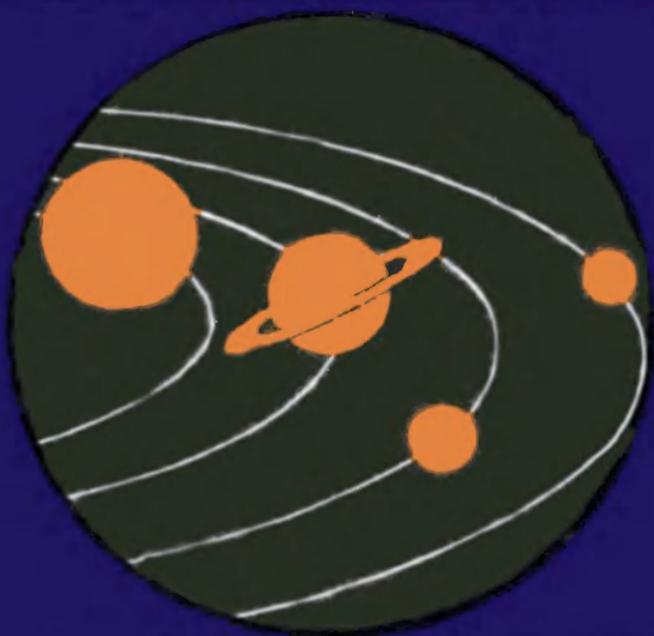


БИБЛИОТЕКА ЛЮБИТЕЛЯ АСТРОНОМИИ



В. А. БРОНШТЭН

ПЛАНЕТЫ  
И ИХ  
НАБЛЮДЕНИЕ

**БИБЛИОТЕКА ЛЮБИТЕЛЯ АСТРОНОМИИ**



**В.А. БРОНШТЭН**

**ПЛАНЕТЫ  
И ИХ  
НАБЛЮДЕНИЕ**

**ИЗДАНИЕ ВТОРОЕ, ПЕРЕРАБОТАННОЕ  
И ДОПОЛНЕННОЕ**



**МОСКВА «НАУКА»  
ГЛАВНАЯ РЕДАКЦИЯ  
ФИЗИКО-МАТЕМАТИЧЕСКОЙ ЛИТЕРАТУРЫ**

**1979**

22.654  
Б 88  
УДК 523.4

РЕДАКЦИОННАЯ КОЛЛЕГИЯ  
Председатель М. С. БОБРОВ

**Бронштэн В. А.**

Б 88 Планеты и их наблюдение. — 2-е изд., перераб. и доп. — М.: Наука. Главная редакция физико-математической литературы, 1979. — 240 с., ил. — Библиотека любителя астрономии. — В пер.: 45 к.

В книге рассказывается о природе планет Солнечной системы и их спутников. В первой части сообщаются результаты исследования планет как методами наземной астрономии, так и с помощью космических аппаратов. Во второй части излагаются задачи и методика наблюдений планет средствами любителя астрономии и обработки этих наблюдений.

Б  $\frac{20604-100}{053(02)-79}$  202-79. 1705050000

ББК 22.654  
526

*Виталий Александрович Бронштэн*

**ПЛАНЕТЫ И ИХ НАБЛЮДЕНИЕ**

М., 1979 г., 240 стр. с илл.

Редактор *Г. С. Куликов*

Техн. редактор *Е. В. Морозова*

Корректоры *Е. А. Белицкая, М. Л. Медведская*

ИБ № 11222

Сдано в набор 30.01.79. Подписано к печати 01.06.79. Т-11240. Бумага 84×108<sup>1/32</sup>. тип. № 1. Обыкновенная гарнитура. Высокая печать. Условн. печ. л. 12,6. Уч.-изд. л. 12,26. Тираж 100 000 экз. Заказ № 3715. Цена книги 45 коп.

Издательство «Наука»

Главная редакция физико-математической литературы  
117071, Москва, В-71, Ленинский проспект, 15

Ордена Октябрьской Революции и ордена Трудового Красного Знамени Первая Образцовая типография имени А. А. Жданова Союзполиграфпрома при Государственном комитете СССР по делам издательств, полиграфии и книжной торговли. Москва, М-54, Валовая, 28

Б  $\frac{20604-100}{053(02)-79}$  202-79. 1705050000

© Главная редакция  
физико-математической  
литературы  
издательства «Наука», 1979,  
с изменениями

## ОГЛАВЛЕНИЕ

Предисловие редакционной коллегии . . . . .	5
Предисловие . . . . .	7

### ГЛАВА I

#### ОБЩИЕ СВЕДЕНИЯ О ПЛАНЕТАХ

1. Что такое планеты . . . . .	9
2. Исторический очерк развития знаний о планетах . . . . .	16
3. Обзор Солнечной системы . . . . .	24

### ГЛАВА II

#### МЕТОДЫ ИССЛЕДОВАНИЯ ПЛАНЕТ

4. Определение масс и диаметров планет . . . . .	30
5. Наблюдения поверхностей планет в телескоп . . . . .	34
6. Фотографирование планет . . . . .	36
7. Фотометрия . . . . .	39
8. Радиометрические наблюдения . . . . .	48
9. Спектральный анализ . . . . .	50
10. Радиоастрономические методы исследования . . . . .	59
11. Радиолокация планет . . . . .	64
12. Исследование планет космическими аппаратами . . . . .	68

### ГЛАВА III

#### РЕЗУЛЬТАТЫ ИЗУЧЕНИЯ ПЛАНЕТ

13. Меркурий . . . . .	73
14. Венера . . . . .	80
15. Марс . . . . .	91
16. Юпитер, Сатурн, Уран и Нептун . . . . .	104
17. Плутон . . . . .	117
18. Спутники планет и астероиды . . . . .	120
19. Внутреннее строение планет . . . . .	135

### ГЛАВА IV

#### НАБЛЮДЕНИЯ ПЛАНЕТ

20. Цели и задачи любительских наблюдений . . . . .	143
21. Общие правила наблюдений . . . . .	145
22. Условия наблюдений . . . . .	148

§ 23.	Инструменты и приборы . . . . .	152
§ 24.	Наблюдения Венеры . . . . .	155
§ 25.	Наблюдения Марса . . . . .	158
§ 26.	Наблюдения Юпитера . . . . .	162
§ 27.	Наблюдения Сатурна и его кольца . . . . .	167
§ 28.	Наблюдения остальных планет . . . . .	169
§ 29.	Фотографирование планет средствами любителя астрономии . . . . .	172
§ 30.	Фотоэлектрическая фотометрия планет . . . . .	179

## Г Л А В А V

### ОБРАБОТКА НАБЛЮДЕНИЙ

§ 31.	Что такое обработка наблюдений . . . . .	187
§ 32.	Ошибки наблюдений . . . . .	189
§ 33.	Элементы планетных орбит и эфемериды . . . . .	193
§ 34.	Обработка наблюдений фаз Венеры . . . . .	197
§ 35.	Обработка наблюдений полос Юпитера . . . . .	200
§ 36.	Составление карт планет . . . . .	203
§ 37.	Определение периода вращения планеты . . . . .	212
§ 38.	Обработка фотометрических наблюдений . . . . .	214
§ 39.	Организация и программа работы . . . . .	215

### П Р И Л О Ж Е Н И Я

1.	Таблицы для обработки рисунков планет . . . . .	217
2.	Данные о планетах и спутниках . . . . .	224
3.	Список зодиакальных созвездий . . . . .	230
4.	Координатные сетки для построения карт планет . . . . .	231
	Литература . . . . .	237

## Предисловие редакционной коллегии серии книг «БИБЛИОТЕКА ЛЮБИТЕЛЯ АСТРОНОМИИ»

*Этой книгой начинается публикация книг серии «Библиотека любителя астрономии», которую начинают издавать Главная редакция физико-математической литературы издательства «Наука» и Всесоюзное астрономо-геодезическое общество. Задача серии — не только сообщить любителю астрономии основные сведения о предмете (небесном светиле, группе небесных тел, небесном явлении), но и дать ему руководство для ведения научно-ценных наблюдений этих объектов и для обработки этих наблюдений.*

*В соответствии с этой задачей каждая книга делится на две части: описательную, где приводятся современные сведения о данных небесных телах или явлениях, и инструктивную, где описываются приемы и методы их наблюдений и обработки.*

*Всесоюзное астрономо-геодезическое общество получает множество писем от любителей астрономии с просьбой дать им те или иные руководства для наблюдений небесных объектов с научной целью. Частично эти запросы удовлетворялись серией инструкций в «Постоянной части Астрономического календаря», в «Справочнике любителя астрономии» П. Г. Куликовского, в книге В. П. Цесевича «Что и как наблюдать на небе». Однако инструкции для наблюдений, приводимые в этих книгах, по необходимости написаны весьма сжато и не всегда удовлетворяют любителя-наблюдателя.*

*В 50-е годы в издании Физматгиза был выпущен ряд книг со сходными названиями: «Солнце и его наблюдения» (автор В. В. Шаронов), «Луна и ее наблюдения» (автор Н. Н. Сы-*

тинская), «Планеты и их наблюдение» (автор В. А. Бронштэн), «Переменные звезды и способы их наблюдений» (авторы П. П. Паренаго и Б. В. Кукаркин). Эти книги имели успех в среде любителей астрономии, ими многие пользовались.

