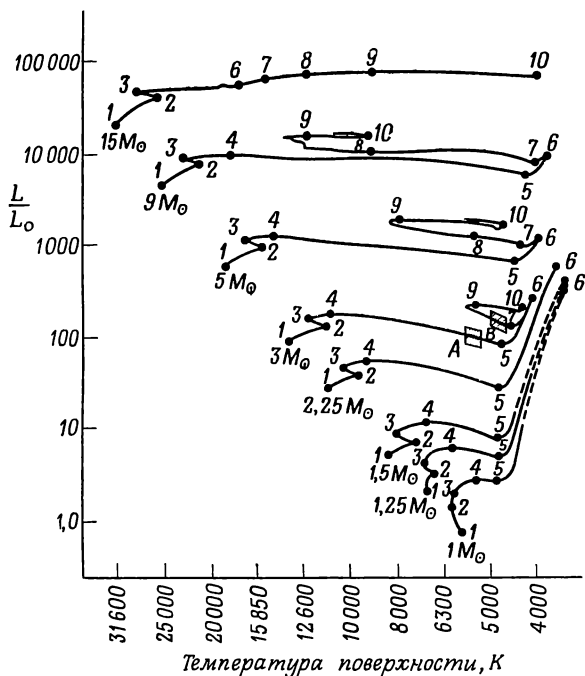


Рис. 95. Эволюционные пути звезд, химический состав которых близок к составу Солнца.

Отношение светимостей нанесено на график в функции температуры поверхности для звезд с массой, равной 1; 1,25; 1,5; 2,25; 3; 5; 9 и 15 масс Солнца. Обратите внимание на то, что для разных звезд кривые получаются немного разные. Звезды, близкие по массе к Солнцу, эволюционируют немного вправо и вверх, тогда как очень массивные звезды с большими массами эволюционируют почти по горизонтали в правую (низкотемпературную) сторону диаграммы. Заштрихованные области относятся к компонентам А и В звезды Капеллы. Цифрами помечены точки, относящиеся к различным стадиям в вычислениях (соответствующие возрасты были представлены в таблицах).

Обратите внимание на то, что звезды с малой массой эволюционируют иначе, чем звезды с большими массами, вследствие различий их строения и механизмов выработки энергии. Температура поверхности звезды, масса которой в 2 раза больше, чем у Солнца, сначала понижается, затем перед тем, как звезда покинет главную последовательность, немного повышается, а затем следует неуклонное падение температуры. Температура поверхности звезды, подобной Солнцу, сперва поднимается, а затем падает, но ее светимость, по мере того как звезда становится красным гигантом, значительно возрастает.

Точные расчеты соответствующих моделей оказываются довольно трудными, так как мы все еще недостаточно осведом-

лены, каким образом переносится энергия в раскаленном турбулентном газе, плотность которого с глубиной быстро растет. Когда плотность гелиевого ядра очень сильно возрастает, оно приближается по своему физическому состоянию к весьма похожему на состояние, с которым мы сталкиваемся в белых карликах, даже несмотря на высокую температуру. Если масса звезды достаточно велика, то гелий может сгореть в углерод, а углерод — в еще более тяжелые элементы.

Если масса превышает 12 масс Солнца, гелий сгорит прежде, чем звезда станет красным сверхгигантом, но если масса меньше этой величины, то звезда быстро развивается в фазу красного гиганта. Своего максимального блеска она достигает, когда вся внешняя область находится в состоянии бурной конвекции, а в ядре начинает гореть гелий. Если масса звезды равна 2,25 массы Солнца или меньше этой величины, горение гелия может начаться внезапно и вызвать осложнения. На этой стадии своей жизни звезда может иметь ядро, в котором горит гелий, и слой, в котором водород сгорает в гелий; время от времени эта звезда может получать еще энергию от сжатия. Поэтому проследить эволюционный путь звезды на отдельных его участках бывает весьма затруднительно.

Интересно в этом смысле сравнить две компоненты спектрально-двойной звезды Капелла. Согласно теории, у звезды с большей светимостью (которая проэволюционировала дальше) вся внешняя оболочка за пределами слоя, в котором вырабатывается энергия, находится в состоянии бурной конвекции, в то время как более слабая компонента, только что начав свой путь в качестве желтого гиганта, еще не охвачена конвекцией полностью. В составе этой более слабой компоненты есть литий, а у более яркой компоненты лития нет. Литий у этих звезд сосредоточен в тонком наружном слое, так как глубже в звезде он был бы разрушен термоядерными реакциями. Когда в более яркой звезде устанавливается конвекция, большая часть еще оставшегося там лития устремляется в более глубокие слои и разрушается.

ЭВОЛЮЦИЯ СОЛНЦА

Эволюция Солнца представляет особый интерес, так как Солнце — это единственная звезда, для которой точно известны радиус, масса и светимость. Химический состав, если не считать отношения гелия к водороду, также надежно установлен. Результаты расчетов Сирса и Браунли (1964) и Денмарка и Ларсона (1964) нанесены на графики на рис. 96 и 97. На рис. 96 дано сравнение внутреннего строения Солнца сегодняшнего дня с внутренним строением Солнца, когда оно начинало свой

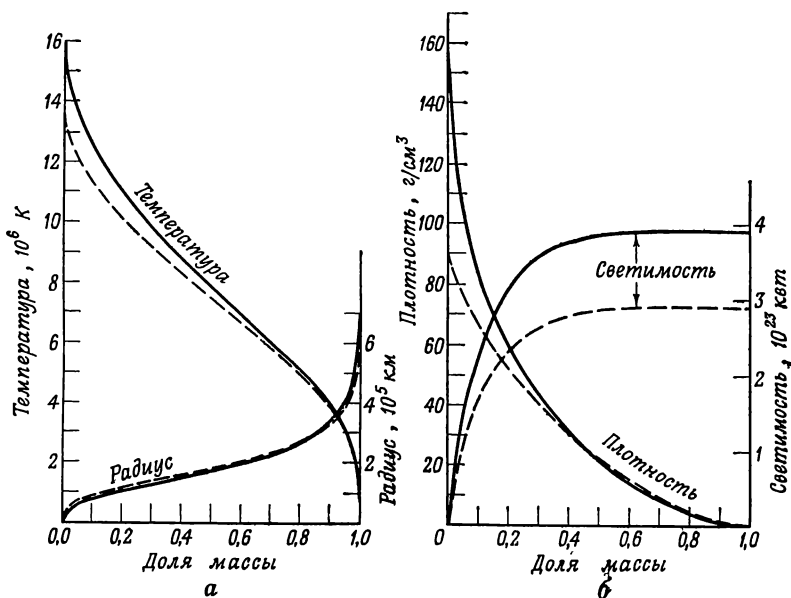
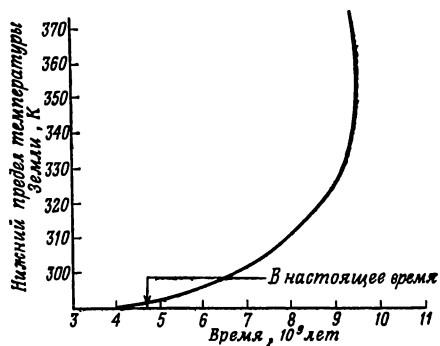
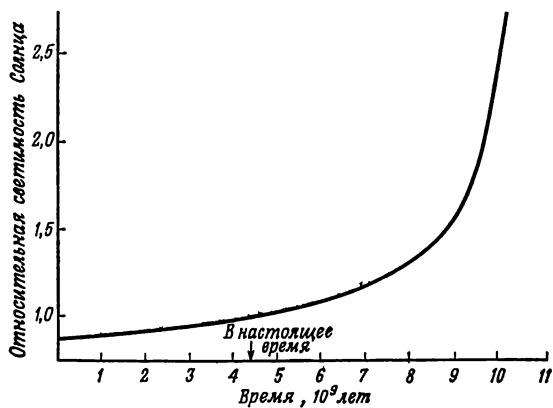
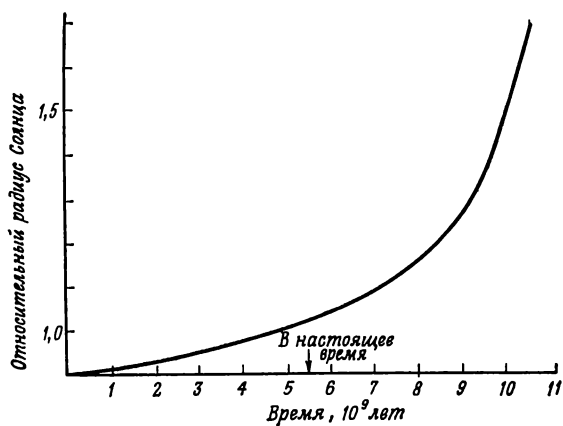


Рис. 96. Изменения внутреннего строения Солнца.

Расчеты звездных моделей проведены путем разделения звезды на слои равной массы. Поэтому переменные нанесены в функции доли массы M , для моментов t_0 (пунктирная кривая) и $t = 4,5 \cdot 10^9$ лет (сплошная кривая) — предполагаемого возраста Солнца. а — температура и радиус, б — плотность и полная энергия, вырабатываемая внутри данной доли массы. Обратите внимание на то, что фактически вся светимость Солнца обеспечивается внутренней половиной ее массы. Обратите также внимание на сжатие ядра Солнца, подъем его температуры в центре, заметный рост центральной плотности и увеличение полной светимости за последние $4,5 \cdot 10^9$ лет.

путь как звезда главной последовательности. Поскольку с тех пор ядро сжалось, то как центральная плотность, так и температура возросли и содержание водорода в центральной части нашего светила уменьшилось вдвое. Все эти изменения сопровождалось увеличением светимости.

На рис. 97 нанесены радиус и светимость Солнца (радиус и светимость современного Солнца приняты за единицу) за период порядка 10 400 млн. лет. В течение этого периода росли и радиус, и светимость, но повышение температуры поверхности происходило медленнее, чем изменения радиуса и светимости. На графике также показан нижний предел значений температуры Земли в последующие 5800 млн. лет. В действительности температура будет превышать эту величину. По мере того как океаны будут испаряться, возрастающее поступление водяного пара в атмосферу будет обеспечивать еще более эффективное поглощение инфракрасного излучения. Исходящее с поверхности



Р и с. 97. Эволюция Солнца.

Постепенное увеличение радиуса и светимости Солнца приведено по расчетам Денмарка наряду с теоретическим нижним пределом температуры Земли; можно думать, что в действительности температура Земли будет расти быстрее, чем показано на графике.

Земли тепло будет возвращаться обратно. Как следствие этого парникового эффекта, температура будет подниматься еще выше, вода будет испаряться еще сильнее и будет продолжаться повышение температуры. В конце концов океаны выкипят в буквальном смысле слова, а температура все еще будет подниматься, так как будет возрастать атмосферное давление и будут обезгаживаться горные породы. Но еще задолго до того, как произойдут все эти ужасные явления, жизнь на Земле перестанет существовать. Солнце будет продолжать увеличиваться, пока, наконец, его размеры не достигнут размеров орбиты Меркурия и эта планета не будет разрушена. Но еще до того, как Солнце достигнет той головешки, которая когда-то была Землей, Солнце угаснет, а ядро его сожмется в белого карлика.

НЕКОТОРЫЕ ПОЛУЧЕННЫЕ ИЗ НАБЛЮДЕНИЙ ДОКАЗАТЕЛЬСТВА ЭВОЛЮЦИИ ЗВЕЗД

В главе 6 было показано, что звездные скопления предоставляют нам уникальную возможность изучения эволюции звезд. Рассмотрим сначала галактические скопления, диаграммы Герцшпрунга — Рассела которых приведены на рис. 60 и 61. Толстая линия, ограничивающая главную последовательность слева, определяет положение, занимаемое звездами однородного состава, которые только что начали сжигать водород в гелий. Следовательно, эта линия соответствует нулевому возрасту или, как говорят, *начальной* главной последовательности. По мере увеличения количества гелия в ядре растет и средний молекулярный вес. Затем, как мы уже видели в главе 8, должна подняться и температура в центральных областях. Вместе с тем растет светимость звезды, и звезда перемещается на диаграмме вверх, а со временем и вправо. Линия главной последовательности характеризуется некоторой конечной шириной (а не бесконечно узка), потому что в нее входят звезды с различным отношением гелия к водороду в ядрах. Если бы нам пришлось строить диаграмму Г—Р для звезд поля, т. е. звезд, разбросанных беспорядочно в окрестностях Солнца, мы получили бы главную последовательность заметной ширины, так как в нее попали бы объекты широкого диапазона возрастов и отношений гелия к водороду.

С другой стороны, большинство звезд данного скопления, вероятно, образовалось почти в одно и то же время. Исключение следует сделать лишь для слабых красных карликов, которые, как полагают, конденсируются из межзвездной среды довольно медленно. В большинстве скоплений мы наблюдаем только звезды ярче абсолютной величины 7^m , и можно считать, что все они имеют в сущности один и тот же возраст. Поэтому главная

последовательность для любого отдельно взятого скопления сравнительно узкая.

Время жизни звезды на главной последовательности будет зависеть от ее массы. Звезда с массой, вдвое большей, чем у Солнца, будет освобождать энергию в 8—10 раз быстрее, чем Солнце. Поэтому такая звезда истратит свое водородное горючее гораздо быстрее Солнца. Еще быстрее будет использовано водородное топливо звездой, масса которой равна 10 массам Солнца. Когда весь водород ядра окажется израсходованным и звезда будет продолжать светить за счет сгорания водорода в тонкой окружающей ядро оболочке, она будет эволюционировать по диаграмме вправо как гигант или сверхгигант.

Все эти явления хорошо прослеживаются на различных рассеянных скоплениях. Все звезды NGC 2362 попадают на главную последовательность. В η и χ Персея самые яркие звезды (их немного) оставили главную последовательность, став красными гигантами, а более яркие голубые звезды начинают покидать главную последовательность. В Плеядах нет таких ярких звезд, как в η и χ Персея, но главная последовательность заметно изогнута вправо; гигантов там нет. Скопления M11 и Гиады отображают более продвинувшуюся стадию эволюции. Здесь главная последовательность уже «сворачивает» к таким звездам, как Сириус или Прокцион, в то же время уже имеется некоторое количество красных гигантов. В NGC 188 главная последовательность включает только желтые и красные карликовые звезды, а ветвь гигантов связана с главной последовательностью непрерывным мостом, перекинутым через область субгигантов.

В других скоплениях — от NGC 752 до η и χ Персея существует заметный пробел между главной последовательностью и красными гигантами и сверхгигантами, который тем шире, чем ярче звезда.

Таким образом среди отмеченных скоплений самое молодое — NGC 2362, Плеяды — старше, Гиады и NGC 752 — гораздо старше, а NGC 188 — самое старое из всех них. Отметив «точку выключения» и применив результаты расчетов звездной эволюции, которые дают теоретические отрезки эволюционных путей для звезд с различными массами, мы можем оценить возраст скоплений. Он составляет всего несколько миллионов лет для η и χ Персея, но для NGC 188 — это уже около 10 млрд. лет.

Этот способ определения возраста тем менее точен, чем старше скопление. Следует подчеркнуть, что вычисленные отрезки эволюционных путей чувствительны к предполагаемому химическому составу: сравнительно небольшие изменения последнего могут сильно изменить предсказываемый возраст. При этом точное сравнение теории с наблюдениями для самых ярких скоп-

лений трудно еще и потому, что процесс формирования звезд завершился не в одно и то же время. В противоположность рассеянным скоплениям, для которых наблюдается огромный разброс в отношении возраста, все шаровые скопления — очень древние объекты; некоторым из них приписывается возраст, превышающий 10—12 млрд. лет. (Возможно исключение для таких скоплений, как NGC 1866 в Большом Магеллановом Облаке, в составе которого много ярких голубых звезд главной последовательности.) Теоретически вычисленные эволюционные пути и выведенные на основе расчетов возрасты звезд зависят от принятого отношения гелия к водороду. Разницу между скоплениями, какой она представляется из построенных по наблюдениям диаграмм Г—Р, можно интерпретировать именно с точки зрения различия в них отношений количества металлов к количеству водорода.

Объекты ветви гигантов представляют собой звезды, которые лишь сравнительно совсем недавно развились из звезд главной последовательности, не намного более ярких и более массивных, чем Солнце (рис. 98). Но каким именно образом горизонтальная ветвь вписывается в эволюционную картину, неясно. Поскольку самые голубые звезды, находящиеся на горизонтальной ветви или как раз под ней, как полагают, являются предшественниками белых карликов, то все же куда звезды смещаются — вправо или влево?

Для большинства шаровых скоплений характерно более низкое содержание металлов, чем для галактических скоплений. Тем не менее гигантские звезды в шаровых скоплениях имеют гораздо более высокие светимости, чем гиганты в таких древних открытых скоплениях, как M67 и NGC 188. В звездах этих скоплений металлов не настолько много, чтобы они повлияли на молекулярный вес, но они все же влияют на непрозрачность. Вещество, из которого состоят звезды шаровых скоплений, более прозрачно. Поэтому неудивительно, что гиганты шаровых скоплений ярче гигантов старых галактических скоплений.

Теоретические расчеты эволюционных путей, по-видимому, согласуются, по крайней мере полуколичественно, с эмпирическими диаграммами цвет — светимость, так что отождествление гигантских и сверхгигантских звезд с объектами, ранее находившимися на главной последовательности, вероятно, достаточно объективно, но детализация эволюционных путей звезд на стадии сверхгиганта может оказаться делом весьма сложным.

По-видимому, звезда должна эволюционировать от гиганта или сверхгиганта до белого карлика. Но каким образом? Одна из возможностей состоит в том, что наружная часть звезды просто раздувается до тех пор, пока атмосферные слои не начнут непрерывно ускользать в космическое пространство. Другая

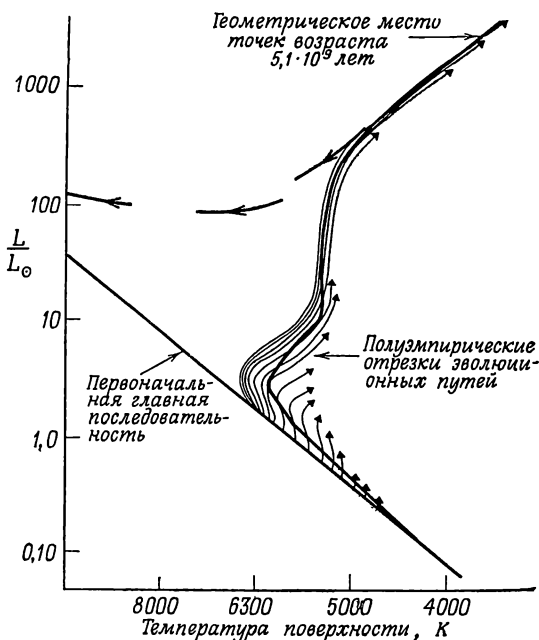


Рис. 98. Эмпирические отрезки эволюционных путей звездных скоплений.

Светимость (в единицах светимости Солнца) нанесена как функция температуры поверхности для звезд скопления М3. Стрелки указывают направление эволюции звезд, находящихся на главной последовательности. Кривая, уходящая от главной последовательности и поднимающаяся вверх к ветви гигантов, представляет геометрическое место точек для эволюционирующих с главной последовательности звезд одного возраста, но разных масс. Возраст $5,1 \cdot 10^9$ лет, вероятно, слишком мал. Согласно более поздним теоретическим расчетам, его следует увеличить.

возможность — это взрыв звезды. Прямые данные о событиях такого рода предоставляют наблюдения сверхновых звезд (см. гл. 11). Количество энергии, выделяемое при взрывах сверхновых звезд, столь велико, что ни одна звезда, конечно, не смогла бы пережить такую катастрофу без серьезных изменений в своем строении. Очень немногие звезды должны кончать свой век как сверхновые, но те, которые прошли через это, оказывают глубокое влияние на окружающую межзвездную среду и звезды, впоследствии образующиеся из этой среды.

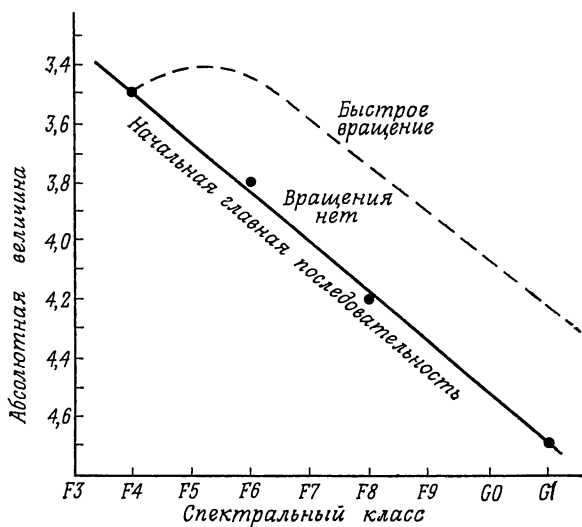
Непосредственно из наблюдений можно оценить потерю массы сверхгигантами, как это показал А. Дейч на примере двойной звезды α Геркулеса. Эта система состоит из сверхгиганта класса М и второй звезды класса G. В дополнение к широкому линиям, характерным для типичной звезды М, имеется ряд резких смещенных компонент, которые, по-види-

мому, исходят от расширяющейся окружающей звезду оболочки. Дейч нашел, что эти смещенные компоненты также появляются наложенными на спектр G-компоненты. Очевидно, атмосфера, ускользающая от сверхгиганта М, окутывает также и звезду G. Дейч обнаружил свидетельства ухода оболочек и слоев, окружающих другой сверхгигант М. Классическим примером служит звезда Антарес, которая окружена небольшой туманностью, демонстрирующей яркие линии ионизованного железа, возбуждаемого высокотемпературным компаньоном.

Скорее всего, наружные части звезды просто уходят в межзвездную среду, а ядро продолжает существовать в виде белого карлика. Когда-нибудь нам, очевидно, удастся «засечь» звезду на завершающей стадии ее перехода от гиганта или сверхгиганта к белому карлику. Известно несколько «комбинированных» переменных звезд, которые пока ставят астрономов в тупик, но объяснение которых может иметь ключевое значение. У этих звезд на спектры поглощения класса М наложены яркие линии водорода, гелия, а иногда и ионизованного железа. У некоторых из этих звезд видны яркие линии, характерные для газовых туманностей, и голубоватый непрерывный спектр в ультрафиолете. Многократно высказывалось предположение, что звезды этого типа, например Z Андромеды, CI Лебеда и BF Лебеда, двойные, но некоторые из них, возможно, гиганты или сверхгиганты, находящиеся на последней стадии разрушения. Яркие линии водорода и гелия и синеватый непрерывный спектр может, по-видимому, давать ядро; спектр класса М исходит от распадающейся оболочки, а небулярный спектр возбуждается в протяженном облаке скопившихся остатков оболочки под действием высокотемпературного излучения ядра. В любом случае эти звезды заслуживают самого пристального внимания.

Очень часто конденсация, из которой со временем формируется звезда, медленно вращается. Подобные тела в результате сжатия образуют быстро вращающиеся вокруг своих осей звезды, или же они могут разделиться на два тела, в результате чего создается двойная система. Нетрудно понять, почему подавляющее большинство более ярких объектов главной последовательности — быстро вращающиеся звезды. Но чем вызвано внезапное исчезновение быстро вращающихся звезд близ спектрального класса F5 и медленное вращение звезд более поздних спектральных классов вдоль главной последовательности?

Рис. 99, сделанный Олином Уилсоном, представляющий собой часть диаграммы Г—Р для звезд поля, показывает «владения» быстро и медленно вращающихся звезд. Скорости вращения свыше 50 км/с появляются совершенно внезапно в классе F4 начальной главной последовательности. Звезды главной после-



Р и с. 99. Зависимость между абсолютной величиной, спектральным классом и скоростью вращения для звезд главной последовательности.

Быстро вращающиеся звезды лежат выше пунктирной линии; вращающиеся медленно или невращающиеся звезды лежат между пунктирной линией и линией начальной главной последовательности.

довательности, находящиеся выше этой линии, могут вращаться быстро вплоть до спектральных классов G 0 — G 5.

Уилсон высказал предположение, что эти звезды появились в результате эволюции звезд, первоначально находившихся поблизости от F 4. Другая любопытная особенность состоит в том, что все звезды с яркими линиями H и K (т. е., очевидно, обладающие протяженными хромосферами) расположены поблизости от линии, соответствующей начальной главной последовательности. Вращение и хромосферная активность, по-видимому, взаимно исключаются. Солнце относится к группе медленно вращающихся звезд.

Переход к быстрому вращению, скорее всего, происходит в той точке, когда внешний конвективный слой становится очень неглубоким или исчезает совсем. Было высказано предположение, что звезды с конвективными слоями имеют, подобно Солнцу, хромосферы и короны. Солнце непрерывно выбрасывает вещество; в результате этого явления, называемого солнечным ветром, вещества уносится немного, но зато происходит замедление вращения Солнца. Следовательно, если эта гипотеза справедлива, то звезды, находящиеся в «невращающейся зоне», должны замедлять свое вращение за счет истечения вещества.

Согласно одной из гипотез, хотя внешние слои этих звезд вращаются медленно, их ядра продолжают вращаться быстро. Эта гипотеза обладает целым рядом привлекательных моментов. Так, например, приняв ее, можно пренебречь зависимостью скорости солнечного вращения от широты. Однако в рамках этой гипотезы трудно объяснить, за счет чего поддерживается столь большое различие между вращением ядра и наружного слоя.

Очевидно, часто должны образовываться двойные звезды. Если компоненты звезды находятся по соседству, на развитие каждой из них окажет свое влияние наличие близкого компаньона. Именно этим эффектом объясняют существование звезд тех необычных типов, которые иногда обнаруживаются в затменных двойных системах и которые не имеют себе подобных среди изолированных звезд. Мы рассмотрим эту проблему ниже при обсуждении новых звезд (см. гл. 11).

БЕЛЫЕ КАРЛИКИ

Наиболее давним и наиболее надежно установленным в ходе исследования эволюции звезд является тот факт, что последняя видимая глазом стадия в жизни звезды — белый карлик. Первым среди такого рода объектов был открыт компаньон Сириуса. Бессель предсказал существование этой звезды по ее гравитационному воздействию на движение Сириуса. Реально он был открыт в 1862 г. в виде весьма тусклого объекта, примерно в 400 раз более слабого, чем Солнце. Поскольку по массе он близок к Солнцу, то можно было ожидать, что это холодная красная звезда. На самом деле это голубая звезда с температурой порядка 8200 К. Следовательно, поскольку каждая единица площади этой звезды излучает в 4 раза больше энергии, чем Солнце, отношение их площадей должно быть равно 1600. Отсюда ее диаметр составляет примерно $\frac{1}{40}$ диаметра Солнца, объем — $\frac{1}{40^3} = 1,56 \cdot 10^{-5}$ объема Солнца, а средняя плотность должна быть в 64 000 раз больше плотности Солнца, т. е. примерно в 90 000 раз выше плотности воды.

При таких условиях материя обладает самыми необыкновенными свойствами. Все или почти все электроны оторваны от атомов, а это означает, что вещество может быть сжато до очень высоких плотностей. Электроны не подчиняются обычным газовым законам, а, как говорят, образуют «вырожденный» газ. Такое вещество характеризуется как очень высокой электропроводностью, так и высокой теплопроводностью. Любой избыток энергии может легко перетекать из одной области в другую за счет простой теплопроводности. В уравнение состояния такого газа температура уже не входит: давление зависит только от плотности. Перейдя однажды в это состояние, звезда уже не

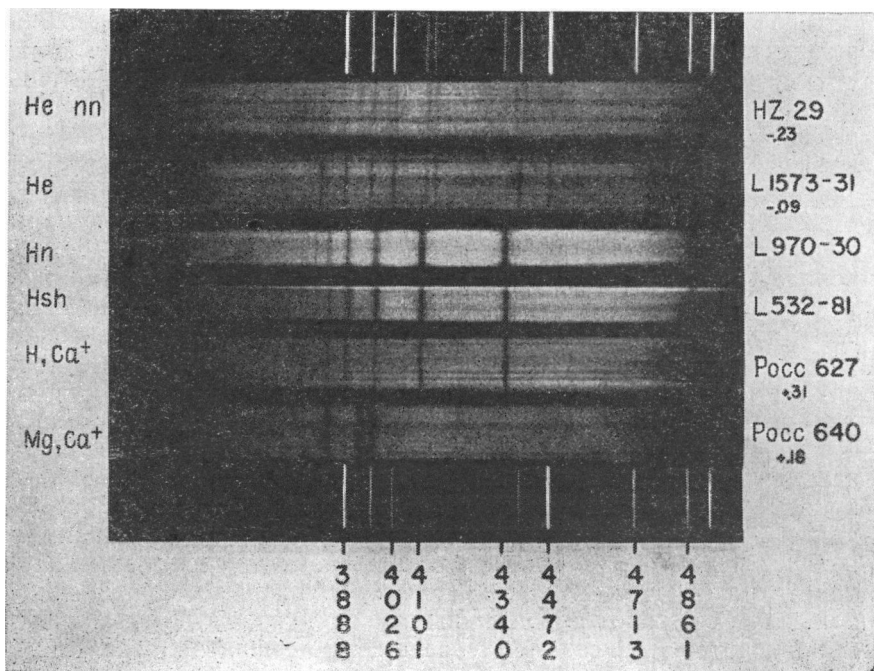


Рис. 100. Спектры белых карликов.

У таких богатых гелием звезд, как HZ 29, линии в спектрах размыты. У звезд с резкими линиями в спектрах, подобных звездам L 1573-31, L 970-30 и L 532-81, резко выделяются линии водорода. У звезды Росс 627 видны слабые линии CaII, тогда как звезда Росс 640 характеризуется сильными линиями Mg и CaII, водородных линий в спектре нет.

может выйти из него. Никакая энергия не в состоянии противодействовать гравитационному сжатию звезды. Звезда светит тускло, излучая остатки запасов своей тепловой энергии, так как ядерные источники уже давно исчерпались. Процесс угасания может быть медленным; возможно, он займет несколько миллиардов лет, так как звезда чернеет постепенно, как тлеющий уголек.

Хотя их и называют «белыми карликами» — по их прототипу звезде Сириус В, — в действительности эти по существу умершие звезды характеризуются значительным разнообразием цветов — от голубого до красного. Их спектры, исследованные весьма тщательно Гринстейном, демонстрируют замечательные свойства (рис. 100). Спектральные линии как следствие высоких плотностей неизменно расширены. Во многих случаях в спектре присутствуют линии водорода, часто линии гелия или непрерывный спектр, замыкающий все линии.

Все эти спектры подтверждают гипотезу превращения в звездах водорода в гелий, а иногда гелия в углерод или даже в конечном итоге в атомы более тяжелых элементов. Очень многочисленны богатые углеродом звезды, у некоторых из них в спектре видны молекулярные полосы углерода. Очевидно, мы наблюдаем остаточные ядра умерших красных гигантов.

Из теории следует, что радиус белого карлика зависит от его массы; чем массивнее такая звезда, тем меньше ее радиус и тем больше сила тяжести на поверхности. Частота светового кванта, покидающего поверхность плотного белого карлика, понижается, т. е. соответствующая спектральная линия смещается к красному концу спектра. Измеренные «гравитационные смещения» у звезд с известными скоростями показывают, что белые карлики имеют массы порядка 0,6 или даже 0,9 массы Солнца. Тело с массой $1/14$ массы Солнца (или меньше) просто сжалось бы до черного карлика без каких бы то ни было намеков на ядерные источники энергии. Кумар полагает, что многие слабые красные карлики, возможно, в действительности такие сжимающиеся тела, которые никогда не станут объектами, сжигающими водород. Около 4% вещества Галактики заключено в белых карликах голубоватого цвета; красных карликов, возможно, даже больше. Их находят в рассеянных скоплениях, которые, подобно скоплению Гиады, содержат звезды, прошедшие определенный эволюционный путь (гиганты), но не находят в молодых скоплениях, в которых звезды ветви гигантов отсутствуют. Несомненно их много в шаровых скоплениях, где их не видно только потому, что они слишком слабы. Наиболее вероятными кандидатами на место предшественников белых карликов являются слабо светящие ядра планетарных туманностей, старые новые звезды и слабые голубые звезды шаровых скоплений.

ФОРМИРОВАНИЕ ЗВЕЗД

Хотя поздние стадии звездной эволюции известны и почти полностью отождествлены угасающие звезды, ранние стадии формирования звезд все еще недостаточно ясны. Мы уже видели, что существование ярких звезд высокой светимости, таких, как γ Лебеда, μ Цефея или Ригель, не может быть длительным, и этот факт сам по себе означает, что формирование звезд должно происходить непрерывно где-то «на наших глазах». Основная трудность — опознать этот процесс.

По-видимому, холодные пыль и газ межзвездной среды каким-то образом должны собраться в сгусток или облако, плотность которого оказалась бы достаточной для стягивания частиц в одно тело под действием силы притяжения. Этот первый шаг на пути к образованию звезды с трудом поддается

истолкованию, и пока еще никто не дал подходящего теоретического описания этого процесса. Все согласны, что если в один прекрасный момент тяготению удалось удержать такое облако от разлета, последующая эволюция звезды будет идти относительно быстро. Скорость эволюции будет зависеть от массы: более массивный объект будет сжиматься относительно быстро, тогда как для менее массивного процесс будет идти медленнее. С увеличением сжатия недра объекта будут нагреваться все сильнее и сильнее, пока, наконец, объект не станет светить как настоящая звезда. Сжатие звезды будет продолжаться до тех пор, пока центральная температура не станет достаточной для начала ядерных реакций. Центральная температура стабилизируется на том ее значении, при котором обеспечен выход всей энергии, вырабатываемой при превращении водорода в гелий. Пока в ядре не будет истрачен весь водород, звезда будет находиться на главной последовательности, а после этого она эволюционирует в сторону от главной последовательности в виде субгиганта, гиганта или сверхгиганта. Тело с массой, скажем, порядка 1 % массы Солнца никогда не сможет развить центральную температуру, достаточно высокую для поддержания ядерных реакций; оно останется холодным планетоподобным объектом, так никогда и не вкусив славы звезды.

По-видимому, наиболее перспективны поиски формирующихся звезд в темных облаках Млечного Пути. Почти все молодые яркие голубые звезды находятся внутри или поблизости от сильно экранируемых областей или от областей, в которых видны признаки наличия межзвездного вещества. Не всегда можно рассчитывать встретить яркие звезды в тесной связи с темными облаками межзвездной материи. Раз очень яркая звезда «включена», ее излучение оказывает сильное воздействие на окружающий газ. Водород, находящийся непосредственно по соседству с этой звездой, нагревается до высокой температуры и ионизируется. Расширяющийся нагретый газ создает ударную волну, которая, распространяясь сквозь более холодную окружающую среду, в конечном итоге приводит к рассеянию значительной части первоначального межзвездного облака.

В нашей Галактике астрономы обнаружили ряд «ассоциаций», т. е. групп звезд, которые, по-видимому, образовались относительно недавно. Два типа ассоциаций были открыты В. А. Амбарцумяном, первым обратившим внимание на важность этого явления. Так называемые О-ассоциации состоят из ярких горячих звезд, а Т-ассоциации — из относительно слабых объектов, по-видимому развивающихся в звезды главной последовательности, подобные Солнцу. Т-ассоциации обязаны своим названием большому числу переменных типа Т Тельца — карликообразных звезд, погруженных в громадные облака меж-

звездного «смога» и газа. Эти объекты были весьма тщательно исследованы Джоем, Хербигом и Аро. Все существующие в настоящее время данные указывают на то, что эти звезды, находящиеся в процессе образования, еще не обосновались на главной последовательности.

Звездные ассоциации — это не скопления, хотя, вероятно, рассеянное скопление может иногда сформироваться из ассоциации. Просто эти звезды образовались в некоторой области, после чего они разбегаются в разные стороны с быстротой, соответствующей их скоростям. Исследования пространственных движений этих звезд по их собственным движениям и лучевым скоростям дают во многих случаях скорости расширения ассоциаций; тогда, зная их расстояния, можно определить и возраст ассоциации. Таким путем Блаау нашел, что возраст ассоциации Ящерицы составляет около миллиона лет, а ассоциация Скорпиона — Центавра, по-видимому, в действительности состоит из двух или трех ассоциаций, возраст которых около 20 млн. лет. Особенно интересна область Ориона. Время расширения для Пояса составляет всего около 4 млн. лет, но, по данным Странда, возраст звезд Трапеции меньше миллиона лет. В области Ориона общая масса звезд составляет около 10 000 солнечных масс, а по оценке Менона, сделанной им на основе исследований излучения холодного водородного газа на волне 21 см, полная масса газа близка к 100 000 масс Солнца. Очевидно, большая часть вещества в области Ориона находится в диффузном состоянии. Поучительные выводы можно сделать из диаграммы цвет — звездная величина для тех скоплений и ассоциаций, звезды которых, как полагают, находятся еще в процессе формирования. Одним из лучших примеров может послужить исследованная Уокером ассоциация NGC 2264; результаты Уокера представлены на рис. 101.

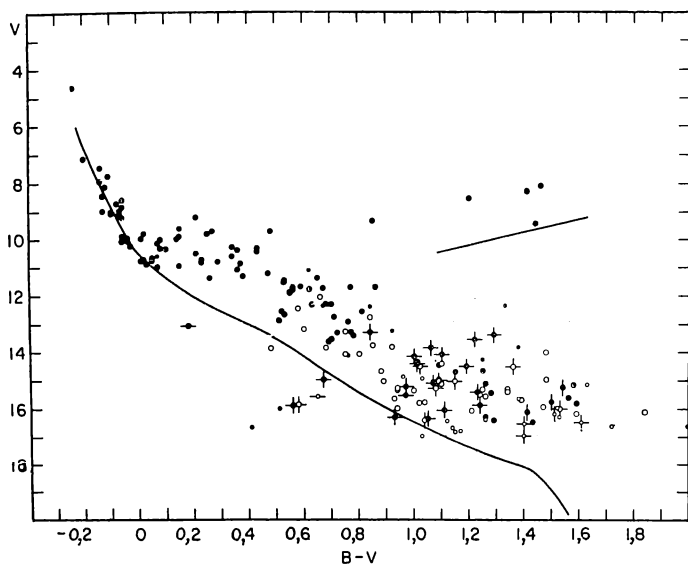
Видимая величина или даже более точный ее фотоэлектрический эквивалент (так называемая V -величина Гаролда Джонсона) нанесена как функция показателя цвета $B - V$ («синяя величина минус видимая»). Значки на графике — действительно наблюдавшиеся величины и цвета (исправления за межзвездное покраснение не внесены). Точки соответствуют фотоэлектрическим наблюдениям, кружки — фотографическим измерениям, прокалброванным с помощью фотоэлектрических измерений. Вертикальными линиями, проведенными через точки, показаны известные переменные, горизонтальными линиями — звезды, у которых Хербиг обнаружил эмиссию $H\alpha$. Сплошными линиями изображены стандартная главная последовательность (идущая почти с самого верха слева до самого низа справа) и последовательность гигантов.