В настоящее время Всесоюзное астрономо-геодезическое общество и издательство «Наука» начинают выпуск аналогичной серии книг для любителей астрономии. Среди них будут и переиздания (как предлагаемая вниманию читателей книга В. А. Бронштэна), и книги, написанные совершенно заново. После книги «Планеты и их наблюдение» редколлегия надеется выпустить книгу В. П. Цесевича «Переменные звезды и их наблюдение». В плане серии выйдут также следующие книги:

В. В. Шевченко — Луна и ее наблюдение.

К. И. Чурюмов — Кометы и их наблюдение.

И. Т. Зоткин — Метеоры и их наблюдение.

Э. В. Кононович — Солнце и его наблюдение.

Редакционная коллегия просит всех читателей присылать свои замечания и предложения по изданию книг серии, а также другой литературы для любителей астрономии по адресу: 103009, Москва, К-9, а/я 918, Всесоюзное астрономо-геодезическое общество, Редакционно-издательская секция.

Книги серии «Библиотека любителя астрономии» и другие книги по астрономии можно заказать в отделах «Книга — почтой» в следующих московских книжных магазинах: № 3 Академкниги по адресу: 117464, Москва В-464, Мичуринский проспект, д. 12, и № 8 Москниги по адресу: 103050, Москва К-50, ул. Медведева, д. 1, по мере их выхода в свет.

Редакционная коллегия

## ПРЕДИСЛОВИЕ

Двадцать с лишним лет, прошедших после выхода в свет первого издания этой книги, ознаменовались настоящим переворотом в планетных исследованиях. Развитие космических методов изучения планет, а также целого ряда наземных методов: радиоастрономии, радиолокации, инфракрасной спектроскопии, фурье-спектроскопии, поляриметрии и других привели к колоссальному повышению уровня наших знаний о природе планет, их спутников и астероидов. Теперь поверхности Меркурия и Марса, Фобоса и Деймоса нам так же хорошо известны, как поверхность Луны. Получены снимки с близкого расстояния Венеры, Юпитера и некоторых его спутников, советские автоматические межпланетные станции передали нам снимки поверхности Венеры, проведены детальные измерения параметров атмосфер Венеры и Марса, магнитных полей Меркурия, Венеры, Марса и Юпитера, на очереди — планета Сатурн.

Такой небывалый рост технической вооруженности исследователей планет и накопленной информации способствует в то же время укреплению мнения о бесполезности любительских наблюдений планет. Действительно, некоторые виды наблюдений, проводившихся любителями астрономии двадцать лет назад, потеряли всякое научное значение и могут проводиться лишь для удовлетворения любознательности самого любителя или для приобщения его к методике научных наблюдений (и то не всяких). Однако некоторое поле деятельности для любителей астрономии все же осталось. С нашей точки зрения, главная задача любителей,

располагающих хорошими телескопами (например, самодельными рефлекторами в 200—300 мм диаметром), — изучение изменений в атмосферах и иногда на поверхностях планет. Поэтому наблюдения деталей в облачных слоях Юпитера, Сатурна и даже Венеры, появлений облаков в атмосфере Марса, зарождения и развития марсианских пылевых бурь, наблюдения сезонных изменений на Марсе — все это, безусловно, может принести пользу науке. Систематические, целеустремленные фотоэлектрические наблюдения астероидов и спутников планет также будут полезны, но для этого нашим любителям астрономии следует начать осваивать новую для них технику фотоэлектрических измерений, что, впрочем, с успехом начато любителями Новосибирска, Златоуста и других городов.

При переработке книги автор руководствовался необходимостью дать читателям современные представления о методах научных исследований планет и рекомендовать им те виды наблюдений, которые могут принести науке некоторую пользу.

Общий план книги сохранен прежним. Однако §§ 10, 11, 12 гл. II и вся глава III написаны заново. Существенной переработке подверглись §§ 9, 24, 25. По просьбе автора А. Э. Гурьянов написал новый § 30 «Фотоэлектрическая фотометрия планет». Список литературы составлен заново. Те или иные изменения внесены по всему тексту книги. Введен ряд новых иллюстраций.

В целях сохранения прежнего объема книги исключены параграфы «Место планет во Вселенной» и «Об атмосферах планет», а также «Планетоискатель» (в разделе приложений).

Автор выражает глубокую благодарность профессору Д. Я. Мартынову за полезные замечания, сделанные после чтения книги в рукописи. В заключение мы выражаем надежду, что это издание окажется полезным пособием для любителей астрономии — наблюдателей планет, а некоторых побудит заняться этим увлекательным видом самостоятельных астрономических наблюдений.

*В. А. Бронштэн*

Москва, январь 1978 г.

---

## ОБЩИЕ СВЕДЕНИЯ О ПЛАНЕТАХ

### § 1. ЧТО ТАКОЕ ПЛАНЕТЫ

Среди многочисленных небесных светил, изучаемых современной астрономией, особое место занимают планеты. Ведь все мы хорошо знаем, что Земля, на которой мы живем, является планетой, так что планеты — тела, в основном подобные нашей Земле.

Но в мире планет мы не встретим даже двух, совершенно похожих друг на друга. Разнообразие физических условий на планетах очень велико. Расстояние планеты от Солнца (а значит, и количество солнечного тепла, и температура поверхности), ее размеры, направление силы тяжести на поверхности, ориентировка оси вращения, определяющая смену времен года, наличие и состав атмосферы, внутреннее строение и многие другие свойства различны у всех девяти больших планет Солнечной системы.

Изучая это разнообразие условий на планетах, мы можем глубже познать законы их развития и выяснить взаимосвязь между теми или иными свойствами планет. Так, например, от размеров, массы и температуры планеты зависит ее способность удерживать атмосферу того или иного состава, а наличие атмосферы в свою очередь влияет на тепловой режим планеты.

Как показывает изучение условий, при которых возможно зарождение и дальнейшее развитие живой материи, только на планетах мы можем искать признаки существования органической жизни. Вот почему изучение планет, помимо общего познавательного интереса, имеет важное значение с точки зрения космической биологии.

Изучение планет имеет большое значение, кроме астрономии, и для других областей науки, в первую очередь для наук о Земле — геологии и геофизики, а также для космогонии — науки о происхождении и развитии небесных тел, в том числе и нашей Земли. Мы уже не говорим о том, что сведения о планетах необходимы для планирования полетов к ним космических аппаратов.

Современные представления о планетах сложились не сразу. Для этого понадобилось много веков накопления и развития знаний и упорной борьбы новых, прогрессивных взглядов со взглядами старыми, отживающими.

В древних представлениях о Вселенной Земля считалась плоской, а планеты рассматривались лишь как светящиеся точки на небесном своде, отличавшиеся от звезд только тем, что они перемещались между ними, переходя из созвездия в созвездие. За это планеты и получили свое название, означающее «блуждающие». Наблюдателям древности было известно пять планет: Меркурий, Венера, Марс, Юпитер и Сатурн.

Даже после того как была установлена шарообразная форма Земли и были впервые определены ее размеры (Эратосфеном в III в. до н. э.), после того как стала очевидна ограниченность Земли в пространстве, о природе планет ничего не было известно. И все же во взглядах ряда выдающихся мыслителей древности: Анаксагора (V в. до н. э.), Демокрита (V—IV вв. до н. э.), Эпикура (IV—III вв. до н. э.), Лукреция (I в. до н. э.) мы встречаем идеи о материальности и бесконечности Вселенной, заполненной бесчисленным количеством миров, подобных нашему, причем многие из них могут быть населены живыми существами. Эти мыслители высказывали весьма интересные идеи и о природе небесных тел.