На рис. 102 воспроизведено проведенное Уокером сравнение цветов звезд в этом скоплении. Здесь показатель цвета $U-B$ (ультрафиолет минус синий цвет) нанесен на график как функция показателя цвета $B-V$ (синий минус видимый цвет). Сплошная линия показывает связь между $U-B$ и $B-V$ для нормальных, не подверженных покраснению звезд главной последовательности (см. приложение V). Небольшой сдвиг голубых звезд с линии главной последовательности указывает на небольшое покраснение. Эффект покраснения вследствие межзвездного поглощения должен добавлять к показателю цвета $B-V$ около $0,082^m$. Это накладываемое межзвездным поглощением покраснение называют *избытком цвета*. Предполагая величину отношения избытка цвета к полному поглощению для NGC 2264 таким же, как и в других областях Галактики, Уокер оценивает полное поглощение около $0,25^m$. Расстояние скопления равно примерно 975 парсек.

Хотя самые яркие звезды хорошо ложатся на главную последовательность, определяемую нормальными звездами из окрестностей Солнца, более слабые звезды иногда заметно отклоняются от нормы. Анализируя распределение цвет — звездная величина, мы замечаем, что за нулевым показателем цвета, соответствующим таким звездам класса А, как Сириус или Вега, почти все звезды попадают на главную последовательность, определенную по близким к Солнцу нормальным звездам. Более слабые и более красные звезды — в большинстве переменные с яркой водородной эмиссией, что указывает на наличие протяженных хромосфер или на то, что они находятся внутри туманности. Кроме того, как было показано Хербигом и Аро, переменные звезды имеют избыток излучения в ультрафиолете. На диаграмме $U-B$ как функции $B-V$ их место выше линии стандартной главной последовательности, что и указывает на избыток излучения в ультрафиолете.

Очевидно, мы являемся свидетелями формирования звезд из пылинок и газа в огромных межзвездных облаках Млечного Пути. По мере гравитационного сжатия и формирования звезды на диаграмме V как функции $B-V$ происходит ее постепенное смещение влево. Но, конечно, эволюция не сводится только к одному процессу. Явления переменности блеска звезд и аномальные цвета некоторых из них дают нам многочисленные доказательства нестационарности в ходе эволюционного развития. Теоретические попытки довести звезду до главной последовательности за счет сжатия естественно предполагают регулярный процесс. Поэтому неудивительно, что теория не во всех деталях согласуется с наблюдениями.

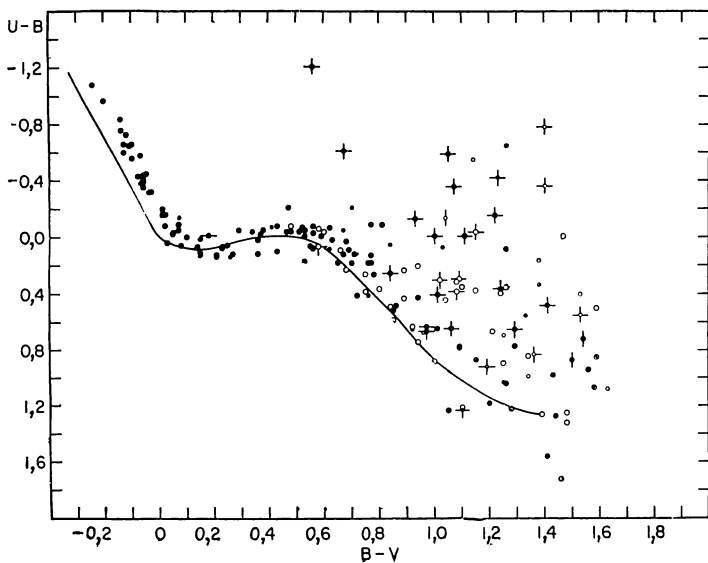
Ранняя стадия жизни звезды, когда происходит ее сжатие из межзвездной материи, по-видимому, относится ко времени

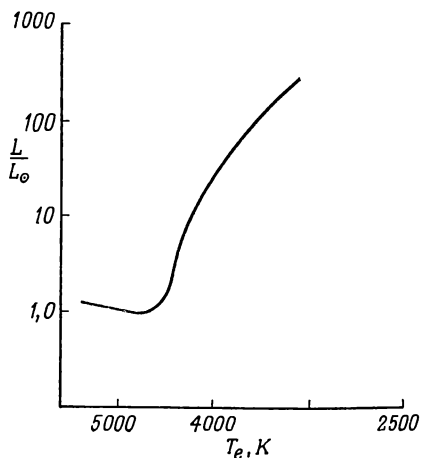


Р и с. 101. Диаграмма цвет — звездная величина для ассоциации NGC 2264. Видимая величина V нанесена в функции показателя цвета ($B-V$).

Р и с. 102. Сравнение цвета звезд в ассоциации NGC 2264.

Ультрафиолетовый минус синий ($V-B$) показатель цвета нанесен на график в функции ($B-V$)-показателя цвета (синий минус визуальный).





Р и с. 103. Эволюция Солнца на раннем этапе его развития.

Яркость Солнца дана как функция температуры поверхности; Солнце сжимается и продвигается в направлении к главной последовательности.

значительной нестационарности. Образование звезды в виде конденсации вещества в облаке сопровождается как дальнейшим присоединением вещества, так и выбросом его обратно в облако. Постепенно звезда в какой-то мере нормализуется, приобретая привычную для нас видимость (в это время начинают действовать термоядерные источники), но, прежде чем наступит эта стадия в жизни звезды, могут произойти всевозможные интересные события — от построения легких элементов до образования планетных систем. Вероятно, нередко сжимающийся сгусток медленно вращается, по мере сжатия он будет вращаться все быстрее, пока, наконец, не разорвется на два или больше фрагмента. Один из фрагментов может подвергнуться дальнейшему разрыву на планетоподобные тела. Эта стадия звездной эволюции, вероятно, усложняется наличием магнитных полей, которые способны оказывать поразительное воздействие на ионизованный газ и даже могут иногда действовать как тормоз на отдельно вращающиеся шары. На рис. 103 показана эволюция Солнца на стадии его подхода к главной последовательности. Обратите внимание на то, что, когда звезда сжимается и температура ее растет, яркость быстро падает.

Процесс образования звезды, подобный Солнцу, по-видимому, охватывает миллионы лет, поэтому мы наблюдаем целый ряд таких объектов в нашей Галактике, но образование звезд высокой светимости — или по крайней мере стадия начала их свечения, — вероятно, занимает все же очень небольшой интервал

времени. Как мы уже отмечали выше, раз уж яркая горячая звезда сформировалась, она будет оказывать заметное влияние на окружающие ее пылинки и газ.

Иногда оказывается, что очень яркие звезды разбегаются из ассоциаций с очень большими скоростями. Таковы, например, АЕ Возничего и μ Голубя, которые, по-видимому, вышли из области Ориона. Эти звезды не могли бы приобрести такие большие скорости в результате слабого гравитационного взаимодействия с соседними членами ассоциаций, и Блаау высказал интересную гипотезу о происхождении этих скоростей. Предположим, что чрезвычайно массивный «ком» конденсируется в нормальную звезду с массой 10—20 масс Солнца и оставшаяся при этом от «кома» масса в 200—300 раз превышает массу Солнца. Эти два объекта образуют двойную «звезду», обращающуюся вокруг их общего центра масс и в то же время все-таки еще сжимающуюся, но более массивный компонент так никогда и не сожмется в устойчивый объект. Его центральная температура становится столь высокой, что вся масса до мельчайших частиц оказывается развешанной; остается лишь нормальная звезда, все еще движущаяся со скоростью, может быть, 100 км/с. Поэтому она и улетает с такой громадной скоростью, оставляя далеко позади ассоциацию.

ОБРАЗОВАНИЕ ХИМИЧЕСКИХ ЭЛЕМЕНТОВ В ЗВЕЗДАХ

Тот факт, что в звездах могут создаваться химические элементы, является одним из важнейших выводов современной астрофизики. В разное время неоднократно высказывались предположения, что необходимые для создания элементов ядерные реакции, вероятно, могут происходить в звездах, но лишь недавно удалось отождествить соответствующие специфические механизмы.

Отнюдь не малозначащие сведения дает химический состав Солнечной системы, как количественный, так и качественный. Будучи правильно интерпретированы, эти сведения представляют своего рода космическую летопись. Отсюда первейшая задача — собрать данные о количественном содержании элементов в Солнечной системе. Анализ пород земной коры полезен лишь в весьма ограниченных пределах. Химический состав земной коры, конечно, не лучше характеризует средний состав Земли, чем состав золы в плавильном тигле — состав первоначального образца. Во всех случаях железо, никель или так называемые благородные металлы, подобные золоту и платине, стремятся «осесть» на дно, а такие металлы, как магний, алюминий и натрий, стремятся «всплыть» вверх. Поэтому очень

трудно судить по составу земной коры, каким должен был быть первоначальный состав Земли. Более того, в ходе самого процесса формирования Земля должна была потерять большую часть водорода, гелия, азота и других газов.

По идее можно было бы рассчитывать, что наиболее надежные данные о первичном химическом составе Солнечной системы должно дать Солнце. К сожалению, определение химического состава Солнца связано с большими трудностями даже для распространенных элементов из-за неточного знания чисел f , а более слабые линии менее обильных элементов блендированы сильными линиями более обильных металлов (см. гл. 5). Для многих элементов содержание их на Солнце вообще невозможно установить. Поэтому мы вынуждены искать дополнительные источники данных на других телах Солнечной системы. Принято считать, что особый класс каменных метеоритов, называемых углистыми хондритами, может служить хорошим образцом нелетучих элементов. На основе разумного сочетания метеоритных и солнечных данных была предпринята попытка воссоздать первоначальный состав Солнечной системы. Но у нас нет полной уверенности в том, что любая порода, которой мы можем завладеть, — подлинный образец вещества Солнечной системы. Лунные породы, вероятно, демонстрируют последствия сложной истории дробления, плавления и облучения Солнцем. Возможно, самым лучшим образцом мог бы служить кусок головы «новой» кометы или кусок спутника внешней планеты Солнечной системы, но, чтобы получить такой образец, и в том и в другом случае необходимы весьма совершенные космические зонды. Маловероятно, однако, чтобы представление о количественном содержании элементов сильно изменилось по сравнению с картиной, изображенной на рис. 104.

Анализируя данные рис. 104, можно отметить следующие характерные особенности состава тел Солнечной системы.

1. Водорода больше, чем всех других вместе взятых элементов; гелий занимает второе место, причем на каждый атом гелия приходится 10—12 атомов водорода.

2. Существует глубокий минимум, соответствующий литию, бериллию и бору.

3. За этим глубоким минимумом следует пик, обусловленный углеродом, азотом, кислородом и неоном.

4. Вслед за кислородным пиком идет скачкообразное падение вплоть до скандия.

5. Резкое повышение обилия наблюдается для железа, а затем опять идет неравномерное уменьшение до атомного веса 100 (атомный номер $Z = 45$).

6. После $Z = 45$ уменьшение обилия происходит более плавно; небольшие пики приходятся на барий и свинец. После

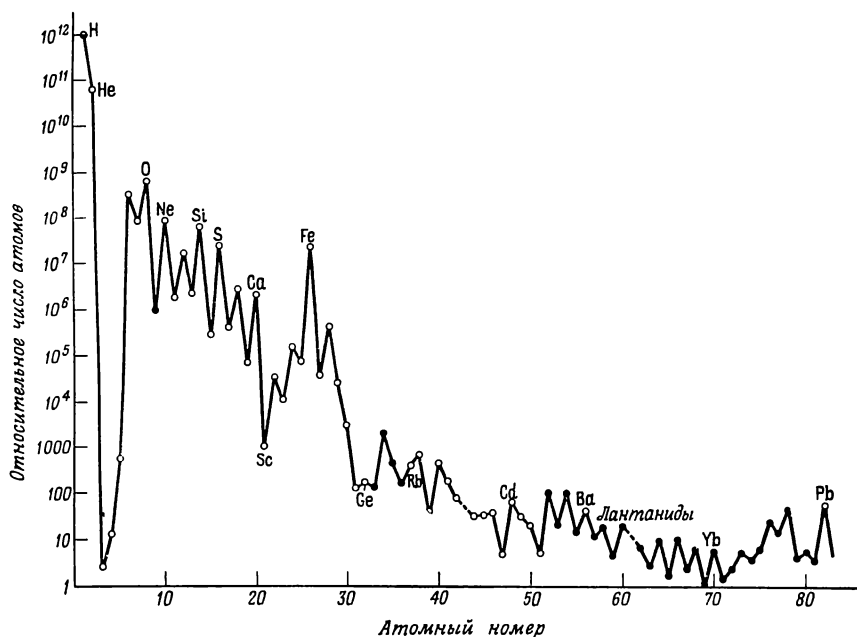


Рис. 104. Содержание элементов в Солнечной системе.

Светлыми кружками обозначены величины, взятые Аллером из обобщенных данных о составе Солнца. Черными кружками отмечены величины, полученные из анализа хондритов. Недавно были получены более точные данные.

свинца кривая резко идет вниз и обрывается; последний устойчивый элемент — висмут.

7. Существует заметное различие между элементами с четными и нечетными номерами: элементы с четными Z более обильны. Так, углерода, кислорода, неона больше, чем азота, фтора или натрия, а кремния и серы больше, чем фосфора. Это так называемое правило Оддо и Харкинса.

Данное распределение элементов не является чисто случайным; в нем по существу заложены источники информации о механизмах, в результате действия которых были созданы элементы. Для объяснения образования элементов было предложено несколько теорий, но все они представляют варианты двух основных идей: I — элементы образовались на ранней стадии эволюции Вселенной; II — первичным элементом был водород, а все остальные элементы образовались из него в результате процессов, происходящих в звездах или в звездных оболочках. Первая теория, вообще говоря, связана с гипотезой происхождения Вселенной в результате «большого взрыва». Согласно этой

точке зрения, все вещество Вселенной было когда-то спрессованно в субстанцию столь невероятно высокой плотности и температуры, что по существу материя состояла из одних нейтронов. Когда Вселенная начала расширяться, нейтроны распались на протоны и электроны. При захвате протонами нейтронов образовался водород, который, в свою очередь, вскоре перестроился в гелий. Трудность этой предложенной Гамовым гипотезы в том, что образование элементов фактически заканчивается на гелии, так как α -частицы не могут захватывать нейтроны. Ведь частиц с массой 5 (а также с массой 8) в природе не существует. Если бы можно было придумать, как обойти эту трудность, теория Гамова, возможно, пригодилась бы для объяснения образования многих обычных изотопов и атомных ядер. Один из возможных способов разрешения этой трудности — одновременное столкновение трех (а не двух) ядер; но, по-видимому, необходимые для этого процесса плотности и температуры труднодостижимы.

Следующие аргументы говорят в пользу гипотезы образования элементов в звездах:

1. Состав звезд весьма разнообразен, но в основе своей эти различия сводятся к двум типам: а) аномально низкое отношение количества металлов к количеству водорода, как у «субкарликов»; б) для атмосфер характерны аномальные отношения обилий более тяжелых элементов, например углерод/кислород, цирконий/титан, и избыточные количества марганца, ртути, галлия и даже более необычных элементов.

2. Звезды с низким отношением металлы/водород — неизменно очень старые звезды, хотя нормальные отношения металлы/водород могут быть у звезд всех возрастов.

3. Особенности кривой содержания элементов таковы, что их, по-видимому, невозможно объяснить каким-либо одним процессом или рядом условий.

Если предположить, что все элементы, за исключением водорода, были изготовлены в звездах, то придется признать, что звезд первого поколения уже не существует; даже самые старые из известных звезд можно рассматривать как развившиеся из материала еще более старых объектов. С другой стороны, если мы постулируем, что элементы были созданы на заре развития Вселенной, то трудно понять, почему у некоторых очень старых звезд, таких, как HD 140 283, не такое же отношение металлы/водород, как у Солнца. Если мы примем гипотезу «большого взрыва», происшедшего 10, 15 или 20 млрд. лет назад, то можем считать, что какая-то часть более тяжелых элементов образовалась в то время. Мы располагаем определенными данными, свидетельствующими о существовании во всей наблюдаемой Вселенной «фоновое» излучения, соответствующего темпе-

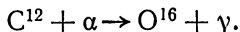
ратуре 3 К. Если это фоновое излучение интерпретировать как остаток излучения гигантского огненного шара на заре творения («большой взрыв») и если сделать точнейшие возможные оценки плотности материи в наблюдаемой Вселенной, то можно оценить условия, которые существовали для построения элементов в первые часы расширения Вселенной. Вычисления, основанные на моделях «большого взрыва» Вселенной, дают относительные содержания водорода, дейтерия, He^3 , He^4 и, может быть, также Li^7 , не столь уж далекие от наблюдаемых величин. Более тяжелые элементы, например сера, этим путем в достаточном количестве образовываться не могут. Дополнительные ядра тяжелых атомов могли образоваться в недрах звезд, в особенности в недрах массивных звезд. Некоторая доля этого материала должна была вернуться в межзвездную среду, из которой формируются новые звезды. На последних стадиях эволюции массивной звезды могут создаваться самые поразительные особенности в содержании элементов.

И действительно, Дж. и М. Бербиджи, Фаулер и Хойл, Камерон и их сотрудники отождествили не менее восьми различных типов процессов, необходимых для создания наблюдаемого содержания элементов, в дополнение к любому возможному образованию элементов при первоначальном «большом взрыве» Вселенной. Мы кратко опишем эти механизмы.

В ходе нормальной выработки энергии в звездах водород превращается в гелий. В конце концов в ядрах некоторых звезд может начаться превращение гелия в углерод, что возможно при «тройном альфа-процессе» (предложенном Эпиком и далее детально разработанном Салпитером), когда три α -частицы почти одновременно встречаются вместе. Получившееся при столкновении двух α -частиц ядро Be^8 , хотя и живет недолго (10^{-14} с), позволяет захватить еще одну α -частицу, если плотность и температура достаточно высоки:



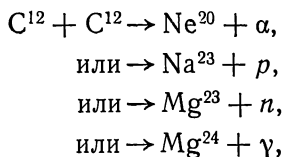
Точное знание скорости этого процесса зависит от трудного и требующего тонкого искусства эксперимента, и некоторая неточность остается. Но раз углерод образовался, столкновения между ядрами C^{12} и α -частицами порождают O^{16} в соответствии с реакцией



При условиях, существующих в недрах звезд, скорости реакций таковы, что ядра углерода и кислорода появляются в одинаковых количествах, хотя в большинстве случаев кислорода в звездах больше, чем углерода. В сильно проэволюционировавших

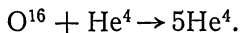
звездах классов R и N углерод по количеству преобладает над кислородом (см. гл. 4).

При температурах, близких к 1 000 000 000 К, которые могут встречаться в ядрах сильно проэволюционировавших звезд, даже некоторые ядра углерода имеют энергии, достаточные для преодоления сильного электрического отталкивания между одноименно заряженными ядрами. Тогда при таких реакциях, как

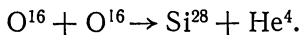


может происходить «сгорание» углерода.

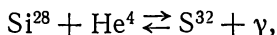
Естественно, протоны и нейтроны очень быстро поглощаются, и почти также скоро поглощаются α -частицы. При этих температурах могут происходить и многие другие реакции, включая реакции расщепления, т. е. дробление ядра при столкновении с другой частицей. Примером служит реакция



Детальные вычисления Дейвида Арнста и Джеймса Транана показывают, что самые обильные ядра — Ne^{20} , Na^{23} и Mg^{23} — могут образовываться примерно в отношениях, как раз наблюдаемых для Солнечной системы. Если звезда настолько массивна, что возможно ее дальнейшее сжатие и рост температуры, может начаться «горение кислорода» при реакциях, подобных реакции



Что же происходит, когда температура и плотность возрастают до все более и более высоких значений? Реакции будут идти все быстрее и быстрее; некоторые ядра окажутся при этом надстроеными, другие — раздробленными. Бодански, Фаулер и Клейтон пришли к выводу, что при температурах выше 3 000 000 000 К устанавливается равновесие даже для таких реакций, как



т. е. кремний захватывает α -частицу и образуется S^{32} с излучением γ -кванта; и обратно, ядро S^{32} поглощает γ -квант и подвергается распаду на $\text{Si}^{28} + \text{He}^4$. Эти реакции могут воспроизвести химический состав Солнца при условии наличия равновесной ситуации с «горением» кремния.

В подобных равновесных ситуациях большинство устойчивых ядер, т. е. ядер, составляющие частицы которых упакованы

более компактно, оказываются в более благоприятных условиях, чем ядра с не столь прочной упаковкой. В интервале между кальцием ($A = 40$) и никелем ($A = 60$) в наиболее благоприятных условиях будет железо, затем хром, никель и другие металлы группы железа.

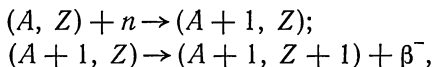
Таким образом, нам нетрудно объяснить высокое содержание таких элементов, как неон, магний, кремний и сера, которые, по-видимому, образуются при горении углерода, кислорода и т. д. в плотных ядрах сильно проэволюционировавших звезд. Некоторое количество этих веществ должно было ускользнуть в межзвездную среду, из которой рождаются звезды более позднего поколения. «Железный пик» требует очень высоких температур и плотностей, которые могут быть только в ядрах очень массивных звезд. Проблема получения этого материала, рассеянного в межзвездной среде без каких бы то ни было изменений, весьма трудна. Полагают, что подобное вещество в действительности попадает в межзвездную среду при взрывах сверхновых звезд.

Хотя относительное количество элементов во Вселенной сначала быстро падает, после железа распределение становится более плоским, а после германия и олова следует неравномерное уменьшение. Последние элементы не могут создаваться при простом подъеме плотности и температуры в «ядерной печи». Фактически такие элементы, как ртуть, золото или висмут, вообще не должны появляться. И наоборот, подъем температуры и плотности должен вызывать раскол железа на α -частицы при значительном поглощении энергии из окружающей среды. В конечном счете, если бы температура и плотность могли возрасти до бесконечности, то не должно было бы остаться ничего, кроме нейтронов.

Ключ к разгадке происхождения этих более тяжелых элементов, согласно гипотезе Гамова, в том, что все ядра были построены путем последовательного захвата нейтронов. Но если такие элементы были построены в звездах, то откуда взялись нейтроны? Приемлемый ответ на этот вопрос был дан Камероном, а также Бербиджами, Фаулером и Хойлом, которые показали, что в действительности число необходимых нейтронов по сравнению с числом атомов углерода, кислорода и неона очень мало и что нейтроны могли бы образоваться при таких реакциях, как $\text{Ne}^{21} + \alpha \rightarrow \text{Mg}^{24} + n$ или $\text{C}^{13} + \alpha \rightarrow \text{O}^{16} + n$. Однажды образовавшись, эти нейтроны могли захватываться ядрами железа и других элементов для надстройки все более тяжелых ядер. Нейтрон не несет заряда, поэтому он не испытывает электрического отталкивания и без труда может проникать в ядро. Полагают, что при таких грандиозных явлениях, как взрывы сверхновых звезд, нейтроны могут появляться сразу в больших

количествах. При более спокойной эволюции массивных звезд также могут образовываться нейтроны, но процесс этот более медленный. Различие в типах ядер, получающихся в результате надстройки, зависит от того, подвергаются атомы воздействию нейтронов высокой или низкой плотности.

Допустим, что ядро с атомным весом A и зарядом (атомным номером) Z захватывает нейтрон. Оно становится нуклидом [изотопом] с атомным весом $A + 1$, но все еще имеет заряд Z . Отношение числа нейтронов к числу протонов в ядре изменяется в пользу нейтронов. Ядро может выбросить электрон и стать изотопом с атомным весом $A + 1$ и атомным номером $Z + 1$. Эта реакция записывается в виде



где β обозначает бета-частицу, т. е. электрон, выброшенный из ядра. Вообще говоря, ядро стремится сохранить сравнимые между собой числа протонов и нейтронов. У более тяжелых устойчивых ядер число нейтронов превышает число протонов; например, у Fe^{56} $Z = 26$ и $A - Z$ (число нейтронов) $= 30$. Добавку нейтронов нельзя продолжать до бесконечности, не допуская излучения β -частиц, которое возникает как попытка восстановить какое-то равновесие.

Если плотность нейтронов мала, то интервал времени между захватом одного, а потом второго нейтрона тем же ядром достаточно велик для выброса β -частицы. Допустим, что плотность нейтронов настолько велика, что ядро захватывает второй нейтрон прежде, чем ему представился случай выбросить β -частицу, т. е. $(A, Z) + 2n \rightarrow (A + 2, Z)$ или даже $(A, Z) + 3n \rightarrow (A + 3, Z)$. Такие ядра в конце концов при выбросе β -частицы распадутся, но обратите внимание, что результирующие ядра (продукты распада) будут состоять из комбинаций (A', Z) , которые не могут создаваться при медленном, ленивом добавлении нейтронов. Фактически почти все ядра более тяжелых элементов создаются благодаря одному из этих (иногда и тому и другому) процессов. Небольшое исключение составляют так называемые богатые протонами ядра, которые, по-видимому, должны образовываться в результате бурных процессов при взрывах сверхновых звезд.

Резюмируем: тяжелые ядра могут образовываться или при бурных событиях, связанных с взрывами сверхновых звезд, при которых нейтроны выделяются в больших количествах, или в ядрах массивных звезд, где нейтроны производятся не в столь больших дозах.

Теперь мы сумеем дать приемлемую интерпретацию звездам класса S с тяжелыми металлами и углеродным звездам.

У звезд S обнаруживается повышенный запас металлов группы циркония, в том числе технеция ($Z = 43$), который был создан искусственным путем, но в ином виде на Земле не существует. В составе некоторых из этих звезд имеется также много бария и других тяжелых элементов. Углеродные звезды с их преобладанием углерода над кислородом, а иногда с повышенным содержанием C^{13} свидетельствуют нам о происходящих в звездах ядерных реакциях. Как именно этот материал, создающийся глубоко в недрах звезд, доставляется на поверхность, не будучи рассеян вплоть до мельчайших частиц, остается одной из величайших загадок.

Три элемента — литий, бериллий и бор — не могут вырабатываться в звездах, так как они быстро распадаются на α -частицы и протоны. Однако они существуют в космических лучах, и все думают, что эти ядра создаются при распаде ядер более тяжелых элементов (таких, как кислород или неон) в результате соударений последних с частицами очень высоких энергий, — подобные события могли происходить чаще в более ранний период истории Солнечной системы. Низкое содержание этих элементов согласуется с предположением об особом механизме их образования. Возможно, некоторое их количество образовалось при первичном «большом взрыве».

Хотя в понимании происхождения химических элементов, по-видимому, достигнуты определенные успехи, многое еще остается загадочным. Рассмотрим звезды классов A и B с аномальным составом. Некоторые из этих объектов — спектральные переменные — демонстрируют такие периодические изменения интенсивности линий хрома и элемента из группы лантанидов (редкие земли) европия, как если бы разные элементы были сконцентрированы в различных областях поверхности звезды. У некоторых звезд имеются магнитные поля, интенсивность которых периодически изменяется; магнитное поле других звезд меняется нерегулярным образом. У некоторых звезд, например у 53 Тельца, повышенное содержание марганца сочетается с повышенным содержанием галлия и ртути. Другие, как 3 Центавра и HR 8349, обнаруживают повышенное количество фосфора. У ϕ Геркулеса в избытке скандий, а у HR 6870 в избытке хлор, железо, титан и особенно стронций. Пожалуй, еще более поразительна звезда, открытая Пржыбыльски, у которой железо отсутствует, а в спектре выделяется редкоземельный элемент гольмий.

Обычно считается, что эти аномальные химические составы присущи поверхностным слоям звезд. Соответственно были предприняты попытки объяснить их, постулируя, что в гигантских областях звезды, аналогичных солнечным пятнам, протоны, α -частицы и другие заряженные частицы ускоряются до высо-

ких энергий быстро меняющимися магнитными полями. Эти частицы, сталкиваясь с ядрами железа, бария, кислорода и прочих элементов, выбивают из них протоны, нейтроны и другие частицы, что и приводит к образованию ядер марганца, галлия, фосфора и других элементов, которые не могут образоваться в заметных количествах в ходе обычных процессов.

Все теории такого рода сталкиваются с серьезными трудностями. Аномальные элементы должны быть сконцентрированы в тонком слое. Для их создания необходимо великое множество частиц высоких энергий. Кислорода, железа и подобных им элементов может на это не хватить. Однако наличие в HR 465 прометия — элемента с очень коротким временем жизни — говорит в пользу этой теории.

Несомненно, что вещество, из которого была сформирована Солнечная система, имело свою весьма запутанную историю. Значительная часть этого материала была первичного происхождения, но какая-то часть должна была подвергнуться обработке в двух (а может быть, и более) поколениях звезд. Особенно существенную помощь в выяснении этих вопросов, по-видимому, могут оказать изотопы тяжелых элементов, таких, как редкий газ ксенон и встречающиеся в природе радиоактивные элементы уран и торий. Соответствующие данные наводят на мысль, что материал, из которого впоследствии была «собрана» Солнечная система, мог быть «засеян» радиоактивными и другими ядрами, созданными в результате вспышки сверхновой звезды. В частности, интервал времени между рождением некоторых из этих элементов и образованием Солнечной системы мал по сравнению с теми 5—10 млрд. лет, которые прошли между образованием самых старых звезд и рождением Солнца. Если мы признаем гипотезу о циклических превращениях вещества в звезды и межзвездную среду, идущих в сочетании с процессами построения элементов, то мы вправе ожидать корреляции между содержанием металлов в звезде и ее возрастом. Молодые звезды должны быть богаты металлами, старые звезды бедны ими. Однако, хотя молодые звезды, бедные металлами, неизвестны, все же встречаются звезды очень солидного возраста с таким же количественным отношением металлов к водороду, как у Солнца или у звезд ассоциации Ориона. Возможно, образование элементов происходило особенно энергично в начальный период истории Галактики, но с разной скоростью в различных местах. Соответственно этому содержание металлов в звездах должно зависеть не только от того, когда, но и где образовалась звезда — в шаровом скоплении, подобном M92, или в таком рассеянном скоплении, как M67.

Еще одна загадка — кажущаяся однородность химического состава достижимых частей Вселенной. Различия в химическом «гриме» звезд в пределах нашей Галактики, по-видимому, значительно больше установленных различий между нашей Галактикой и Магеллановыми Облаками или спиралью Треугольник М33. Подробности историй этих систем могут быть весьма разными, и тем не менее повсюду действуют одни и те же процессы.

Еще одна проблема — обилие гелия. Если этот элемент образовался в ходе «большого взрыва», то отношение гелия к водороду по числу атомов должно быть порядка 0,1. Действительно, вычисления отрезков эволюционных путей для старых звезд шаровых скоплений, проведенные Джоном Фолкнером и Ико Айбенем, приводят к предположению, что это отношение именно таково. С другой стороны, в атмосферах голубых сильно проэволюционировавших звезд шаровых скоплений содержание гелия, по-видимому, очень низкое (Сарджент, Сирл, Гринстейн и Мюнч). Возможно, эти звезды подобны звездам с особым составом, у которых также явный дефицит гелия. Кроме того, по-видимому, аномально мало содержание гелия для Солнца, выведенное из наблюдений солнечного ветра и солнечных космических лучей. Тем не менее отношение гелия к водороду (по числу атомов) и в нашей собственной Галактике, и в других галактиках составляет 0,10—0,12.

10. ПУЛЬСИРУЮЩИЕ ЗВЕЗДЫ

Хотя в большинстве своем звезды в Галактике за сутки, месяцы и даже тысячелетия по существу почти не меняются, поведение некоторых их представителей отнюдь не столь безмятежно. Число этих звезд сравнительно невелико, но они привлекают к себе самое пристальное внимание: именно такие явно аномальные объекты могут иметь ключевое значение для создания теории строения и эволюции звезд.

Эту главу мы посвящаем звездам, блеск которых непрерывно меняется, то возрастая, то падая, хотя эти изменения не обязательно происходят строго правильным образом. Звезды, видимый блеск которых колеблется, называют *переменными*; у одних эти колебания периодические, у других — нерегулярные: в пределах от нескольких процентов до нескольких сот раз. Здесь мы коснемся главным образом периодических переменных, таких, как звезды типа RR Лиры, и родственных им переменных, обнаруживаемых в шаровых скоплениях, классических цефеид, звезд типа δ Щита (или карликовых цефеид), долгопериодических переменных и звезд типа β Большого Пса. По-видимому, все эти звезды объединяет одно общее свойство: изменения их блеска обусловлены хотя бы отчасти пульсациями тела звезды.

На рис. 105 показано положение переменных разных типов на диаграмме Герцшпрунга — Рассела.

ЦЕФЕИДЫ

Прежде чем начать обсуждение причин, которые делают звезду переменной, приведем некоторые известные факты о переменных цефеидах. Звезды эти, открытые в 1794 г. Гудрайком и названные по их прототипу — звезде δ Цефея, — делятся на две довольно четко определенные подгруппы. К первой группе относятся цефеиды типа скоплений и населения сферической составляющей, которые часто и в больших количествах обнаруживаются в шаровых звездных скоплениях. Цефеиды с перио-

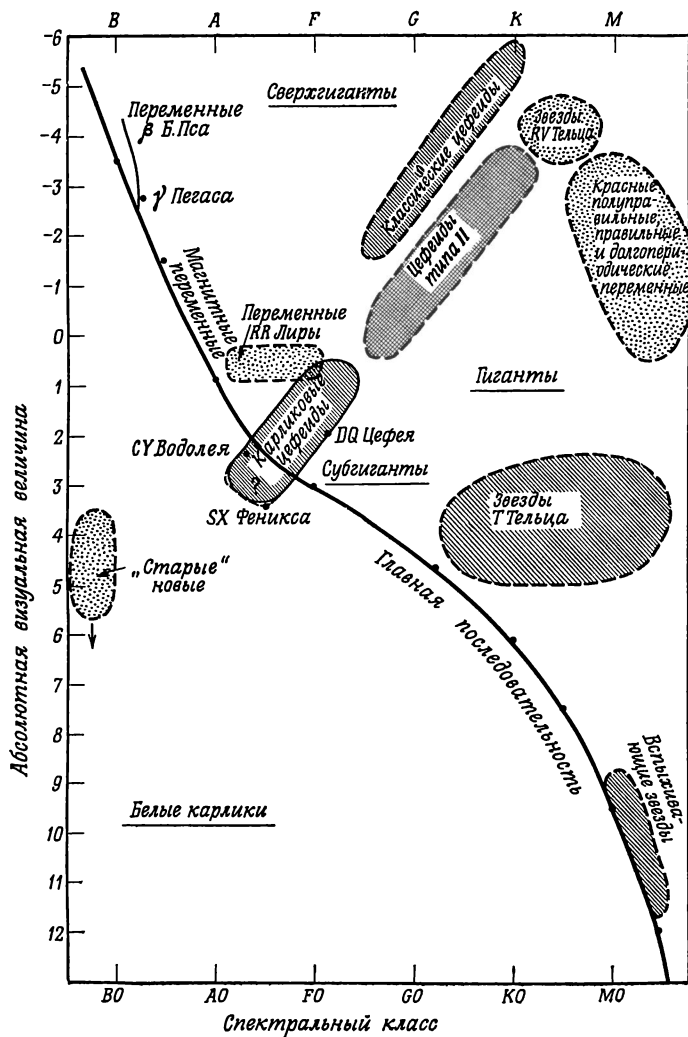


Рис. 105. Переменные звезды и диаграмма Герцшпрунга — Рассела.

Сплошной линией показана главная последовательность; указаны положения гигантов, субгигантов, сверхгигантов, белых карликов и переменных разных типов. Колебания блеска звезд RV Тельца и полуправильных красных переменных, вероятно, обусловлены пульсациями. Возможно, звезды Т Тельца еще находятся в процессе образования; красные вспыхивающие звезды, по-видимому, очень молодые звезды главной последовательности. Указаны также положения некоторых звезд, соответствующих разным другим типам. Последовательность карликовых цефеид в действительности может и не пересекать главную последовательность. Звезды плоской и сферической составляющих построены по различным моделям, поэтому частичное наложение переменных двух различных типов неудивительно. Внутреннее строение звезд одного типа отличается от внутреннего строения звезд другого типа, но в пределах каждой группы строение недр скорее всего сходное.

дом от 90 мин. до 0,8 суток и с амплитудами порядка 1^m называются звездами типа RR Лиры. Их легко отличить по характерным кривым блеска. К цефеидам сферической составляющей относится еще одна группа — звезды типа W Девы. Во вторую группу входят классические цефеиды или цефеиды плоской составляющей. У всех этих звезд периоды колебания блеска больше 1 суток и проявляются закономерности, отсутствующие у цефеид сферической составляющей.

Первые переменные типа скоплений были открыты в 1895 г. Бейли в некоторых шаровых скоплениях. Однако прототип этих звезд — переменная RR Лиры — была обнаружена Вильеминой Флеминг в 1900 г. далеко от какого бы то ни было шарового скопления. Видимая амплитуда колебаний блеска этой звезды около $0,79^m$, период 0,5668 суток, а диапазон спектральных классов от B9 до F2. С точки зрения спектральной классификации эти звезды представляют ряд занимательных задач. Престон заметил, что при оценке спектрального класса звезды по линиям водорода и по линии KCaII возможна разница даже на целый спектральный класс; это различие зависит от величины отношения металлов к водороду в этих звездах и коррелирует с периодом и пространственной скоростью. У звезд типа RR Лиры в нашей Галактике в ближайших к Солнцу окрестностях, по-видимому, дефицит металлов меньше, чем у звезд, находящихся на больших расстояниях от нас во многих шаровых скоплениях. Струве открыл, что прототип этих звезд имеет в некоторых фазах яркие линии. В этом отношении звезда RR Лиры похожа на другие цефеиды сферической составляющей. Форма кривых блеска этих переменных показывает, что, чем больше период, тем сильнее колебание блеска. Интересную характерную для звезд типа RR Лиры особенность отметил много лет назад М. Шварцшильд: на диаграмме цвет — звездная величина для шарового скопления M3 все эти объекты оказались внутри одной небольшой области. Более того, любая звезда, оказавшаяся в пределах этой области, переменная.

Число звезд типа RR Лиры в центральной части нашей Галактики очень велико, а полное их количество в Галактике, вероятно, превышает 100 000. Эти же звезды наблюдаются и в некоторых карликовых галактиках. Определение их абсолютных величин — трудное дело. Лишь благодаря тому счастливому обстоятельству, что RR Лиры и некоторые другие субкарлики образуют движущееся скопление, звезды которого сходятся к некоторой фиксированной точке неба, Эгген определил среднюю абсолютную величину звезды RR Лиры; она равна $+0,65^m$. Некоторые звезды типа RR Лиры имеют абсолютные величины в диапазоне от $+0,2$ до $+0,8^m$. Следовательно, они в 40—50 раз ярче Солнца.