Так, например, Анаксагор считал Солнце раскаленной каменной или железной массой, а звезды — телами, состоящими из той же материи, что и Земля, причем одни из них подобно Солнцу накалены и светят, а другие холодны и темны. В своем сочинении «О природе» он высказал догадку о том, что Луна светит не собственным светом, а отраженным от Солнца, что

на ней имеются горы и долины и что на ней, как и на Земле, могут быть живые существа.

Демокрит, известный как создатель атомистической теории мира, согласно которой все тела во Вселенной состоят из атомов, последовательно развил эти представления Анаксагора.

«Миры бесчисленны и различны по величине.— писал Демокрит.— В некоторых мирах нет ни солнца, ни луны, в некоторых солнце и луна больше по размерам наших и в некоторых их большее число. Расстояния между мирами неравны, между некоторыми больше, между некоторыми меньше, и одни миры еще растут, другие находятся уже в расцвете, третьи разрушаются... Некоторые миры не имеют животных и растений и вовсе лишены влаги» \*).

Эпикур в своих сочинениях дал весьма последовательное логическое доказательство бесконечности Вселенной и бесчисленности небесных тел. Очень важной явилась высказанная им мысль о закономерности движения небесных тел и, в частности, их вращения. Закономерным явлением Эпикур считал и перемещение планет среди звезд и даже пытался найти естественное объяснение этому явлению.

Горячим последователем Анаксагора, Демокрита и Эпикура был римский поэт и философ Лукреций, изложивший в своей поэме «О природе вещей» основные идеи этих великих материалистов древности. Но эти идеи не были подкреплены данными наблюдений и не могли в ту эпоху получить широкого распространения.

Начиная с IV в. до н. э. господствующим в науке стало мировоззрение Аристотеля, согласно которому Земля находится неподвижно в центре мира, а Солнце, Луна, планеты и звезды обращаются вокруг нее. Такое представление получило название геоцентрического («ге» по-гречески означает «Земля»).

Геоцентрическая система мира просуществовала в науке почти 2000 лет. Это объясняется не только тем, что она соответствовала примитивным непосредственным представлениям людей о центральном положении Земли и о ее неподвижности, но и тем, что эта система

---

\*) Материалисты древней Греции.— М.: Госполитиздат, 1955, с. 112.

составляла неотъемлемую часть господствующей идеологии как рабовладельческого, так и феодального общества, нашедшей свое выражение в различных религиях, в том числе и в христианской религии.

Геоцентрическая система мира полностью соответствовала положениям христианской религии, согласно которой жизнь была создана богом только на Земле и, стало быть, основное, центральное место во Вселенной занимает Земля, а на Земле — человек, «венец творения».

Но не так просто было примирить примитивные геоцентрические представления с наблюдениями.

Как известно, любая из планет перемещается по небу среди звезд вдоль *эклиптики* — большого круга небесной сферы, который описывает центр солнечного диска в течение года. Большую часть времени планеты движутся в ту же сторону, что и Солнце (*прямым* движением). Но время от времени планеты изменяют прямое движение на *попятное*, направленное в сторону, противоположную видимому годичному движению Солнца. Попятное движение продолжается от трех недель (для Меркурия) до  $4\frac{1}{2}$  месяцев (для Сатурна) и затем снова сменяется прямым движением, так что планета как бы описывает на небе петлю.

Еще Аристотель отмечал сложность видимых движений планет, которые «движутся не только вправо, но и влево, и притом по орбитам, наклоненным к орбитам неподвижных звезд». Для объяснения столь сложного характера планетных движений мыслитель древности Птолемей (II в. н. э.) разработал систему мира, согласно которой планеты движутся по малым кругам (эпициклам), центры которых в свою очередь обращаются вокруг Земли по большим кругам (деферентам). Из сложения этих двух круговых движений и получаются, по Птолемею, те петлеобразные движения планет среди звезд, которые непосредственно наблюдаются.

Для представления этих движений с необходимой точностью пришлось допустить, что движение каждой планеты связано с несколькими эпициклами разных порядков, ибо иначе не удавалось объяснить весь сложный характер наблюдаемых движений планет.

Лишь в середине XVI в. великий польский ученый Николай Коперник высказал замечательную идею о том, что Земля вовсе не является центром мира, а обращается вокруг Солнца так же, как и другие планеты. Гениальная книга Коперника «Об обращении небесных сфер», вышедшая в 1543 г., в корне изменила представления об устройстве Солнечной системы и о движении планет и Земли.

Энгельс высоко оценил революционное значение системы Коперника. «Революционным актом, которым исследование природы заявило о своей независимости..., было издание бессмертного творения, в котором Коперник бросил, — хотя и робко и, так сказать, лишь на смертном одре — вызов церковному авторитету в вопросах природы. Отсюда начинается свое летосчисление освобождение естествознания от теологии, хотя выяснение между ними отдельных взаимных претензий затянулось до наших дней и в иных головах далеко еще не завершилось даже и теперь» \*). Хотя эти слова написаны Энгельсом около 100 лет назад, их можно с полным правом применять и в нашей современности.

Рассматривая Землю как небесное тело, которое наряду с другими планетами обращается вокруг Солнца, Коперник своими трудами подготовил логический вывод о том, что не только характер движения, но и сама природа планет и Земли должна быть одинакова. Этот вывод был сделан выдающимся последователем Коперника итальянским мыслителем Джордано Бруно и подтвержден в результате телескопических открытий Галилея, о которых будет рассказано в следующем параграфе.

Так постепенно складывалось правильное представление о природе планет. Теперь мы знаем, что планеты, в том числе и Земля, представляют собой темные, несамоосвещающиеся тела, освещаемые Солнцем и отражающие его лучи. Такое определение этого типа небесных тел можно распространить не только на планеты нашей Солнечной системы, но и на системы других звезд, ибо каждая звезда тоже представляет собой солнце и около нее также могут обращаться планеты.

---

\*) Э н г е л ь с Ф. Диалектика природы.— М.: Издательство политической литературы, 1975, с. 8.

Отличить на небе планету от звезды можно по целому ряду признаков. Прежде всего, планеты перемещаются между звездами, однако их перемещение можно заметить лишь проводя наблюдения в течение нескольких вечеров. Такие планеты, как Венера и Юпитер, легко распознать, так как по блеску они намного превосходят самые яркие из звезд. Отличительным признаком каждой планеты является ее цвет: у Венеры он белый, у Марса — красноватый, у Юпитера — желтовато-белый, у Сатурна — желтый.

Отличить планету от звезды можно еще благодаря тому, что все звезды мерцают, а планеты обычно светят ровным, почти немигающим блеском. Как известно, мерцание звезд вызывается колебаниями воздуха, сквозь который проходят лучи на пути к глазу наблюдателя. Но звезды даже в самые сильные телескопы представляются точками, а планеты имеют заметные видимые размеры, так как они гораздо ближе к нам, чем звезды. Каждая точка диска планеты тоже как бы мерцает, т. е. изменяет свой блеск, но при этом усиление блеска в одной точке сопровождается ослаблением его в другой. В результате эти «мерцания» отдельных точек планетного диска, складываясь, создают постоянную во времени яркость каждого участка диска, и свет от диска в целом тоже получается неизменным.

Но чтобы не только уметь отличать планеты от звезд, но и различать их друг от друга и находить на небе, надо хорошо знать звездное небо — основные созвездия и яркие звезды, особенно так называемые зодиакальные созвездия, по которым передвигаются Солнце, Луна и планеты. Таких созвездий двенадцать (их список дан в конце книги). Положения планет на каждый год вперед даются в астрономических календарях и ежегодниках.

Планеты делятся на *нижние* и *верхние*. К нижним планетам относятся Меркурий и Венера, которые в своем видимом движении по небу никогда не отходят далеко от Солнца (Меркурий — не далее чем на  $29^\circ$ , Венера — на  $48^\circ$ ). Угол наибольшего видимого удаления (*элонгация*) нижней планеты от Солнца зависит от соотношения радиусов орбит планеты и Земли. Эпохи наибольших элонгаций — лучшее время для наблюдения Меркурия и Венеры.

Верхние планеты (Марс, Юпитер, Сатурн, Уран, Нептун, Плутон) могут наблюдаться на любом угловом расстоянии от Солнца — до  $180^\circ$  включительно.

Деление планет на нижние и верхние было сделано сначала на основе различия их видимого движения по небу. Но уже Коперник объяснил это различие тем, что нижние планеты расположены ближе к Солнцу, чем Земля, а верхние планеты — дальше.

Для верхних планет наиболее удобное время для наблюдения наступает тогда, когда планета приходит в *противостояние* (оппозицию) с Солнцем, т. е. отстоит от него примерно на  $180^\circ$ . В это время планета бывает расположена ближе всего к Земле и видна в течение всей ночи, восходя в момент захода Солнца и заходя к его восходу. Именно вблизи эпохи противостояния верхние планеты описывают на небе «петли».

Самое неблагоприятное положение планеты бывает во время ее *соединения* с Солнцем, когда долгота планеты (в эклиптикальной системе небесных координат) равна долготе Солнца.

Напомним, что эклиптикальная система координат представляет собой одну из систем небесных координат, определяющих положение светила на небесной сфере. В этой системе основной плоскостью является плоскость эклиптики, т. е. видимого годичного пути центра диска Солнца, параллельная плоскости земной орбиты. Положение светил на небесной сфере в этой системе измеряется долготой и широтой (как положение любого пункта на Земле — географической долготой и широтой). *Долгота* светила измеряется дугой эклиптики от точки весеннего равноденствия (пересечения эклиптики с экватором) до точки пересечения эклиптики с большим кругом, проходящим через полюс эклиптики и светило (т. е. с кругом широты светила). Направление отсчета долготы противоположно направлению суточного вращения неба. *Широта* отсчитывается по кругу широты от эклиптики в обе стороны (от 0 до  $\pm 90^\circ$ ). Эклиптикальная система координат наиболее удобна для изучения видимых движений планет и Луны, так как они обычно недалеко отходят от эклиптики.

Соединения бывают *нижние*, когда планета находится между Землей и Солнцем, и *верхние*, когда пла-

нета находится за Солнцем. Ясно, что в нижнем соединении могут быть только нижние планеты, тогда как в верхнем — все планеты.

Близ нижнего соединения, когда нижняя планета обгоняет Землю в ее движении вокруг Солнца, она движется по небу *попятным движением*, т. е. навстречу годовому движению Солнца, и также описывает «петлю».

На рис. 1 показаны основные конфигурации (положения) нижних и верхних планет относительно

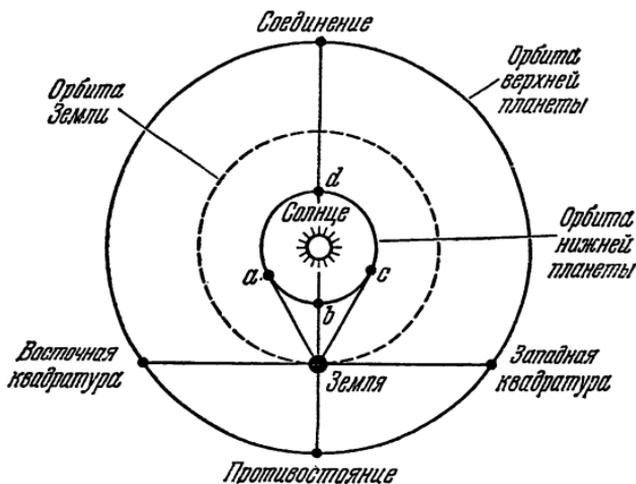


Рис. 1. Планетные конфигурации (а и с — элонгации, б — нижнее соединение, d — верхнее соединение).

Солнца и Земли. Для верхних планет указаны также *квадратуры*. Так называются положения планеты, когда она отстоит от Солнца на  $90^\circ$ . Нетрудно понять, что когда верхняя планета находится в квадратуре, Земля для нее будет в наибольшей элонгации. Точно так же, если планета находится в противостоянии, то с точки зрения наблюдателя, находящегося на этой планете, Земля будет в нижнем соединении с Солнцем.

## § 2. ИСТОРИЧЕСКИЙ ОЧЕРК РАЗВИТИЯ ЗНАНИЙ О ПЛАНЕТАХ

Начало изучению планет с физической точки зрения было положено Галилео Галилеем в 1609 г. Галилея по справедливости можно назвать первым планетоведом. Изобретение им телескопа сразу расширило круг

возможностей исследователя и привело к ряду важных открытий.

Галилей открыл на Луне горы и впадины, что подтверждало родственность природы Луны и Земли (до этого Луну многие считали совершенно гладкой). В октябре 1610 г. Галилей открыл фазы Венеры, доказав тем самым, что планеты — темные шарообразные тела, светящие за счет отражения света Солнца. Ему принадлежит открытие четырех спутников у Юпитера;

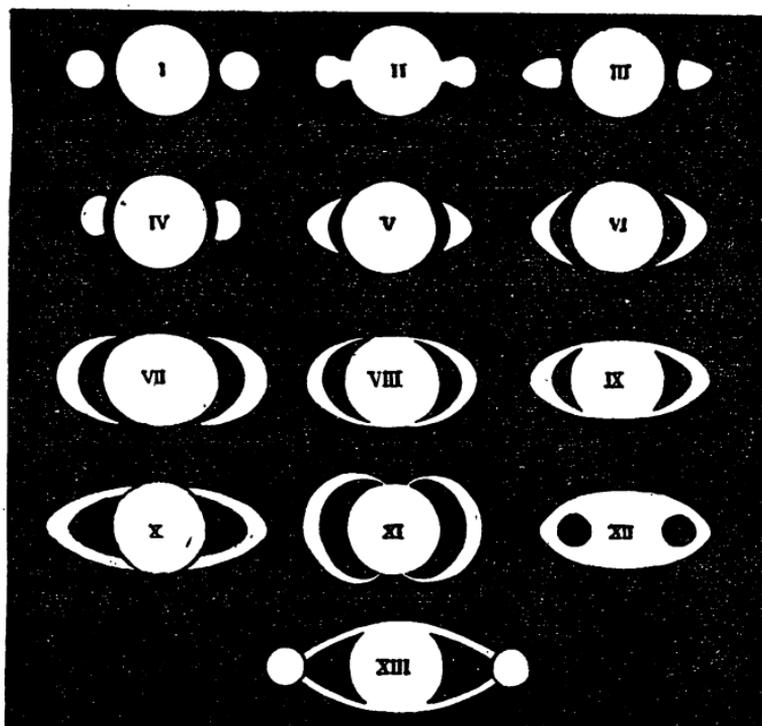


Рис. 2. Старинные изображения Сатурна и его кольца.

то были первые тела нашей Солнечной системы, открытые с помощью телескопа. Это открытие имело очень большое значение для подтверждения и иллюстрации теории Коперника, ибо система Юпитера представляла собой уменьшенное подобие Солнечной системы.

Галилей наблюдал и Сатурн и, конечно, не мог не заметить его кольцо, однако из-за несовершенства

своего телескопа он не разглядел его истинную форму. Ему представилось, что Сатурн — тройная планета, причем положение двух крайних планеток соответствовало «ушкам» кольца. Многие наблюдатели после Галилея пытались разгадать загадку этой планеты и рисовали ее в самых разнообразных видах (рис. 2). Но только голландскому ученому Х. Гюйгенсу удалось в 1655 г. с несомненностью установить, что Сатурн «окружен тонким плоским кольцом, нигде не соприкасающимся с планетой и наклоненным к эклиптике». В том же 1655 г. Гюйгенс открыл спутник Сатурна Титан.

Дальнейший шаг вперед в деле изучения планет и их спутников сделал французский астроном Ж. Д. Кассини, открывший в 1671—1684 гг. еще четыре спутника Сатурна, а также темную щель, разделявшую его кольцо на два концентрических кольца и получившую названия «деления Кассини». Кассини неоднократно наблюдал на дисках Юпитера и Марса темные и светлые пятна. Наблюдения за их перемещением позволили ему в 1665—1666 гг. сделать вывод о вращении этих планет вокруг оси. Дальнейшим подтверждением этого факта явилось обнаруженное Кассини и теоретически объясненное Ньютоном полярное сжатие Юпитера.

Кассини же приписывается первое наблюдение знаменитого Красного пятна на Юпитере (1664 г.), а также первая попытка определить период вращения Венеры по наблюдениям темных деталей на ее диске (1667 г.).

Дальше наступает почти столетний период, не давший почти ничего нового в области изучения планет с физической точки зрения. Открытие Ньютоном закона всемирного тяготения и рост техники астрономических измерений направили основные усилия наблюдателей на точные определения положений планет — для создания наиболее совершенной теории их движения. Лишь во второй половине XVIII в. возобновились астрофизические наблюдения, ставившие задачей изучение физической природы планет.