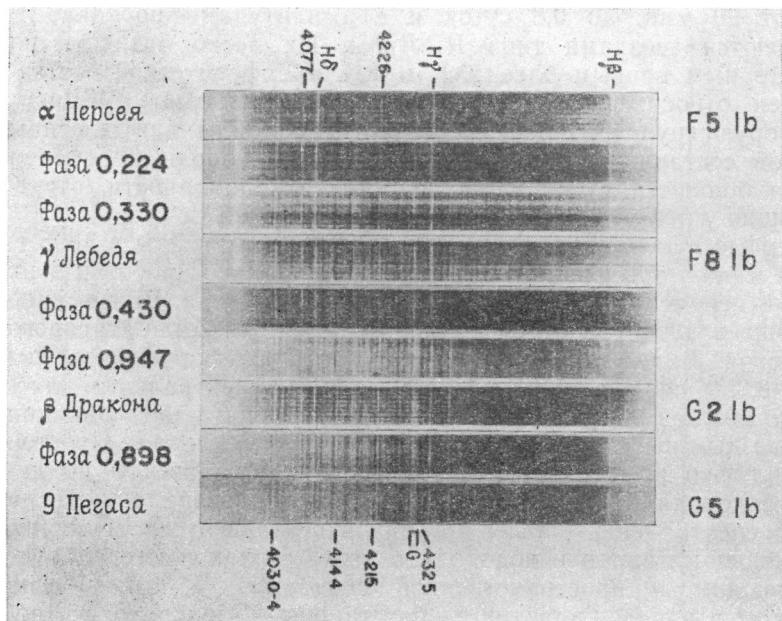
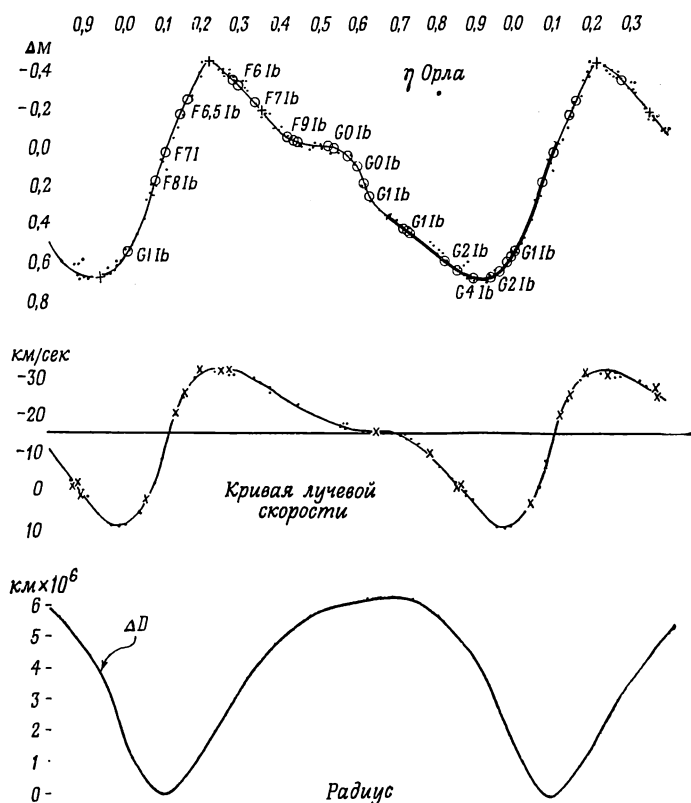


Рис. 106. Изменения спектра цефеиды.

Спектр η Орла показан в фазах 0,224; 0,330; 0,430; 0,947 и 0,898. Для сравнения приведены спектры некоторых сверхгигантов: α Персея, γ Лебеда, β Дракона и ζ Пегаса.

У классических цефеид изменения блеска и спектрального класса просто бросаются в глаза. На рис. 106 показаны изменения в течение 7,18 суток в спектре классической цефеиды η Орла в зависимости от фазы за цикл блеска. Для сравнения здесь же приведены также спектры некоторых сверхгигантских звезд.

На рис. 107 кривая изменения блеска η Орла сравнивается с кривой лучевой скорости и соответствующим изменением радиуса звезды. Обратите внимание на резкий подъем к максимуму блеска. В то же время звезда становится более голубой, а спектральный класс — «более ранним». Падение блеска звезды после максимума происходит медленнее: на кривой блеска в этой фазе имеется «горб». Спектральные наблюдения в этой фазе показывают, что линии в спектре к тому же еще и смещаются с периодом, аналогичным полученному по кривой блеска. Кривая лучевых скоростей вычерчена здесь «вверх дном» в том смысле, что скорости приближения (отрицательные скорости) численно растут в направлении вверх. Соответствующие изменения радиуса звезды показаны на нижней кривой. При этом максимум блеска наступает прежде, чем звезда дости-



Р и с. 107. Кривые блеска, лучевой скорости и изменения радиуса для η Орла.

Все величины нанесены на график как функции фазы или доли периода ($P=7,177$ суток). Верхняя кривая показывает изменение блеска ΔM в звездных величинах; указан спектральный класс, соответствующий каждой фазе. Обратите внимание на то, что спектральные классы в точках, соответствующих одному и тому же блеску на ветвях подъема и падения кривой блеска, разные. Самым ранним спектральный класс становится *после* максимума блеска. Обратите внимание также на наличие «горба» на нисходящей ветви кривой, отраженного также и на кривой лучевой скорости (в км/с). Самая нижняя кривая иллюстрирует изменение радиуса (в миллионах км) со временем. Заметьте, что максимум радиуса достигается как раз перед минимумом блеска, а минимум радиуса приходится на восходящую ветвь этой кривой.

гает своего максимального радиуса. Иными словами, как обычно и получается на графиках, кривые скоростей многих цефеид являются почти точным зеркальным изображением соответствующих кривых блеска, причем максимум блеска совпадает с наибольшей скоростью приближения или немного опережает последнюю.

Средние спектральные классы классических цефеид коррелируют с их периодами: среди звезд с большими периодами

чаще встречаются звезды более поздних спектральных классов. Самым важным характерным для классических цефеид свойством является корреляция между их периодами и светимостями: чем ярче звезды, тем больше их период изменения блеска. В 1910 г. Генриетта Ливитт (Гарвардская обсерватория) обнаружила эту зависимость, исследуя классические цефеиды в Малом Магеллановом Облаке — одной из двух ближайших к нам галактик. С достаточной степенью точности можно считать, что все звезды этого Облака находятся на одинаковом расстоянии от нас. Следовательно, зависимость между периодом и светимостью, которую наблюдала Ливитт, действительно является свойством этих звезд. Если цефеиды Магеллановых Облаков — типичные представители всех цефеид плоской составляющей, то это значит, что корреляция период — светимость дает возможность оценивать абсолютную величину, а, следовательно, и расстояние любой классической цефеиды, период которой известен. Эта найденная эмпирически зависимость имела важнейшие последствия для исследования Вселенной, но, чтобы ею пользоваться, необходимо знать истинную светимость по меньшей мере одной цефеиды — или, говоря на научном жаргоне, нужно установить нуль-пункт закона период — светимость.

Классические цефеиды — очень яркие сверхгиганты, т. е. это звезды, весьма значительно продвинувшиеся в своей эволюции, но ни для одной из цефеид, поскольку все они находятся далеко от нас, невозможно определить надежный тригонометрический параллакс. Поэтому приходится полагаться на менее прямые статистические методы и на случайную принадлежность классической цефеиды к рассеянному скоплению (что впервые было замечено Джоном Ирвином). Однако, несмотря на значительные усилия, надежный нуль-пункт этой зависимости не могли установить вплоть до середины 50-х годов, когда было обнаружено, что в более ранних наблюдениях светимости цефеид были занижены примерно в 4 раза. Классическая цефеида с периодом около 10 суток имеет абсолютную фотографическую величину около $-3,5^m$.

На рис. 108, *а* приведена эмпирическая кривая период — светимость, полученная Шепли для классических цефеид в Малом Магеллановом Облаке, а на рис. 108, *б* — построенная Крафтом для галактических цефеид. Разброс точек около кривой частично обусловлен толщиной облака, а частично — ошибкой наблюдений, но какая-то часть связана, конечно, и с характеристиками звезд. Две цефеиды с одинаковым периодом могут отличаться по светимости в 2 раза.

Эволюционные пути (треки) массивных звезд на диаграмме Герцшпрунга — Рассела, согласно расчетам Бейкера и Киппенхана, а также других астрономов, показывают, что данная звезда

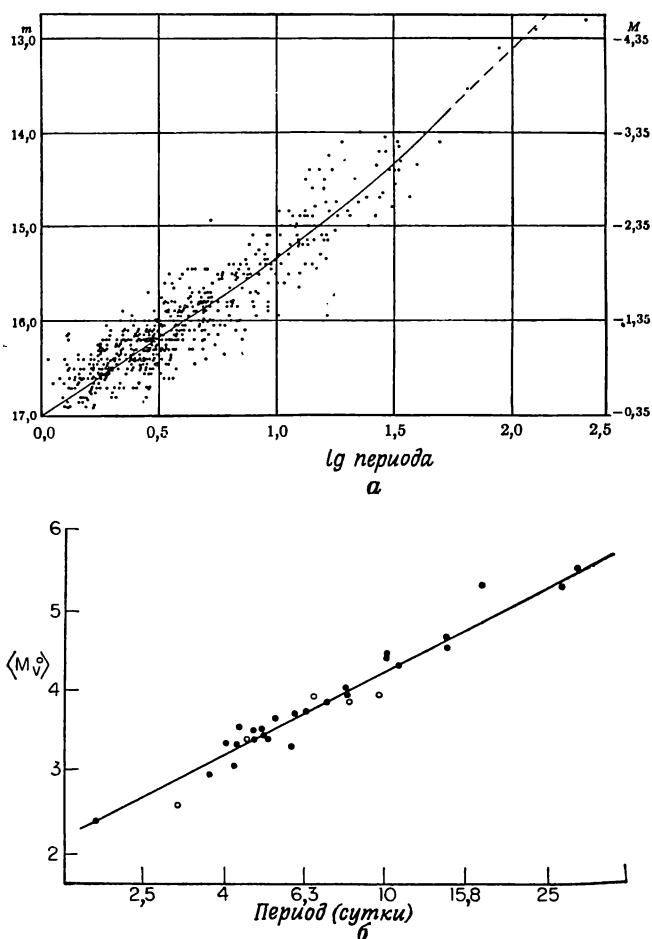


Рис. 108. Кривые период — светимость.

a — классические цефеиды в Малом Магеллановом Облаке. Даны как видимая (m), так и абсолютная (фотографическая M) величины. Рассеяние точек около кривой имеет физический смысл. b — галактические цефеиды.

может пересекать эту область диаграммы Г—Р дважды, и, хотя в ходе данного пересечения светимость может измениться незначительно, период меняется очень заметно. Несмотря на эти усложняющие дело обстоятельства, классические цефеиды продолжают давать нам сведения о расстояниях далеких звездных систем.

Исследования Арпа и других показывают, что цефеиды населения сферической составляющей с периодом больше 1 суток

полезны при решении вопроса, похоже ли звездное население какой-либо далекой системы на население шаровых скоплений или на население спиральных рукавов (окрестности Солнца), но как указатели расстояния они не обеспечивают достаточной точности.

ТЕОРИЯ ПУЛЬСАЦИЙ

Изменения блеска и спектра у цефеид нельзя объяснить затмениями. Более того, если считать, что кривые лучевых скоростей обусловлены движениями компонентов спектральной двойной звезды, то соответствующие орбиты должны быть меньше размеров звезды. В 1914 г. Шепли представил убедительные наблюдательные и теоретические подтверждения теории пульсаций. Согласно этой теории, переменные цефеиды находятся в непрерывном процессе расширения и сжатия подобно гигантским воздушным шарам.

Каковы же те условия внутри звезды, которые позволяют ей пульсировать? Почему одни звезды пульсируют, а другие нет? Мы не можем заглянуть внутрь звезды, но наши любые предположения должны основываться на известных законах физики. Как мы уже видели, причина, по которой звезда не коллапсирует под действием своего собственного тяготения, состоит в том, что ее недра слишком горячи. Хотя средняя плотность Солнца превышает плотность воды, у нас есть все основания полагать, что его недра состоят исключительно из горячих сильно сжатых газов. Газы при высоких температурах оказывают значительное давление вследствие взаимных соударений атомов, движущихся с большими скоростями. Излучение также может оказывать давление, хотя и менее существенное, чем давление газа. В любой точке внутри нормальной звезды сумма давления излучения и газового давления как раз такая, которая требуется для поддержки веса лежащих выше слоев звезды.

Предположим теперь, что это очень точное равновесие между силой тяготения и давлением нарушено, например, силой притяжения со стороны проходившей мимо звезды или даже незначительной переустройкой звездных недр, которая неизбежна по мере превращения водорода в гелий. Когда давление, оказываемое на газ, уменьшается, газ расширяется подобно тому, как пузырьки, поднимающиеся из глубины пруда, с приближением к поверхности становятся более крупными. Расширяясь, нагретые газы звезды вынуждают поверхностные слои двигаться наружу, но только в течение некоторого времени, так как по мере расширения газ охлаждается, скорости его атомов замедляются и его давление становится все более слабым. Как только давление окажется достаточно низким, вновь захватывает власть

тяготение и расширившиеся было слои падают обратно. Обрела ли теперь звезда устойчивость? Нет, так как инерция направленного вниз движения газа обычно достаточно велика, чтобы заставить проскочить устойчивое положение. Газы вновь оказываются сжатыми и достаточно нагретыми, чтобы пересилить тяготение, и вся последовательность событий повторяется вновь и вновь.

Описываемый процесс очень напоминает колебания груза, подвешенного на спиральной пружине. Пружина растягивается, и натяжение растет до тех пор, пока не окажется точно компенсирующим вес груза. Если мы нарушим равновесие, слегка потянув, а затем отпустив груз, увеличившееся натяжение пружины пересилит силу тяжести и груз, проскочив свое исходное положение, будет подниматься вверх, пока его не потянет обратно сила тяжести. Возникают колебания, продолжающиеся до тех пор, пока они постепенно не затухнут под действием трения.

Объяснение переменности цефеид как результата происходящего внутри звезды состязания преимущественно между газовым давлением, с одной стороны, и тяготением, с другой, как будто соответствует наблюдаемым характеристикам переменности цефеид. Много лет назад в 1879 г. Риттер на основе математических и физических аргументов показал, что звезда может пульсировать. Но в то время астрономы очень мало знали об интерпретации кривых блеска и ничего не знали об изменении лучевых скоростей цефеид. Лишь в 1914 г. Шепли показал, что гипотеза пульсаций дает самое разумное объяснение переменности этих звезд. Наконец, Эддингтон несколькими годами позднее разработал детальную математическую теорию цефеид. Он доказал, что большие цефеиды должны пульсировать медленнее, чем меньшие и более плотные. Говоря математическим языком, Эддингтон нашел, что произведение периода на корень квадратный из средней плотности должно быть почти постоянным; это предсказание, по-видимому, согласуется с наблюдениями. Период можно измерить непосредственно, но плотность приходится вычислять по радиусу звезды и ее массе. Радиусы находят по известной абсолютной величине и температуре поверхности, так как температура поверхности определяет мощность излучения с единицы площади поверхности, а абсолютная величина дает полную светимость, равную площади поверхности, умноженной на излучение с единицы площади поверхности. Массу звезды можно найти, определив точку главной последовательности, от которой звезда эволюционировала, и используя массу, соответствующую данной светимости.

Однако теория Эддингтона сразу же натолкнулась на некоторые трудности. Во-первых — и, это, пожалуй, самое главное, — вычисления показали, что энергия колебаний должна посте-

ленно затухать, как это происходит в случае груза, висящего на пружине, и что нормальной цефеиде следовало бы перестать пульсировать всего через несколько тысячелетий. Очевидно, утрачиваемая механическая энергия должна каким-то образом возмещаться в самой звезде.

Во-вторых, согласно предсказаниям теории, звезда должна быть наиболее яркой, когда ее объем минимален, так как подъем температуры более чем уравнивает уменьшение площади поверхности. Соответственно звезда должна быть слабее всего при наибольшем объеме, а лучевая скорость как в максимуме, так и в минимуме должна быть равной нулю. Однако рис. 107 показывает, что в максимуме и в минимуме блеска скорость заметно отличается от нуля.

Благодаря работам М. Шварцшильда, С. Жевакина, Дж. Кокса, А. Кокса, Р. Кристи и других эти трудности были преодолены и теория пульсаций достигла больших успехов. Однако дальнейшее ее развитие требует точного знания свойств материи при температурах и давлении, встречающихся в недрах звезд, и использования при расчетах точной физической теории и точных уравнений. Многие особенности в поведении переменных звезд зависят от почти полной взаимной компенсации противоборствующих эффектов, поэтому вычисления должны быть точными. Более давний подход к проблеме, основанный на приближенных и интуитивных аргументах, не может обеспечить полного согласия теории с наблюдениями, хотя он все же дал известное эддингтоновское соотношение период — плотность.

Рассмотрим сначала природу потока энергии в пульсирующих звездах. Преобладает устойчивый направленный наружу поток; лишь в самых наружных частях (15—20% радиуса) будут заметные колебания, возникающие вследствие попеременного накапливания и выделения энергии при пульсациях. Когда объем газа сжимается, его температура возрастает. Обычно непрозрачность вещества при этом уменьшается, т. е. облегчается и уход энергии. В подобных условиях пульсации должны постепенно затухать, но в некоторых внешних областях звезды, в которых преобладает ионизованный гелий, сжатие может в действительности увеличить непрозрачность вещества. Тогда во время фазы сжатия в этом слое «захватывается» дополнительная энергия; когда же эта энергия выделяется во время фазы расширения, она передает во внешние слои дополнительный импульс, что ведет к восстановлению пульсаций. Ряд эффектов возникает также под влиянием изменений молекулярного веса и как следствие известного геометрического свойства, в силу которого сокращение размеров приводит к росту плотности газа. Энергия стремится рассеяться в более глубоких слоях, и амплитуда пульсаций автоматически устанавливается такой, чтобы не

было ни длительного накапливания, ни истощения энергии в пульсирующих слоях.

Будет или не будет звезда пульсировать, зависит от особенностей ее строения и эволюции. Джон и Артур Коксы показали, что, если бы мы вычисляли статическую модель звезды, находящейся в «неустойчивой» области Г—Р, она начала бы колебаться, причем амплитуда колебаний нарастала бы до тех пор, пока накопление и рассеяние энергии не оказались бы сбалансированными. Когда в ходе эволюции звезда покидает область неустойчивости, колебания затухают и звезда перестает пульсировать. Пульсации затрагивают наружные слои звезды. Ядро же, в котором благодаря ядерным реакциям вырабатывается энергия, остается невозмущенным.

Детальные вычисления с использованием точных моделей с учетом больших амплитуд и накопления и рассеяния энергии в наружных слоях звезды объясняют наблюдаемое свойство кривых скорости и блеска. В соответствии с наблюдениями теория предсказывает, что средний момент подъема блеска должен примерно совпадать с минимумом радиуса. Кристи действительно смог точно объяснить кривые блеска для многих классических цефеид и цефеид типа скоплений. В частности, он объяснил горбы, наблюдаемые на многих кривых, следующим образом: в результате сильного ускорения вещества в наружном слое, в котором происходит ионизация гелия, возникает направленный внутрь импульс давления, который доходит до ядра и отражается обратно к поверхности. В одной модели вторичный максимум — это эхо главного максимума, наблюдавшегося на 1,4 периода ранее. Кроме таких эхо, Кристи обнаружил резонансные эффекты этих отступающих и набегающих волн: они могут интерферировать, иногда усиливая, а иногда гася друг друга. Следовательно, сложные наблюдаемые кривые блеска и кривые скорости понять можно. Во всех этих моделях для объяснения наблюдаемых изменений блеска достаточно изменить радиус всего на несколько процентов.

Работы Коксов были посвящены главным образом интерпретации классических цефеид, а анализ Кристи позволяет понять природу колебаний звезд типа RR Лиры и цефеид сферической составляющей. Однако необходимо дальнейшее улучшение теории, особенно чтобы принять во внимание явления в атмосфере и показать, как они связаны с внутренним строением звезд. Много лет назад в Мичиганском университете Кертис и Руфус пришли к выводу, что кривые скоростей, построенные по смещениям линий нейтральных и ионизованных атомов, получаются различными. Так как ионизованные атомы по предположению могут существовать в верхних слоях атмосферы, плотность которых низка, а нейтральные атомы — на более низких уровнях,

то Кертис и Руфус предположили, что различные уровни атмосферы колеблются не в унисон. Сравнительно недавно для цефеид сферической составляющей в некоторых фазах наблюдали два набора линий поглощения, дающих различные скорости. Отдельные сегменты кривых скорости, по-видимому, соответствуют оболочкам вещества, сбрасываемым одна за другой с поверхности звезды. Некоторая масса вещества выбрасывается, замедляется и, очевидно, падает обратно на звезду. А тем временем выбрасывается второе облако вещества, опускающийся слой исчезает, и начинается следующий цикл. Исследуя звезду W Девы, Абт установил, что образование этих двух наборов линий поглощения происходило в средах с различными плотностями.

Эддингтон показал также, что звезды могут пульсировать как с основной частотой, так и с частотами обертонов подобно тому, как струна инструмента испускает ноты одной, двух или трех октав в зависимости от того, как ее ущипнули. Один из примеров так называемых «карликовых цефеид» — звезда δ Щита, наблюдавшаяся Фасом, может пульсировать не только со своим основным периодом, но также и с периодами обертонов.

Самые яркие примеры пульсаций на частотах обертонов можно найти среди звезд типа RR Лиры. Теоретические исследования Кристи показывают, что звезды с большим отношением светимости к массе, как правило, пульсируют в фундаментальной моде, а звезды с малым отношением тех же величин предпочитают первый обертон. На линии раздела между двумя этими типами поведения состояние пульсации зависит от истории этой системы в прошлом.

Еще один тип переменных, которые, возможно, связаны с цефеидами и демонстрируют различные явления на обертонах, — это звезды типа RV Тельца. Здесь наблюдательные данные дают менее целостную картину. Атмосферы этих звезд более протяженны, и взаимосвязь между атмосферой и недрами играет существенную роль в установлении кривой блеска.

Успех теории в интерпретации пульсирующих переменных звезд — одно из самых убедительных достижений современной астрофизики. Хофмейстер получила блестящее согласие между теоретическим соотношением период — светимость и эмпирическим соотношением, определенным Робертом Крафтом (см. рис. 108, б). Вычисления Кристи показывают, что можно определить массу, светимость, радиус и содержание гелия из наблюдений, располагая лишь полученными из наблюдений этих звезд кривыми блеска и скоростей. Светимости, полученные таким образом, согласуются с данными из других источников. Например, для звезды β Золотой Рыбы, период которой равен 9,84 су-

ток, по определению Кристи, светимость $L = 3,7 \cdot 10^3 L_{\odot}$ или болометрическая величина $M_b = 4,2$, что соответствует зависимости период — светимость. Применение теории (в этом случае переходный период, при котором звезды типа RR Лиры переключаются с пульсаций фундаментального периода на обертоновые) дает для звезд этого типа в ω Центавра $L = 46 L_{\odot}$ и для аналогичных звезд в M3 $L = 37 L_{\odot}$. С другой стороны, как для звезд типа RR Лиры, так и для классических цефеид массы, по-видимому, получаются меньшими, чем при определении на основе эволюционных аргументов. Не теряют ли эти звезды массу на последних стадиях своей эволюции?

Любопытная особенность звезд типа RR Лиры состоит в том, что у их прототипа — звезды RR Лиры — имеется магнитное поле, которое меняется от -1580 до $+1170$ Гс со вторичным периодом 41^d . А какую роль играют магнитные поля в пульсациях?

ДОЛГОПЕРИОДИЧЕСКИЕ ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ

Другая важная группа переменных звезд, отличающаяся более длительными периодами, ставит перед нами, пожалуй, еще более увлекательные загадки, чем цефеиды. Все звезды этой группы — холодные красные гиганты и сверхгиганты спектральных классов M, R, N и S, излучающие в максимуме блеска примерно в 100 раз больше энергии, чем Солнце. В основном их периоды охватывают диапазон от 100 до 500 суток, а их блеск при визуальных наблюдениях колеблется примерно в 100 раз, или на 5^m .

На рис. 109 показана кривая блеска самой яркой и самой знаменитой звезды среди красных переменных — звезды α Кита, иначе известной под названием Миры (т. е. «удивительной»). Обратите внимание на то, что в отличие от цефеид Мира не всегда возвращается к своему блеску в максимуме, но тем не менее и тогда она доступна невооруженному глазу. В минимуме эта звезда меркнет примерно до 9^m и видна только в телескоп. Как и у цефеид, у долгопериодических переменных, по-видимому, существует связь между периодом и спектром. Звезды с более длинным периодом относятся к более поздним спектральным классам. Ясно, что долгопериодические переменные не попадают на кривую период — светимость для цефеид, поскольку гипотетическая цефеида с таким длинным периодом была бы гораздо ярче любой известной красной переменной.

Большая часть энергии, излучаемой холодными звездами, сосредоточена в форме невидимых тепловых волн в инфракрасной области спектра. Это изучение можно измерять посредством вакуумной термопары. При соединении двух разнородных металлов, таких, как медь и железо, создается постоянный элек-

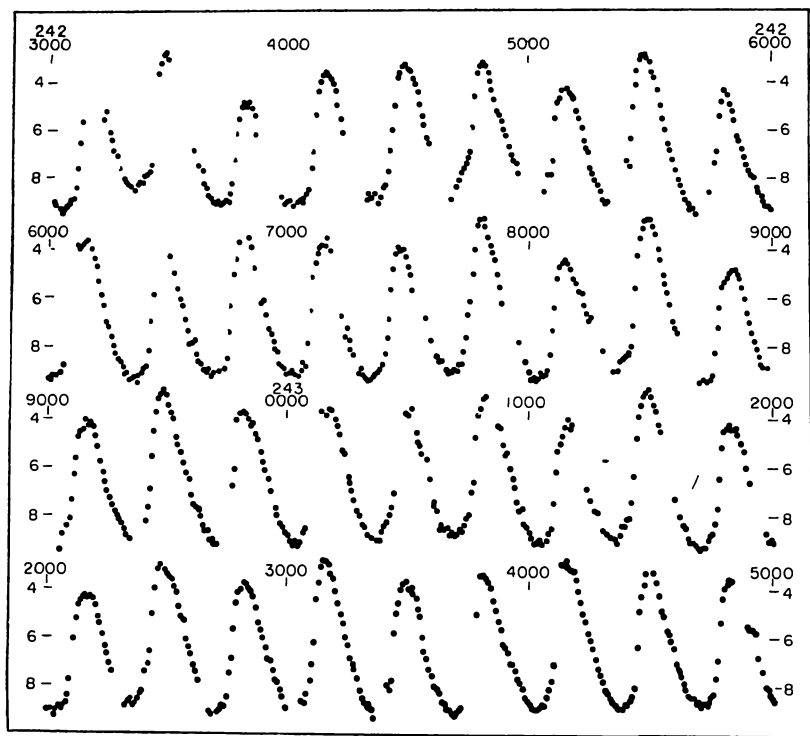


Рис. 109. Кривая блеска о Кита (Миры) с 1922 по 1954 г.

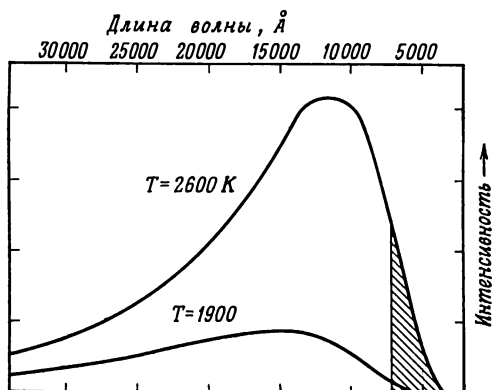
Величины даны в функции юлианских дней. Большинство наблюдений проведено членами Американской ассоциации наблюдателей переменных звезд.

трический ток. Если один спай под действием падающего на него излучения нагревается, а другой затенен, возникает электрический ток, который пропорционален количеству падающего излучения. Этот прибор реагирует на излучение всех длин волн, но поскольку его действие зависит от фактического нагрева спая светом звезды, то чувствительность его довольно слаба. При помощи фильтров можно измерить относительные доли излучения в различных частях инфракрасной области, а из этих измерений определить температуру. Много лет назад Петтит и Никольсон на обсерватории Маунт Вилсон воспользовались именно таким прибором для измерений излучения и температуры долгопериодических переменных. Они нашли, что в максимуме блеска температура Миры (спектральный класс M6) равна 2600 К, а в минимуме 1900 К. Аналогично температура звезды R Льва

(М8) меняется от 2200 до 1800 К, а изменения χ Лебеда заключены в интервале 2200—1600 К. В главе 4 мы видели, что количество энергии, излучаемое звездой, пропорционально четвертой степени ее температуры. Поскольку температура Миры изменяется всего в 1,37 раза, излучаемая ею энергия должна меняться от максимума к минимуму в $(1,37)^4$, или 3,5 раза. Тем не менее из кривой блеска видно (рис. 109), что величина колебаний превышает 5^m , т. е. более чем в 100 раз. Эту явную аномалию отчасти можно объяснить как следствие различия форм кривых распределения энергии при разных температурах, а также тем, что кривая блеска на рис. 109 представляет изменение видимого блеска, в то время как большая часть излучения этой звезды глазом не видна. На рис. 110 приведены кривые распределения энергии, вычисленные для звезды Миры Кита в максимуме и минимуме ее блеска. Полное излучение, характеризуемое площадью, ограниченной соответствующей кривой, увеличилось от минимума к максимуму в 3,5 раза, но видимое излучение на длинах волн короче 8000 Å гораздо больше. Однако таким образом можно объяснить только часть расхождения. Изменение видимого блеска все еще остается примерно в 15 раз больше, чем следовало ожидать. Почему? Потому что холодные звезды излучают не как черные тела.

Рис. 110. Распределение энергии для Миры в максимуме (2600 К) и минимуме (1900 К).

Заштрихованная область соответствует относительному количеству энергии в области спектра, видимой глазом. Обратите внимание на то, что изменение в видимом свете намного больше болометрического изменения (т. е. изменения всего излучения). Подобные кривые впервые были построены Джемом для долгопериодических переменных.



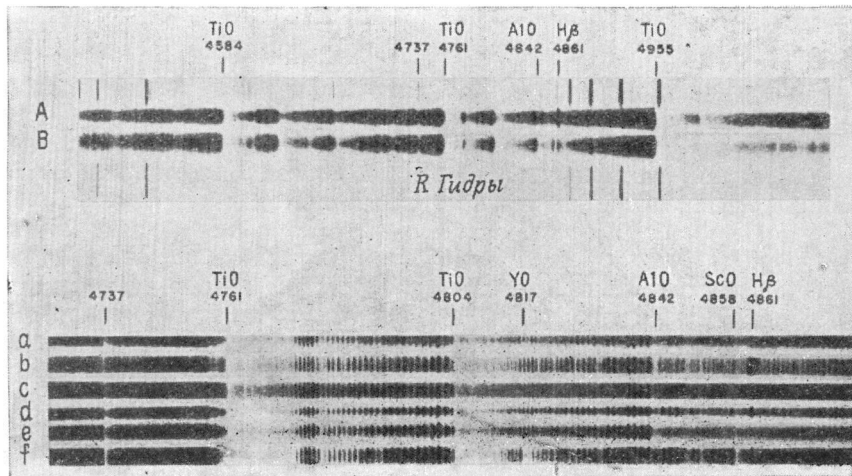
СПЕКТР ДОЛГОПЕРИОДИЧЕСКИХ ПЕРЕМЕННЫХ

В спектре долгопериодических переменных преобладают молекулярные полосы, которые при высокой дисперсии можно разрешить на отдельные линии. У переменных звезд класса М только фиолетовая область свободна от темных полос окиси титана, создающих большие просветы в диапазоне спектра от 4600 до 6400 Å. У холодных углеродных звезд синяя и фиолетовая области сильно испещрены полосами углерода, а у звезд класса S эти области «вычеркнуты» поглощением окиси циркония. Сильнее всего поглощение в голове полос, а затем постепенно оно слабеет по мере увеличения расстояния между компонентами полосы. Ранее уже упоминалось, что некоторые углеродные полосы в звездах R и N создаются молекулами, содержащими изотоп углерода с массой 13. Как было отмечено Маккеларом, а впоследствии Уйллером, Климеххага и другими, этот изотоп часто представлен в этих звездах в большем количестве, чем на Земле, где он составляет 0,7% от всех атомов углерода.

Спектры долгопериодических переменных (рис. 111) богаты также и темными атомарными линиями, характерными для низких температур (за исключением тех случаев, когда эти линии оказываются в области полос поглощения). Так, D-линии натрия,

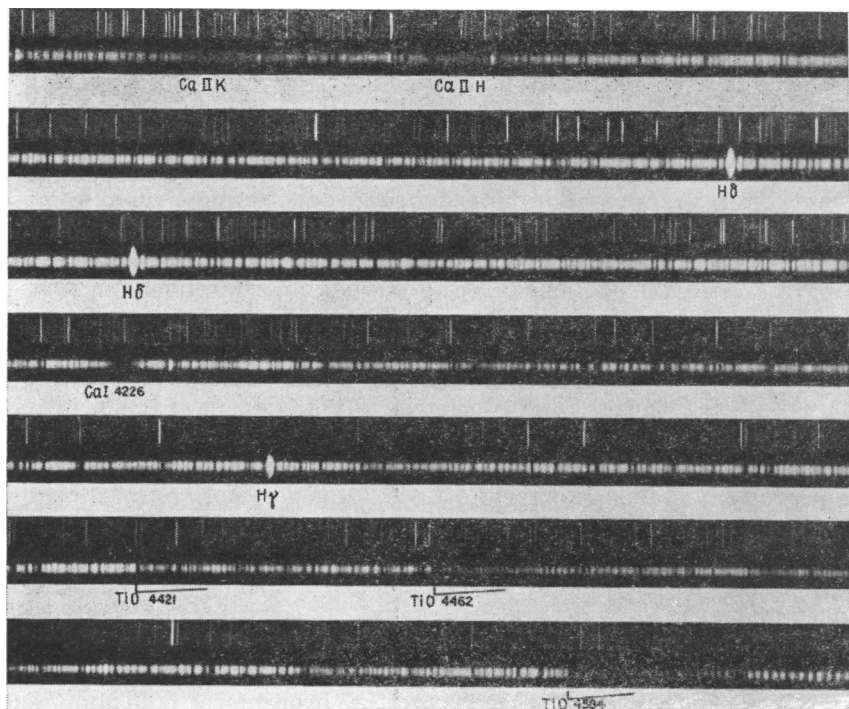
Рис. 111. Спектры некоторых долгопериодических переменных в окрестностях голубой линии водорода H β (4861 Å).

Два спектра R Гидры: 1924 (A); 1940 (B). Полоса AlO 4842 Å была очень сильной в 1950 г. a, b, c — о Кита (Мира) в разных фазах; d — R Гидры, e — R Льва, j — χ Лебеда. Обратите внимание на полосы AlO, ScO, TiO и YO.



хотя они довольно сильны в звездах S, в звездах класса M скрыты полосами окиси титана. Когда переменная звезда меркнет и падает ее температура, изменяются и темные линии, причем так, как и следовало ожидать по теории ионизации (гл. 4). Линии H и K ионизованного кальция затухают, а легко возбуждаемые линии нейтральных атомов, как, например, линия кальция 4227 Å, усиливаются. При более низких температурах образуются также добавочные соединения, а все полосы становятся интенсивнее. Тщательные исследования спектров холодных звезд требуют высокой дисперсии (см., например, исследования Фудзита и его сотрудников), и много полезных сведений было получено в инфракрасной области. Недавно с инфракрасными приемниками было обнаружено несколько очень холодных («темно-коричневых») звезд. Некоторые из них также оказались переменными звездами.

Самую сложную загадку, связанную со спектрами красных переменных, ставит появление перед максимумом блеска сильных ярких линий, особенно водорода (рис. 112). Эти линии появляются вообще в спектрах красных переменных звезд, и диапазон изменения их интенсивности должен быть во много раз больше, чем диапазон изменений блеска звезды. Они достигают максимальной интенсивности примерно через $1/6$ периода после максимума блеска. В наличии ярких линий в спектрах нет ничего необычного, хотя у огромного большинства звезд их не видно. На самом деле яркие линии вероятнее всего должны появляться, когда звезда очень горяча и обладает необычайно протяженной атмосферой. Красные переменные, хотя они и сверхгиганты с грандиозными атмосферами, — холодные объекты. Кроме того, яркие водородные линии излучаются не самыми наружными частями атмосферы, а слоями, лежащими ниже слоев, в которых поглощение осуществляют молекулы. Свидетельства этого замечательного поведения получены в результате тщательного анализа интенсивности ярких водородных линий у Миры и других переменных класса M. В спектрах лабораторных источников, солнечной хромосферы и туманностей интенсивности ярких линий серии Бальмера падают от $H\alpha$ к более коротким длинам волн. А у звезд класса M каждый раз, когда водородная линия попадает в полосу окиси титана, она оказывается сильно ослабленной. Поэтому получается, что первые две линии серии — $H\alpha$ и $H\beta$ — гораздо слабее $H\gamma$, которая в свою очередь не так сильна, как $H\delta$. Подобным же образом линия $H\epsilon$ ослабляется из-за близости к линии H ионизованного кальция. Из этого мы можем сделать вывод, что излучение в ярких линиях ослабляется вследствие поглощения в лежащих выше слоях окисью титана и ионизованным кальцием.



Р и с. 112. Часть спектра о Кита (Миры), сфотографированного Хёрбигом с дисперсией $2 \text{ \AA}/\text{мм}$ при помощи спектрографа куде на 120-дюймовом рефлекторе Ликской обсерватории (Калифорнийский университет).

Обратите внимание на сильные эмиссионные линии водорода $H\gamma$ и $H\delta$ и слабость водородной линии $H\epsilon$ (3970 \AA) близ линии $H \text{ Ca II}$. Тонкая структура полос TiO и богатый металлический спектр хорошо видны на этой спектрограмме.

Хотя и считается уже доказанным, что эти красные переменные звезды расширяются и сжимаются примерно так же, как цефеиды, интерпретация их спектров на основе любой теории пульсаций — дело весьма сложное. Измерения Джоем доплеровских смещений темных линий и полос для Миры и аналогичные исследования Меррилом других долгопериодических переменных показывают, что изменение скоростей здесь гораздо сложнее, чем в спектрах классических цефеид. Изменения скорости обращающего слоя невелики, и, возможно, их можно согласовать с движением атмосферы, типичным для классических цефеид. Джой нашел, что различия между отдельными циклами Миры превышают среднее изменение скорости, наблюдаемое в пределах одного цикла; скорости в момент более яр-

кого максимума заметно больше наблюдаемых в момент более слабого максимума. Смещение ярких линий всегда соответствует движению вещества наружу, что наводит на мысль о существовании какого-то нагретого слоя, стремительно распространяющегося вверх от какого-то источника, находящегося гораздо ниже слоя, в котором образуются полосы окиси титана. Природа этого «горячего фронта» весьма туманна; возможно, он в какой-то мере подобен ударной волне. Меррил высказал предположение, что движущаяся вверх волна горячего газа и излучения может обуславливать многие наблюдаемые свойства долгопериодических переменных. Факт, который обязательно надо учитывать, — это громадная протяженность атмосфер сверхгигантских звезд в целом и долгопериодических переменных в особенности, т. е. наблюдаемый нами спектр есть результат суммарного эффекта, который соответствует широкому диапазону изменений температуры и плотности.

До сих пор пока нет ответа еще на один вопрос: можно ли только изменениями температуры и площади поверхности красной переменной в ходе ее цикла объяснить наблюдаемые колебания блеска? Изменение видимого света для Миры примерно в 15 раз больше, чем следует ожидать при изменении температуры от 1900 до 2600 К. Учет изменений площади поверхности усиливает несоответствие, так как Петтит и Никольсон нашли, что радиусы красных переменных в минимуме в среднем на 18% больше, чем в максимуме. Было предложено два возможных объяснения этого явления. Одно из них сводится к тому, что близ минимума блеска, когда температура звезды понижается, сильные полосы поглощения в видимой области становятся сильнее и могут экранировать значительно больше фотосферного света, чем в максимуме. Другая возможность — реальное вуалирование звезды вследствие образования мелких твердых частиц. Меррил и другие показали, что температуры в атмосфере в некоторых фазах часто ниже точек кипения таких веществ, как углерод или некоторые окислы металлов. Облака из капель жидкости или из твердых пылинок в принципе могут конденсироваться из газов верхней атмосферы звезды. Таким образом, вуалирование должно быть явлением периодическим, так как процесс конденсации зависит от температуры, но этот процесс может оказаться не вполне тождественным в ходе разных циклов. Так можно объяснить наблюдаемую неравномерность изменения амплитуды видимого блеска.

По-видимому, у всех красных сверхгигантов блеск в какой-то степени меняется. У одних — весьма неравномерно с небольшой амплитудой, как, например, у Бетельгейзе, у других — полуправильным образом.

РАЗЛИЧИЯ В ХИМИЧЕСКИХ СОСТАВАХ КРАСНЫХ ПЕРЕМЕННЫХ ЗВЕЗД

Все долгопериодические переменные — звезды, заметно продвинувшиеся в своем эволюционном развитии; разнообразие их спектров обусловлено различиями в химическом составе.

Звезды класса N отличает от звезд класса M, по-видимому, не только избыточное по сравнению с содержанием кислорода содержание углерода, но и большая доля тяжелых металлов группы циркония. В составе таких звезд класса S, как R Лебеда, R Близнецов и R Андромеды, по-видимому, гораздо больше циркония, чем титана. Другие переменные, как, например, χ Лебеда, занимают промежуточное положение между такими звездами класса M, как R Льва, R Гидры и Мира, имеющими примерно такой же состав, как у Солнца, и звездами класса S, имеющими в составе «тяжелые металлы». В спектрах звезд класса S усилен не только цирконий по отношению к титану, но и соседние металлы: стронций, иттрий, ниобий и молибден усилены по отношению к кальцию, скандию, ванадию и хрому в сравнении с соответствующими отношениями в спектрах нормальных звезд. Все эти различия в составах имеют глубокий эволюционный смысл.

ЗВЕЗДЫ ТИПА β БОЛЬШОГО ПСА *

Не все звезды, переменность блеска которых связана с пульсациями, — цефеиды или звезды поздних классов. У звезд типа β Б. Пса изменения блеска невелики. Замечательна природа изменений их лучевых скоростей. Вид профилей линий изменяется; обычно линии имеют максимальную ширину, когда звезда достигает своей средней скорости на кривой падения скоростей. У некоторых объектов близ максимума и минимума кривой скорости видны двойные линии поглощения.

Прототип этих звезд — β Б. Пса — интенсивно изучалась Мейером и Струве с сотрудниками. Кривая скорости данной звезды состоит из двух интерферирующих гармоник:

$$P_1 = 0,25002246 \text{ суток (6 ч 10 мин), амплитуда } 5,8 \text{ км/с,}$$

$$P_2 = 0,2513003 \text{ суток (6 ч 2 мин),}$$

$$\text{амплитуда } \begin{cases} 4,2 \text{ км/с (1909—1931),} \\ 3,0 \text{ км/с (1931—1938).} \end{cases}$$

Период биений = 49,1236 суток.

* В СССР принято называть эти звезды звездами типа β Цефея — по первой открытой звезде этой группы. — *Прим. перев.*

Изменения линий коррелируют только с периодом P_2 . Кривая блеска, вероятно, также имеет аналогичные гармоники. Иногда, как у звезды σ Скорпиона, наблюдается только один период P_2 , но изменяется амплитуда — и заметно меняется ширина линий. Изменения типа β Б. Пса ограничены небольшим спектральным диапазоном (B1 — B3 близ главной последовательности), но нет никаких признаков изменения температуры звезд во время этих колебаний. По данным Мак-Намары, место звезд типа β Б. Пса на диаграмме Г—Р выше главной последовательности и они подчиняются зависимости период — светимость: звезды более ранних спектральных классов имеют более длинные периоды. Леду высказал предположение, что изменения блеска, возможно, вызваны нерадиальными колебаниями, т. е. временными отклонениями звезды от сферической формы, но проблема эта еще далеко не решена.

Звезды типа β Б. Пса — лишь один из нескольких типов переменных, характеризующихся более чем одним периодом изменения блеска и явлением биений. Мы уже упоминали звезду δ Цита. Звезда RR Лиры имеет два периода: фундаментальный — около $1/2$ суток и гармонику, или обертоновый период, — около $1/4$ суток. Эти два периода интерферируют и дают гармонику с периодом около 41 суток. Звезда SX Феникса, у которой самый короткий из известных период — 79 минут, имеет период биений около 280 мин. Пожалуй, еще более замечательна звезда AI Парусов. В течение одного дня ее кривая блеска пробегает через девять циклов разной формы, которые, как полагает Валравен, есть результат наложения шести различных синусоидальных колебаний.

СЛАБЫЕ КОРОТКОПЕРИОДИЧЕСКИЕ ПЕРЕМЕННЫЕ

Звездные пульсации, видимо, свойственны не только звездам, которые гораздо ярче Солнца. Интенсивные исследования, проведенные Валравеном, Эггеном, Гарланом Смитом, О. Струве и другими, установили существование пульсирующих звезд, которые лишь немногим ярче нашего Солнца.

Звезда SX Феникса — пульсирующий субкарлик (спектральный класс A5), для которой Смит по ее тригонометрическому параллаксу нашел абсолютную величину $+3,9^m$. Сходна с ней звезда CY Водолея (период 90 мин, абсолютная величина $+2,5^m$), а также, по-видимому, и ряд других звезд, в том числе δ Цита, VZ Рака, DQ Цефея и AI Парусов. Смит предложил называть такие объекты карликовыми цефеидами. Периоды их меньше $1/5$ суток, они примерно на 2^m слабее звезд RR Лиры, и для них существует четкая зависимость период — светимость. У одних из этих звезд кривые блеска указывают на существо-

вание одного фундаментального периода колебаний; у других, как, например, у звезды δ Щита, — два и больше периодов и соответственно наблюдаются биения. (Существование четко выраженных зависимостей период — светимость для классических цефеид, карликовых цефеид и звезд типа β Б. Пса наводит на мысль, что в каждой группе период, умноженный на корень квадратный из плотности, есть величина постоянная, $P\sqrt{\rho} = K$, но K меняется от группы к группе.)

Несмотря на блестящие успехи, достигнутые в теоретических изысканиях Кристи, Хофмейстером, Артуром Коксом, С. Жевакиным, Джоном Коксом и другими, и обширные программы наблюдений, осуществленные Джоем, Дейчем, Кинаном, Престонном, Крафтом, Смаком и многими другими, великое множество фундаментальных проблем остается пока нерешенным. Безусловно, одна из самых основных задач — определение абсолютных величин. Именно тем и ценны переменные в Магеллановых Облаках, что известны их истинные светимости. По той же причине, как только в распоряжение ученых поступят крупные телескопы в южном полушарии, исследования, подобные проведенному С. Гапошкиным обзору кривых блеска переменных звезд в Магеллановых Облаках и Галактике, несомненно, дадут «богатые приобыли».

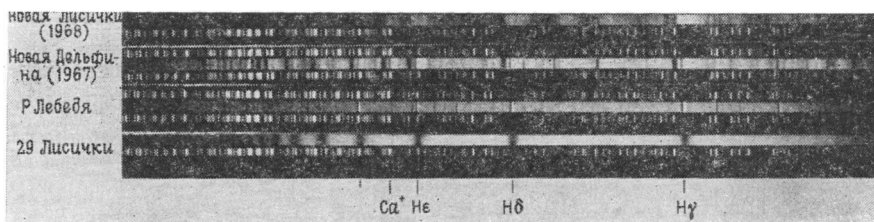
II. ВЗРЫВАЮЩИЕСЯ ЗВЕЗДЫ

НОВЫЕ ЗВЕЗДЫ

8 июня 1918 г. вечером в созвездии Орла внезапно появилась звезда первой величины. Это явление было замечено независимо десятками людей. Более старые фотографические снимки на некоторых обсерваториях показали, что 5 июня эта звезда была 11^m , т. е. такой же, какой она была на протяжении предыдущих 30 лет. Через 48 часов она уже была звездой 6^m , т. е. ее яркость возросла в 100 раз. Усиление блеска все еще продолжалось и 9 июня, когда ее величина достигла — $0,5^m$, она превзошла по блеску все звезды неба, кроме Сириуса и Канопуса. Достигнув вершины своего великолепия, звезда начала тускнеть, сначала быстро и неравномерно, затем медленнее. Через 18 дней блеск ее упал до 3^m , а через 200 суток для невооруженного глаза она угасла. В наше время ее блеск близок к первоначальному — до вспышки, но все же реально она в 5—6 раз ярче Солнца.

По оценке Бейли, ежегодно в нашей Галактике вспыхивает 25 таких «новых» звезд, которые в максимуме ярче 9^m , хотя в 1900 г. лишь 8—9 из них были замечены невооруженным глазом. Многие новые звезды были обнаружены близ центральной части Галактики; благодаря их высокой светимости в максимуме блеска их можно увидеть на больших расстояниях. Аналогичное пространственное распределение для новых звезд Арп нашел в Галактике Андромеды (M31) при частоте вспышек 26 в год.

До появления крупных телескопов и фотографии эти явления вспышек трактовались как действительное возникновение новых звезд, и до сих пор сохранилось в качестве общепринятого для этих явлений название *новые* звезды, хотя фотографии показывают, что такие яркие новые звезды, как Новая Орла 1918, существовали в виде слабых звезд и до вспышки. Все имеющиеся в нашем распоряжении данные указывают на то, что явление новой звезды есть результат грандиозного звездного взрыва, при котором наружные слои звезды стремительно выбрасываются и уносятся от нее прочь. Причины этих выбросов



Р и с. 113. Спектры новых звезд, соответствующие максимуму блеска. Новая Лисички (1968-I) и Новая Дельфина (1967) даны в сравнении со спектрами звезды с эмиссионными линиями Р Лебедя и нормальной (спектрального класса A0 V) звезды 29 Лисички.

Обратите внимание на широкие эмиссионные линии с поглощением на фиолетовой стороне в спектрах этих двух новых звезд (см. рис. 116). Новая Дельфина, в спектре которой на протяжении многих месяцев были видны крайне сложные изменения, задержалась близ максимума блеска. Яркие линии водорода, у которых с фиолетовой стороны видны резкие линии поглощения — самые заметные детали в спектре Р Лебедя — звезды, которая в 1600 г. обратила на себя внимание нозоподобной вспышкой, затем немного потускнела, вновь засияла и, наконец, стабилизировалась как звезда 5^{II}. Обратите внимание на то, что эмиссионные линии в спектре Р Лебедя гораздо уже и менее заметны, чем в спектре новых звезд.

неизвестны, но, по-видимому, они случаются лишь с небольшими голубыми звездами (с температурой поверхности порядка 50 000 К), являющимися членами тесных двойных систем.

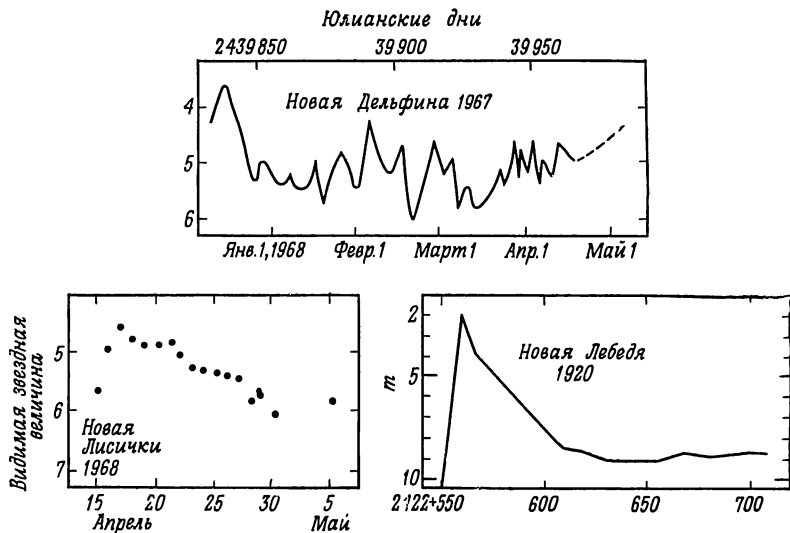
Такие мощные взрывы на поверхности звезды должны быть следствием каких-то возмущений, локализованных где-то в ее глубине. Действительно, в любой точке недр нормальной звезды вес вещества, находящегося выше, в точности уравновешивается направленными вверх давлением газа и световым давлением. Когда температура газа поднимается, растет и давление, так как газ при нагревании всегда стремится к расширению. Допустим теперь, что благодаря внезапному освобождению какого-то количества энергии слой газа где-то внутри звезды оказывается перегретым. Если у звезды нет какого-либо эквивалента предохранительного клапана, при помощи которого она может избавиться от избытка энергии, нарастающее давление расширяющегося газа может настолько превзойти вес находящегося выше вещества, что поверхностный слой звезды окажется стремительно выброшенным в пространство.

Вывод о том, что явление новых звезд есть следствие взрывов в поверхностных слоях звезд, был получен на основе анализа замечательных изменений в спектре, которые сопровождают такие «выбросы». Иногда, как в случае с Новой Дельфина (рис. 113 и 114), эти изменения чрезвычайно сложны. У более типичных новых звезд, как, например, у Новой Лебедя 1920 или у Новой Лисички, эти изменения менее сложны и поддаются интерпретации. На ранних стадиях вспышки новой звезды вы-

брасываемый поверхностный слой раздувается, как воздушный шар. По мере увеличения звезда становится в интегральном свете ярче, хотя видимая температура фотосферы в действительности падает. В максимуме блеска спектр непрерывный и пререзан темными линиями, каким он был и до нарастания блеска, и в ходе нарастания. Очевидно, хотя фотосфера и невообразимо раздулась, она все еще цела. Темные линии водорода и ионизованных металлов образуются в тех слоях атмосферы, которые находятся между поверхностью главного расширяющегося облака и наблюдателем. Когда плотное расширяющееся облако быстро раздувается, находящиеся на луче зрения атомы оказываются в быстром движении к наблюдателю (рис. 115). Следовательно, линии поглощения смещаются доплеровским эффектом из своего нормального положения в фиолетовую сторону; по величине смещения можно найти скорость расширения, причем скорости расширения порядка 1000 км/с вовсе не являются необычными.

Рис. 114. Кривые блеска трех новых звезд.

Видимая звездная величина нанесена на график как функция юлианских дней. Поездение Нозой Лебеда (1920) и Новой Лисички (1968-1) нормальное, т. е. после максимума блеск быстро падает. К 8 мая 1968 г. Новая Лисички ослабела до $6,5^m$; после этого ее блеск неуклонно уменьшался. В противоположность этим звездам блеск Нозой Дельфина (1967) сохранялся близким к максимальному в течение ряда месяцев. Кривая блеска Нозой Дельфина близ максимума, согласно Олкоу и Робинсону, претерпевала сложные изменения, а позднее эта звезда угасала нормальным образом. Олкоу открыл как Нозую Дельфина, так и Новую Лисички. Кривая блеска для Нозой Лебеда (1920) получена Л. Кемпбеллом.



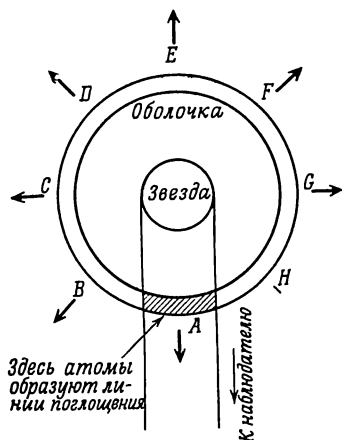


Рис. 115. Схематическое изображение расширяющейся оболочки, окружающей новую звезду.

Стрелками показаны направления, в которых движутся различные части оболочки. Только атомы в заштрихованной части оболочки находятся между звездой и наблюдателем и поэтому образуют линии поглощения.

Когда же выбрасываемый слой расширяется еще больше, его газы достигают такой степени разреженности, что фактически оказываются прозрачными. При подобных условиях этот слой просматривается вплоть до задней стороны, т. е. мы видим всю расширяющуюся оболочку. Непрерывный спектр слабеет и появляются яркие линии, сильно расширенные эффектом Доплера (рис. 113). Сама звезда продолжает излучать непрерывный спектр. Но свет от всех частей расширяющейся оболочки, за исключением той, которая находится между звездой и наблюдателем, будет состоять из ярких линий. Стрелки на рис. 115 указывают направление движения атомов в различных областях расширяющейся оболочки. Атомы в точках *B* и *H* движутся к наблюдателю; их линии будут, следовательно, сдвинуты в фиолетовую сторону. В точках *C* и *G* движение перпендикулярно лучу зрения и доплеровское смещение равно нулю. В точках *D* и *F* атомы удаляются, и яркие линии от этих областей будут смещены в красную сторону спектра. В результате суммарного эффекта различных частей оболочки получается, что следствием ее расширения должно быть расширение эмиссионных линий (рис. 113). В то же время в точке *A* вещество поглощает свет непрерывного спектра звезды; следовательно, там образуются темные линии. Поскольку в точке *A* атомы приближаются к наблюдателю, темные линии будут смещены по отно-

шению к соответствующим эмиссионным линиям в фиолетовую сторону.

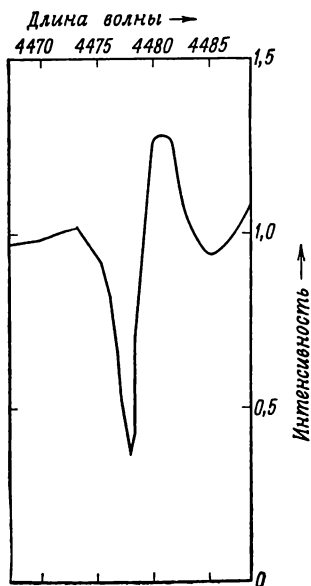
На рис. 116 показан наблюдаемый профиль линии 4481 Å ионизованного магния у Новой DQ Геркулеса. Обратите внимание на сильную абсорбционную компоненту на коротковолновой (левой) стороне эмиссионной компоненты.

После того как первоначальная оболочка стала исключительно разреженной, наблюдаются диффузные, с высоким возбуждением, линии «настоящих» газов, которые возникают в непрерывно выбрасываемом облаке поблизости от звезды, тогда как главная оболочка расширяется уже далеко от звезды. Ослабление непрерывного спектра опять-таки указывает на дальнейшее увеличение прозрачности газов. Глубина, до которой мы можем видеть «насквозь» выброшенный материал, становится все больше и больше, так как количество выбрасываемой материи становится меньше и меньше.

По мере дальнейшего расширения газа яркие линии металлов слабеют, а линии таких легких газов, как водород, азот и

Рис. 116. Наблюдаемый профиль линии MgII 4481 Å у DQ Геркулеса.

Интенсивность дана как функция длины волны; интенсивность непрерывного спектра принята за 1,0. Абсорбционная компонента (слева) создается газами, находящимися перед звездой (область А на рис. 115). Относительная сила эмиссионной компоненты, обусловленная газами в точках В—Н на рис. 115, растет, так как оболочка становится все более разреженной.

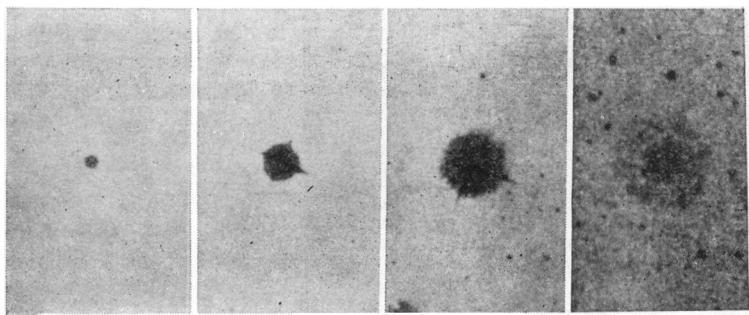


кислород, остаются главенствующими. Это явление легко объяснимо. Атомы металлов имеют низкие потенциалы ионизации, т. е. их внешние электроны не очень прочно связаны с атомами и легко отрываются от них. Когда плотность высока, отрыв электрона от атома носит кратковременный характер, но в разреженной оболочке новой звезды электрон, будучи потерянным, не так-то легко заменяется другим. Атомы металлов имеют тенденцию к потере не одного, а многих электронов, а многократно ионизованные атомы поглощают и излучают свет почти исключительно в недоступной ультрафиолетовой области спектра. Газы ионизовать гораздо труднее. Поэтому они излучают еще долгое время после исчезновения излучения металлов.

В еще более поздней стадии развития новой звезды самыми яркими линиями оказываются так называемые «запрещенные» линии, характерные для планетарных и диффузных туманностей. На этой стадии газы имеют плотность в миллион миллионов раз меньше плотности воздуха, которым мы дышим. Тем временем непрерывный спектр звезды уже ослабел почти до такого же уровня интенсивности, которую имел до вспышки, тогда как яркие линии небулярной оболочки тускнеют медленнее. Ядро новой звезды может также демонстрировать сильные эмиссионные линии. В конце концов, после того как возмущение заканчивается, газовая оболочка рассеивается в пространство, пополняя «осколки» межзвездной среды, а небулярный спектр пропадает. Звезда возвращается к своему нормальному довысшему состоянию, чтобы, быть может, взорваться вновь через тысячи или даже миллионы лет (или для некоторых повторных новых звезд через 10—40 лет).

Спектральные данные, указывающие на то, что все новые звезды действительно сбрасывают газовые оболочки, были подтверждены прямыми наблюдениями Новой DQ Геркулеса (1934), Новой GK Персея (1901) и Новой V 603 Орла (1918). Через 6 месяцев после вспышки Новой Орла в телескоп можно было увидеть слабую зеленоватую оболочку. С тех пор оболочка равномерно расширяется со скоростью $2''$ в год (рис. 117). Хотя оболочка, выброшенная Новой Орла, выглядит близкой к сферической или по крайней мере симметричной, оболочка, выброшенная Новой Персея, совершенно асимметрична, как если бы большая часть вещества исходила от одного ее полушария.

Существование расширяющихся оболочек помогает в определении расстояний до новых звезд. Согласно принципу Доплера, из измерений смещений спектральных линий мы получаем действительную скорость расширения в км/с. Если теперь по прямым фотографиям мы наблюдаем движение, перпендикулярное лучу зрения, т. е. видимую скорость расширения в угловых секундах в год, то расстояние можно вычислить. Величины, по-



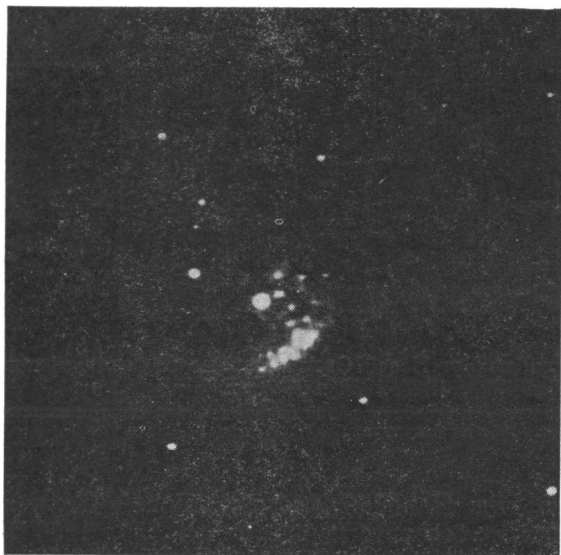
Р и с. 117. Развитие оболочки вокруг Новой Орла отражено на фотографиях, полученных (слева направо) в 1922, 1927, 1933 и 1940 гг.

Последний снимок сделан в свете $H\alpha$ (красная линия водорода), так как туманность оказалась слишком слабой в фотографических лучах.

лученные таким путем для Новой Геркулеса, Новой Орла и Новой Персея, составляют соответственно около 730, 1200 и 2000 световых лет.

Для Новой Персея наблюдалось явление еще одного типа. После вспышки недалеко от звезды стали видны диффузные клочковатые облака, быстро меняющие свою форму. Интерпретация этой особенности сводится к тому, что свет новой звезды освещает окружающие массы межзвездного газа и пыли. Оценка расстояния по скорости освещения этих облаков дает величину 400 световых лет, что совершенно не согласуется с величиной 2000 световых лет, полученной для этого расстояния по методу расширяющейся оболочки. Было показано, в частности Оортом, что последний метод более надежен.

По-видимому, новые звезды в большинстве ведут себя удивительно сходным образом. Главное различие между ними состоит в скорости расширения и изменения блеска. Так, минуло 100 дней, прежде чем Новая Геркулеса понизила на 3^m свой блеск по сравнению с максимальным. А у Новой Орла (1918 г.) и Новой Лебеда (1920) блеск упал на 3^m всего через 8 и 16 суток соответственно. На основе тщательного анализа семи ярких новых звезд, которые появились в XX в., Мак-Лафлин из Мичиганского университета нашел, что те новые звезды, блеск которых затухает медленнее, имеют более низкие начальные скорости расширения и у них более длительные интервалы времени между различными спектральными фазами, описанными выше. Кроме того, звезды, которые угасают очень быстро, достигают большего блеска в максимуме, чем те, которые гаснут медленнее, — эффект, который Арп обнаружил также и в галактике Андромеды. Мак-Лафлин особо подчеркнул, что новые звезды



Р и с. 118. Туманность вокруг Новой Персея (1901) по фотографии Бааде 13 декабря 1939 г.

очень похожи друг на друга независимо от скорости их развития:

«Тот факт, что мы можем описать ход развития новой звезды, используя для этого всего один параметр — скорость, наводит на мысль, что само явление новой обусловлено единичным внезапным освобождением энергии внутри звезды. Сильный взрыв, отображаемый подъемом блеска до максимума, полностью определяет ход событий, которые происходят вслед за взрывом на протяжении месяцев или лет, подобно тому как траектории осколков разорвавшейся бомбы определяются в момент взрыва. Тогда различия, которые мы наблюдаем между спектрами новых звезд, развивающихся одинаково быстро, будут зависеть от случайных неоднородностей плотности выброшенного вещества, от состава и степени турбулентности газов и от ориентации основных выброшенных масс по отношению к лучу зрения».

Старые новые звезды долгое время после взрыва остаются небольшими очень горячими звездами. Равенство светимостей после и до стадии новой, по-видимому, является указанием на то, что объекты до вспышки и после нее, скорее всего, подобны.

Эти небольшие горячие звезды, судя по их светимостям, радиусам и плотностям, гораздо ближе к белым карликам, чем к объектам главной последовательности.

ЗВЕЗДЫ ТИПА U БЛИЗНЕЦОВ

К обычным новым звездам близки замечательные переменные типа SS Лебеда или U Близнецов, которых иногда называют «карликовыми» новыми. Не меняясь практически на протяжении интервалов от 3 недель до 6 месяцев, они внезапно увеличивают свой блеск в 20—100 раз, а затем угасают. Некоторые из них в минимуме блеска неравномерно мерцают с частотой 1—10 мин; диапазон изменений блеска меньше $0,1^m$. Аналогичные изменения обнаруживаются и у старых новых звезд.

В минимуме в спектре этих звезд видны яркие широкие линии водорода и яркие линии CaII. Цвет соответствует желтой звезде спектрального класса G или K.

В максимуме звезды становятся голубыми; в их спектрах присутствуют широкие мелкие линии поглощения, т. е. широкие линии с большими центральными интенсивностями. Эти свойства казались старинными, пока не было установлено, что здесь мы имеем дело по существу с двойными спектрами, обязанными своим возникновением двойным звездам. Разгадка этого явления была открытием величайшей важности.

НОВЫЕ ЗВЕЗДЫ КАК ДВОЙНЫЕ СИСТЕМЫ

После спада блеска звезды DQ Геркулеса до минимума у нее обнаружили быстрые колебания блеска с периодом около 1 мин. Изучая эти флуктуации, в 1954 г. Мерл Уокер обнаружил, что DQ Геркулеса — затменная двойная с самым коротким из известных для этих звезд периодом — 4 час 39 мин.

Предварительный анализ кривой блеска показал, что радиусы этих звезд порядка $1/10$ радиуса Солнца, а массы действительно очень малы. Звезда-спутник (спектр которой никогда не наблюдался) могла быть карликом позднего класса M, но масса этой компоненты новой звезды — и это непреложный факт — гораздо меньше массы Солнца.

Само затмение — это не обычное экранирование одной звезды другой, а скорее затмение полупрозрачного кольца или диска, окружающего горячую звезду. Под действием ультрафиолетовых квантов, излучаемых горячей звездой, кольцо флуоресцирует. Абсолютная визуальная величина голубой звезды

около $+8,5^m$. 73-секундный период переменности, интерпретируемый Уокером как время «пульсации» голубой звезды, был использован Крафтом для оценки ее массы по зависимости период — плотность $P\sqrt{\rho} = \text{const}$, подходящей для пульсирующей звезды, вместе с использованием точной зависимости между массой и радиусом, которой подчиняются белые карлики. Крафт нашел, что масса голубой звезды равна 0,12 массы Солнца; звезда действительно белый карлик. Еще несколько старых новых звезд были отождествлены как члены двойных систем. Например, Т Возничего 1891 — затменная двойная с периодом, согласно Уокеру, 4 час 54 мин.

В составленной Крафтом таблице 10 приведены данные для трех старых новых звезд, для которых сделаны оценки масс. Обратите внимание на то, что массы ограничены диапазоном от 0,1 до 3 масс Солнца. Отсюда Крафт делает вывод, что двойные системы новых звезд — это системы особого типа. Вероятно, большинство их скорее относится к старому населению плоской составляющей, чем к населению сферической составляющей.

Таблица 10

Массы трех новых звезд (по данным Р. Крафта)

Объект	Спектральный класс	M_V (кр.)	Период	Масса ($M_{\odot}=1$)	
				красн.	голуб.
Т Северной Короны	Be, gM3+	+0,2	227,6 суток	$\geq 3,7$	$\geq 2,6$
GK Персея (1901)	Be, K, +	+4,5	1,904 суток	$\geq 0,56$	$\geq 1,29$
DQ Геркулеса (1934)	Be, —	> 9	4 час 39 мин	0,20	0,12

Be — звезды класса В с эмиссионными линиями; gM3 — спектр напоминает спектр гиганта.

Сложные спектры звезд типа U Близнецов объясняются теперь без труда: все эти звезды двойные. Например, Джой считает, что SS Лебеда — спектральная двойная звезда с периодом 6 час 38 мин; спектральные классы компонент dG5 и Be. Крафту удалось отождествить предков звезд типа U Близнецов — это очень близкие, фактически соприкасающиеся двойные типа звезд W Б. Медведицы. Типичные периоды этих систем 0,37 суток, массы обычно 0,8 и 1,5 массы Солнца для обоих компонент соответственно, а $M_V \approx 4,5^m$. Звезды типа U Близнецов имеют почти такие же периоды, взаимные расстояния и массы. Голубые звезды — белые карлики, красные — звезды с недостаточной светимостью.

ПРОИСХОЖДЕНИЕ НОВЫХ ЗВЕЗД

По-видимому, надежно установлено, что новые звезды могут возникать только в некоторых весьма специфических системах двойных звезд, тогда как такие звезды, как W Б. Медведицы, эволюционируют в звезды типа U Близнецов.

Эволюция тесных двойных систем порождает весьма интересные эффекты. Более массивная звезда пары будет эволюционировать быстрее, и, по мере того как она расширяется, ее внешняя оболочка начинает захватываться, как в ловушку, гравитационным полем другой звезды. Большая часть расширяющейся оболочки рассеивается в пространстве, но некоторая часть оказывается перехваченной другой звездой. Постепенно звезда, первоначально более массивная, теряет свои внешние слои, а ее ядро превращается в белого карлика. Между тем эволюция меньшей звезды еще продолжается. В конце концов она также начинает терять свою внешнюю оболочку. Весьма вероятно, что опять-таки некоторое количество утрачиваемого вещества будет захвачено компаньоном, но в данном случае компаньоном является белый карлик, и пополнение такой звезды веществом может привести к ее неустойчивости. Нетрудно понять, почему вспышки новых звезд повторяются, но точные детали этого механизма неясны.

Спектральные наблюдения новых звезд в минимуме крайне сложны. Мы наблюдаем по существу спектры не двух компонент, а зачастую лишь спектр одной из них и спектр более или менее протяженного газового кольца. Белый карлик в подобных случаях может вообще не наблюдаться.

СВЕРХНОВЫЕ ЗВЕЗДЫ

В августе 1885 г. недалеко от центра туманности Андромеды неожиданно появилась новая звезда, блеск которой составлял примерно $1/10$ светимости всей этой галактики. Звезда достигла 6^m, а спустя 6 месяцев ее блеск упал до $1/10\,000$ этой величины, после чего звезда исчезла. Ее положение в туманности и ее спектр, который был не похож на спектр обычных новых звезд, указывали на то, что эта звезда не занимала самого видного места в галактике. Аналогичные объекты, достигающие светимостей, сравнимых со светимостью целой звездной системы, в которой они появлялись, были зарегистрированы и в других, более далеких спиральных галактиках.

В 1917 г. Ричи обнаружил две новые звезды на фотографиях туманности Андромеды, но они были в тысячу раз слабее объекта 1885 г. Последующие исследования, проведенные Хаблом и особенно Арпом на обсерватории Маунт Вилсон, пока-

зали, что в туманности Андромеды ежегодно появляется 25—30 новых звезд, но в максимуме их блеск никогда не превышает 15^m . Даже если абсолютная величина самой яркой из этих новых звезд равна $-8,5^m$, все они лишь жалкие пигмеи рядом с великолепным объектом 1885 г. Звезды, достигающие светимостей, сравнимых со светимостями галактик, в состав которых они входят, обычно называют *сверхновыми*. За последние годы во внешних галактиках было открыто много таких объектов.

Цвикки установил, что частота вспышек сверхновых звезд весьма различна в галактиках разных типов, поэтому усредненные цифры могут ввести в заблуждение. В галактиках некоторых типов, например спиральных типа Sa, не наблюдалось ни одной сверхновой звезды. Шепли нашел, что в системах типа Sc, т. е. спиралях, аналогичных системе в Треугольнике, вспыхивали 4—5 сверхновых звезды в столетие. Известна одна галактика, в которой произошли три таких вспышки: две в 1921 г. и одна в 1937 г. О нескольких подобных случаях было сообщено Цвикки.

Сверхновые звезды можно разделить по меньшей мере на два типа (Цвикки высказал предположение, что таких типов пять); их не следует смешивать с типами звездного населения. Как будто, чтобы еще сильнее запутать этот вопрос, сверхновые звезды типа I можно связать со звездами шаровых скоплений или со звездами так называемой сферической составляющей (населения типа II по Бааде), а сверхновые звезды II типа, вероятно, связаны со звездами плоской составляющей (население типа I спиральных рукавов). Сверхновые типа II ни разу не были обнаружены в эллиптических галактиках, но, по-видимому, связаны с рукавами спиральных галактик.

Сверхновые типа III (по Цвикки), возможно, всего лишь вариант типа II. У этих объектов близкий к максимуму блеск сохраняется в течение не нескольких дней, как у звезд типов I и II, а, скорее, на протяжении недель. Лишенный деталей спектр наилучшего образца (в NGC 4303) показывает, что большие массы газа выбрасываются при высокой температуре. Цвикки поместил сверхновую звезду (в NGC 3003), имеющую уникальную кривую блеска, в отдельный класс типа IV. Его тип V, по-видимому, представлен звездой η Киля, которая описана в главе 12.

Типичная кривая блеска сверхновой звезды типа I приведена на рис. 119. В максимуме эти звезды обычно в несколько сот миллионов или даже выше чем в миллиард раз ярче Солнца. Их блеск возрастает очень быстро, затем проходит через фазу максимума, которая может длиться несколько суток. Когда блеск уменьшится примерно до $1/10$ своей максимальной величины, он начинает спадать равномерно со скоростью около 1^m

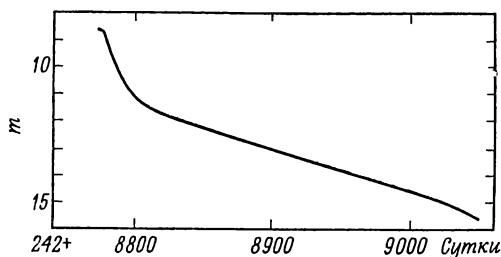
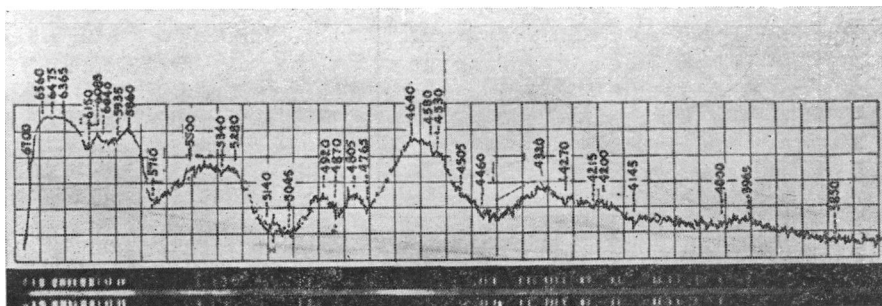


Рис. 119. Кривая блеска сверхновой звезды в IC 4182.

за каждые 2 месяца. Полное падение блеска соответствует его уменьшению по крайней мере в миллион раз. В максимуме у этих звезд интенсивность ультрафиолетового излучения невелика. Это означает, что их поверхностные температуры, вероятно, сравнительно низки. Чтобы излучать столько света, сколько излучают сверхновые звезды, они должны раздуваться до гигантских размеров, может быть во много раз превосходящих размеры орбиты Земли. Представляется вероятным, что, подобно явлению новой звезды, явление сверхновой звезды происходит в результате разлета звезды или какого-то массивного тела почти без остатка. Этот процесс происходит поистине в грандиозном масштабе. В то время как у обычных новых звезд скорость истечения вещества доходит до нескольких сот км/с, материал из сверхновых звезд типа I может выбрасываться со скоростью 30 000 км/с.

Поскольку сверхновые звезды наблюдаются в далеких галактиках, для изучения их спектров необходимы крупные телескопы. Минковский, который осуществил первое детальное исследование спектров сверхновых звезд, установил, что они состоят исключительно из нескольких нечетко ограниченных широких ярких полос (рис. 120) без каких бы то ни было следов резких линий, за исключением двух так называемых запрещенных линий дважды ионизованного кислорода (см. гл. 7) на 6300 и 6363 Å, которые появляются в поздней фазе. У звезд типа I полосы шире, а возбуждение, очевидно, выше, чем у звезд типа II. Положения и относительные интенсивности этих широких деталей меняются со временем, может быть, потому, что с изменением ионизации и возбуждения меняется роль излучения каждого вида атомов. Их большая ширина вполне понятна, если учесть огромные скорости выброса вещества. У них никогда не развиваются спектры, подобные спектрам новых звезд.