Пожалуй, наиболее важным научным событием этого периода явилось открытие Михаилом Васильевичем Ломоносовым атмосферы на Венере. Это открытие было

сделано им во время наблюдения прохождения Венеры по диску Солнца 26 мая 1761 г. (ст. ст.). Наблюдения этого прохождения Венеры впервые предполагалось использовать для определения величины солнечного параллакса \*) и расстояния от Земли до Солнца. Поэтому астрономы тщательно готовились к наблюдениям заранее. Ломоносов принимал деятельное участие в организации специальных экспедиций в Сибирь, а также в проведении аналогичных наблюдений в Петербурге. Наблюдая Венеру, когда она как бы «вступала» на диск Солнца, Ломоносов заметил, что незадолго до полного ее вступления вокруг противоположного Солнцу края черного диска планеты вдруг появилось «тонкое, как волос, сияние». Когда же Венера сходила с солнечного диска, на его краю появился светлый вы-

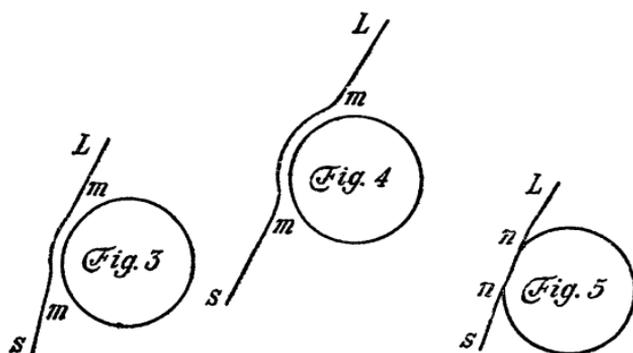


Рис. 3. Прохождение Венеры по диску Солнца (оригинальный рисунок М. В. Ломоносова).

ступ, или «пупырь», по выражению Ломоносова (рис. 3). Венера как бы «приподнимала» солнечный край, пока вдруг светлый ободок с ее переднего края не разорвался и не исчез.

Это явление видели в 1761 г. и другие наблюдатели. Но только Ломоносов сумел его правильно объяснить преломлением солнечных лучей в атмосфере Венеры. В своей брошюре «Явление Венеры на Солнце, наблюдаемое в Санкт-Петербургской Академии наук мая

\*) Параллакс — угол, под которым из центра Солнца или планеты виден экваториальный радиус Земли. Параллакс обратно пропорционален расстоянию до светила и используется для его вычисления.

26 дня 1761 года», вышедшей в июле 1761 г., Ломоносов дает вполне правильную картину явления и законченную схему хода солнечных лучей через атмосферу Венеры (рис. 4). Ломоносов сделал вывод, что «планета Венера окружена знатною воздушною атмосферою, таковою (лишь бы не большею), какова обливается около нашего шара земного».

«Явление Ломоносова» наблюдалось и при последующих прохождениях Венеры по диску Солнца в 1769, 1874 и 1882 гг.

Открытие Ломоносова имеет в истории изучения планет большое значение, так как оно явилось первым прямым доказательством существования атмосферы на

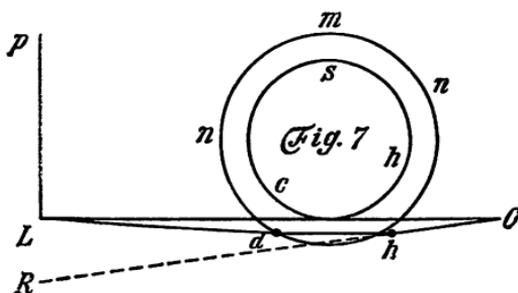


Рис. 4. Схема хода солнечных лучей в атмосфере Венеры (по М. В. Ломоносову).  $L$  — точка на краю Солнца,  $R$  — ее изображение, представляющееся наблюдателю  $O$ .

другой планете Солнечной системы. Тем самым еще раз было показано физическое родство планет и Земли.

До конца XVIII в. границей нашей планетной системы считалась орбита Сатурна. Но в 1781 г. эта граница отодвинулась почти на двойное расстояние. Английский астроном Вильям Гершель, наблюдая звезды в свой 7-футовый рефлексор, заметил 13 марта 1781 г. в созвездии Близнецов светило, имевшее вид диска. Сперва Гершель принял его за комету, но дальнейшие наблюдения и вычисление орбиты показали, что это новая планета. Она была названа Ураном. Уран, по-видимому, не раз наблюдался и раньше, но благодаря небольшому блеску (6-я звездная величина) его принимали за звезду.

С помощью 20-футового рефлексора Гершель в 1787 г. открыл два спутника Урана: Титанию и Оберон, а в 1789 г., использовав 40-футовый рефлексор,—

два новых спутника Сатурна (Мимас и Энцелад). Гершель установил также период вращения Сатурна, измерил его сжатие, обнаружил колебания блеска спутника Сатурна Япета и четырех галилеевых спутников Юпитера, заметил сезонные изменения размеров полярных шапок Марса.

XIX век в астрономии начался с открытия еще одной планеты — Цереры, которая была обнаружена 1 января 1801 г. Дж. Пиацци. Ее орбита оказалась лежащей между орбитами Марса и Юпитера. В 1802—1807 гг. были открыты еще три планеты, орбиты которых находились в той же области: Паллада, Юнона и Веста. Все четыре планеты оказались очень малых размеров (200—1000 км в диаметре), благодаря чему их стали называть малыми планетами. Изображения малых планет почти не отличались от звезд, почему их называют также *астероидами* (звездopodobными).

Начиная с 1845 г., «население» нашей планетной системы стало непрерывно пополняться за счет новых открытий малых планет. Рост инструментальной техники и применение фотографии привели к открытию во второй половине XIX в. более 450 астероидов. Размеры вновь открывавшихся малых планет, как правило, были значительно меньше первых четырех и составляли несколько десятков километров в диаметре.

В 1846 г. границы планетной системы вновь расширились. На этот раз причиной этому явилась не случайная находка, а долгое кропотливое исследование. Точные измерения положений Урана за 65 лет, прошедших со времени его открытия, указали на наличие систематических расхождений с положениями, которые давала вычисленная орбита (при ее определении притяжение Юпитера, Сатурна и всех других известных планет было учтено). Это привело французского ученого Урбена Леверье и английского астронома Джона Адамса к мысли о том, что отклонения в движении Урана вызываются воздействием неизвестной планеты, находящейся за Ураном.

Оба ученых независимо друг от друга поставили и решили задачу: по наблюдаемым отклонениям в движении Урана найти положение и массу неизвестной планеты. Она была найдена астрономом Галле в Бер-

лине 23 сентября 1846 г. на основании указаний Леверье. Так был открыт Нептун.

Значение открытия Нептуна выходит за рамки одной лишь астрономии. В своем произведении «Людвиг Фейербах» Энгельс подчеркивает значение этого открытия как одного из самых ярких примеров познаваемости мира и достоверности научных знаний.

Две недели спустя после открытия Нептуна у него был открыт спутник, который (значительно позже) назвали Тритоном. В 1848 г. был открыт 8-й спутник Сатурна — Гиперион и тогда же внутри двух ярких колец Сатурна было обнаружено третье — темное, получившее название «крепового». В 1851 г. были открыты еще два спутника Урана: Ариэль и Умбриэль. В 1877 г. были найдены два спутника Марса: Фобос и Деймос, в 1892 г. был открыт пятый спутник Юпитера, а в 1898 г. — девятый спутник Сатурна (Феба).

В XX в. открытия планет и их спутников продолжались: была открыта 1 большая планета, 12 спутников и более 1500 малых планет (астероидов). Такое увеличение числа открываемых астероидов (втрое больше, чем за весь XIX в.) связано целиком с применением фотографии и усовершенствованием аппаратуры и методики поисков. Свыше 100 малых планет было открыто на обсерватории в Симеизе (Крым) Г. Н. Неуйминым, С. И. Белявским, В. А. Альбицким и другими советскими астрономами. Симеизская обсерватория долгое время занимала в области открытия малых планет одно из ведущих мест среди всех обсерваторий мира, а теперь почетная роль в этом деле принадлежит Крымской астрофизической обсерватории АН СССР.

Последняя из известных нам больших планет — Плутон — была открыта в 1930 г. американским астрономом Клайдом Томбо после долгих поисков занептунной планеты. Эти поиски были предприняты на основании вычислений П. Ловелла, сделанных за 15 лет до этого. Ловелл, подобно Леверье и Адамсу, исследовал движение Урана (ибо Нептун к тому времени не прошел еще и половины своей орбиты с момента открытия). Ему удалось также обнаружить небольшие систематические отклонения в движении Урана, которые были в 20 раз меньше, чем те, которые привели к открытию Нептуна. Но хотя Плутон был обнаружен

недалеко от того места, которое было указано вычислениями, его масса оказалась настолько мала, что вопрос о значении теоретических расчетов в истории его открытия остается спорным.