Сверхновые звезды типа II достигают светимостей примерно на $1,2^m$ ниже светимостей звезд типа I. Их кривые блеска не



Р и с. 120. Спектр Сверхновой в IC 4182, сфотографированный Минковским 10 сентября 1937 г.

Над спектром дана микрофотограмма, регистрирующая степень почернения на оригинальном негативе. Обратите внимание на то, что в спектре звезды нет резких линий.

похожи на кривые сверхновых типа I и даже не похожи одна на другую. Скорости выброса оболочки, по-видимому, меньше, чем у сверхновых звезд типа I. Однако, согласно интерпретации, предложенной Уиплом и Пейн-Гапошкиной (Гарвардская обсерватория), изменение спектров сверхновых звезд типа II происходит так же, как у обыкновенных новых звезд, с той лишь разницей, что вследствие громадных скоростей раздувания оболочек сверхновых звезд отдельные яркие линии так сильно расширяются, что, накладываясь друг на друга, они образуют по существу непрерывный спектр. Для усиления своей аргументации Уипл и Гапошкина построили ряд так называемых «синтетических» спектров, вычислив, как должен был бы выглядеть спектр сверхновой звезды, если бы ее атмосфера, состоящая из различных смесей гелия, углерода, кислорода, азота и железа в различных стадиях ионизации и возбуждения, находилась бы в состоянии стремительного расширения. Если предположить, что водорода в атмосферах сверхновых звезд мало по сравнению с его содержанием в обыкновенных звездах, хотя гелия и железа в них заметно больше, то эти синтетические спектры очень похожи на спектры сверхновых звезд типа II, однако спектры звезд типа I объясняются подобным образом не столь хорошо.

СВЕРХНОВЫЕ В НАШЕЙ ГАЛАКТИКЕ

По-видимому, пять, может быть шесть, более или менее квалифицированно наблюдавшихся сверхновых звезд были замечены в нашей собственной Галактике. В 1572 г. Тихо Браге наблюдал звезду, которая по блеску превосходила Венеру и

была без труда видна при дневном свете. Ее так и не отождествили с каким-либо оптическим объектом, хотя, если бы это была обычная новая звезда, ей следовало бы теперь иметь видимую величину около $+11^m$, находиться на расстоянии 150 парсек от Солнца и, следовательно, ее было бы легко обнаружить. Такой звезды так и не нашли; но близ точки, указанной Тихо, наблюдается сильный источник радиоизлучения. Несомненно, это остаток сверхновой звезды, он состоит из оболочки диаметром около $7,5'$, что соответствует примерно 11 парсек при вероятном расстоянии 5000 парсек. С поправкой за межзвездное поглощение абсолютная величина этой сверхновой звезды в максимуме должна была быть $-19,6^m$, т. е. ее светимость была равна светимости 4 млрд. солнц! Минковский, наблюдавший несколько очень слабых остатков от ее оболочки, считает Новую Тихо прототипом сверхновых звезд типа I.

Другой сверхновой звездой типа I, вероятно, была звезда, наблюдавшаяся в 1604 г. Кеплером, ее остаток в виде туманности был обнаружен Бааде. Это тоже сильный радиоисточник. Сверхновая звезда 1006 г., наблюдавшаяся в Китае, достигала $m = -8$, но данные о ней очень скудны (отчасти из-за ее неблагоприятного для наблюдений положения: $\delta = -42^\circ$). Еще более неблагоприятно был расположенный объект — сверхновая звезда 185 г. н. э. ($\delta = -62^\circ,5$), также наблюдавшаяся в Китае. Самые знаменитые среди остатков сверхновых звезд — Крабовидная туманность и замечательный объект η Киля — будут рассмотрены в следующей главе.

Местоположения угасших сверхновых звезд часто удается обнаружить благодаря быстрому движению расширяющихся газовых облаков, которые иногда регистрируются в радиодиапазоне как сильные излучатели. В туманности Сетка или Вуаль в Лебеде *) наблюдаются движения, которые можно интерпретировать как простое радиальное расширение. Отдельные элементы «сетки» состоят из волокон длиной порядка 1 парсек и шириной 0,01 парсек; вся оболочка имеет массу порядка массы Солнца. Вероятно, это оболочка старой сверхновой звезды, которая испытывает торможение вследствие взаимодействия с межзвездной средой. Еще один пример — туманность IC 443. Обе эти туманности — аномально сильные радиоисточники. Один из сильнейших на небе источников радиоизлучения на низких частотах Кассиопея А, по-видимому, является остатком сверхновой звезды. Он находится в богатой туманностями области Галактики. Измерения Минковского приводят к выводу о том, что расстояние этого источника 3400 парсек, радиус 2 парсек, а масса туманности, состоящей из небольших сгустков, равна

*) Волокнистая туманность по терминологии Г. А. Шайна. — *Прим. перев.*

двум массам Солнца. Если быстро движущиеся сгустки этой туманности ранее не испытывали торможения, то вспышка произошла около 1700 г. н. э.

В Большом Магеллановом Облаке были также отождествлены три возможных остатка сверхновых звезд.

ПРОИСХОЖДЕНИЕ СВЕРХНОВЫХ ЗВЕЗД

Во время вспышки сверхновой звезды типа I полное количество излучаемого ею света составляет около $3,6 \cdot 10^{49}$ эрг, что эквивалентно энергии, излученной Солнцем за 300 млн. лет. Но мы не знаем, как оценить полную мощность вспышки; она может быть гораздо больше, поскольку огромные порции энергии, возможно, излучаются в рентгеновской области и в радиодиапазоне.

Так или иначе, но энергия выделяется обязательно сразу в больших количествах. Излюбленная гипотеза для объяснения этого явления — катастрофическое сжатие (коллапс) массивной звезды на последних стадиях ее эволюции. Например, не исключено, что с увеличением плотности и температуры ядро такой массивной звезды, состоящее преимущественно из железа, превращается в гелиевое, что сопровождается поглощением большого количества энергии. Затем в звезде происходит взрыв, поверхностный водород оказывается в смеси с веществом перегретых недр звезды, и вся эта смесь взрывается наподобие водородной бомбы.

Другое предположение — коллапс, при котором ядро звезды внезапно достигает плотности, сильно превышающей даже плотность белых карликов. Электроны, втискиваясь в протоны, образуют нейтроны, в результате получается звезда очень небольших размеров. Камерон, а также Амбарцумян и Саакян рассмотрели еще более экзотическую звезду с плотностью 10^{19} г/см³, в которой неустойчивые в физике высоких энергий частицы становятся устойчивыми строительными блоками вещества. Возможно, что пульсары и нейтронные звезды — ядра бывших сверхновых звезд (см. гл. 12). К настоящему моменту нам еще не удалось отождествить какую-либо сверхновую звезду с ранее существовавшей обыкновенной сильно продвинувшейся в своей эволюции звездой. Звезды, по-видимому даже и массивные, обычно умирают не с «ревом», а с «хныканьем».

В гл. 9 мы рассматривали образование звезд из больших сгустков вещества в межзвездном пространстве. Предположим, какая-то невращающаяся масса порядка 200—300 масс Солнца начала конденсироваться в звезду, однако устойчивое тело при этом не могло бы образоваться, так как требуемая для этого температура оказалась бы слишком высокой.

Самогравитирующая масса через некоторое время взорвалась бы, поскольку ядерное топливо горит слишком быстро. Возможность такого процесса следует из существования звезд-бегунов, возникновение которых можно представлять себе следующим образом. Допустим, образуется двойная система, одна компонента которой имеет массу в 300 масс Солнца, а другая — равную 20 солнечным массам. Первая компонента, так и не превратившись в устойчивую звезду, взрывается. Ее компаньон, двигавшийся с очень высокой скоростью по своей орбите, внезапно оказавшись «на свободе», улетает прочь подобно раскрученному на веревке камню при внезапном обрыве веревки. Несколько молодых массивных звезд с высокими скоростями известны. К сожалению, их возраст все же настолько велик, что лишает нас какой бы то ни было надежды найти остатки соответствующих сверхновых звезд.

Как известно, все подобные остатки сверхновых звезд предлагают интригующие проблемы (см. главу 12). По-видимому, именно в этих объектах, пронизанных магнитными полями, генерируются частицы высоких энергий — быстрые электроны, протоны и даже космические лучи.

12. АСТРОНОМИЯ ВЫСОКИХ ЭНЕРГИЙ

Вообще говоря, звезда — один из самых простых объектов природы. Она светит потому, что только при высоких температурах в недрах создается то давление, которое необходимо для поддержки веса лежащих выше слоев. При этих температурах протоны носятся с высокими скоростями, позволяющими им проникать в ядра более тяжелых атомов, что приводит к выделению больших количеств энергии. Ядерная топка поддерживает высокую температуру, обеспечивающую поток энергии к поверхности. Нетрудно также объяснить излучение обыкновенной газовой туманности, например туманности Ориона. Коротко говоря, ультрафиолетовая энергия, посылаемая светящей звездой, затрачивается на вполне понятные атомарные процессы. Излучение яркой солнечной фотосферы астрофизик трактует как тепловое излучение, т. е. излучение, которое испускается горячим веществом просто потому, что оно нагрето.

Однако в последние годы все больше и больше внимания уделяется множеству явлений, которые можно не вполне точно назвать «нетепловыми». Если же говорить точнее, то эти явления соответствуют ситуациям, при которых относительно небольшие количества частиц обладают очень большими энергиями. Как мы увидим ниже, проявление этих эффектов ощутимо на протяжении всего электромагнитного спектра.

В частности, в нашей Галактике генерируется поток энергии, эквивалентный мощности 10 миллионов Солнц. Эта энергия передается разреженному потоку атомных ядер, средняя энергия которых достигает миллиарда электрон-вольт. О том, что космические лучи представляют собой частицы высоких энергий, падающие на Землю из космического пространства, было известно давно, но их возможная связь с конкретными звездами и туманностями была признана лишь недавно. Рентгеновское излучение небесных источников и интенсивное радиоизлучение некоторых газовых туманностей, по-видимому, зачастую также связано с частицами высоких энергий. Наилучшие образцы этих нетепловых источников находятся среди остатков сверхновых звезд. Давайте рассмотрим некоторые из них поподробнее.

КРАБОВИДНАЯ ТУМАННОСТЬ

Крабовидная туманность, названная так Россом, который сто лет назад сделал замечательную зарисовку этого объекта, — одна из самых интересных газовых туманностей. Прямая фотография с соответственно подобранными фильтрами показывает, что туманность состоит из довольно размытой или аморфной массы, на которую накладывается сетка перепутанных волокон, медленно расширяющаяся подобно оболочке новой звезды (рис. 121 и 122). Измерения, сделанные Дунканом, приводят к выводу, что вся эта масса появилась из одного источника — вероятно, взорвавшейся звезды, и что вспышка звезды произошла примерно 900 лет назад. Этот интервал времени имеет важное значение, так как в 1054 г. японские и китайские астрономы независимо заметили в той же части неба яркую появившуюся на время звезду. Достигнув визуальной величины — $3,5^m$, она стала ярче Юпитера, затем постепенно потускнела и примерно через 650 суток исчезла для глаза.

Ценные сведения о расширении Крабовидной туманности дали спектральные наблюдения. Волокна имеют яркий линейчатый спектр, напоминающий спектр планетарной туманности; аморфная масса, обеспечивающая около 80% света туманности, дает непрерывный спектр. Одна из первых спектрограмм, полученная Мейолом на Ликской обсерватории, приведена на рис. 123. Щель спектрографа направлена по диаметру туманности. Обратите внимание на то, что сильная линия 3727 \AA имеет дугообразную форму. Этот эффект как раз и следует ожидать в расширяющейся газовой оболочке. В центре небулярного «диска» газ на стороне, обращенной к наблюдателю, мчится по направлению к нам, и линия смещена к фиолетовому краю, а материя с противоположной от нас стороны удаляется от наблюдателя, и линия смещена в красную сторону. Поэтому спектральная линия в центральной части туманности выглядит расщепленной. На краях туманности материал движется перпендикулярно лучу зрения и лучевая скорость расширяющейся оболочки равна нулю, поэтому и смещение спектральной линии здесь равно нулю. Максимальное расстояние между двумя компонентами линии пропорционально удвоенной скорости расширения оболочки.

С другой стороны, измерения на прямых фотографиях дают видимую (угловую) скорость расширения туманности. Ясно, что если действительная скорость расширения и угловая скорость расширения известны, то можно вычислить параллакс. Расчеты немного усложняются из-за того, что туманность имеет эллиптическую форму; по-видимому, это эллипсоид, более длинная (большая) ось которого расширяется с иной скоростью, чем

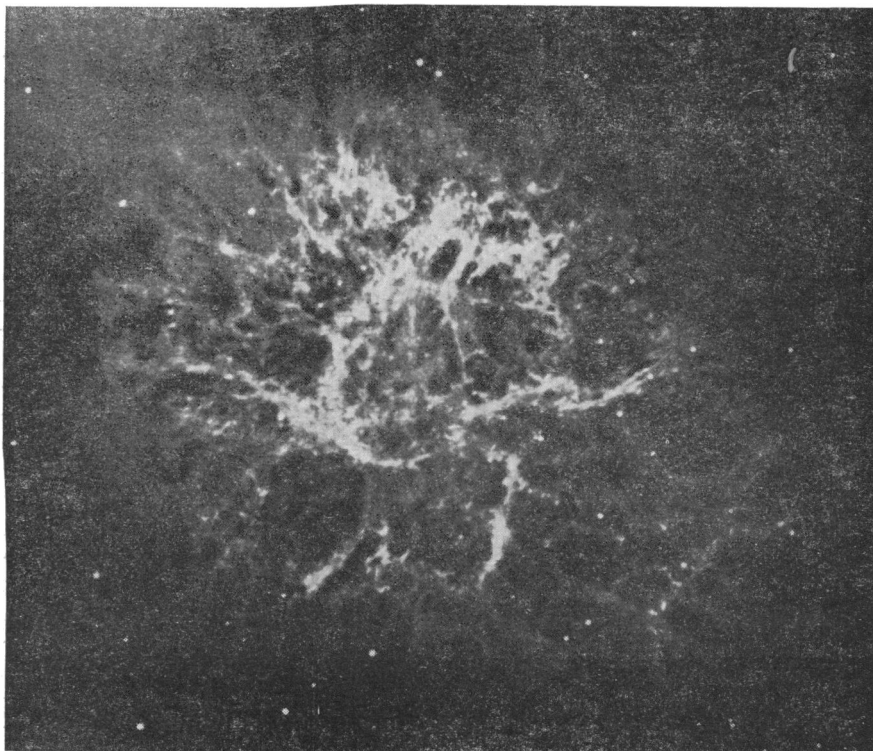


Рис. 121. Волокна Крабовидной туманности, сфотографированные Гвидо Мюнчем на эмульсии 103а-Е в главном фокусе 200-дюймового телескопа 22 сентября 1966 г.

Чтобы сфотографировать волокна в свете $H\alpha$ и запрещенном излучении ионизованного азота, Мюнч использовал интерференционный фильтр с полосой пропускания 50 \AA ; экспозиция 50 мин.

более короткая (малая) ось. С учетом этих эффектов скорость расширения в направлении большой оси получена равной 1720 км/с , что соответствует угловой скорости расширения $0,2''$ в год. На расстоянии 1 пс поперечное (собственное) движение $1''/\text{год}$ соответствовало бы $1 \text{ а. е./год} = (1,49 \cdot 10^8 \text{ км/год}) \times (3,156 \cdot 10^7 \text{ сек/год}) = 4,74 \text{ км/с}$. Отсюда линейная скорость $v \text{ км/с}$ связана с угловым поперечным движением $\mu''/\text{год}$ на расстоянии $d \text{ пс}$ формулой $v/4,74\mu = d(\text{пс})$. Подставляя численные значения v и μ для Крабовидной туманности, получаем для расстояния величину $1720(4,74 \cdot 0,20) = 1800 \text{ пс}$. Затем, если мы введем поправку за межзвездное поглощение, то для абсолют-



Р и с. 122. «Аморфная масса» Крабовидной туманности, сфотографированная Гвидо Мюнчем на чувствительной к желтым лучам эмульсии (103a-D) в главном фокусе 200-дюймового телескопа 22 октября 1963 г.

Использовался желтый (Корнинг 3484) фильтр и поляризационный фильтр, ориентированный таким образом, чтобы свести к минимуму пропускание в северо-южном направлении. Фотография регистрирует в сущности непрерывное излучение; только самые сильные волокна чуть просматриваются в свете запрещенного излучения нейтрального кислорода. Север — наверху, восток — справа.

ной визуальной величины соответствующей звезды в максимуме получим около $-18,2^m$. В любом случае звезда должна была быть во много раз ярче обычной новой звезды, т. е., вероятно, это была сверхновая звезда. Вряд ли она была сверхновой звездой типа I, как звезда Тихо или объект, наблюдаемый в IC 4182. Скорость расширения 1700 км/с гораздо меньше 20 000 км/с — величины, типичной для этих сверхновых звезд. Кроме того, и скорость ее угасания была меньше.

Для системы волокон (которая, вероятно, имеет массу, примерно равную массе Солнца) характерно, по мнению Вольтера,

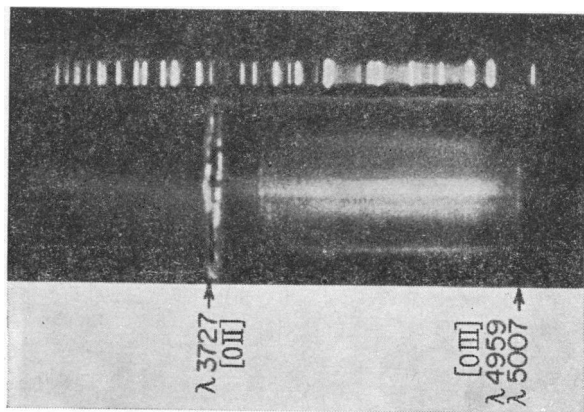


Рис. 123. Одна из первых спектрограмм Крабовидной туманности, полученная в 30-е годы Мейолом при помощи небулярного спектрографа на рефлекторе Кроссли (Ликская обсерватория).

Обратите внимание на сильный эмиссионный спектр и яркие дугообразные запрещенные линии ионизованного кислорода [OII] 3727 Å. В недавней работе Вирджинии Тримбл показано, что помимо расширения здесь происходят сложные внутренние движения.

сверхобилие гелия. Система волокон охватывает весь объем, занимаемый диффузной массой. Вблизи центра этой так называемой аморфной массы, которая в действительности обладает отчетливо выраженной структурой, наблюдаются колебания яркости. Встречаются мелкие волны («рябь»), которые движутся со скоростью около 47 000 км/с. Внешняя часть расширяется с той же скоростью, что и система волокон.

Крабовидная туманность — интенсивный источник радиоизлучения, одним из первых отождествленный с оптическим объектом. Протяженность и структура деталей диффузной массы в радиодиапазоне, по-видимому, такие же, как в оптических лучах. Но распределение яркости и поляризационные эффекты в этих двух диапазонах неодинаковы: распределение яркости в радиодиапазоне более однородное, чем в оптической области, но поляризация радиоизлучения сильнее концентрируется к центру, чем в видимом свете. Радиоволны, подобно световым волнам и другим волнам электромагнитного спектра, излучаются любым нагретым источником; интенсивность этого, как говорят, «шумового излучения» зависит от температуры источника и от количества излучающего вещества на луче зрения. Но радиоизлучение Крабовидной туманности определенно нетеплового происхождения. Оно слишком интенсивно для известной поверхностной яркости этого объекта на оптических длинах волн, причем эта интенсивность не связана прямой зависимостью

с длиной волны. Кроме того, как оптическое, так и радиоизлучение теплового источника всегда неполяризовано. Поэтому весьма важной «путеводной нитью» оказалось открытие в 1954 г. В. А. Домбровским поляризации света Крабовидной туманности. Бааде получил ряд высококачественных снимков этой туманности через поляризационный фильтр, устанавливаемый последовательно в различных позиционных углах. На этих фотографиях видны поразительные изменения. Поляризацию вплоть до 60% легко заметить, а в некоторых областях поляризация, возможно, стопроцентная.

И. С. Шкловский высказал предположение, что процесс излучения энергии Крабовидной туманностью аналогичен излучению в синхротроне — установке, используемой в ядерной физике для создания электронов с большими скоростями. Характеристики излучения ускоренных электронов, скорости которых приближаются к скорости света, совершенно иные, чем для медленных электронов. В синхротроне электроны вынуждены двигаться по круговым путям под влиянием магнитного поля, перпендикулярного к плоскости их движения. Так как электроны движутся по искривленной траектории, они все время ускоряются и поэтому излучают энергию. Свет излучается главным образом не в направлении, перпендикулярном движению электронов, а, скорее, в узком конусе в направлении движения. К тому же он поляризован. Мы можем мысленно представить себе электрон в виде игрушечного паровоза, бегущего по круговой трассе; луч его головного фонаря (перед которым помещен кусочек поляроида) изображает излучаемый свет. Каждый данный электрон будет излучать в направлении наблюдателя за каждое обращение один мгновенный импульс, но электронов — множество, поэтому все эти «мигания» сливаются. Излучение происходит за счет непрерывно расходуемой кинетической энергии электрона. Распределение излучаемой энергии по длинам волн очень заметно отличается от распределения для черного тела; на высоких частотах имеется резкий обрыв, который зависит от орбитального периода самых быстрых электронов.

Синхротронным механизмом, по-видимому, можно объяснить как радиоизлучение, так и оптическую эмиссию Крабовидной туманности, а также нетепловое излучение других остатков старых сверхновых звезд. Напряженность магнитного поля в Крабовидной туманности составляет около 10^{-3} Гс, что в очень грубом приближении в 1500 раз меньше поля Земли. Крабовидная туманность также и мощный источник рентгеновских лучей. Может ли быть, чтобы возбуждение вызывалось неправдоподобно маленькой фантастически горячей звездой, излучающей в основном в рентгеновской области? Так уж случайно оказалось, но иногда между Крабовидной туманностью и Землей проходит

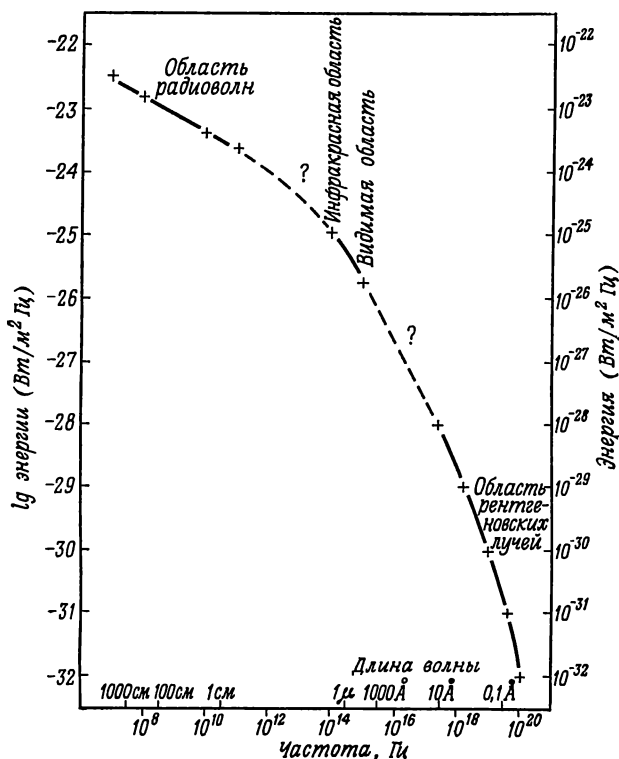


Рис. 124. Распределение энергии в непрерывном спектре Крабовидной туманности.

Каждое деление шкалы соответствует десятикратному изменению интенсивности или частоты. На этом рисунке объединены данные, полученные в радиодиапазоне, видимой и рентгеновской областях. Сплошные отрезки кривой представляют наблюдательные данные, пунктирные — интерполяции между наблюдаемыми областями.

Луна; такое «затмение» произошло, в частности, в 1964 г. Если бы рентгеновский источник был звездной природы, то при закрытии его Луной он мгновенно исчез бы; если же это источник протяженный, он должен тускнеть постепенно. Бойер, Байрам, Чабб и Фридман из Морской исследовательской лаборатории ВМС США наблюдали это затмение при помощи приемников, запущенных на ракете за пределы земной атмосферы. Результат четко показал, что источник рентгеновских лучей не точечный, а протяженный с угловой шириной порядка $1'$. Были приведены аргументы, из которых следует, что это рентгеновское излучение также обусловлено синхротронным механизмом. Однако вопрос нельзя считать решенным, пока не будет измерена поляризация этих рентгеновских лучей.

Спектр Крабовидной туманности наблюдался, начиная от длин волн порядка 30 м и вплоть до рентгеновских лучей (0,2 Å) с большими пробелами в инфракрасной и ультрафиолетовой областях (рис. 124). Полная мощность излучения составляет около 10^{39} эрг/с, или в 2500 раз больше мощности солнечного излучения. Почти вся эта энергия высвечивается в виде синхротронного излучения. Следовательно, должен существовать механизм, поставляющий энергию для ускорения электронов до очень высоких энергий при такой мощности; возможно, им ускоряются также и тяжелые частицы. На заключительном этапе «электростанция», по-видимому, представляет собой быстро мигающий источник радиоизлучения (а в этом случае также и оптического излучения), известный под названием «пульсар» (см. ниже). Пульсары в настоящее время интерпретируются как неправдоподобно плотные быстро вращающиеся вокруг своих осей «звезды», состоящие из нейтронов.

ЭТА КИЛЯ

Другой сбивающий астрономов с толку объект — замечательная звезда η Киля, наблюдавшаяся Галлеем в 1677 г. как звезда 4^m. В 1751 г. ее блеск был равен блеску Полярной, и с этого времени наблюдались его флуктуации. К 1843 г. звезда стала ярче Канопуса; затем в отличие от новых или сверхновых звезд она сохраняла свой блеск в течение нескольких лет. К 1856 г. блеск начал уменьшаться, упав до 2^m к 1858 г. и до 6^m к 1867 г. С тех пор звезда меняет свой блеск неравномерно; в 1893 г. наблюдалась небольшая вспышка.

В телескоп теперь видно красное незвездное компактное образование с однородным ядром диаметром около 1,5". Окружает его неправильной формы вытянутая туманность диаметром 12". И блеск ядра, и структура туманности подвержены изменениям.

Спектр ядра крайне сложен (рис. 125—127). У более сильных линий широкие эмиссионные профили часто имеют резкие узкие эмиссионные выступы. Наблюдаются также и линии поглощения, смещенные в фиолетовую сторону. Например, в 1961 г. профиль Н γ показывал «впадины», соответствующие оболочкам, движущимся от центра объекта со скоростями 48, 120 и 480 км/с.

В этой небольшой туманности Гавиола обнаружил маленькие движущиеся наружу яркие области, или «конденсации», вероятно выброшенные при вспышке 1843 г. Если сопоставить скорости движения этих конденсаций с ширинами широких эмиссионных деталей в спектре (которые соответствуют скорости расширения 500 км/с), то получается расстояние 1200 пс и мак-

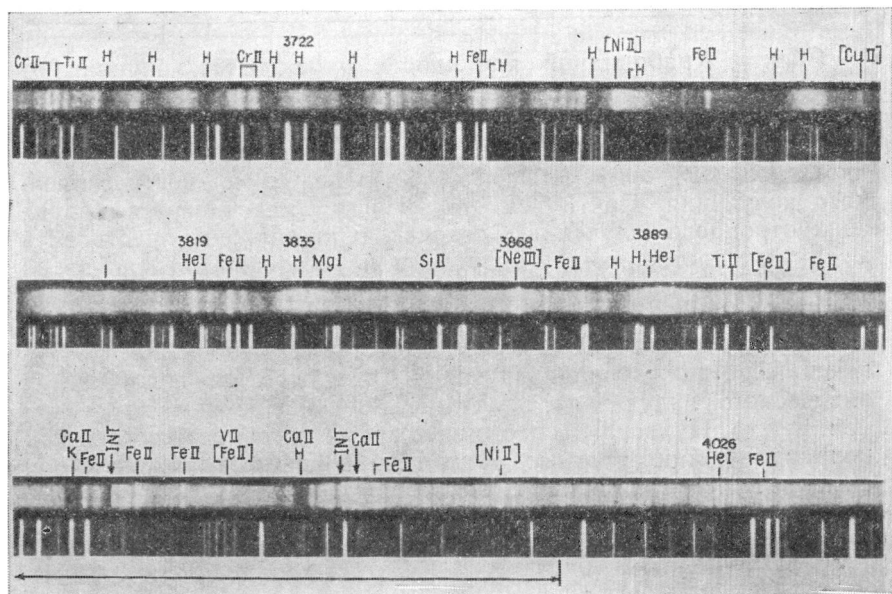
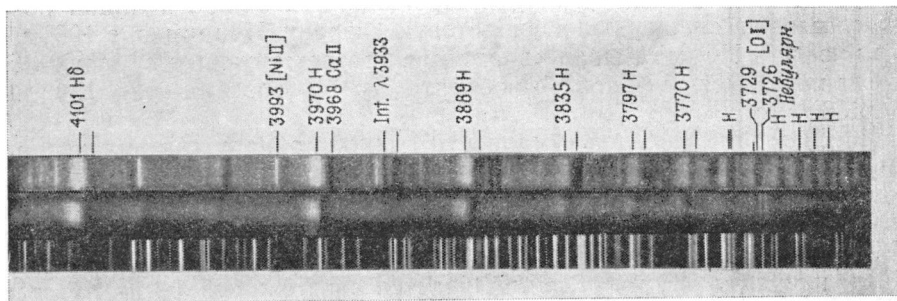


Рис. 125. Часть спектра η Кия, полученного в мае 1961 г. при помощи спектрографа куде 74-дюймового рефлектора обсерватории Маунт Стромло, показывающая сложную структуру некоторых линий.

Темные линии, помеченные как «Int», указывают на межзвездное поглощение. Часть спектра, выделенная стрелками, соответствует рис. 127.

Рис. 126. Сравнение спектра яркого ядра η Кия (*вверху*) со спектром окружающей оболочки (*внизу*); диаметр ядра 1—2".

Обратите внимание на то, что многие резкие линии в ярком ядре выглядят в оболочке размытыми и что линии поглощения смещены. Эти эффекты, вероятно, создаются эффектом электронного рассеяния в газе расширяющейся оболочки.



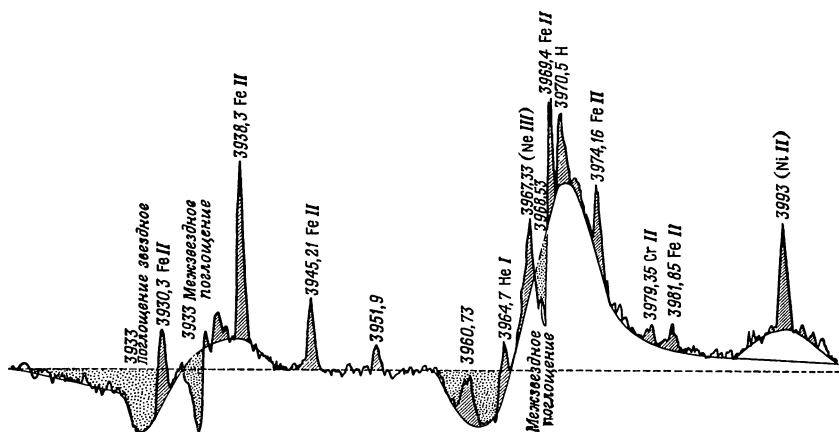


Рис. 127. Микрофотограмма части спектра η Кия.

Горизонтальная пунктирная линия соответствует предполагаемому уровню фонового непрерывного спектра. Обратите внимание на широкие куполообразные профили сильных линий ионизованного кальция (3933 Å) и ионизованного кальция (3968 Å), накладывающиеся на линию водорода 3970 Å и на запрещенную линию ионизованного никеля 3993 Å. Сравните резкие линии межзвездного поглощения ионизованного кальция (3933 и 3968 Å) с широкими линиями поглощения ионизованного кальция в спектре самой звезды η Кия. Линии ионизованного железа (Fe I), хрома (Cr II) и гелия (He I), а также запрещенные линии ионизованного никеля [Ni II] и неона [Ne III] имеют резкие острые вершины.

симальная светимость $M_V = -12^m$ (или даже -15^m , если считать, что там имеется сильное межзвездное поглощение). Очевидно, η Кия — не сверхновая звезда типа I или типа II. (Цвикки относит этот объект к особому классу V.)

Такери и Висванатан обнаружили у этой небольшой туманности сильную поляризацию, причем Висванатан нашел, что поляризовано не только излучение непрерывного спектра, но и излучение в линиях. Отсюда он сделал вывод, что поляризационные эффекты обусловлены рассеянием электронами в сферически несимметричной оболочке подобно поляризации электронами в солнечной короне.

Нельзя исключить и синхротронное излучение. Действительно, Роджерс и Сирл измерили распределение интенсивности для фонового непрерывного спектра и нашли, что оно сходно с распределением интенсивности у сильных нетепловых источников. Мак-Крей высказал предположение, что оптический непрерывный спектр ядра обусловлен синхротронным излучением. Он рассмотрел модель туманности с магнитным полем порядка 10^{-3} Гс и с отсечкой излучения на низких частотах, которая снимает излучение в радиодиапазоне, чем и объясняется, что η Кия — не радиоисточник. Мак-Крей предсказывает существо-

вание доступного измерениям потока энергичных γ -лучей, т. е. очень жестких рентгеновских лучей; пока еще это предположение не подтверждено наблюдениями.

Физические условия в излучающей части η Киля очень сложны. Кислород, по-видимому, отсутствует или его очень мало. Сирл и Роджерс предполагают, что звезда там вообще не наблюдается, а все, что мы видим, — это свечение отдельных газовых сгустков в протяженном объеме. Возможно, первоначальная звезда в буквальном смысле слова разорвалась на мелкие кусочки.

ЧАСТИЦЫ ВЫСОКИХ ЭНЕРГИЙ И КОСМИЧЕСКИЕ ЛУЧИ

Такие остатки сверхновых звезд, как Крабовидная туманность, по-видимому, являются объектами, в которых электроны ускоряются до больших скоростей. Похоже, что и более тяжелые частицы также ускоряются, т. е. эти объекты могут быть источниками частиц высоких энергий, или космических лучей (см. раздел о пульсарах).

Свыше 60 лет назад было замечено, что изолированный заряженный электроскоп будет постепенно терять свой заряд. Сперва этот эффект приписали ионизации, создаваемой естественной радиоактивностью на Земле, но эксперименты Гесса в 1912 г. на воздушных шарах показали, что излучение поступает сверху и действительно может быть названо космическим излучением. Частицы высоких энергий, вторгаясь в земную атмосферу или падая на твердые образования земной поверхности, разбивают атомные ядра и создают множество вторичных или ливневых частиц (см. рис. 93). Именно эти осколки обычно и наблюдаются. А чтобы наблюдать первичные частицы, приходится поднимать регистрирующую аппаратуру на баллонах на высоту свыше 25 км.

Хотя некоторые космические лучи появляются в результате бурной вспышечной активности на Солнце и некоторое количество энергичных частиц разгоняется до высоких скоростей в пределах Солнечной системы, большинство этих частиц — а по существу все частицы очень высоких энергий — приходят из областей, находящихся за пределами Солнечной системы. Действительно, магнитные поля в Солнечной системе порядка 10^{-4} — 10^{-5} Гс, размеры неоднородностей которых сравнимы с размерами с системой Земля — Луна, стремятся отклонить в направлении «от нас» те частицы, энергия которых меньше 100 млн. эВ. Поэтому мы располагаем точными данными лишь для частиц космических лучей больших энергий. Все наблюдаемые изменения обусловлены действием магнитных полей в Солнечной системе,

Энергия средней частицы космических лучей — около 1 млрд. эВ. Плотность частиц составляет примерно 1 на 1000 м³, но так как частицы перемещаются почти со скоростью света, то ежесекундно 1 см² пространства пересекает примерно 6 частиц. Космические лучи всех энергий, по-видимому, с равной вероятностью исходят из всех направлений в космическом пространстве. Предпочтительного направления нет. Но, конечно, их истинные траектории видоизменяются магнитным полем Земли. С увеличением энергии число зарегистрированных частиц быстро уменьшается. Это означает, что их распределение очень близко к описываемому законом: $N(E) \sim E^{-\alpha}$, где $1,5 < \alpha < 2,1$ для частиц, энергия которых (на 1 частицу) относится к диапазону 10^{10} — 10^{19} эВ.

Каковы результаты сравнения частиц солнечных и галактических космических лучей? Бисвас и Фичтел показали, что энергичные частицы от Солнца имеют в своем составе такое же относительное содержание гелия и более тяжелых элементов, как в солнечной фотосфере. В составе других космических лучей больший процент тяжелых частиц, а также существенные количества космически редких ядер лития, бериллия и бора. Последние образуются при дроблении более тяжелых ядер, разбиваемых космическими лучами и тяжелыми частицами космических лучей при столкновениях с межзвездными атомами. Повышенное обилие этих легко «уязвимых» нуклидов дает, следовательно, представление о количестве вещества, сквозь которое проникают частицы высоких энергий; оно эквивалентно листовой стали толщиной приблизительно 1 см. Так как плотность обыкновенных атомов в галактической плоскости известна, мы можем оценить по этой цифре продолжительность времени, проводимого частицами высоких энергий в галактической плоскости. Получается несколько миллионов лет. Важное значение в этих оценках имеет величина поперечного сечения взаимодействия, или площадь мишени для столкновения. Она ближе к размерам ядра (около 10^{-26} см²), чем к размерам атома (10^{-14} — 10^{-18} см²). В космических лучах имеются также и электроны, в большинстве случаев ускоряемые теми же механизмами, что и тяжелые частицы. Они позволяют отыскивать источники возникновения космических лучей. Именно электроны в составе космических лучей в Крабовидной туманности строго доказывают, что частицы космических лучей производятся в ней.

Все имеющиеся данные согласуются с представлением, согласно которому космические лучи заполняют галактический диск более или менее стационарно. Вероятно, они заполняют объем, больший чем реальный объем, занимаемый галактическим диском. Частицы космических лучей самых высоких энергий, т. е. с энергиями больше 10^{20} эВ, могут иметь внегалакти-

ческое происхождение, но на их долю приходится лишь 0,001% энергии космических лучей. Поведение космических лучей, конечно, подвержено сильному влиянию галактического магнитного поля, но наши сведения об этом поле все же недостаточны для построения точной теории. Интересно, что данные о космических лучах приводят к оценке для средней плотности частиц в галактической плоскости порядка 5 атомов на 1 см^3 , т. е. более высокой, чем предполагалось ранее, но эти результаты согласуются с результатами вычислений, сделанных на основе измерений движений звезд. Величина магнитного поля, необходимая для удержания космических лучей в Галактике, составляет около $5 \cdot 10^{-6}$ Гс.

Весьма интересным является то обстоятельство, что в масштабах больше 10 млн. км частицы космических лучей можно рассматривать как образующие некий газ, обладающий особыми свойствами; в частности, распределение скоростей частиц сильно отличается от распределения для обычного газа. Газ космических лучей очень горячий и исключительно разреженный, но его давление, составляющее около 10^{-6} атм, больше давления частиц в межзвездной среде; расстояние между отдельными частицами в среднем около 10 м. Скорость «звука» в этом газе колеблется от 10 до 100 км/с. Так как поперечные сечения взаимодействия близки к 10^{-26} см^2 , т. е. примерно в 10^{-8} — 10^{-10} раз меньше сечения для столкновений между атомами газа, космические лучи очень слабо взаимодействуют с другими компонентами межзвездной среды. Если бы магнитное поле отсутствовало, взаимодействия не было бы вообще.

ПРОИСХОЖДЕНИЕ КОСМИЧЕСКИХ ЛУЧЕЙ

Космические лучи создают радиоактивность в метеоритах, которую можно измерить при помощи очень чувствительных приборов. Эти измерения показывают, что на протяжении 10—100 млн. лет активность космических лучей была практически постоянной. Возможно, это постоянство объясняется тем, что в Галактике регулярно происходят или мощные взрывы отдельных сверхновых звезд, или взрывы в центральных областях нашей звездной системы, и последствия этих взрывов «растекаются» по всему галактическому диску.

Если космические лучи возникают в нашей Галактике или местной группе галактик, мощность выработки энергии космических лучей примерно в 10 млн. раз больше мощности излучения энергии Солнцем. Если их орбиты таковы, что частицы проводят большую часть своей жизни в галактической плоскости, то время их жизни ненамного превышает миллион лет. Только частицы самых высоких энергий возникают вне Галактики.

Заряженные частицы высоких энергий генерируются всякий раз, когда ионизованные газы, находясь в магнитных полях, испытывают сильные возмущения. Под действием некоего механизма большие порции энергии ионизованного газа или плазмы превращаются в кинетическую энергию нескольких быстрых частиц; следовательно, рентгеновские лучи, гамма-излучение и космические лучи должны быть связаны между собой. Примеры подобных процессов дают лабораторная плазма, солнечные вспышки и взаимодействие солнечного ветра с магнитосферой — пронизанной магнитным полем оболочкой, окружающей Землю. Другими примерами, по-видимому, могут служить вспышки сверхновых звезд, взрывы ядер галактик, квазары и радиогалактики.

Только сверхновые звезды и мощные взрывы в ядрах галактик, по-видимому, могут обеспечить необходимую для возникновения космических лучей энергию. Звезды, подобные Солнцу, могут поставлять космические лучи лишь в самых ничтожных количествах.

Какой же физический механизм способен ускорять частицы до столь высоких энергий? На этот счет было предложено несколько гипотез, однако однозначного ответа пока дать нельзя. Возможно, частицы ускоряются механизмом, который используется в земных установках, т. е. своего рода явлением резонанса. Ряд лет назад Ферми высказал предположение, что небольшая часть наиболее быстрых частиц, движущихся в ионизованном газе, может отражаться от облаков ионизованного газа, содержащего магнитное поле, и постепенно ускоряться. Он показал, что если такие быстрые частицы имеются, то механизм будет работать, но для разгона частиц требуется очень длительное время.

Непрерывная поставка космических лучей высоких энергий может производиться пульсарами (см. ниже). Однако внезапные всплески активности космических лучей могут быть связаны с взрывами сверхновых звезд. Колгейт и его помощники подметили, что фронт ударной волны, устремляющейся наружу из точки взрыва сверхновой звезды в газ с постоянно уменьшающейся плотностью, будет ускоряться до тех пор, пока весь материал близ волнового фронта не будет двигаться почти со скоростью света. Следовательно, целое облако частиц может оказаться ускоренным до очень высоких значений энергии.

РЕНТГЕНОВСКАЯ АСТРОНОМИЯ

Мы уже упоминали Крабовидную туманность как источник рентгеновских лучей. Эдлен предсказал рентгеновское излучение солнечной короны; оно наблюдалось в 1949 г. Тауси и его колле-

гами из Морской исследовательской лаборатории США, осуществившими запуск ракет за пределы земной атмосферы. Однако Солнце как рентгеновский источник весьма слабо. Если бы другие звезды были в этом отношении аналогичными, то не было бы смысла искать рентгеновские лучи за пределами Солнечной системы.

Однако в 1960 г. Джаконни, Гурски, Паолине и Росси открыли в созвездии Скорпиона небесный источник рентгеновских лучей. Последующими наблюдениями, выполненными группой Джаконни; Фридманом, Байрамом, Байером и Чаббом; Кларком, Краушаром и их коллегами в Массачусетском технологическом институте, группой из фирмы Локхид, Мак-Краккенном и братьями Фентон, а также их коллегами из университетов Аделаиды и Тасмании соответственно, а также многими другими, наши знания об этих замечательных объектах были значительно расширены. Теперь известно около 23 дискретных источников; для многих замечена тенденция концентрации к галактической плоскости. Источники рентгена распадаются на четыре категории: 1) диффузный (в первом приближении изотропный) фон; 2) звездообразные объекты, подобные объектам Скорпион X-1 и Лебедь X-2; 3) остатки таких сверхновых звезд, как Крабовидная туманность и Кассиопея X-1, и 4) внегалактические туманности, подобные большой эллиптической галактике в скоплении Девы. Спектр рентгеновского излучения, по-видимому, непрерывный; никаких рентгеновских линий у космических источников не наблюдалось.

Самый сильный источник рентгеновских лучей на небе — Скорпион X-1, который был отождествлен японскими исследователями Ода, Осава и Югаку со звездой. Его оптический спектр напоминает спектр старой новой звезды, но мы не можем утверждать, что этот оптический спектр относится к тому же объекту, который излучает рентгеновский спектр. Скорпион X-1 — источник настолько сильный, что он оказывает реальное воздействие на ионизацию земной ионосферы. Полная энергия излучения (почти целиком в виде рентгеновских лучей) примерно в 10 000 раз превышает мощность солнечного излучения. Этот же источник излучает и в радиодиапазоне, где он слабый и переменный. Источник Лебедь X-2, который, по-видимому, является двойным, немного слабее. И он, и Скорпион X-1 демонстрируют быстрые колебания яркости. Крабовидная туманность — второй самый сильный рентгеновский источник, причем по положению и размерам он довольно хорошо совпадает с оптическим источником. Эллиптическая галактика M87 — один из слабых отождествленных рентгеновских источников, его яркость составляет около 0,3% яркости Скорпиона X-1. Оптические наблюдения показывают, что особенностью этой галактики яв-

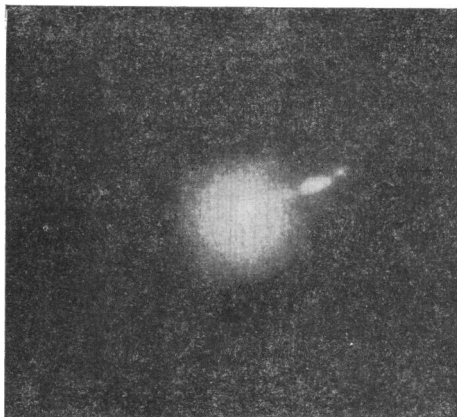


Рис. 128. Нетепловой выброс в эллиптической галактике М 87, сфотографированной на 120-дюймовом рефлекторе Ликской обсерватории. Этот выброс — сильный источник радиоизлучения.

ляется наличие интенсивного выброса, излучение которого в оптической области поляризовано (рис. 128). Это опять-таки сильный источник радиоизлучения.

Как же возникает рентгеновское излучение в нагретом газе? Простейший механизм предполагает столкновение между свободными электронами и ионами (так называемое свободно-свободное или тормозное излучение). Электроны замедляются, и поэтому излучается энергия. Этот процесс дает нормальное тепловое излучение горячего газа в радиодиапазоне. Подобное же излучение может быть и в рентгеновской области, если температура газа $1\,000\,000\text{ К}$ и выше.

Нетепловое радиоизлучение порождается синхротронным излучением электронов высоких энергий в магнитном поле. Но, чтобы действовал этот механизм, энергия электронов должна быть порядка 10^{13} — 10^{14} эВ при условии, что магнитное поле составляет $0,0001\text{ Гс}$ (гигантское поле для межзвездного пространства).

Третий механизм, которому отдают предпочтение Фелтен и Моррисон, — так называемый обратный эффект Комптона. Электрон, обладающий высокой энергией, может столкнуться с фотоном, энергия которого мала. Электрон отскакивает, потеряв значительную долю своей энергии, и при этом рождается фотон высокой частоты (рис. 129). Например, электрон с энергией 10^9 эВ может столкнуться с фотоном, обладающим энергией $0,001$ эВ (что соответствует всего 3 К); при этом возникает рентгеновский фотон. Аналогичное столкновение электрона с фо-

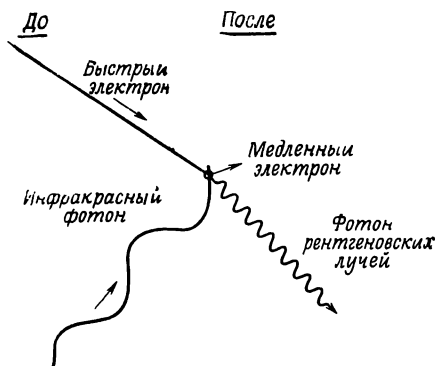


Рис. 129. Обратный эффект Комптона: столкновение быстрого электрона и малоэнергичного инфракрасного фотона дает в результате медленный электрон и рентгеновский фотон.

тоном звездного света (соответствующего температуре, скажем, 4000 К) дало бы гамма-излучение. В магнитном поле напряженностью 2 мкГс тот же самый электрон создал бы синхротронное излучение на волнах порядка 100 м. Поток диффузного фонового излучения больше потока от всех вместе взятых дискретных источников. Его наиболее вероятное происхождение, согласно Гамильтону и Франси, — обратный эффект Комптона для электронов высоких энергий, захваченных магнитным полем в гало, или облако, окружающее Галактику, и взаимодействующих с фотонами звездного света и фоновым излучением 3 К (см. след. раздел). Рентгеновские лучи от дискретных источников могут возникать при действии тормозного и даже синхротронного механизмов. Рентгеновское излучение источников Скорпион X-1 и Лебедь X-2 можно интерпретировать как тепловое излучение с температурой 10^6 — 10^8 К. Иная зависимость излучательной способности от энергии демонстрируется Крабовидной туманностью и M87, для которых излучение пропорционально (энергия) $^{-3/4}$.

Наблюдения рентгеновских лучей обещают стать еще более важными в будущем, когда они дадут возможность зондировать горячие облака газа при температуре 10 000 000 К, изучать последствия вспышек сверхновых звезд и обеспечат более точные данные о плотности и химическом составе межзвездного газа.

КОСМИЧЕСКИЙ МИКРОВОЛНОВЫЙ ФОН

На другом по отношению к изотропному рентгеновскому фону крае спектра находится так называемый микроволновый фон 3,5 К. В главе 7 мы отмечали, что все межзвездные линии

поглощения соответствуют переходам с самого нижнего уровня соответствующих атомов или молекул. Свингс обратил внимание на линию CN, самый низкий потенциал возбуждения которой превышает потенциал возбуждения основного уровня на 0.0048 эВ. Поглощение с этого уровня можно объяснить, если атомы «купаются» в излучении черного тела, соответствующем 3—4 К. Радиоизмерения на волнах 3 и 7 см указывают на существование излучения фона, соответствующего 3,5 К. Предполагают, что это излучение — остаток «первичного огненного шара» — своего рода «ископаемое» времен очень раннего состояния Вселенной, которая вследствие расширения остыла от первоначально огромной температуры до 3 К.

РАДИОГАЛАКТИКИ

Хотя остаток сверхновой звезды может излучать в радиодиапазоне столько же энергии, сколько Солнце излучает во всех длинах волн, радиоизлучение нормальных галактик наблюдать трудно. Ни одна из них не излучает в целом по всему наблюдаемому радиодиапазону больше 10^{32} Вт, т. е. энергия каждой из них на радиочастотах никогда не превышает более чем в 200 000 раз мощности Солнца. Но даже такое излучение у обыкновенных галактик встречается редко.

Однако существует класс объектов, называемых *радиогалактиками*, которые только в одной радиообласти спектра излучают в $2 \cdot 10^{10}$ раз больше всей энергии, выделяемой Солнцем. Некоторые из этих галактик, как, например, NGC 1218, по-видимому, гигантские эллиптические галактики с массами, возможно, в 10 раз большими массы нашей Галактики. Иногда излучение возникает в небольшом плотном сгустке или волокне, погруженном в слабое протяженное, похожее на гало образование. Примером может служить галактика M 87; как мы уже видели, эта система содержит небольшой голубой газовый выброс, свет которого поляризован (рис. 128).

В строении многих радиогалактик наблюдается замечательная двойственность, детально изучавшаяся Болтоном Метьюзом, Малтбю и Моффатом. Галактика, наблюдаемая в видимой области как одиночная, в «радиосвете» с обеих сторон окружена большими конденсациями, интенсивно излучающими радиоволны. Эти конденсации могут иметь диаметры от 10 000 до 100 000 парсек и отстоять друг от друга на 300 000 пс. Хорошим примером радиогалактики является Лебедь А: расстояние между двумя ее компонентами составляет $100''$, что соответствует 80 000 парсек. Диаметр каждой компоненты 20 парсек, причем они связаны между собой перемычкой из слабо светящей материи.

Далее, типичную картину представляет галактика, у которой может и не быть каких-либо особенностей в видимой области спектра, но с двух ее противоположных сторон на расстояниях многих десятков или даже тысяч парсек находятся два гигантских облака, интенсивно излучающие радиоволны. Эти облака в оптическом диапазоне невидимы. Следовательно, это не тепловые излучатели; испускается энергия, которая была аккумулирована в частицах, движущихся с высокими скоростями. Облака эти должны были возникнуть при своего рода взрыве в центральной для них галактике, в результате которого они и были с силой отброшены в противоположных направлениях. По расстоянию между этими конденсациями можно оценить предел их возраста, а по мощности излучения, которая обычно в 10 млн. раз больше мощности излучения нормальной галактики, можно оценить полное количество аккумулированной энергии.

Энергия, аккумулируемая в электронах высоких энергий и магнитных полях, которые необходимы, чтобы удержать электроны в конденсациях, составляет примерно 10^{61} эрг. Если бы можно было всю массу Солнца превратить в энергию, то полная энергия составила бы: $(\text{масса Солнца}) \cdot (\text{скорость света})^2 = 10^{54}$ эрг. Таким образом, энергия, содержащаяся в радиогалактических конденсациях, эквивалентна полной аннигиляции 10 миллионов звезд, подобных Солнцу, и значительная часть этой энергии передана частицам высоких энергий.

Поскольку на практике при термоядерных реакциях не больше 1% массы превращается в энергию, массы, участвующие в бурных процессах, при которых возникают сильные радиогалактики, должны составлять миллиарды звезд с массой, равной массе Солнца. Таким образом полное количество энергии, излучаемое по всему диапазону длин волн, от 1% всех звезд, находящихся в Галактике, за время их существования, было бы эквивалентно энергии одной из этих радиогалактик. Откуда черпается энергия в столь больших количествах для процессов, предполагающих участие частиц очень высоких энергий? Пока еще мы этого не знаем. В ядрах некоторых галактик, например в М 82, наблюдались крупномасштабные движения огромных масс газа; подобные явления интерпретируются как грандиозные извержения вещества. А теории, которая могла бы объяснить эти явления, пока нет, главным образом из-за недостатка наблюдательных данных.

КВАЗИЗВЕЗДНЫЕ ОБЪЕКТЫ

Самыми загадочными объектами в известной астрономам части Вселенной являются квазизвездные радиоисточники, часто называемые *квазарами*. Они объединяют в себе множество уди-

вительных, кажущихся несовместимыми свойств. Но какова бы ни была природа этих объектов, можно смело утверждать, что это самые поразительные силовые станции в природе.

Нет лучшей иллюстрации взаимного дополнения радио- и оптической астрономии, чем открытие квазаров. Радиоастрономы зарегистрировали ряд объектов, которые казались точечными источниками и для которых можно было определить точные положения. Оптические астрономы обнаружили в этих местах объекты, похожие на звезды. В их спектрах видно несколько диффузных эмиссионных линий, которые никак не удавалось отождествить, пока не разобрались, что это спектры с громадными красными смещениями. Уже наблюдалось свыше 200 таких объектов; по цвету они голубые, а по положению на небе находятся поблизости от местоположений источников радиоизлучения. Известны и другие сходные голубые объекты, но они не «радиозвезды». Некоторые из них звезды, другие — подобны квазарам, с той лишь разницей, что им не свойственно аномальное радиоизлучение. Источники обоих типов часто называют квазизвездными объектами, или КЗО. Если ограничиться источниками вплоть до 18^m , то на каждые 10 кв. градусов приходится, вероятно, около 3 КЗО, но квазаров, т. е. сильных источников радиоизлучения, всего около 1,4 на 1000 кв. градусов.

Большинство квазаров — звездообразные объекты. Измерения при помощи радиоинтерферометров показывают, что их диаметры меньше $0,002''$. По-видимому, они более или менее равномерно распределены по небу и не обнаруживают никакой связи с известными галактиками или даже скоплениями галактик.

Их оптические спектры, которые изучались Мартином Шмидтом, Гринстейном, Линдсом, Бёрбиджами, Оуком, Уамплером и другими, сенсационны. Большая часть излучения обусловлена непрерывным спектром, интенсивность которого падает к ультрафиолетовому концу по закону, указывающему, скорее, на синхротронное излучение, чем на суммарный эффект спектров многих звезд. Инфракрасные наблюдения показывают, что КЗО отличаются один от другого; некоторые ярки в данной области, в то время как другие в этой же области слабы. На непрерывный спектр иногда накладываются яркие линии, обеспечивающие обычно до 20% полной яркости. Часто яркие линии бывают шириной 20—30 Å, но неясно, вызвано ли расширение только крупномасштабными движениями масс или размытием сравнительно узких линий быстро движущимися электронами.

По характеру эмиссионного линейчатого спектра, в особенности по наличию многочисленных запрещенных линий, а также по отсутствию линий [OII] (которые характерны для туманностей с их низкой плотностью) плотность газа оценена порядка 10^7 электронов и ионов на 1 см^3 . Следовательно, излучение ярких

линий исходит из разреженного газа, который больше напоминает оболочки новых звезд, чем планетарные туманности.

Но самое замечательное из всего — это красные смещения, которые иногда бывают такими огромными, что линии, обычно приходящиеся на невидимую ультрафиолетовую область, оказываются в доступной глазу области спектра. Обозначим через z отношение доплеровского смещения длины волны к обычной длине волны $\Delta\lambda/\lambda$. Так вот, были обнаружены величины z от 0,06 до 2,3. Следовательно, такие ультрафиолетовые эмиссионные линии, как $L\alpha$ (1216 Å) и линии NIV (1488 Å), CIV (1663 и 1550 Å), смещены в видимую область. Если $z = 3$, $L\alpha$ оказывается примерно на 3650 Å. Если интерпретировать эти смещения как возникающие вследствие движения по лучу зрения, то, значит, КЗО могут иметь направленные от наблюдателя скорости, составляющие существенные доли скорости света. Более того, иногда линии поглощения не дают таких скоростей, которые получаются по эмиссионным линиям, что наводит на мысль о расширяющейся (или в одном случае сжимающейся) газовой оболочке.

Решающее значение для интерпретации КЗО имеют переменность и поляризация их оптического и радиоизлучения. В колебаниях излучения особенно важны две характеристики: шкала или амплитуда изменения и соответствующие интервалы времени. Если изменения блеска источника происходят с периодом 1 месяц, его размер не может быть намного больше расстояния, которое световой сигнал проходит за месяц, т. е. 5000 а. е. Гарлан Смит и Дорис Хофлейт по фотопластинкам, полученным на Гарвардской обсерватории, проследили «назад» по времени изменения самого яркого из квазаров 3С 273 за 80 лет (3С означает, что объект занесен в Третий кембриджский каталог радиисточников). Этот источник демонстрирует в грубом приближении ритмические колебания с периодом 13 лет, на который накладываются внезапные вспышки. Другие квазары еще удивительнее. За какие-нибудь месяцы блеск 3С 446 возрос в 20 раз. Измерения, выполненные Оуком и другими, показывают, что диаметр действительно изменяющейся области всего в 20—30 раз больше диаметра Солнечной системы. Светимость ядра квазара может изменяться, но светимость окружающего его газового облака, объем которого может быть в тысячи раз больше ядра, в этом изменении не участвует. Кинман и его сотрудники обнаружили любопытные изменения оптической поляризации. В течение вспышки 3С 446 угол поляризации вращался на 90° в месяц, а затем вернулся к своей первоначальной величине. Аллер и Хаддок обнаружили для нескольких квазаров на частоте 800 МГц, соответствующей длине волны 3,75 см, изменения во времени позиционного угла и степени поляризации.

ИНТЕРПРЕТАЦИЯ КВАЗИЗВЕЗДНЫХ ОБЪЕКТОВ

Как следует понимать эти удивительные данные? Решающим аргументом в пользу той или иной гипотезы является интерпретация красных смещений спектральных линий. Если принять, что красные смещения обусловлены расширением Вселенной, то надо признать возможность упаковки гигантских масс и светимостей в предельно малые объемы. Совершенно иная гипотеза сводится к тому, что квазары — это небольшие объекты, выброшенные из ядра нашей Галактики; однако для этого необходимы огромные порции кинетической энергии, происхождение которых трудно объяснить. Если же считать, что квазары выброшены из других галактик, то должны были бы наблюдаться синие смещения, которые в действительности никогда не наблюдались. Еще одна гипотеза основана на предположении, что небольшой, но очень массивный объект создает наблюдаемое красное смещение за счет своей силы тяготения. Но тогда трудно объяснить относительную узость запрещенных эмиссионных линий, которые характерны для сравнительно низких плотностей. Оболочку низкой плотности трудно совместить с огромным полем тяготения. Или должна существовать огромная (эквивалентная тысяче галактик) центральная масса, или же объект должен состоять из разреженного газа, находящегося в небольшом фантастически массивном звездном скоплении. Или же вообще можно предположить, что причина красных смещений заложена в каких-то еще не открытых законах физики.

Вернемся к предположению, что эти красные смещения олицетворяют скорости удаления в расширяющейся Вселенной, и сравним светимости КЗО и нормальных объектов. Яркий квазар 3С 273 имеет светимость, равную светимости примерно 1000 обычных галактик или же 40 самых ярких галактик. К тому же за 80 лет блеск 3С 372 не обнаружил никаких тенденций к падению. Шмидт пришел к выводу, что возраст квазаров может составлять от 1000 до 1 000 000 лет. Если мощность оптического излучения порядка 10^{46} эрг/с, то полная энергия излучения должна составлять $3 \cdot 10^{56}$ — $3 \cdot 10^{59}$ эрг. Такие энергии соответствуют полной аннигиляции 100—1 000 000 масс Солнца. В действительности массы, связанные с этими объектами, должны быть гораздо больше, так как лишь незначительная доля каждого грамма превращается в энергию. Если это ядерные процессы, то соответствующие массы должны составлять 10^6 — 10^9 масс Солнца, а большая часть энергии должна выделяться внутри небольшого объема.

Возможно, существенную помощь в разгадке проблемы могут оказать так называемые галактики Сейферта, имеющие маленькие ядра и не бросающиеся в глаза внешние ветви. Ядра дают

расширенные эмиссионные линии, заставляющие предполагать наличие крупномасштабной турбулентности, и обнаруживают изменения с периодом около одной недели. Сейфертовские галактики — яркие объекты в инфракрасном свете; их полная болометрическая светимость составляет около 10^{36} кВт, что немногим меньше полной светимости КЗО (при интерпретации красного смещения как следствия расширения Вселенной). Такая галактика с очень слабыми внешними ветвями, если она находится на большом расстоянии от нас, очень похожа на квазар. Напоминают КЗО и другие далекие галактики, называемые N-галактиками (у них яркие ядра), а также компактные галактики Цвикки. Измерения Оуком излучения радиогалактики типа N3C371 показали, что выход энергии из ее ядра и распределение интенсивности в зависимости от длины волны напоминают аналогичные характеристики для квазаров. Более того, у упомянутого источника наблюдаются колебания блеска порядка $0,15^m$ за несколько дней и изменения на 1^m в течение двухлетнего интервала. Отсюда можно сделать вывод, что квазары представляют предельные случаи тех типов галактик, которые не так уж и редки. Еще один момент, который следует учесть: некоторые квазары выглядят как двойные радиоисточники, компоненты которых отстоят друг от друга на $30''$, и к этой же системе принадлежит оптический точечный источник. Следовательно, они напоминают радиогалактики.

Весьма приближенная модель, частично соответствующая многим гипотезам, предполагает наличие центрального массивного (вероятно, вращающегося) объекта, вырабатывающего излучаемую энергию, но требования к мощности излучения все же совершенно ошеломляющие. Среди предложенных гипотез имеются следующие: а) столкновения звезд или взрывы сверхновых звезд, или же и то и другое вместе, происходящее в небольшом плотном звездном облаке очень большой массы (Голд, Бербидж, Филд и др.), и б) гравитационный коллапс большой массы — порядка 100 000 масс Солнца (Фаулер, Хойл).

Ряд положений теории «сверхновой звезды» и «столкновения» вызывает доверие, но взрыв или разрушение звезд с их быстрой последовательностью событий и, следовательно, теоретическое воспроизведение наблюдаемых кривых блеска, поляризационных эффектов и т. п. требуют от теоретиков большой изобретательности. Гипотеза «гравитационного коллапса большой массы» приводит к другим трудностям. В теории, предложенной Старроком, проводится аналогия между квазарами и солнечными вспышками. Как известно, при аннигиляции магнитных полей выделяются большие порции энергии. В квазарах безусловно должны присутствовать магнитные поля, поскольку должны существовать окружающие их области, в которых уско-

рение быстрых электронов в магнитных полях приводит к возникновению синхротронного излучения.

Запрещенные эмиссионные линии, вероятно, создаются в окружающей квазары волокнистой среде, простирающейся на сотни или даже тысячи парсек. «Перекрученные» с этим материалом более обширные и более холодные облака дают линии поглощения. У некоторых квазаров могут быть мощные протяженные выбросы; они есть у 3C 273 и 3C 279; их протяженность может достигать тысяч парсек.

Возможно, КЗО представляют определенную стадию в истории развития галактик. Имеется немало данных, подкрепляющих предположение, согласно которому наша Галактика первоначально была сферическим объектом, а находившиеся в ту пору в ней звезды двигались по сильно вытянутым орбитам, наклоненным под всевозможными углами друг к другу. У этих звезд крайней сферической составляющей отношения содержаний металлов к водороду были гораздо меньше, чем у Солнца. Затем (возможно, даже внезапно) Галактика превратилась в уже знакомую нам уплощенную систему; вещество в огромных количествах претерпело ядерные превращения, что и привело к современному относительному содержанию тяжелых элементов, обнаруживаемому не только для Солнца, но и для очень древнего рассеянного скопления М 67. Движения звезд и их химические составы согласуются с представлением о том, что в период молодости Галактики ее перестройка была связана с катастрофическим событием. Возможно, в этой стадии Галактика была квазаром.

ПУЛЬСАРЫ

Еще в 1968 г. Хьюиш и его коллеги по Кембриджу (Англия) открыли первый импульсный радиоисточник, или «пульсар». Свыше 95% времени пульсар не испускает никакого излучения в направлении к наблюдателю. Затем он излучает резкие импульсы (рис. 130) длительностью порядка 0,002—0,01 с (обычно 0,01 с). Эти импульсы сами могут быть сложными, включающими колебания менее 0,001 с. В некоторых случаях за 0,0001 с интенсивность может измениться от нуля до своей максимальной величины. Типичный интервал времени между импульсами около 1 с, но могут быть интервалы от 0,0331 до 3,75 с с удивительным постоянством периода. Для CP 1919 (CP означает «кембриджский пульсар») период равен 1,3370113 с; для CP 0328 он составляет 0,714518603 с, т. е. пульсар ведет себя как часы с фантастически точным ходом. Амплитуды импульсов меняются за время порядка минут, часов и даже месяцев. Иногда пульсар в данный момент наблюдается, а в следующий — уже не наблюдается или

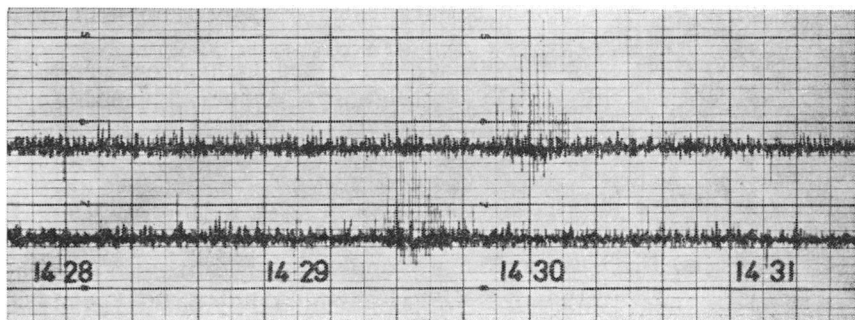


Рис. 130. Фотография записи, по которой в октябре 1968 г. был открыт пульсар МР 1426.

Наблюдение было выполнено при помощи восточно-западной части радиотелескопа в Молонго. Нижняя запись — регистрация сигнала от луча, направленного чуть восточнее меридиана, верхняя запись — сигнал от луча чуть к западу от меридиана. В обоих каналах видны сильные импульсы. Разность во времени прохождения лучей пропорциональна их взаимному расстоянию, что и доказывает, что сигналы возникают за пределами Земли. Этот пульсар наблюдался неоднократно, но не так отчетливо, как на приводимой здесь оригинальной записи. Пульсар расположен на небе поблизости от Южного Креста, но не отождествлен с каким-либо оптическим объектом.

же получается плохая запись. Возможно, существуют также вторичные периоды. Ширина импульсов имеет тенденцию к увеличению с ростом периода.

Позднее было обнаружено, что периоды пульсаров не неизменны; некоторые, по-видимому, удлиняются со скоростями порядка $1/10^{15}$. Следовательно, исчезновение пульсара как переменного источника возможно через миллионы лет. Один объект — пульсар в Парусах — демонстрирует удивительную прерывность в других отношениях вполне стационарного периода.

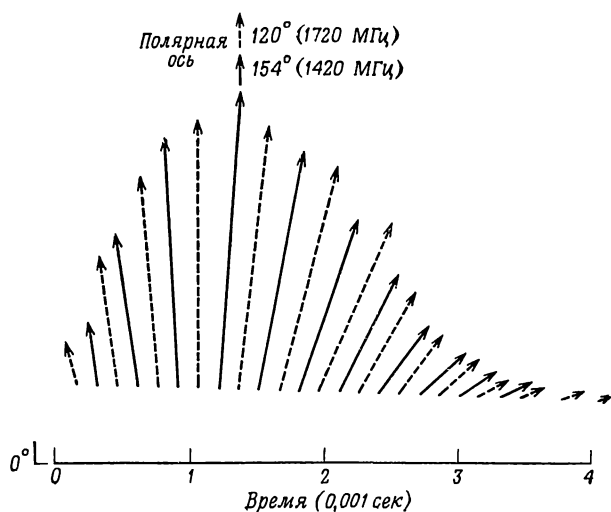
Лайн и Ф. Смит нашли, что у пульсаров наблюдается линейная поляризация, но самым замечательным является источник в Парусах. Радхакришнан, Кук, Комессаров и Моррис обнаружили, что через каждый импульс плоскость поляризации поворачивается почти на 90° и в то же самое время значительно меняется амплитуда.

Прежде чем приступить к интерпретации этих удивительных наблюдательных данных, стоит сказать несколько слов о возможности использования пульсаров для зондирования межзвездной среды. Хьюиш и его коллеги заметили, что пульсары излучают в широком диапазоне радиочастот, но, чем ниже частота, тем позднее принимается импульс. Они пришли к выводу, что эта «дисперсия», или зависимость времени распространения от частоты, обусловлена межзвездными электронами. Величина запаздывания зависит от полного числа электронов на луче

зрения. Поэтому для пульсаров, находящихся близ галактического экватора, интервалы запаздывания были гораздо больше. Этот эффект дисперсии затрудняет наблюдения далеких пульсаров, поскольку данный приемник принимает излучение в полосе ограниченной ширины. Более того, если у пульсара короткий период, то каждый импульс может частично наложиться на следующий импульс. Но если электронная плотность на луче зрения известна, эффекты дисперсии можно использовать для оценки расстояний пульсаров.

С этой целью межзвездную среду можно приближенно представлять как смесь холодных плотных облаков и горячего разреженного ионизованного газа, плотность которого меньше $0,1$ электрон/см³. Наблюдаемые дисперсии показывают, что типичные пульсары находятся на расстояниях менее 1000 пс. Желательна, конечно, независимая проверка этих данных. В некоторых случаях удалось наблюдать пульсары позади холодных облаков нейтрального водорода, что дает возможность оценить поглощение на волне 21 см. Поскольку для оценки расстояния до холодного водородного облака существуют и другие способы, то отсюда можно оценить расстояние пульсара. Сравнение двух методов дает плотности электронов до одного и менее на 100 см³. Однако самый лучший способ определения расстояний — на основе оптического отождествления этих источников.

Рис. 131. Развертка угла поляризации пульсара PSR 1833-45 в течение импульса.



Плоскость поляризации радиоизлучения пульсара при прохождении через ионизованный газ в магнитном поле будет вращаться. Величина этого фарадеевского вращения (см. гл. 7) зависит от квадрата длины волны, полного числа электронов на луче зрения и силы магнитного поля. Полное число электронов на луче зрения известно из эффекта дисперсии, а вращение плоскости поляризации для различных длин волн можно измерить; значит, можно оценить магнитное поле. Источник в Парусах, по наблюдениям которого магнитное поле получается 0,8 мкГс, дает, вероятно, наилучший пример применения этого метода, но наблюдаемые величины поля весьма различны, что обусловлено полной неоднозначностью направлений погашения магнитного поля: если в одной области по лучу зрения магнитное поле направлено, скажем, к северу, а в другой области — к югу, то вращение Фарадея от первой области будет хотя бы частично гасить вклад от второй. В итоге суммарное вращение будет соответствовать гораздо более слабому однородному полю, чем те поля, которые существуют в действительности.

ПРИРОДА ПУЛЬСАРОВ

Что же такое пульсары? Всякие попытки ответить на этот вопрос были безуспешными, пока пульсары не были отождествлены с известными оптическими объектами. Первый реальный шаг на пути понимания пульсаров был сделан, когда Лардж, Воган и Милс отождествили один пульсар в середине остатка сверхновой звезды в Парусах. Его период 0,089 с был самым коротким из известных в то время. Затем Стэлин и Рейфенстейн нашли, что внутри Крабовидной туманности тоже имеется пульсар с периодом 0,033 с. Кук, Дизни и Тейлер (университет штата Аризона) обнаружили оптические импульсы, сходные с радиоимпульсами. Затем при помощи техники типа телевизионной Миллер и Уамплер на Ликской обсерватории показали, что этот пульсар — в действительности настоящая звезда, как и предполагал Бааде, и что его максимальная интенсивность примерно в 50 раз превышает минимальную. Свет плоско поляризован, а период равен радиопериоду. Аналогичные импульсы были обнаружены в инфракрасной части спектра Нейгебауэром, Лейтоном, Уэстфалом и их коллегами; из ракетных наблюдений были найдены рентгеновские импульсы, а очень жесткие рентгеновские импульсы — из ранее проведенных наблюдений на баллонах.

Большая амплитуда и короткий период означают, что источник должен быть небольшим, так как в противном случае излучение от различных частей шара будет сглаживаться по крайней мере в отношении радиуса звезды к скорости света. Если коле-

бания происходят через 0,0001 с, то диаметр источника не может быть больше 30 км. Мощность излучения энергии на единицу площади превышает соответствующую величину для Солнца во всех длинах волн во многие миллионы раз.

Пульсар в Крабовидной туманности замедляется. Если интерпретировать его как вращающееся тело радиусом 10—15 км, то потеря им энергии составляет примерно 10^{38} эрг/с, т. е. в 20 000 раз больше мощности излучения Солнца. Такой энергией можно было бы объяснить полную мощность излучения Крабовидной туманности при условии, что энергия вращения эффективно превращается в энергию частиц. Каким образом может происходить такое преобразование энергии и, сверх того, как могут получаться такие огромные плотности, как 10^{12} — 10^{15} г/см³? Возможно, что вращающаяся звезда обладает магнитным полем, которое может достигать 10^{12} Гс.

Всеим этим особенностям соответствуют нейтронные звезды. В гл. 9 было рассказано о белых карликах, плотности которых могут превышать плотность воды в 100 000 раз. В подобных условиях давление столь велико, что все электроны оторваны от своих атомных ядер. Значит, электроны и ядра двигаются совершенно независимо друг от друга и подчиняются различным газовым законам. В звезде, подобной Солнцу, электроны могли бы обеспечить достаточное давление для уравнивания небольшого веса лежащих выше слоев. Но это уже невозможно в случае очень массивной звезды, и ее плотность продолжает расти. В конце концов, когда плотность окажется в миллион миллионов раз больше плотности воды, уже и ядра вынуждены соприкасаться друг с другом, а электроны «вклиниваются» в них. Один за другим положительные заряды в ядре будут гаситься, а вместо них образуются нейтроны. Наконец, получается быстро вращающийся вокруг своей оси объект, состоящий из одних нейтронов и, по-видимому, обладающий сильным магнитным полем.

Для объяснения способа, которым вращающаяся нейтронная звезда превращает энергию вращения в ускорение частиц до энергии космических лучей, было предложено несколько различных моделей. Т. Голд предположил, что вращающийся объект обладает некоей магнитной областью — магнитосферой, вращающейся вместе с ним как твердое тело, вплоть до некоторого уровня, на котором скорость вращения равна скорости света, и что частицы могут сбрасываться из магнитосферы в направлении вращения. Голдрейх высказал гипотезу, согласно которой частицы могут уходить в направлении силовых линий поля. Ган и Острикер предположили модель, в которой магнитная ось наклонена к оси вращения, как у Земли. Все модели требуют магнитных полей порядка 10^{12} Гс, но позволяют объяснить

наблюдаемое замедление пульсаров. Однако трудности все же остаются. Пульсар в Парусах показывает удивительную разрывность в своем в других отношениях стационарном замедлении.

Наконец, по-видимому, установлен источник энергии Крабовидной туманности, а, возможно, также и источник космических лучей, и именно в объекте, который олицетворяет совершенно новое сверхплотное состояние материи. Большинство звезд закончит свое существование в виде белых карликов; но ни разу еще не удавалось увидеть, чтобы хоть один из них превратился в сверхновую звезду. Остатки сверхновых звезд доступны наблюдениям лишь в течение нескольких тысячелетий; пульсар можно наблюдать в оптической области всего несколько десятилетий или столетий, и в то же время его существование в виде источника радиоизлучения продолжается миллион лет.