Новые спутники были открыты у Юпитера: VI и VII в 1904—1905 гг., VIII — в 1908 г., IX — в 1914 г., X и XI — в 1938 г., XII — в 1951 г., XIII — в 1974 г. В 1948 г. был открыт пятый спутник Урана, названный Мирандой, в 1949 г. — второй спутник Нептуна, получивший название Нереида, в 1966 г. был открыт десятый спутник Сатурна Янус, и, наконец, в 1978 г. был обнаружен спутник Плутона.

Изучение поверхностей планет не дало заметных успехов от времен Ломоносова до 70-х годов XIX в. Наличие атмосферы на Венере было подтверждено рядом исследователей, но попытки построить карту планеты и определить период ее вращения оставались безуспешными ввиду неясности и размытости пятен, изредка наблюдавшихся на ее поверхности. Долго не был известен и период вращения Меркурия. В 1882 г. Скиапарелли нашел его равным периоду обращения планеты вокруг Солнца, т. е. 88 суткам, что считалось общепринятым до 60-х годов XX в., когда применение радиолокации позволило определить периоды вращения обеих планет.

Изменчивость деталей на поверхностях Юпитера и Сатурна привела некоторых ученых к выводу о том, что эти планеты не твердые, а огненно-жидкие и излучают свой собственный свет, помимо отраженного от Солнца. Такая точка зрения держалась до 20-х годов нашего века, т. е. до измерения планетных температур. Но уже в наше время с помощью космических методов было подтверждено собственное излучение Юпитера.

В 70-х годах XIX в. начались более тщательные наблюдения планет. Исследования Марса Дж. Скиапарелли, а затем П. Ловеллом, приведшие к созданию заманчивой гипотезы «каналов» на Марсе, точные наблюдения полос Юпитера (Ф. А. Бредихин и др.), открытие в 1878 г. Красного пятна на Юпитере, наблюдения полос на Сатурне, — вот что производилось исследователями планет конца XIX в.

Применение астрофизических методов исследования: фотометрии, спектроскопии, радиометрии и дру-

гих, начавшееся уже в нашем веке, дало гораздо более значительные результаты, которые будут изложены в следующих главах.

### § 3. ОБЗОР СОЛНЕЧНОЙ СИСТЕМЫ

Солнечная система представляет собой группу небесных тел, весьма различных по своим размерам и физическому строению. В эту группу входят: Солнце, 9 больших планет, десятки спутников планет, тысячи малых планет (астероидов), сотни комет и бесчисленное множество метеорных тел, движущихся как роями, так и в виде отдельных частиц. В настоящее время (1979 г.) нам известны 34 спутника и 2000 астероидов.

Все эти тела объединены в одну систему благодаря силе притяжения центрального тела — Солнца. В Солнце сосредоточено 99,87% общей массы всех тел Солнечной системы, и все остальные тела — планеты с их

Таблица 1

Тело	Масса	
	Земля=1	в граммах
Солнце	$3,3 \cdot 10^5$	$2 \cdot 10^{33}$
Юпитер	318	$1,9 \cdot 10^{30}$
Земля	1	$6 \cdot 10^{27}$
Луна	$1,2 \cdot 10^{-2}$	$7,2 \cdot 10^{25}$
Церера	$2,0 \cdot 10^{-4}$	$1,2 \cdot 10^{24}$
Эрот	$4,5 \cdot 10^{-10}$	$2,7 \cdot 10^{18}$
Адонис	$3,3 \cdot 10^{-13}$	$2 \cdot 10^{15}$
Аризонский метеорит	—	$10^{11}$
Метеорит Каали	—	$2 \cdot 10^9$
Метеорит Богуславка	—	$2,6 \cdot 10^5$
Метеорит Бородино	—	$3,2 \cdot 10^2$
Метеор 1-й величины *)	—	$10^{-1}$
Метеор 6-й величины *)	—	$10^{-3}$

\*) Вообще говоря, блеск метеоров зависит не только от массы метеорных тел, влетающих в нашу атмосферу и производящих явление метеоров, но и от их скорости. В данном случае имеется в виду масса метеорных тел в предположении, что скорость полета равна  $55 \text{ км/сек}$ .

спутниками, астероиды, кометы и метеоры — обращаются вокруг него.

Если сопоставить различные тела Солнечной системы, выбрав за основной признак их массу, то получится как бы непрерывная последовательность, что хорошо видно из табл. 1.

Заметим, что данные о массе астероидов, а также метеоритов Арizonского и Каали носят только предположительный характер.

Таким образом, в Солнечной системе наблюдается огромный диапазон масс, особенно если учесть наличие в межпланетном пространстве космической пыли. Различие в массах между Солнцем и какой-нибудь пылинкой

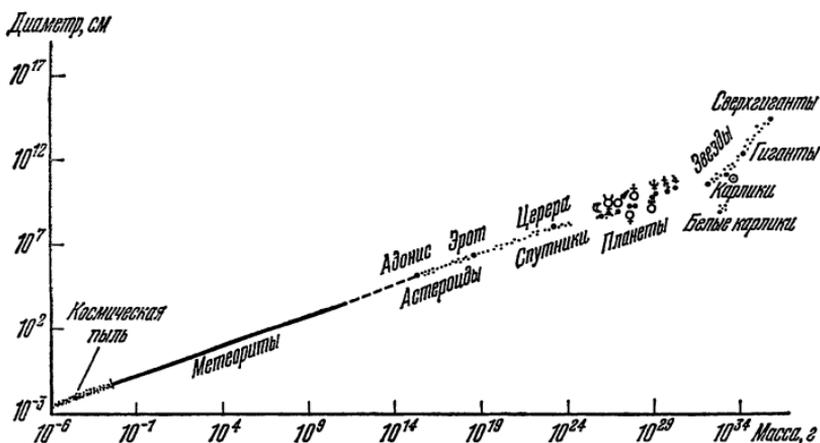


Рис. 5. Шкала масс небесных тел.

в тысячную долю миллиграмма будет составлять около 40 порядков, иначе говоря, отношение их масс будет выражаться числом с 40 нулями.

Планеты на этой «шкале масс» (которую можно уподобить шкале длин волн) занимают область, охватывающую 15 порядков, — от крупнейшей планеты Юпитер до самого малого из известных нам астероидов — Адониса (рис. 5).

При ознакомлении с планетами бросается в глаза резкое разделение их на три группы как по массе и другим физическим признакам, так и по расстояниям от Солнца. Эти группы: планеты-гиганты, или планеты типа Юпитера, планеты типа Земли и астероиды (малые планеты).

К группе планет-гигантов принадлежат Юпитер, Сатурн, Уран и Нептун. Эти планеты, обращающиеся на значительных расстояниях от Солнца, имеют большие массы, малые плотности и быстрое вращение вокруг оси. Даже наименьшая планета из этой группы, Уран, по массе почти в пять раз превосходит все планеты «земной» группы, спутники и астероиды, вместе взятые. Наибольшая же планета, Юпитер, превосходит общую массу всех планет Солнечной системы, включая и своих «собратьев» по группе, в два с лишним раза. Средняя плотность этих планет близка к плотности воды, а периоды вращения составляют 10—15 часов. Такое быстрое вращение порождает значительную центробежную силу в экваториальных областях этих планет (где линейная скорость вращения наибольшая), что приводит к образованию у них экваториального «горба» и к значительному сжатию этих планет у полюсов, как видно из таблицы в Приложении 2.

Планеты «земной» группы, наоборот, имеют при сравнительно небольшой массе высокую среднюю плотность (3,8—5,5 г/см<sup>3</sup>) и значительно большие периоды вращения: от 24 часов до 243 суток. Особое место занимает Плутон, по своим физическим свойствам, по-видимому, близкий к планетам «земной» группы, но находящийся от Солнца на очень большом расстоянии.

Третью группу составляют астероиды. Хотя их в настоящее время известно свыше 2000, общее число этих планет должно составлять несколько десятков тысяч. Несмотря на такое большое количество, общая масса астероидов по подсчетам акад. В. Г. Фесенкова и проф. С. В. Орлова не превосходит 0,001 массы Земли.