Мы ощутили бы большое удовлетворение, если бы могли заключить свой рассказ о звездах и туманностях какими-то общими выводами, связывающими все факты воедино в стройную точную систему. К сожалению, это невозможно. На сегодняшний день загадок еще больше, чем нам казалось поколение назад. Далека от разрешения проблема происхождения и природы источников энергии, связанных с такими интенсивными тепловыми излучателями, как квазары и радиогалактики. Вопросы происхождения сверхновых звезд и их эволюции, по-видимому, в нейтронные звезды нельзя рассматривать как вполне выясненные. По-видимому, и в других областях прогресс еще только намечается.

Мы видели, как можно определить химический состав звездной атмосферы или газовой туманности по их спектру, и убедились, что те же самые химические элементы примерно в таких же пропорциях, как на Солнце, обнаружены на границах наблюдаемой части Вселенной. Мы кратко обрисовали историю звезды с момента ее образования до смерти в виде белого карлика. Почти случайно, в результате действия газового и лучевого давлений, а также наличия магнитных полей, огромные сгустки пыли и газа приобретают массу и плотность, достаточные, чтобы решающую роль стало играть тяготение. Затем звезда быстро сжимается, пока ее температура не станет достаточно высокой для начала ядерных реакций. Звезда светит за счет превращения водорода в гелий — сначала как звезда главной последовательности, а позднее, когда водород в ядре выгорит, как гигант или сверхгигант. Потом, когда ядерное топливо истощится, внешние части звезды опять сбрасываются в окружающее пространство, а ядро остается в виде белого карлика. Выброшенное вещество смешивается с межзвездным газом, и затем в ходе событий из этого материала в конце концов формируются молодые звезды.

Эволюция звезды несложна, хотя для того, чтобы проследить за ее изменением на самых интересных фазах ее развития, необходимы скоростные ЭВМ. Самый яркий бриллиант на небе не так сложен, как цветок лотоса.

Земля — это твердая почва у нас под ногами, это горы, сверкающие в лучах заходящего Солнца, это сталь нашей великой индустриальной эпохи, это соль океанов; вся Земля и даже вся остальная Солнечная система — все это лишь останки давно умерших звезд, которые сияли в небесах как яркие самоцветы в течение тысячи тысяч лет до возникновения Земли.

Ну, а каково наше будущее? Солнце будет постепенно становиться ярче, и соответственно температура на Земле будет повышаться, пока в конце концов океаны не выкипят, а Земля не превратится в раскаленный шлак. Сравнительно ненадолго Солнце станет гигантом, но вскоре его внешняя оболочка улетучится в космическое пространство, а ядро сморщится до белого карлика с плотностью, превышающей от ста тысяч до миллиона раз плотность воды.

С этого времени каждому электрону и каждому ядру определено место в том гигантском невероятно плотном кристалле, который когда-то был звездой. Ни одна частица не может шевельнуться без того, чтобы другая не заняла ее место. Никаких отклонений нигде и никогда. Это полная смерть, из которой нет воскрешения, так как вещество, замурованное в подобном состоянии, останется таким до окончания времен.

А что произойдет с веществом, которое покинет умирающее Солнце и постепенно смешается с облаками межзвездного смога и газа? Мы никогда не узнаем об этом, но, возможно, оно послужит материалом для тех грандиозных преобразований, которые приведут к возникновению молодых звезд и новых планет.

ПРИЛОЖЕНИЯ

ПРИЛОЖЕНИЕ I. ОБОЗНАЧЕНИЯ ЗВЕЗД И ТУМАННОСТЕЙ

Более яркие звезды всех созвездий обозначают буквами греческого алфавита (см. ниже) и названием созвездия в родительном падеже. Например, Бетельгейзе = α Ориона, Ригель = β Ориона. Обычно буквы идут в порядке убывания блеска, но иногда в порядке расположения звезд, как в случае Большой Медведицы. Для более слабых звезд, видимых невооруженным глазом, иногда используются номера Флемстида, например 53 Тельца. Самые яркие звезды занесены в каталог ярких звезд (Bright Star Catalogue) обсерватории Йельского университета, в котором они обозначены номерами HR — Гарвардской фотометрии (Harvard Revised Photometry).

Звезды от 6^м, т. е. находящиеся на пределе видимости невооруженным глазом, до 9^м внесены в списки Боннского обозрения (Bonner Durchmusterung), или каталог BD, и в каталог Генри Дрейпера (Henry Draper), или каталог HD.

В каталоге BD, продолжением которого для звезд южного неба служит CD (Cordoba Durchmusterung), списки звезд составлены по зонам склонения. Так, BD+30°3639 означает звезду под номером 3639 в зоне склонения +30° (оно проходит как раз над головой наблюдателя, находящегося на 30° с. ш.). Каталог HD включает звездные величины, положения по отношению к экваториальной системе координат 1900 г. в порядке увеличения прямого восхождения и спектральные классы.

В оба каталога включены яркие звезды, видимые невооруженным глазом, причем у одной и той же звезды может быть несколько обозначений, например, ι Геркулеса = HD 160 762.

Звезды, не попавшие в эти каталоги как более слабые, чем 9^м, имеют свои особые обозначения, что также относится к переменным звездам и к таким объектам, как квазары и пульсары. Переменные звезды обозначают латинскими буквами, стоящими перед названием созвездия: RY Тельца, AX Персея, R Андромеды и т. п. Радиоисточники часто обозначают по их номерам в каталогах таких источников. Так, 3C 273 — источник № 273 в Третьем Кембриджском каталоге. Пульсары обозначают в виде

СР 1919, что означает «кембриджский пульсар» (Cambridge Pulsar). Номер дает сведения о его положении. Прочие объекты описываются просто по отношению к известным объектам.

Яркие туманности и звездные скопления занесены в каталог Мессье, но большинство подобных объектов приходится искать в тщательно составленном Дрейером Новом генеральном каталоге (New General Catalogue) NGC и двух дополнительных индекс-каталогах IC (Index Catalogue). В этих каталогах наряду с кратким описанием каждого объекта дано его положение на 1865 г. (прямое восхождение и северное полярное расстояние) плюс постоянные прецессии, так что в случае необходимости можно быстро вычислить положение источника в любой момент времени. Более поздние каталоги диффузных туманностей были опубликованы Г. Джонсоном, Морганом, Шарплессом и Седербладом. Самый полный список планетарных туманностей составлен Л. Переком и Когоутеком (Catalogue of Galactic Planetary Nebulae), в котором объекты перечислены в соответствии с их галактическими координатами, а также дан список по положениям на 1950 г.

Греческий алфавит

α альфа	η эта	ν ню	τ тау
β бета	θ тета	ξ кси	υ ипсилон
γ гамма	ι йота	ο омикрон	φ фи
δ дельта	κ каппа	π пи	χ хи
ε эпсилон	λ ламбда	ρ ро	ψ пси
ζ дзета	μ мю	σ сигма	ω омега

ПРИЛОЖЕНИЕ II. НЕКОТОРЫЕ ФИЗИЧЕСКИЕ ВЕЛИЧИНЫ И ЗАВИСИМОСТИ, ИСПОЛЬЗУЕМЫЕ В АСТРОНОМИИ

1. Определение единиц силы, энергии и мощности

В различных главах мы пользовались такими понятиями, как сила, энергия и мощность; укажем здесь зависимости, связывающие между собой эти физические величины.

Ускорение есть изменение скорости в единицу времени. Если скорость выражена в см/с, ускорение выражается в см/с². Ускорение, обусловленное силой тяготения на поверхности Земли, равно 980 (см/с)/с или 980 см/с²; это значит, что скорость свободно падающего тела за каждую секунду увеличивается на 980 см/с.

Сила определяется как масса, умноженная на ускорение; единицей силы в системе СГС является дина (дин). Сила в 1 дин сообщает массе в 1 г ускорение 1 см/с². Сила тяжести, действующая на объекты на поверхности Земли, равна 980 дин на 1 г массы.

Давление — это сила, приходящаяся на единицу площади; обычно оно измеряется в динах на 1 см^2 или в *атмосферах*; $1 \text{ атм} = 1013246 \text{ дин/см}^2$ и эквивалентна давлению, оказываемому весом столбика ртути высотой 760 мм при 0°С .

Сила в 1 дин, действующая на расстоянии 1 см, будет выполнять работу в 1 эрг. Так как эрг — очень небольшая единица, часто пользуются *джоулем*; $1 \text{ Дж} = 10^7 \text{ эрг}$. Способность системы производить работу называется *энергией*, которая измеряется произведенной работой. Энергия проявляется в различных формах: механической, электрической, тепловой и других. Единицей тепловой энергии служит *калория*, которая равна количеству теплоты, необходимой, чтобы поднять температуру 1 г воды на 1°С . *Механический эквивалент теплоты* есть отношение количества работы к количеству теплоты, в которую может быть превращена эта работа; если работа измеряется в джоулях, а теплота — в калориях, то механический эквивалент теплоты равен 4,185 Дж/кал.

Скорость выполнения работы называется *мощностью* и выражается в лошадиных силах, ваттах и киловаттах. 1 Вт мощности эквивалентен 1 Дж или 10^{17} эрг работы в 1 с. Киловатт (кВт) равен 1000 Вт и соответствует скорости выполнения работы 10^3 Дж/с , или 10^{10} эрг/с . 1 лошадиная сила (л. с.) = 746 Вт.

2. Некоторые зависимости, относящиеся к газам

Давление газа, которое он оказывает на единицу площади стенки содержащего его сосуда, зависит от массы газа, занимаемого им объема и температуры. За стандартные условия температуры и давления приняты 0°С (или 273 К) и 1 стандартная атмосфера, или 760 мм ртутного столба. При стандартных условиях 22,415 литров газа будут весить μ грамм, где μ — молекулярный вес газа; он равен 28,02 для молекулярного азота N_2 , 32,00 для O_2 и т. п.

Газовый закон, или уравнение состояния идеального газа, гласит:

$$PV = RT,$$

где P (дин/см 2) — давление газа, V (см 3) — объем, занимаемый 1 молем, или μ г газа, $R = 8,314 \cdot 10^7 \text{ эрг/град} \cdot \text{моль}$ — газовая постоянная, а T (К) — температура газа.

Газовый закон часто записывают в виде

$$p = nkT,$$

где p (дин/см 2) — давление, n — число атомов или молекул в 1 см 3 , $k = 1,380 \cdot 10^{-16} \text{ эрг/град}$ — *постоянная Больцмана*.

Пример. Если электронное давление в атмосфере Солнца равно 10 дин/см^2 , а температура принята равной 5800 К , то чему равно число электронов в 1 см^3 ? Имеем

$$10 = n \cdot 1,380 \cdot 10^{-16} \cdot 5800,$$

откуда

$$n = 1,25 \cdot 10^{13} \text{ электрон/см}^3.$$

3. Определение электрического заряда в электростатической системе единиц

Одноименно заряженные тела отталкиваются, разноименно заряженные тела притягиваются друг к другу. Допустим, что два небольших изолированных тела (в подобных экспериментах часто используются шарики из янтаря) одноименно заряжены и помещены в вакууме на расстоянии r друг от друга. Они будут отталкиваться один от другого с силой F , определяемой законом Кулона:

$$F = \frac{q_1 q_2}{r^2},$$

где q_1 и q_2 — заряды этих двух тел. Если $F = 1 \text{ дин}$, $q_1 = q_2$ и $r = 1 \text{ см}$, то величина заряда q_1 или q_2 равна 1 электростатической единице СГС (СГСЕ). Заряды также измеряются в кулонах. $1 \text{ кл} = 3 \cdot 10^9 \text{ единиц СГСЕ}$.

4. Физические постоянные

Скорость света	$c = 2,99793 \cdot 10^{10} \text{ см/с}$
Постоянная тяготения	$G = 6,673 \cdot 10^{-8} \text{ дин} \cdot \text{см}^2/\text{г}^2$
Объем 1 моля (0°С)	$22,4136 \cdot 10^3 \text{ см}^3$
Стандартная атмосфера (давление)	$1\,013\,246 \text{ дин/см}^2$
Точка плавления льда	$273,16 \text{ К}$ (абсолютная шкала)
Механический эквивалент теплоты	$4,185 \text{ Дж/кал}$
Ускорение, обусловленное тяготением	$g_0 = 980,665 \text{ см/с}^2$
Плотность кислорода (0°С)	$1,429 \cdot 10^{-3} \text{ г/см}^3$
Число Авогадро (число атомов или молекул на 1 моль)	$N_0 = 6,02252 \cdot 10^{23} \text{ моль}^{-1}$
Число Лошмидта (число атомов или молекул в 1 см^3 при 0°С и 1 атм)	$n_0 = 2,6873 \cdot 10^{19} \text{ см}^{-3}$
Заряд электрона	$e = 4,8029 \cdot 10^{-10} \text{ ед. СГСЕ}$

Масса электрона	$m = 9,1091 \cdot 10^{-28} \text{ г}$
Масса протона	$M_p = 1,67252 \cdot 10^{-24} \text{ г}$
Масса атома водорода	$M_H = 1,67343 \cdot 10^{-24} \text{ г}$
Радиус первой орбиты атома Бора	$a_0 = 5,29167 \cdot 10^{-8} \text{ см}$
Масса протона/масса электрона	$M_p/m = 1836,12$
Газовая постоянная на 1 моль	$R_0 = 8,3143 \cdot 10^7 \text{ эрг/град} \cdot \text{моль}$
Постоянная Больцмана	$k = 1,38054 \cdot 10^{-16} \text{ эрг/град}$
Постоянная Планка	$h = 6,6256 \cdot 10^{-27} \text{ эрг} \cdot \text{с}$
Постоянная Ридберга для водорода	$R = 109\,677,58 \text{ см}^{-1}$

5. Законы излучения

В гл. 4 мы объяснили, что астроном измеряет температуры звезд путем изучения:

а) распределения интенсивности излучения относительно цвета или длины волны (применение закона Планка),

б) длины волны положения максимума интенсивности (применение закона Вина),

в) количества энергии, излучаемой на единицу площади поверхности (применение закона Стефана).

Эти законы относятся к излучению энергии идеальным излучателем. В 1859 г. Кирхгоф установил, что при любой температуре *отношение излучательной способности тела к поглощательной способности есть величина, для всех объектов постоянная и равная излучательной способности абсолютно черного тела*, т. е. такого тела, которое поглощает все падающее на него излучение. Общеизвестно, что предметы, окрашенные в темные цвета, гораздо лучше поглощают тепло, чем окрашенные в светлые цвета; темные предметы также гораздо лучше излучают энергию. Абсолютно черную поверхность изготовить невозможно, но можно экспериментально создать систему, излучающую практически как абсолютно черное тело.

Закон Планка отражает связь между интенсивностью излучения в интервале частот $\Delta\nu$ с частотой ν , температурой T в единице телесного угла (полная сфера охватывает 4π единиц телесного угла) в виде

$$I_\nu \Delta\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \Delta\nu,$$

где h — постоянная Планка, k — постоянная Больцмана, c — скорость света. Если нужно определить количество излучения,

идушее по всем направлениям, следует умножить это выражение на 4π ; чтобы вычислить плотность энергии, нужно умножить $I_\nu \Delta\nu$ на $4\pi/c$. Если нам нужен закон Планка в единицах длин волн, а не в единицах частоты, воспользуемся соотношениями

$$\nu = \frac{c}{\lambda}, \quad \Delta\nu = \frac{c}{\lambda^2} \Delta\lambda$$

и получим

$$I_\lambda \Delta\lambda = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1} \Delta\lambda;$$

этот закон чаще всего записывается в последней форме.

Закон Стефана — Больцмана дает связь между полным количеством излучения абсолютно черного тела и его температурой. Он имеет вид

$$E = \sigma T^4,$$

где E (эрг/см²с) — мощность излучения энергии, $\sigma = 5,6697 \cdot 10^{-5}$ эрг/см²·град⁴с (или $5,67 \cdot 10^{-8}$ Вт/м²·град⁴) — постоянная Стефана — Больцмана, T (К) — температура.

Пример. Чему равно количество энергии, излучаемой 1 см² в 1 с с поверхности звезды, температура которой равна 5700 К?

$$E = 5,67 \cdot 10^{-5} (5700)^4 = 5,99 \cdot 10^{10} \text{ эрг/(см}^2 \cdot \text{с)} = 5,99 \text{ кВт/см}^2.$$

Закон Вина определяет длину волны, на которой интенсивность излучения энергии максимальна. Зависимость имеет вид

$$\lambda_{\max} T = 0,28978 \text{ см} \cdot \text{град}.$$

Пример. На какой длине волны в спектре звезды интенсивность максимальна, если ее температура 5000 К?

$$\lambda_{\max} = \frac{0,2897}{5000} \text{ см} = 5,794 \cdot 10^{-5} \text{ см} = 5794 \text{ \AA},$$

так как $1 \text{ \AA} = 10^{-8} \text{ см}$. Следовательно, максимум интенсивности приходится на желтую часть близ 5800 \AA.

Закон Стефана — Больцмана и закон Вина можно вывести из закона Планка.

ПРИЛОЖЕНИЕ III. АСТРОНОМИЧЕСКИЕ ПОСТОЯННЫЕ

1 астрономическая единица (а. е.)	149 597 892 км (по радиолокации Венеры)
1 световой год (св. год)	$9,4605 \cdot 10^{17}$ см
1 парсек (пс)	$3,086 \cdot 10^{18}$ см = 3,26 св. года
Масса Солнца	$1,989 \cdot 10^{33}$ г
Радиус Солнца	$6,960 \cdot 10^{10}$ см

Средняя плотность Солнца	1,41 г/см ³
Ускорение силы тяготения на поверхности Солнца	$2,740 \cdot 10^4$ см/с ²
Энергия, излучаемая Солнцем	$3,84 \cdot 10^{33}$ эрг/с (Лабс и Некель)
Абсолютная болометрическая величина Солнца	+ 4,76 (Крон и Стеббинс)
Абсолютная фотовизуальная величина Солнца	+4,84 (Крон и Стеббинс)
Температура $T_{\text{эф}}$ Солнца	5 776 К (Лабс и Некель)
Масса Земли	$5,977 \cdot 10^{27}$ г
Средний радиус Земли	$6,3710 \cdot 10^8$ см
Средняя плотность Земли	5,517 г/см ³
Ускорение силы тяготения на поверхности Земли	980,665 см/с ²
Число секунд в 1 сидерическом году	$3,1558 \cdot 10^7$

ПРИЛОЖЕНИЕ IV. ЗВЕЗДНЫЕ ВЕЛИЧИНЫ И ЦВЕТА ЗВЕЗД

1. Связь между видимой величиной, абсолютной величиной и расстоянием

Разность звездных величин связана с отношением блеска двух звезд основной формулой

$$0,4 (m_2 - m_1) = \lg (I_1/I_2),$$

где m_1 и m_2 — видимые величины двух звезд, а I_1 и I_2 — соответствующий каждой из них видимый блеск. Разность в одну величину соответствует различию блеска в 0,4 раза.

Чтобы получить абсолютную величину, которая определяется как звездная величина, которую звезда имела бы, находясь на расстоянии 10 пс, отметим, что блеск изменяется обратно пропорционально квадрату расстояния. Следовательно, если I — видимый блеск звезды на расстоянии r , а L — блеск, который был бы на расстоянии R , то

$$I/L = (R/r)^2.$$

Логарифмируя и подставляя $R = 10$ пс, получим

$$\lg (I/L) = 2 \lg R - 2 \lg r = 2 - 2 \lg r,$$

так как $\lg 10 = 1$.

Если M — абсолютная величина звезды, видимая величина которой m , то связь между блеском и величиной принимает вид

$$2,5 \lg (I/L) = M - m$$

или

$$M = m + 5 - 5 \lg r.$$

Если вместо расстояния использовать параллакс p , то, так как r (пс) = $1/p$ (секунд дуги), то

$$M = m + 5 + 5 \lg p.$$

Величину межзвездного поглощения можно вывести по его влиянию на цвета далеких звезд, поскольку межзвездные облака делают свет звезд как более красным, так и более тусклым.

Пример. Звезда γ Близнецов с видимой величиной $1,93^m$ имеет параллакс $0,040''$ согласно Йельскому каталогу. Каковы ее расстояние, абсолютная величина и светимость по сравнению с величинами, характеризующими Солнце? Расстояние до звезды равно $r_s = 1/0,040$ парсек, откуда $\lg r_s = 1,40$. Следовательно, абсолютная величина звезды равна

$$M_s = 1,93 + 5 - 5 \cdot 1,40 = -0,07.$$

Звезда лежит выше главной последовательности, с которой она ушла в ходе эволюции.

Абсолютная визуальная величина Солнца $M_\odot = +4,84$; таким образом, γ Близнецов на $4,84 - (-0,07) = 0,91^m$ ярче Солнца.

Основное соотношение между звездными величинами связывает как абсолютные, так и видимые величины. Отсюда

$$0,4 (M_\odot - M_s) = \lg (L_s/L_\odot),$$

где L_s — светимость звезды, а L_\odot — светимость Солнца, Сравнивая светимости, имеем

$$\lg (L_s/L_\odot) 0,4 \cdot 4,91 = 1,964,$$

откуда $L_s/L_\odot = 92$. Итак, γ Близнецов примерно в 100 раз ярче Солнца.

Если имеет место ослабление света в пространстве из-за присутствия поглощающего вещества (см. главу 7), то уравнение, связывающее видимые и абсолютные величины, должно быть видоизменено. Пусть свет далекой звезды ослабляется межзвездными облаками на P величин; тогда

$$m_{\text{набл}} = m_{\text{ист}} + P,$$

откуда

$$M = m + 5 - 5 \lg r - P,$$

Величина межзвездного поглощения может быть выведена по его воздействию на цвет далеких звезд, поскольку межзвездные облака не только ослабляют свет звезд, но и вызывают его покраснение.

Обсудим теперь вопрос о цветах звезд.

2. Виды звездных величин

Звездная величина звезды зависит от цветочувствительности используемого приемника. Наблюдаемая при помощи фотоэлемента и фиолетового фильтра красная звезда может выглядеть слабым объектом, хотя для глаза она может быть яркой. Визуально такая звезда, как χ Лебедя, выглядит звездой 10^m , тем не менее термопара, которая измеряет всю доходящую до нас энергию, показывает, что эта звезда излучает как нормальная звезда пятой величины. Поэтому, говоря о величине звезды, следует указывать цветочувствительность используемой приемной системы.

Допустим, мы наблюдаем звезду фотоэлектрическим фотометром, снабженным синим фильтром. Красный, желтый, большая часть зеленого и фиолетового света, а также ультрафиолетовый свет будут «срезаны». Только синий свет в интервале нескольких сот ангстрем будет воздействовать на чувствительную поверхность фотоэлемента.

Эксперименты показали, что, хотя на фотоэлемент может падать излучение, охватывающее участок в несколько сотен ангстрем, величины, определенные при этом, будут точно такими же (с высокой степенью приближения), как если бы весь свет был сконцентрирован в одной длине волны, которую называют *эффективной длиной волны*, $\lambda_{\text{эфф}}$.

В современной фотометрической системе U , B , V , обязанной своей разработкой Гарольду Джонсону, используются комбинации фильтров с фотоэлементами, имеющие следующие характеристики (рис. IV.1):

Цвет	$\lambda_{\text{эфф}}$, Å	$(\Delta\lambda)_{1/2}$, Å	$F_{\lambda}(0,0)$, 10^{-7} эрг/см ² · 100 Å · с
U	3650_{-100}^{+200}	530	4,35
B	4400_{-100}^{+70}	1000	7,20
V	5470_{-30}^{+10}	850	3,92

Эффективные длины волн даны для звезды с температурой 10 000 К. Поправки к эффективной длине волны — 100, — 70 и

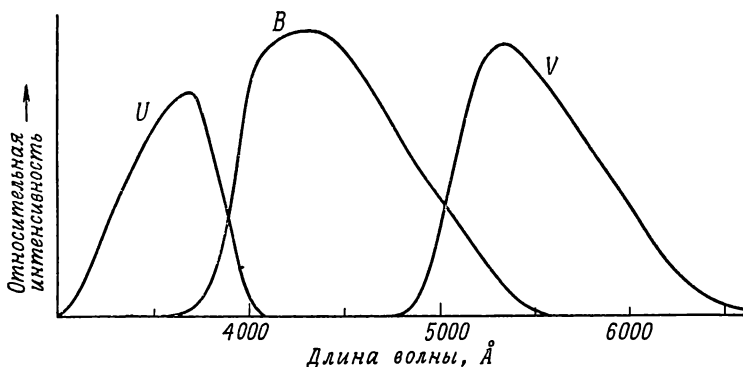


Рис. IV.1. Зависимость реакции цветовой системы U , B , V от длины волны. Эти кривые характеризуют цветочувствительность фотометра U , B , V , используемого в телескопе Кассегрена или Ньютона, с учетом отражения от двух алюминиевых зеркал и атмосферного поглощения для звезды, наблюдаемой в зените на обсерватории Маунт Вилсон.

— 10 Å придаются звездам с температурой до 20 000 К, распределение энергии которых богаче ультрафиолетовым светом, а поправки +200, +100, +30 Å относятся к холодным звездам с температурой 4000 К, излучение которых сконцентрировано главным образом в красной области.

Полуширина $(\Delta\lambda)_{1/2}$ — это ширина интервала длин волн, в котором чувствительность превышает половину своей максимальной величины. В последнем столбце дан поток, принимаемый (для полосы пропускания 100 Å) от звезды 0^m. Нуль-пункты подобраны так, чтобы звезда главной последовательности спектрального класса A0 имела одну и ту же звездную величину во всех системах, т. е. $U - B = B - V = 0$.

Используются и другие сочетания фотоэлементов и фильтров. Так, для работы в красной и инфракрасной области Г. Джонсон ввел систему R ($\lambda_{эфф} \approx 7000$ Å), I (9000 Å), J (12500 Å), K (22000 Å), L (34000 Å), M (50000 Å) и N (102000 Å = 10,2 мкм). Можно пользоваться и более узкими полосами пропускания и выбирать длины волн так, чтобы выявить особые спектральные детали, например зависящие от светимости или содержания металлов.

3. Показатели цвета, спектральные классы и болометрические поправки

Разность звездных величин, измеренных в двух цветовых системах, называется *показателем цвета* звезды. Самые общепринятые показатели цвета $B - V$ и $U - B$. Рассмотрим прежде

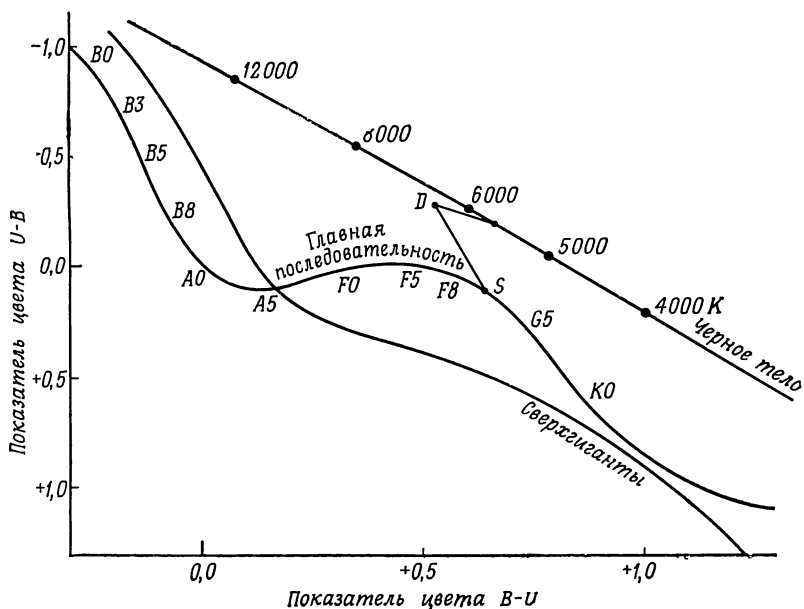
всего звезды, на которые межзвездное поглощение не влияет.

Тогда показатель цвета $B - V$ просто зависит от температуры. Он отрицателен для очень голубых звезд, таких, как ядра планетарных туманностей, поскольку эти объекты ярче в синей, чем в визуальной части спектра. Однако для холодных звезд показатель $B - V$ положителен и может стать очень большим. Таким образом, он служит как бы индикатором температуры; на диаграмме Герцшпрунга — Рассела V наносится как функция $B - V$.

А что произойдет, если мы нанесем $U - B$ как функцию $B - V$? Рассмотрим сначала звезды, которые не подвержены

Рис. VI.2. Связь между показателями цвета ($U - B$) и ($B - V$).

На графике представлена средняя зависимость между показателями цвета ($U - B$) и ($B - V$), выведенная Гаролдом Джонсоном, для звезд главной последовательности и сверхгигантов. Приведена также соответствующая кривая, вычисленная Арпом для последовательности черных тел. Сравните наклон прямой для чернотельной зависимости с S-образной формой кривой для звезд главной последовательности. У кривой для сверхгигантов кривизна меньше, так как в спектре сверхгигантов классов F, A и B бальмеровский скачок не такой резкий, как в спектре карликов. Последовательность чисто водородных звезд имела бы значительные отклонения от кривой для черных тел, кроме того, за счет сильных линий поглощения металлов также создаются заметные эффекты. Буквой S показано положение Солнца, точкой на прямой — положение черного тела с такой же эффективной температурой, как у Солнца, а D — положение звезд с недостаточностью металлов опять-таки с той же температурой. Точка D не совпадает с предыдущей, так как отрицательный ион водорода поглощает не как серое тело (см. рис. 45). Сдвиг D_3 соответствует влиянию сильного поглощения металлами на Солнце.



межзвездному поглощению, и допустим, что они излучают как абсолютно черные тела. Тогда график зависимости $U—B$ от $B—V$ просто определяет наклоны в двух точках планковской кривой, и можно предполагать, что получится прямая линия. Реальный график для звезд главной последовательности напоминает «лежащее S » (рис. IV.2). Хотя $B—V$ меняется с температурой плавно, изменение $U—B$ происходит не столь плавно вследствие заметного искажения в распределении энергии, производимого поглощением у головы серии Бальмера (рис. 43), а также из-за других отклонений, вызываемых влиянием сильных линий поглощения. Двухцветные графики для звезд с недостаточностью металлов очень заметно отличаются от графиков для нормальных звезд. У сверхгигантских звезд изгиб менее заметен, потому что для звезд, близких к классу A0, бальмеровский скачок менее существен.

Другое важное применение двухцветной диаграммы $(U—B)—(B—V)$ — это определение межзвездного поглощения. Межзвездное покраснение влияет на двухцветные показатели по-разному; поэтому, сравнивая наблюдаемые графики $(U—B)—(B—V)$ со стандартным графиком для звездного скопления, можно определить дополнительное окрашивание, или избыток цвета $\Delta(B—V)$, создаваемый поглощением. Величины и цвета, исправленные за межзвездное поглощение, обычно обозначают как V_0 , $(B—V)_0$, $(U—B)_0$ (см. приложение V).

Различные виды звездных величин, которые мы уже рассматривали, U , B , V и инфракрасные звездные величины, используют излучение ограниченных диапазонов длин волн. Но во многих задачах, например в задачах о звездной эволюции, необходимо сравнение светимостей двух звезд с учетом их суммарного излучения во всех длинах волн.

Полная светимость звезды выражается так называемой *болометрической звездной величиной*. Разность между болометрической и V (по существу визуальной) величинами называется *болометрической поправкой*:

$$B. П. = m_{\text{бол}} - m_V.$$

Система болометрических величин нормирована так, что поправка практически равна нулю для звезд класса F0 и невелика для Солнца. Она становится очень большой для горячих звезд, большая часть энергии которых излучается в далеком ультрафиолете, и для очень холодных звезд, подавляющая часть энергии которых относится к инфракрасной области.

Эти поправки можно установить достаточно надежно для звезд, подобных Солнцу, но не слишком надежно для очень горячих звезд, где приходится полагаться на теорию и модели атмосфер, а также на случайные проверки по наблюдениям

Температуры, (B—V)-цвета и болометрические поправки для нормальных звезд

Главная последовательность						Гиганты и сверхгиганты					
Спектр. класс	T, К	B—V	Б. П.	Спектр. класс	T, К	B—V	Б. П.	Спектр. класс	T, К	B—V	Б. П.
O6 V	40 000	—0,31	—3,70	F2 V	7 100	+0,36	0,00	B0 I	21 000	—0,23	—1,75
O7 V	35 000	—0,31	—3,37	F5 V	6 470	+0,46	—0,02	B8 I	11 200	—0,03	—0,36
O8 V	32 000	—0,30	—3,10	F8 V	6 120	+0,55	—0,05	A2 I	9 200	+0,10	—0,08
O9 V	31 000	—0,29	—3,00	G0 V	5 970	+0,59	—0,06	F0 I	7 510	+0,15	0,00
B0 V	28 000	—0,28	—2,62	G2 V	9 780	+0,64	—0,08	Сверхгиганты			
B1 V	23 000	—0,24	—2,06	G5 V	5 570	+0,70	—0,11	Гиганты			
B2 V	20 800	—0,22	—1,76	G8 V	5 330	+0,80	—0,16	G2 III	5 300	+0,89	—0,18
B3 V	17 200	—0,19	—1,27	K0 V	5 150	+0,86	—0,11	G5 III	5 100	+0,91	—0,23
B5 V	15 800	—0,16	—0,94	K2 V	4 840	+0,98	—0,31	G8 III	4 800	+0,96	—0,30
B7 V	13 000	—0,12	—0,64	K5 V	4 370	+1,13	—0,55	K0 III	4 680	+1,03	—0,38
B8 V	12 000	—0,9	—0,50	K7 V	4 000	+1,30	—0,80	K2 III	4 400	+1,10	—0,52
B9 V	11 400	—0,06	—0,038	M0 V	3 680	+1,44	—1,12	K5 III	3 800	+1,50	—1,00
A0 V	10 200	0,00	—0,22	M2 V	3 400	+1,52	—1,18	M0 III	3 500	1,55	—1,24
A1 V	9 700	+0,03	—0,16	M4 V	3 180	+1,57	—2,00	M2 III	3 300	1,58	—1,80
A2 V	9 300	+0,04	—0,09	M5 V	3 070	+1,60	—2,40	M4 III	3 050	1,59	—2,45
A3 V	9 000	+0,11	—0,06	M5 V	2 960	+1,70	—2,70	M6 III	2 800	1,59	—2,45
A5 V	8 750	+0,14	—0,03	M7 V	2 820	+1,80	—3,20	M8 III	2 650	1,59	—4,25
A7 V	8 100	+0,22	0,00	M8 V	2 700	+2,0	—3,70				
F0 V	7 450	+0,30	0,00								

с ракет и искусственных спутников. Аналогично Б. П. не вполне точны для холодных звезд, спектры которых сильно искажены молекулярными полосами поглощения и большая часть энергии которых теряется из-за поглощения водяным паром земной атмосферы.

В табл. IV.1 дана сводка данных об истинных температурах, т. е. цветах ($B - V$)₀, и о болометрических поправках для звезд различных типов. В гл. 4 мы обсуждали температурную шкалу. ($B - V$)-цвета взяты главным образом из работы Г. Джонсона. Болометрические поправки выведены для горячих звезд по ряду источников, в особенности по моделям атмосферы Михаласа, Строма и Мортонна, для звезд со средними температурами (7000—12 000 К) — по данным Дэвиса и Уэбба и для еще более холодных звезд из работы Поппера. Для самых холодных звезд сведения о болометрической поправке дают радиометрические наблюдения Петтита и Никольсона, а также инфракрасные измерения Г. Джонсона.

Можно считать, что сверхгиганты более раннего, чем К5, класса на 200° холоднее гигантов того же класса. Во всех спектральных классах от G2 до M8 показатели цвета $B - V$ для сверхгигантов примерно на 0,09 краснее, чем для соответствующих гигантов. В спектральных классах, более поздних, чем К7 — M1, гиганты и сверхгиганты обычно имеют сходные температуры и цвета. Обратите внимание на то, что болометрические поправки всегда отрицательны, поскольку звезды болометрически всегда ярче, чем визуально (за исключением класса F0, где они одинаковы). Это означает, что болометрическая звездная величина равна или меньше визуальной величины.

Пример. Звездная величина ε Эридана $V = 3,74^m$; ее спектральный класс и класс светимости K2V. Соответствующая болометрическая поправка из табл. IV.1 равна $-0,31$, откуда $m_{\text{бол}} = 3,74 - 0,31 = 3,43$.

ПРИЛОЖЕНИЕ V. НЕКОТОРЫЕ ПРИМЕНЕНИЯ ИЗМЕРЕНИЙ ЦВЕТА И СВИТИМОСТИ

1. Зависимость между абсолютной величиной, температурой и радиусом звезды

Если известен абсолютный блеск звезды и ее размер, можно найти температуру. И обратно, если известны температура и истинный блеск звезды, можно определить ее размер.

Зависимость между абсолютной величиной звезды M_{λ} (измеренной в системе звездных величин с эффективной длиной волны

$\lambda_{\text{эфф}}$), ее радиусом R и ее температурой T (в предположении, что звезда излучает приблизительно как черное тело с температурой T) имеет вид *)

$$M_{\lambda} = C_{\lambda} - 5 \lg R + \frac{1,561}{\lambda_{\text{эфф}} T} + X_{\lambda},$$

где C_{λ} — постоянная, зависящая от длины волны, а X_{λ} — небольшой поправочный член, который может оказаться существенным при высоких температурах:

$\frac{1,561}{\lambda_{\text{эфф}} T}$	5,0	4,0	3,0	2,0	1,0
X_{λ}	—0,01	—0,03	—0,07	—0,19	—0,55

Для V -величин примем

$$\lambda_{\text{эфф}} = 5480 \text{ \AA} = 5,48 \cdot 10^{-5} \text{ см.}$$

Чтобы оценить C_{λ} , заметим, что черное тело такого же размера и эффективной температуры, как Солнце, будет иметь V -величину, примерно равную 4,84. Так как R измеряется в единицах радиуса Солнца, то $R = 1,0$, $\lg R = 0,00$. Отсюда если эффективная температура Солнца равна 5776 К, то

$$4,84 = C_{\lambda} + 4,94 - 0,01$$

или

$$C_{\lambda} = -0,09.$$

Связь между визуальной величиной, радиусом и эффективной температурой можно отразить формулой

$$M_V = -0,09 - 5 \lg R + \frac{28\,500}{T}.$$

Для B -величин можно принять $\lambda_{\text{эфф}} = 4400$. Абсолютная B -величина солнца $M_B = 5,46$ (Стеббинс и Крон, 1957). Отсюда аналогичные вычисления дают $C_B = -0,66$, так что

$$M_B = -0,66 - 5 \lg R + \frac{35\,500}{T}.$$

Исключая из этих двух уравнений R и замечая, что $M_B - M_V = B - V$, находим

$$T = \frac{7000}{B - V + 0,57},$$

*) См. Л. Аллер, Астрофизика, I. Атмосферы Солнца и звезд, ИЛ, М., 1958. — Прим. перев.

что дает возможность приближенного перехода от показателей цвета $B - V$ к температурам для тех звезд, температуры которых не слишком сильно отличаются от температуры Солнца.

Пример. V -величина звезды Вольф 359 равна $13,66^m$. Ее параллакс $0,425''$. Соответствующая абсолютная величина равна $16,80^m$. Температура, соответствующая спектральному классу этой звезды, 2960 К. Каков ее радиус в единицах радиуса Солнца? Уравнение для M_V дает

$$16,80 = -0,09 - 5 \lg R + 9,63$$

или

$$\lg R = -1,45,$$

т. е.

$$R = 0,035.$$

Пример. Радиус компоненты В3 V затменной двойной системы равен $4,23 R_\odot$. Какова абсолютная величина этой звезды? Температура звезды В3 V (табл. IV. 1) равна 17 200 К. Тогда (ср. рис. V. 4)

$$M_V = -0,09 - 5 \cdot 0,627 + 1,65 = -1,57.$$

Предположение о чернотельном излучении звезд, конечно, грубое, в особенности для звезд класса А, у которых виден сильный непрерывный спектр, обусловленный водородом, и для холодных звезд, в спектре которых видны сильные молекулярные полосы. Но в пределах узких спектральных интервалов чернотельное приближение может иногда быть достаточно хорошим.

Показатель цвета $B - V$, который минует бальмеровский скачок, дает приемлемые оценки температуры, но оценки по показателям $V - R$ или $B - R$ нуждаются в уточнении. Показатели же $U - B$ или $U - V$ дают совершенно искаженные оценки.

Конечно, болометрические величины и эффективные температуры позволяют сразу определить радиусы звезд. Зависимость здесь предельно проста. Так как

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{эфф}}^4,$$

то, если L и R измерены в соответствующих Солнцу единицах L_\odot и R_\odot , получаем

$$\frac{L_*}{L_\odot} = \left(\frac{R_*}{R_\odot}\right)^2 \left(\frac{T_*}{T_\odot}\right)^4$$

или в болометрических величинах

$$M_\odot - M_* = 5 \lg R + 20 \lg (T/5800).$$

2. Оценка межзвездного поглощения

Поскольку межзвездная материя, делая свет более красным, делает его и более тусклым, она приводит к увеличению показателей цвета. Предположим, наблюдаются звезды главной последовательности в далеком звездном скоплении в системе U, B, V . Если нанести на график показатели цвета $U-B$ в функции показателей цвета $B-V$, то стандартная S-образная кривая окажется смещенной (рис. V.1). Чтобы подогнать стандартную кривую $(U-B)_0 - (B-V)_0$ к наблюдениям, сдвинем ее вдоль некоторой прямой, наклон которой дается отношением

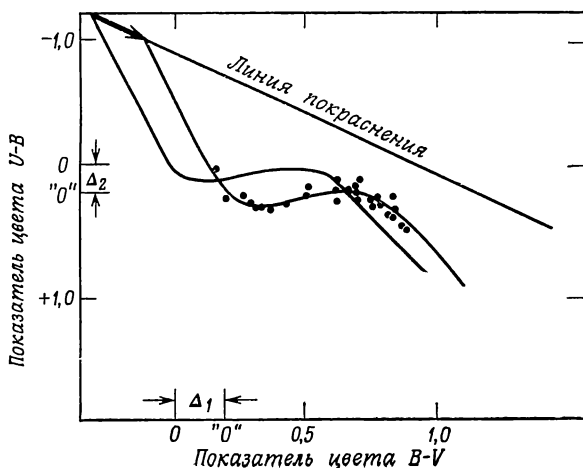
$$\frac{(U-B)_{\text{избыток цвета}}}{(B-V)_{\text{избыток цвета}}} = 0,7$$

до полного совпадения. В приведенном примере $\Delta(B-V) = 0,20$, $\Delta(U-B) = 0,14$. Отсюда полное пространственное поглощение составляет

$$A_V = 3,0 \Delta(B-V) = 0,6^m,$$

хотя некоторые наблюдатели, особенно Гаролд Джонсон, пришли к выводу, что в Галактике коэффициент может меняться от точки к точке. В некоторых областях 3, возможно, следует заменить на 5 или 6.

Рис. V.1. Определение межзвездного покраснения для звездных скоплений. Наблюдаемая главная последовательность показана точками, к которым путем сдвига подгоняется стандартная кривая $(U-B)$ относительно $(B-V)$; величина сдвига указана жирной стрелкой. Смещения $\Delta(B-V) = \Delta_1$ и $\Delta(U-B) = \Delta_2$ дают избыток цвета. Отношение $\Delta_2/\Delta_1 = 0,7$ определяет наклон линии «покраснения», в направлении которой следует сдвигать стандартную кривую.



Этот метод, строго говоря, применим к звездам с «нормальным» химическим составом и не может использоваться для скоплений звезд с недостаточностью металлов; в этих случаях необходимо иметь дополнительные спектральные данные.

3. Анализ диаграммы «цвет — звездная величина» для звездных скоплений

Работа с галактическими и шаровыми скоплениями в деталях несколько различна: для первых часто удается провести как спектральные, так и фотометрические наблюдения. Главные последовательности галактических скоплений обычно доходят до ранних классов F, A и даже B или O, тогда как главные последовательности шаровых скоплений не достигают классов, более ранних, чем F8 или G0. Спектральные наблюдения отдельных звезд шаровых скоплений требуют самых крупных телескопов; поэтому на диаграммы цвет — звездная величина надеяться трудно.

Работа ведется в следующем порядке:

1. С использованием фотоэлектрических и фотографических наблюдений строится по возможности самая точная диаграмма цвет — величина. Обычно при помощи фотоэлектрического фотометра измеряются цвет и блеск звезд, принятых в качестве стандартов, а фотографические наблюдения используются для интерполяции величин и цветов других звезд.

2. Применяя метод, описанный в предыдущем разделе, или его варианты, определяют межзвездное поглощение. После этого можно перейти от V -величин и $(B - V)$ -цветов к исправленным видимым V_0 -величинам и истинным $(B - V)$ -цветам.

3. Затем диаграмма V_0 как функция $(B - V)_0$, полученная описанным способом, сравнивается со стандартной диаграммой $\Gamma - R$, что позволяет получить $M_V - (B - V)_0$, а отсюда определяется модуль расстояния $y = V - M_V = 5 \lg r - 5$, а следовательно, и расстояние скопления и абсолютная величина его членов.

Полученную в итоге диаграмму $\Gamma - R$ можно сравнить с опубликованными данными и решить, относится ли скопление к нормальным богатым металлами скоплениям или к скоплениям с дефицитом металлов.

Можно также преобразовать диаграмму цвет — величина в диаграмму «болометрическая величина — эффективная температура», что позволяет сравнить полученные результаты с выводами из теории звездной эволюции.

Рассмотрим диаграмму цвет — величина для старого галактического скопления M67 (рис. V.2), взятую из работы Сандиджа; шкала видимых величин V дана с правой стороны, а шкала абсолютных величин M_V — с левой стороны. Все величины V ,

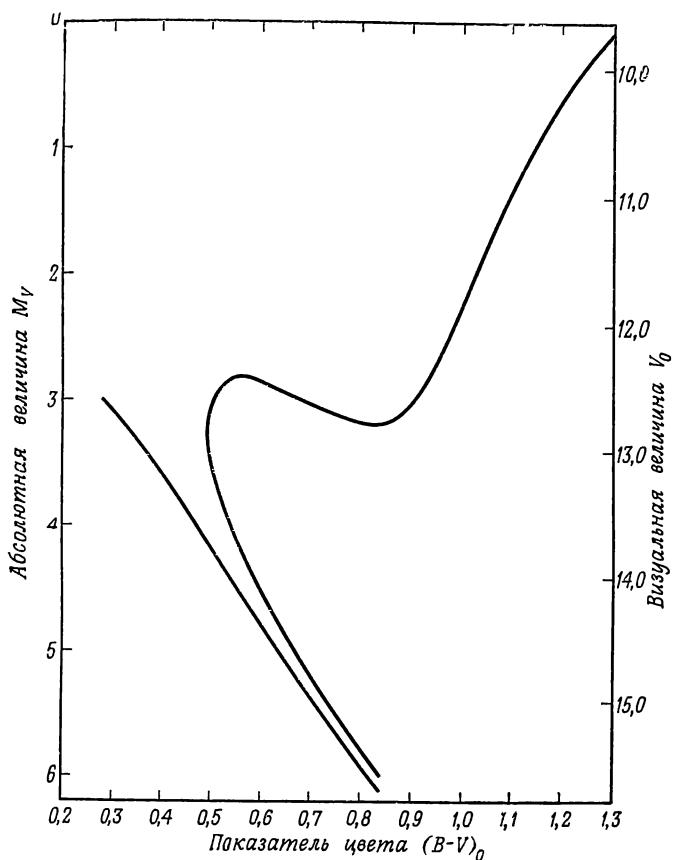


Рис. V.2. Зависимость цвет — светимость для галактического скопления M67. «Визуальные» величины V_0 нанесены на график в функции $(B-V)_0$ -цветов для средних для этого скопления точек. Ординаты слева дают абсолютную величину M_V , полученную путем подгонки к стандартной диаграмме Г—Р. Диаграмма включает начальную главную последовательность.

M_V и $B-V$ исправлены за межзвездное поглощение. При переходе от более слабых звезд к более ярким главная последовательность все сильнее отклоняется от главной последовательности нулевого возраста и, наконец, внезапно отрывается от нее, совершая непрерывный переход в область гигантов.

Используя данные табл. IV.1, можно преобразовать измерения M_V в функции $(B-V)_0$ в величины $M_{\text{бол}}$ в функции $T_{\text{эфф}}$:

M_V	$(B-V)_0$	Б. П.	$M_{\text{бол}}$	$T_{\text{эфф}}$
0,0	1,31	0,80	-0,80	4060
0,5	1,22	0,66	-0,16	4200
1,0	1,14	0,55	+0,45	4320

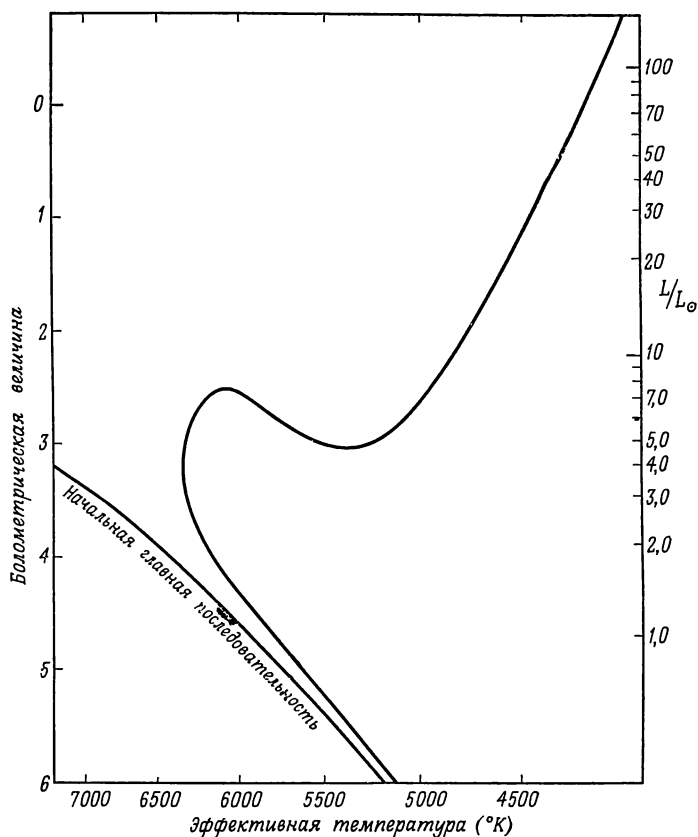


Рис. V. 3. Зависимость светимости — эффективная температура для M67.

Рис. V. 2 с использованием данных табл. IV. 1 был преобразован из графика M_V как функции $(B-V)_0$ в график, дающий связь болометрической величины с эффективной температурой. Шкала с правой стороны дает светимость в единицах светимости Солнца. Эта кривая отличается от кривой на рис. V. 2, так как при ее построении были использованы другие соотношения «цвет — температура» и «болометрическая поправка — температура».

Этим способом был построен график на рис. V. 3, который уже можно сравнивать непосредственно с выводами теории. Аналогичное преобразование было выполнено для перехода от рис. 60 к рис. 61.

4. Интерпретация классов светимости

Рис. V. 4, основанный главным образом на работе Моргана, дает связь между светимостью, спектральными классами и абсолютными визуальными величинами. Калибровка точна для глав-

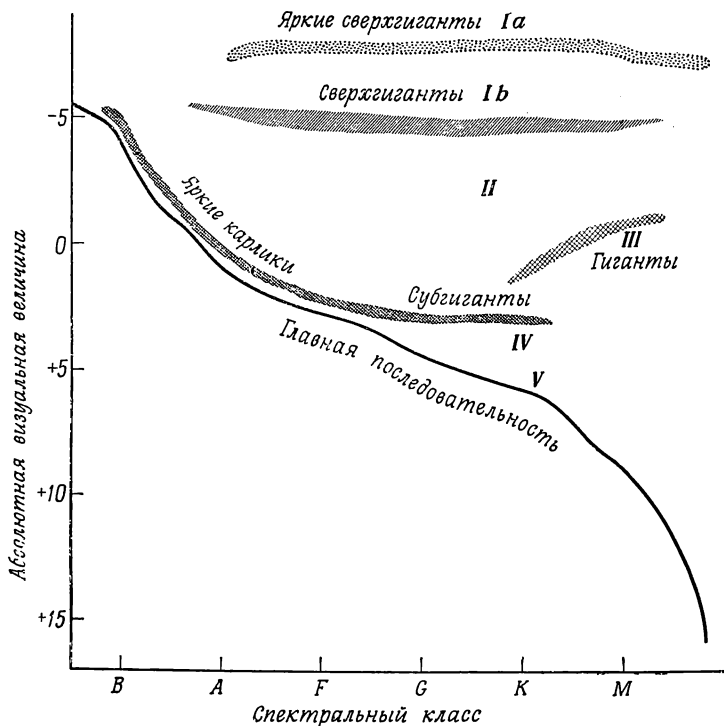


Рис. V.4. Связь между классом светимости, абсолютной величиной и спектром.

По виду спектра можно оценить не только спектральный класс, но и класс светимости: Ia, Ib, II, III, IV и V. Их следует калибровать в абсолютных величинах, как это было сделано Морганом и другими. Во всех классах светимости для сверхгигантов и даже для гигантов существует большой разброс значений истинного блеска. Обыкновенные гиганты заполняют класс светимости III. Обратите внимание на то, что в более поздних спектральных классах класс светимости IV относится к субгигантам, тогда как в более ранних классах он относится к ярким карликам—в каждом случае звезды эволюционируют в сторону от главной последовательности, но на различную величину.

ной последовательности (за исключением, может быть, самых ярчайших звезд), но для сверхгигантов данные менее надежны по следующим причинам.

1. Поскольку эти звезды очень далеки, определения их расстояний сами по себе трудны, так как они зависят от связей со звездными скоплениями и других неточностей.

2. Яркостям этих звезд присущ большой разброс: хотя звезды главной последовательности, в особенности молодые звезды, тяготеют к последовательности карликов, как гиганты, так и сверхгиганты имеют огромный диапазон светимостей в зависимости от массы и химического состава звезд главной после-

довательности, из которых они развились. Соответственно классы светимостей для гигантов и сверхгигантов указаны широкими полосами, а не узкой линией, как для карликов главной последовательности.

ПРИЛОЖЕНИЕ VI. ФОРМУЛЫ ИОНИЗАЦИИ И ВОЗБУЖДЕНИЯ

Как мы уже видели в гл. 4, теория ионизации объясняет большие изменения, которые наблюдаются в спектрах звезд по мере продвижения по главной последовательности от горячих звезд класса О до холодных карликов или гигантов класса М. В более горячих звездах металлы ионизируются и уже не поглощают в тех спектральных областях, которые доступны наблюдениям; спектры холодных звезд сплошь «забиты» линиями металлов. Ниже мы даем представление о формулах возбуждения и ионизации.

1. Физический смысл теплового равновесия

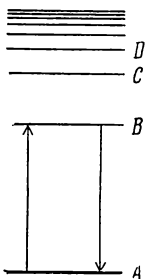
Возвращаясь к вопросам, обсуждавшимся в гл. 4, рассмотрим возбуждение и ионизацию группы атомов в нашем гипотетическом ящике, стенки которого поддерживаются при некоторой температуре T . Если температура будет достаточно высока, скажем 4000—5000 К, атомы будут быстро и хаотически двигаться, поглощать и излучать энергию, сталкиваться друг с другом, терять и приобретать электроны.

Пусть на рис. VI.1 A будет основным уровнем, а B, C, D, \dots — возбужденными уровнями. Быстрый электрон может, толкнув атом, находящийся на уровне A , поднять его на уровень B и уйти прочь с пониженной энергией. Аналогичным образом другой электрон может, толкнув атом, находящийся на уровне B , столкнуть его на уровень A и отскочить, увеличив свою энергию. В замкнутом пространстве два этих процесса будут в точности уравновешены. Подобным же образом столкновения, приводящие к возбуждению уровня C , будут в точности равны столкновениям, снимающим возбуждение. Аналогичное положение получается для излучения или поглощения лучистой энергии:

число актов поглощения $A \rightarrow B$ = число актов излучения $B \rightarrow A$;

число актов поглощения $A \rightarrow C$ = число актов излучения $C \rightarrow A$.

Число актов ионизации с уровня B будет в точности равно числу захватов ионом электронов на уровень B и т. д. Таким



Р и с. VI.1. Схема энергетических уровней.

образом, каждый процесс в точности уравнивается обратным ему процессом. При таких условиях говорят, что данная группа атомов находится в *термодинамическом равновесии*.

2. Уравнение возбуждения

В условиях термодинамического равновесия относительные количества атомов на двух уровнях *A* и *B* даются уравнением Больцмана *):

$$\frac{N_B}{N_A} = \frac{g_B}{g_A} e^{-\chi_{AB}/kT},$$

где $k = 1,380 \cdot 10^{-16}$ эрг/град — постоянная Больцмана; $e = 2,718...$ — основание натуральных логарифмов; χ_{AB} — энергия, необходимая для возбуждения атома с уровня *A* на уровень *B*; T — абсолютная температура. Множители g_A и g_B — постоянные, зависящие от того, какие уровни участвуют в процессе возбуждения; они называются *статистическими весами*. В каждом случае они численно равны числу зеемановских состояний, на которые расщепляется уровень, когда атом находится в магнитном поле, и их можно легко вычислить по уравнениям теории строения атома. Если ν_{AB} — частота линии, излучаемой при переходе с *B* на *A*, то

$$\chi_{AB} = h\nu_{AB}.$$

В общем случае при числовых расчетах удобнее иметь эту формулу в другой форме. Если пользоваться десятичными логарифмами и выражать χ_{AB} в электрон-вольтах, то

$$\lg \frac{N_B}{N_A} = -\frac{5040}{T} \chi_{AB} + \lg \frac{g_B}{g_A}.$$

*) Вывод уравнения Больцмана и уравнения ионизации (разд. 3) см., например, в книге: Л. Аллер, Астрофизика, I. Атмосферы Солнца и звезд, ИЛ, М., 1958. — Прим. перев.

Во многих случаях g_A и g_B — небольшие числа одного и того же порядка; для качественного представления отношения N_B/N_A их можно опустить и просто записать

$$\lg \frac{N_B}{N_A} \approx - \frac{5040}{T} \chi_{AB}.$$

Пример. Если A — основной уровень иона OIII (в действительности в этом случае A — группа из трех уровней, близких друг к другу, но для данной задачи их можно рассматривать как один уровень; см. рис. 72) и потенциал возбуждения уровня B равен 2,48 В, $g_A = 9$, $g_B = 5$, то чему равно относительное число атомов, находящихся на уровне B в условиях термодинамического равновесия при температуре 10 000 К?

$$\lg \frac{N_B}{N_A} = -1,25 - 0,25 = -1,50,$$

$$N_B = 0,032 N_A.$$

Пример. Какова будет доля атомов водорода, возбужденных до второго энергетического уровня на Солнце, если температура возбуждения равна 5800 К?

$$\chi_{AB} = 10,16 \text{ В}, \quad g_B = 4, \quad g_A = 1;$$

$$\lg \frac{N_B}{N_A} = - \frac{5040 \cdot 10,16}{5800} + \lg 4 = -8,83 + 0,60 = -8,23;$$

$$N_B = 5,9 \cdot 10^{-9} N_A.$$

В этих условиях на каждый миллиард атомов примерно 6 атомов возбуждены до второго уровня и, следовательно, способны поглощать в линии Бальмера.

3. Уравнение ионизации

В условиях термодинамического равновесия относительные числа ионизованных и нейтральных атомов даются уравнением Саха:

$$\lg \frac{N_1}{N_0} P_e = - \frac{5040}{T} I + 2,5 \lg T - 6,48 + \lg \frac{2B_1(T)}{B_0(T)},$$

где N_1 — число ионизованных атомов, N_0 — число нейтральных атомов, P_e — электронное давление (в атмосферах), I — потенциал ионизации (в вольтах) и T — температура (в К). Поправочный член $\lg [2B_1(T)/B_0(T)]$ — функция температуры для любого данного атома. Он зависит от числа и вида энергетических состояний и может быть вычислен по теории строения атома. Для многих практических целей можно законно заменить этот

член на $\lg(2b_1/b_0)$, где b_1 и b_0 — атомные постоянные, зависящие от вида нижних энергетических уровней у каждого иона.

Табл. VI.1 дает потенциалы ионизации для ряда самых распространенных элементов, представляющих интерес для астрофизики, наряду с величинами члена $\lg(2B_{r+1}/B_r)$ для $r = 0$ при $T = 5800$ К и для $r = 1$ при $T = 10\,000$ К.

Таблица VI.1

Данные для вычисления ионизационного равновесия

Атом	Атомный номер	χ_0	χ_1	χ_2	$\lg(2B_{r+1}/B_r)$	
					$r=0$ $T=5800$ К	$r=1$ $T=10\,000$ К
Водород	H	1	13,60	—	0,00	
Гелий	He	2	24,58	54,40	0,60	—0,00
Углерод	C	6	11,26	24,38	0,11	—0,48
Азот	N	7	14,53	29,59	0,65	0,07
Кислород	O	8	13,61	35,11	—0,05	0,63
Неон	Ne	10	21,56	41,07	1,08	0,48
Натрий	Na	11	5,14	47,29	—0,03	1,08
Магний	Mg	12	7,64	15,03	0,58	0,00
Алюминий	Al	13	5,98	18,82	—0,47	0,58
Кремний	Si	14	8,15	16,34	0,08	—0,47
Сера	S	16	10,36	23,40	—0,03	0,50
Аргон	Ar	18	15,76	27,62	1,03	0,51
Калий	K	19	4,34	31,81	—0,14	1,05
Кальций	Ca	20	6,11	11,87	0,54	—0,25
Титан	Ti	22	6,82	13,57	0,48	—0,20
Ванадий	V	23	6,74	14,65	0,27	0,15
Хром	Cr	24	6,76	16,49	0,16	0,50
Марганец	Mn	25	7,43	15,64	0,37	0,23
Железо	Fe	26	7,87	16,18	0,49	—0,07
Кобальт	Co	27	7,86	17,05	0,25	0,08
Никель	Ni	28	7,63	18,15	—0,12	0,31
Стронций	Sr	38	5,69	11,03	0,50	—0,24
Барий	Ba	56	5,21	10,00	0,43	—0,55

Эти числа выбраны для иллюстрации эффектов при температуре Солнца, при которой нейтральные атомы становятся однажды ионизованными, и близкой к температуре звезды класса A0, при которой однажды ионизованные атомы стремятся стать дважды ионизованными. Для большинства элементов изменение этого отношения с температурой происходит медленно.

Пример. Каковы относительные доли нейтрального и ионизованного натрия на Солнце, если $T = 5800$ К, а $P_s = 10^{-5}$ атм? Потенциал ионизации натрия равен 5,14 эВ, $\lg(2B_1/B_0) = -0,08$; $2,5 \lg T = 9,41$ и $5040/T = 4,46$. Отсюда находим,

что $\lg(N_1/N_0) = -4,46 + 9,41 - 6,48 - 0,08 + 5,0 = 3,39$, т. е. $N_1/N_0 = 2460$; только 0,041% натрия в атмосфере Солнца находится в нейтральном состоянии.

Пример. Каково относительное количество однажды ионизованного железа (Fe II) в атмосфере Сириуса, для которой прием $T = 10\,000\text{ К}$ и $P_e = 3 \cdot 10^{-4}$ атм (см. табл. VI.2)? Первый потенциал ионизации Fe I равен 7,87 эВ; возьмем $\lg(B_1/B_0) = 0,49$. Тогда $5040I/T = 3,96$; $2,5 \lg T = 10,000$; $\lg(N_1/N_0) = -3,96 + 10 - 6,48 + 0,49 + 3,52 = 3,57$ или $N_1/N_0 = 3720$, т. е. железо почти полностью однажды ионизовано. В какой мере оно ионизовано дважды? Обратимся к уравнению ионизации опять-таки со следующими данными: второй потенциал ионизации железа равен 16,18 эВ, $\lg(2B_2/B_1) = -0,07$. Тогда получаем $\lg(N_2/N_1) = -1,18$; $N_2/N_1 = 0,066$; $N_2/(N_1 + N_2) = 0,062$. Следовательно, около 6% железа ионизовано дважды, а 94% — один раз.

При применении формулы ионизации необходимо знать как электронное давление, так и температуру. Для большинства вычислений достаточно использовать средние значения электронного давления и температуры. Табл. VI.2 дает средние величины электронного давления и температуры, соответствующие гигантам и сверхгигантам, а также данные для объектов главной последовательности.

Таблица VI.

Электронное давление и масса над фотосферой (характерные значения)

T, К	$\frac{5040}{T}$	Электронное давление, 10^{-6} атм			Масса «над фотосферой», г/см ²		
		карлики	гиганты	сверх- гиганты	карлики	гиганты	сверх- гиганты
10080	0,5	320	—	33	0,071	—	0,37
8400	0,6	190	—	23	0,25	—	0,71
7200	0,7	70	—	13,6	0,76	—	2,5
6300	0,8	23	10	4,0	1,7	3,0	10
5600	0,9	7,9	2,7	1,0	3,0	10,0	26
5040	1,0	4,4	0,76	0,22	3,7	20	60
4582	1,1	2,8	0,35	0,10	3,9	28	76
4200	1,2	1,8	0,19	0,52	3,9	40	89
3800	1,3	1,2	0,10	0,025	4,0	50	112
3600	1,4	0,81	0,04	0,012	4,1	76	162
3360	1,5	0,57	0,018	0,004	4,1	100	200

Наконец, чтобы сравнить, скажем, число нейтральных атомов над фотосферой Солнца с их числом над фотосферой какой-либо другой звезды, необходимо иметь данные о прозрачностях

этих двух атмосфер, т. е. об изменениях их непрозрачности. Если N_s — число атомов над фотосферой звезды с температурой T , а N_\odot — число атомов над фотосферой Солнца, то можно составить таблицу отношения N_s к N_\odot для различных величин T для карликов, гигантов и сверхгигантов. Можно также указать число грамм на 1 см² над фотосферой для различных температур и типов звезд (см. табл. VI.2).

4. Иллюстрация к кривой роста

При практическом использовании кривой роста необходимо иметь данные об интенсивностях линий в различных областях спектра. Точная теория показывает, что следует откладывать по оси ординат не $\lg W$, а $\lg(W/\lambda)$, а по оси абсцисс не $\lg Nf$, а $\lg Nf(\lambda/5000)$; λ в Å. На рис. VI.2 изображена теоретическая кривая роста для Солнца. В табл. VI.3 приведены данные для четырех линий натрия, возникающих с одного и того же основного уровня. Во втором столбце даны значения эквивалентной ширины в тысячных долях ангстрема, взятые из пересмотренной таблицы Роуланда (Revised Rowland Table) и других опубликованных источников. Третий столбец дает величины f , принятые при обсуждении данных Брайаном Уорнером в 1968 г.

Таблица VI.3

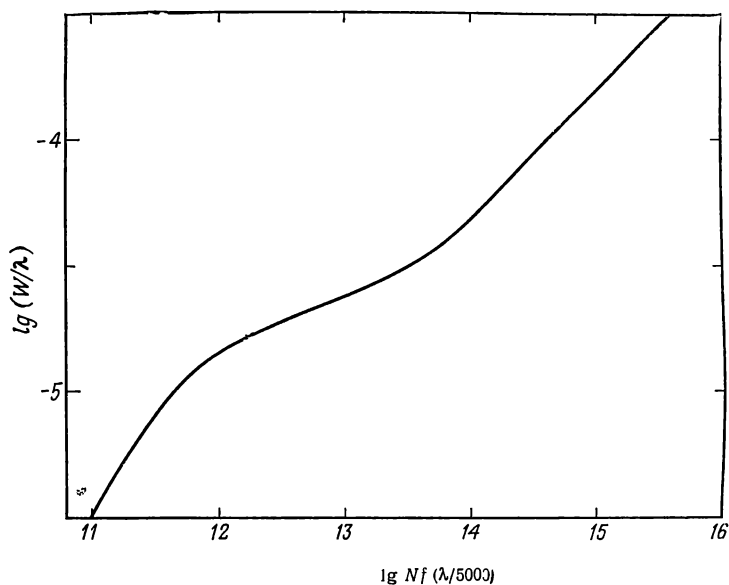
Данные о линиях натрия в спектре Солнца

λ	W , мÅ	f	$\lg W/\lambda$	$\lg f(\lambda/5000)$
3302,38	88	0,0214	—4,58	—1,85
3302,98	67	0,0049	—4,70	—2,49
5889,97	730	0,645	—3,90	—0,12
5895,94	560	0,325	—4,02	—0,415

Наша эмпирическая кривая роста на рис. VI.3 состоит из графика $\lg(W/\lambda)$ как функции $\lg f(\lambda/5000)$, который затем подгонялся к теоретической кривой рис. VI.4. Шкала внизу соответствует шкале теоретической кривой, шкала вверх — шкале эмпирической кривой. Из сравнения этих двух шкал находим

$$\lg N = 14,98,$$

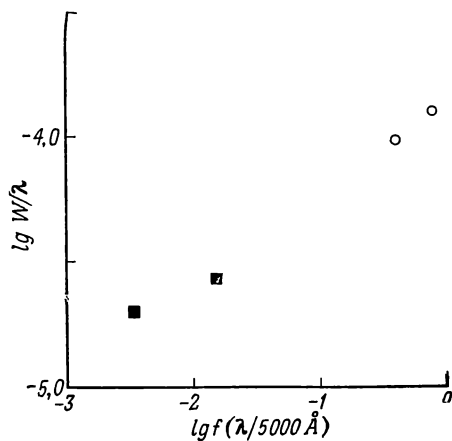
т. е. число нейтральных атомов натрия на основном уровне над фотосферой Солнца составляет $0,95 \cdot 10^{15}$. Применение формулы Больцмана показывает, что почти все атомы натрия находятся на основном уровне. С достаточной точностью можно принять, что число нейтральных атомов натрия над солнечной фотосфе-



Р и с. VI.2. Теоретическая кривая роста для Солнца.

Здесь W — эквивалентная ширина, а λ — длина волны (обе величины в \AA) данной спектральной линии; N — число атомов «над фотосферой» на нижнем уровне рассматриваемого перехода, способных поглощать в данной линии, а f — сила осциллятора.

Р и с. VI.3. Эмпирическая кривая роста для линий натрия, образующихся при переходах с основного уровня.



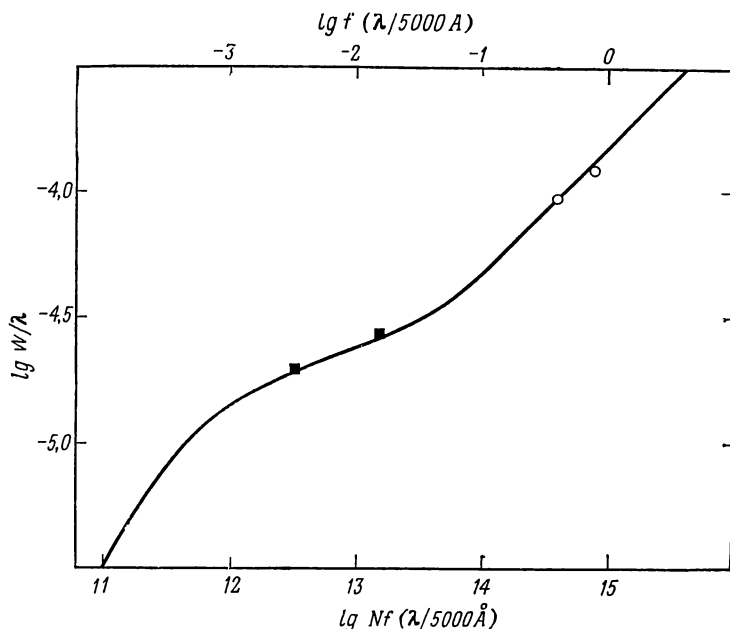


Рис. VI.4. Совмещение эмпирических данных с теоретической кривой роста. Абсциссы: *наверху* — $\lg f (\lambda/5000 \text{ \AA})$, снятые с эмпирической кривой на рис. VI.3; *внизу* — $\lg Nf (\lambda/5000 \text{ \AA})$; нуль-пункт эмпирической кривой соответствует 14,98 теоретической кривой.

рой составляет $1 \cdot 10^{15}$. Если $P_e = 10^{-5}$ атм и $T = 5800$ К, то N (нейтральные атомы натрия)/ N (все атомы натрия) $= 4,1 \cdot 10^{-4}$; тогда полное число атомов натрия над фотосферой равно $2,46 \cdot 10^{18}$. Поскольку масса атома натрия равна $23 \cdot 1,66 \cdot 10^{-24} = 3,8 \cdot 10^{-23}$ г, то полная масса натрия над фотосферой равна $9,4 \cdot 10^{-5}$ г $= 0,094$ мг. Аналогичный анализ можно провести для других металлов, поскольку их относительные обилия в принципе можно определить.

Большая часть поглощения в непрерывном спектре создается водородом, и именно его относительное содержание определяет «глубину фотосферы».

ПРИЛОЖЕНИЕ VII. ОПРЕДЕЛЕНИЕ ЗВЕЗДНЫХ МАСС

Если две звезды в двойной системе находятся на среднем расстоянии a и движутся одна вокруг другой с периодом P , то, согласно третьему закону Кеплера, сумма масс $M_1 + M_2$ определяется по формуле

$$M_1 + M_2 = \frac{a^3}{P^2}.$$

Здесь P измеряется в годах, a — в астрономических единицах (среднее расстояние от Земли до Солнца), а M_1 и M_2 — в единицах массы Солнца.

Допустим, нам известны скорости двух звезд и то, что они движутся по круговым орбитам. Тогда

$$2\pi a_1 = V_1 P, \quad 2\pi a_2 = V_2 P$$

и

$$M_1 a_1 = M_2 a_2;$$

следовательно, мы можем определить массу каждой из звезд в отдельности.

Для визуальной двойной системы, в которой скорости непосредственно не определяются, но для которой известно расстояние,

$$a = a'' r,$$

где a'' — среднее взаимное расстояние звезд, а r — расстояние до двойной звезды в парсеках. Если обратиться к параллаксу p ($=1/r$), то

$$M_1 + M_2 = \frac{a''^3}{p^2 p^3}.$$

Мы не сможем определить массы отдельных звезд, если их движения не определены по отношению к фону, т. е. по отношению к неподвижной системе отсчета.

ПРИЛОЖЕНИЕ VIII. МЕЖЗВЕЗДНЫЕ МОЛЕКУЛЫ

В табл. VIII.1 для каждой молекулы даны ее химическая формула, дата открытия, фамилии исследователей, сделавших данное открытие и получивших материал, послуживший основой для открытия, а также учреждение, в котором было сделано открытие. Обратите внимание на то, что изотопы углерода и кислорода C^{13} и O^{18} входят в состав некоторых из этих молекул. Молекулярный водород H_2 был открыт по его ультрафиолетовым линиям при помощи спектрофотометра, поднятого за пределы земной атмосферы. Наблюдаемые линии часто обнаруживают необычные отношения интенсивностей, которые меняются во времени и которые нельзя интерпретировать как обычное излучение нагретого газа. Особое, в высшей степени селективное возбуждение (возможно, похожее на действие лазера) часто привлекается для объяснения OH и H_2O . Формальдегид демонстрирует любопытный эффект «замораживания»: населенность одного из его самых нижних уровней действительно меньше, чем вычисленное для температуры 3 К (если расчеты вести по уравнению Больцмана).

Таблица VIII.1

Недавно открытые межзвездные молекулы

Молекула	Год открытия	Авторы и место открытия
Гидроксил O^{16}H O^{18}H	1963 1966	1M, 2C, 3H 4M
Аммиак N^{14}H_3	1968	5C
Вода H_2O^{16}	1969	5C
Формальдегид $\text{H}_2\text{C}^{12}\text{O}^{16}$ $\text{H}_2\text{C}^{13}\text{O}^{16}$	1969 1969	6R 6R
Водород H_2	1970	7S
Синильная кислота $\text{HC}^{12}\text{N}^{14}$ $\text{HC}^{13}\text{N}^{14}$	1970 1970	6R 6R
Цианоацетилен HC_3N	1970	6R
Метиловый спирт CH_3OH	1970	8H
Окись углерода CO	1970	9R
Муравьиная кислота HCOOH	1970	10R

1. Уэйнреб, Баррет, Уикс, Генри (1963).

2. Дитер, Уивер, Уильямс (1966).

3. Гандерман, Голдстейн, Лилли (1966).

4. Баррет, Роджерс.

5. Чеонг, Ранк, Таунс, Торнтон, Уэлч.

6. Снайдер, Бул, Цукерман, Палмер.

7. Карратерс.

8. Готлиб, Бол, Лилли, Радфорд.

9. Уилсон, Джеффертс, Пензас.

10. Цукерман, Бол, Готлиб, Радфорд.

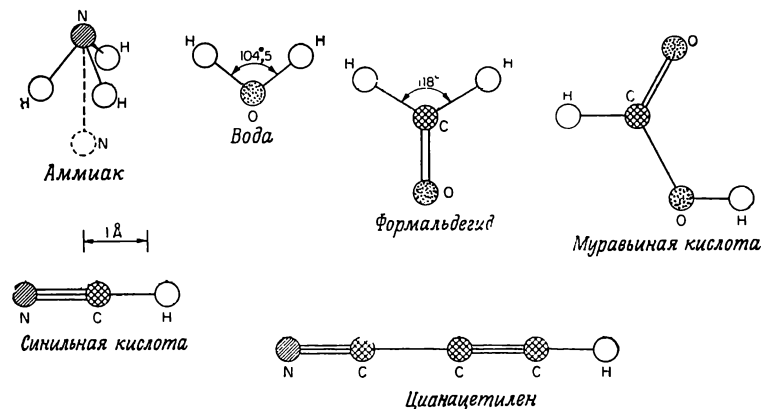
M — Массачусетский политехнический [технологический] институт;

C — Радиообсерватория Хат-Крик Калифорнийского университета;

R — Национальная радиоастрономическая обсерватория США, H — Обсерватория Гарвардского колледжа, S — Центр космических исследований им. Халберта.

Структуры некоторых из этих молекул показаны на рис. VIII.1.

Рис. VIII.1. Структурные формулы некоторых межзвездных молекул.



1р. 82к.