Большинство известных нам астероидов обращается между орбитами Марса и Юпитера, но целый ряд их, имея сильно вытянутые эллиптические орбиты, заходит внутрь орбиты Марса (Эрот, Амур) и даже Земли и Венеры (Аполлон, Адонис), а некоторые, наоборот, выходят за пределы орбиты Юпитера (Гидальго). В 1949 г. был открыт астероид Икар, который в перигелии заходит внутрь орбиты Меркурия (!), приближаясь к Солнцу на 28 млн. км.

1 ноября 1977 г. астроном обсерваторий Хейла в США (ранее известных как Маунт Вилсон и Маунт Паломар) Чарльз Коуэл открыл астероид с очень медлен-

ным видимым движением. Вычисления его орбиты показали, что она лежит между орбитами Сатурна и Урана, лишь на небольшом участке заходя внутрь орбиты Сатурна. Альbedo и точные размеры этого астероида, названного Хироном, неизвестны; его диаметр заключен в пределах от 160 до 640 км. Не исключено, что в этой части Солнечной системы движется не только Хирон, но и другие астероиды.

Спутники планет по массе и размерам образуют как бы «переходную группу» между планетами земной группы и астероидами.

Для Солнечной системы характерен ряд закономерностей. Орбиты больших планет имеют почти круговую форму и лежат почти в одной плоскости (некоторое отклонение имеется у Плутона и Меркурия), все планеты вращаются в одном направлении, совпадающем с направлением вращения Солнца и почти всех планет (исключения — Венера и Уран). Наконец, распределение расстояний планет от Солнца также, по-видимому, следует определенной закономерности. Это было замечено еще в конце XVIII в., когда Тициусом и Бодде был предложен эмпирический «закон» планетных расстояний, выражаемый формулой

$$R_n = 0,4 + 0,15 \cdot 2^{n-1}, \quad (1)$$

где  $n$  — порядковый номер планеты, а  $R_n$  — ее расстояние от Солнца в астрономических единицах.

В 1946 г. акад. О. Ю. Шмидт вывел иную формулу планетных расстояний, имеющую вид

$$\sqrt{R_n} = a + b(n-1), \quad (2)$$

причем постоянные  $a$  и  $b$  для обеих групп больших планет различны, и номер планеты  $n$  считается для каждой группы отдельно.

В 1951 г. акад. В. Г. Фесенков предложил новую формулу для планетных расстояний, согласно которой расстояние каждой планеты от Солнца выражается так:

$$R_n = R_{n-1} \left[ 1 + K_{\odot} \left( \frac{M_n}{M_{\odot}} \right)^{1/3} \right], \quad (3)$$

где  $M_n$  — масса планеты,  $M_{\odot}$  — масса Солнца,  $K_{\odot}$  — постоянная. Зависимость В. Г. Фесенкова хорошо представляет не только расстояния всех планет Солнеч-

Таблица 2

Планета	Расстояние от Солнца			
	по формуле			наблюденное
	Тициуса — Боде	Шмидта	Фесенкова	
Меркурий	0,55	0,39	0,43	0,39
Венера	0,70	0,67	0,64	0,72
Земля	1,00	1,04	0,98	1,00
Марс	1,60	1,49	1,55	1,52
Церера	2,80	—	2,65	2,77
Юпитер	5,20	5,20	5,20	5,20
Сатурн	10,00	10,76	11,00	9,54
Уран	19,60	18,32	19,60	19,19
Нептун	38,80	27,88	29,0	30,07
Плутон	77,20	39,44	40,0	39,52

ной системы, включая астероиды, но применима и к системам спутников Юпитера, Сатурна и Урана.

В таблице 2 мы даем сопоставление планетных расстояний, полученных из наблюдений и на основании трех приведенных выше формул.

Все описанные закономерности имеют большое значение для решения вопроса о происхождении планет Солнечной системы.

Заканчивая общий обзор Солнечной системы, необходимо отметить еще одно очень важное обстоятельство. Наша Солнечная система является системой устойчивой, по крайней мере в течение нескольких сотен миллионов лет. Это означает, что формы, размеры и взаимная ориентировка орбит тел, ее составляющих, не могут значительно измениться с течением времени, претерпевая лишь периодические колебания около своих средних значений. Такой вывод был получен Ж. Лагранжем, а затем П. Лапласом на основании рассмотрения вопроса о возможных изменениях планетных орбит под влиянием взаимных возмущений планет. Конечно, главная причина устойчивости Солнечной системы заключается в том, что 99,87% всей ее массы сосредоточено в Солнце.

Но Солнце — лишь одна из бесчисленных звезд, поэтому представляет интерес сравнить размеры и мас-

сы планет и звезд, чтобы яснее представить себе место планет во Вселенной среди других небесных тел.

Массы звезд составляют от 50—60 масс Солнца у сверхгигантов до 0,08 у некоторых карликов. Таким образом, на нашей «шкале масс» (см. рис. 5) звезды занимают крайнюю правую область, не перекрывающуюся с областью, занятой планетами. Наименее массивная из звезд все же в 80 раз превосходит по массе крупнейшую из известных нам планет — Юпитер.

Что говорят нам наблюдательные данные о существовании планет у других звезд?

Наличие у звезд темных спутников известно давно из наблюдений затменных переменных звезд. Однако определение размеров и масс этих спутников показывает, что это звезды, излучающие слабее, чем главная звезда; их массы того же порядка, что и у ярких звезд.

Только в 1938 г. шведский астроном Э. Хольмберг, изучив движение ряда ближайших к нам звезд, установил существование у них невидимых спутников сравнительно небольшой массы, лишь в 10—15 раз превышающей массу Юпитера.

В числе этих звезд — Проксима Центавра, 70 Змееносца, 61 Лебеда и др.

В дальнейшем эти звезды были подвергнуты более тщательному изучению. Подробное исследование звезды 61 Лебеда было произведено А. Н. Дейчем на Пулковской обсерватории. Большие ряды наблюдений звезды Лаланд 21185, «летающей» звезды Барнарда, 61 Лебеда и некоторых других были получены на обсерватории Спроул (США) под руководством П. ван де Кампа. Результаты упомянутых работ не только подтвердили существование планетоподобных спутников у этих звезд, но и дали более точные значения их масс и элементов орбит.

Таким образом, мы уже можем с определенностью сказать, что наша Солнечная система не одинока. Не приходится сомневаться в том, что дальнейшие исследования дадут новые доказательства существования планетных систем в нашей Галактике.

## МЕТОДЫ ИССЛЕДОВАНИЯ ПЛАНЕТ

### § 4. ОПРЕДЕЛЕНИЕ МАСС И ДИАМЕТРОВ ПЛАНЕТ

При изучении планет с физической точки зрения прежде всего необходимо знать их размеры и массу. Зная то и другое, можно легко вычислить и среднюю плотность планеты.

Определение масс планет, имеющих спутники, производится на основании III закона Кеплера в его точной форме. Если  $M$  — масса Солнца,  $m_1$  и  $m_2$  — массы планеты и спутника,  $T_1$  и  $T_2$  — периоды обращения планеты вокруг Солнца и спутника вокруг планеты,  $a_1$  и  $a_2$  — большие полуоси их орбит, то III закон Кеплера можно написать в таком виде:

$$\frac{T_1^2(M + m_1)}{T_2^2(m_1 + m_2)} = \frac{a_1^3}{a_2^3}. \quad (1)$$

Поскольку массы планет во много раз меньше массы Солнца, а массы спутников, как правило, ничтожны по сравнению с массами планет, мы можем пренебречь вторыми слагаемыми в скобках и получить отношение масс планеты и Солнца:

$$\frac{m_1}{M} = \frac{T_1^2}{T_2^2} \cdot \frac{a_2^3}{a_1^3}. \quad (2)$$

Зная массу Земли, мы по этой формуле можем найти массу Солнца, а затем и тех планет, у которых имеются спутники.

Определение масс планет, не имеющих спутников, а также масс самих спутников и астероидов представляет собой более трудную задачу.

Массы Меркурия и Венеры были первоначально определены по тем возмущениям, которые они вызывают в движении других планет. Полеты к этим планетам космических аппаратов позволили существенно уточнить значения их масс по их воздействию на траекторию аппарата. Масса Плутона до последнего времени была известна лишь весьма приблизительно, и лишь недавно, после открытия спутника Плутона, ее удалось уточнить. Масса Луны была найдена по воздействию на Землю, под влиянием которого Земля описывает маленький эллипс вокруг их общего центра тяжести. Массы крупных спутников Юпитера можно определить по их взаимным возмущениям. Для остальных спутников, а также для астероидов приходится делать только приближенную оценку массы и диаметра по их блеску (см. § 7).

Линейный диаметр планеты легко определить, зная расстояние и измерив ее угловой диаметр. Так как угловые диаметры планет очень малы (меньше  $1'$ ), мы можем написать:

$$D = \Delta \sin d = \Delta d'' \sin 1'' = \frac{\Delta d''}{206\,265}, \quad (3)$$

где  $\Delta$  — расстояние планеты от Земли,  $d''$  — ее угловой диаметр, выраженный в секундах дуги,  $D$  — линейный диаметр.

Измерение угловых диаметров планет производится с помощью специального измерительного прибора — *микрометра*, помещаемого в фокусе телескопа. Наиболее употребительным является нитяной микрометр. Устройство его таково. На неподвижной рамке укреплены перпендикулярно друг к другу две тонкие нити. Вдоль рамки, в направлении горизонтальной нити, может перемещаться другая рамка с вертикальной нитью, параллельной вертикальной неподвижной нити. Движение этой нити осуществляется с помощью микрометрического винта, один оборот которого передвигает рамку на строго определенную величину (на так называемый шаг винта).

Для измерения углового диаметра планет микрометр поворачивается так, чтобы направление горизонтальной нити соответствовало измеряемому диаметру, поскольку у планет, имеющих значительное сжатие,

видимые диаметры, полярный и экваториальный, заметно отличаются друг от друга. Точность измерения у длиннофокусных телескопов доходит до сотых долей секунды дуги.

С помощью нитяного микрометра измеряются не только угловые диаметры всех планет, имеющих видимые диски, но и их полярное сжатие, величина фазы, а также положение темных полос на Юпитере, протяженность полярных шапок Марса и т. д.

Другим прибором, применяемым для измерений угловых диаметров и фаз планет, является *гелиометр*. Он представляет собой телескоп-рефрактор, объектив которого распилен по диаметру пополам, причем обе половинки могут раздвигаться с помощью микрометрического винта вдоль их общего диаметра. Кроме того, вся система может поворачиваться вокруг оптической оси телескопа.

При раздвигании обеих половинок объектива в окуляре вместо одного изображения планеты возникают два. Вращая микрометрический винт, можно добиться того, чтобы оба изображения планеты касались друг друга. Тогда, очевидно, одно из них будет смещено относительно другого как раз на величину углового диаметра планеты. Зная цену оборота винта гелиометра и произведя отсчет, мы получим нужную нам величину.

Понятно, что гелиометр сложнее нитяного микрометра, так как требует специальной оптики, тогда как последний может быть приспособлен к любому телескопу. Кроме того, необходимость распиловки объектива гелиометра ограничивает его возможные размеры. Однако точность, с которой можно выполнять измерения, у гелиометра выше.

Измерения угловых диаметров планет можно производить и по фотопластинкам. В этом случае применяются лабораторные измерительные приборы, главными частями которых являются: столик, на который кладется пластинка, два микрометрических винта, перемещающих ее по двум взаимно перпендикулярным направлениям, и микроскоп для рассматривания планетных дисков, имеющих подчас очень малые размеры.

Чтобы перевести измеренные на пластинке величины в угловые единицы, надо знать масштаб снимка. Если снимок получен в фокусе объектива, то его масштаб

определяется соотношением

$$1'' = \frac{F}{206\,265}, \quad (4)$$

т. е.  $1''$  на снимке имеет длину, равную  $1/206\,265$  фокусного расстояния объектива. Для объектива с фокусным расстоянием  $2\text{ м}$  это будет всего лишь  $0,001\text{ мм}$ , а для самого длиннофокусного в мире рефрактора Йеркской обсерватории — около  $0,1\text{ мм}$ .

Если фотографирование производится с дополнительным увеличением, например, при помощи окуляра, то нужно определить постоянную увеличительной системы, т. е. узнать, во сколько раз она увеличивает изображение. Эта величина дается формулой

$$v = \frac{r}{f} - 1, \quad (5)$$

где  $f$  — фокусное расстояние окуляра, а  $r$  — его расстояние от пластинки при фотографировании. Надо сказать, что получение снимков планет с большим увеличением (более 10 раз) ограничивается уменьшением освещенности изображения (см. ниже § 6).

При серьезных работах вместо обычных окуляров для увеличения размеров изображения используют специальные оптические системы. Например, можно применить вогнутую (рассеивающую) линзу (линзу Барлоу), которая уменьшает угол схождения лучей и тем самым как бы увеличивает фокусное расстояние объектива, а стало быть, и размеры изображения планеты. Следует отметить, что вообще диски планет на фотографиях весьма невелики. Так, например, на снимках Марса, полученных в 1909 г. Г. А. Тиховым с 30-дюймовым рефрактором Пулковской обсерватории ( $F=14\text{ м}$ ), диаметр изображения планеты равен примерно  $1,5\text{ мм}$ . При использовании увеличительной системы даже со столь крупными телескопами можно получить диск Марса размером в  $8-10\text{ мм}$ , а диск Юпитера — до  $15\text{ мм}$ .

В таблице 3 даны угловые диаметры планет и некоторых спутников при их наименьшем и наибольшем расстоянии от Земли.

Для крупнейшего в мире рефрактора предел точности измерений теоретически равен  $0'',1$ , но в реальных

Таблица 3

Планета	Угловой диаметр		Планета	Угловой диаметр	
	наиболь- ший	наимень- ший		наиболь- ший	наимень- ший
Меркурий	12",9	4",9	Плутон	0,1	—
Венера	65,8	10,0	Церера	0,6	—
Марс	25,5	3,5	Юнона	0,2	—
Юпитер	50,1	30,7	Ганимед	1,8	—
Сатурн	20,7	15,0	Европа	1,0	—
Уран	4,0	3,3	Титан	0,8	—
Нептун	2,5	2,2	Тритон	0,3	—

условиях наблюдений, из-за беспокойства атмосферы и других искажений, он возрастает до  $0",2$ . Поэтому, как видно из табл. 3, Плутон среди больших планет, Тритон среди спутников и Юнона среди малых планет лежат на пределе возможности измерения из угловых диаметров.

Как уже говорилось выше, для оценки размеров небольших или удаленных от нас тел (спутников, астероидов) приходится применять косвенные способы, главным образом фотометрические (см. § 7).

### § 5. НАБЛЮДЕНИЯ ПОВЕРХНОСТЕЙ ПЛАНЕТ В ТЕЛЕСКОП

Этот метод, применяемый в астрономии с момента изобретения телескопа, т. е. уже почти 370 лет, вначале был почти единственным способом получать какие-либо сведения о поверхностях и атмосферах планет. Но даже в наше время, несмотря на развитие фотографии, а также фотометрического и спектрального методов исследования, метод непосредственных визуальных наблюдений еще не потерял своего значения.

При визуальных наблюдениях планет большое значение имеют основные оптические характеристики телескопа; диаметр объектива и применяемое увеличение, а также, разумеется, качество оптики.

Для того чтобы можно было хорошо рассмотреть диск планеты и детали на нем, важно, чтобы объектив телескопа был возможно большего диаметра  $D$ . От диаметра объектива целиком зависит его *разрешающая сила*,

т. е. способность показывать отдельно детали, находящиеся на очень близком расстоянии друг от друга. Разрешающая сила обычно выражается наименьшим угловым расстоянием, на котором детали еще видны отдельно. Для объектива идеального качества она вычисляется по формуле

$$R = \frac{14''}{D \text{ (см)}}. \quad (6)$$

Наконец, большое значение имеет *увеличение*, которое дает телескоп. Увеличение равно отношению фокусных расстояний объектива и окуляра. Таким образом, длиннофокусный объектив при том же окуляре даст большее увеличение, чем короткофокусный.

Несомненно, что при большом увеличении можно лучше рассмотреть мелкие детали, однако применение больших увеличений имеет свою оборотную сторону. Во-первых, свет, собранный объективом, распределяется на значительно большую площадь и изображение становится менее ярким. Во-вторых, в такой же пропорции увеличиваются колебания изображения из-за беспокойства атмосферы, сквозь которую мы смотрим на светило. Поэтому обычно наблюдатель, перепробовав в начале наблюдения несколько увеличений, останавливается на том из них, которое дает наилучший результат.

Чтобы избежать вредного влияния атмосферы на изображения, современные астрономические обсерватории строят обычно на высоких горах, где воздух чист, прозрачен и сравнительно спокоен. Примерами таких обсерваторий являются Астрофизическая обсерватория на горе Канобили (около Абастумани), французская обсерватория на горе Пик-дю-Миди в Пиренéях и др.

Наблюдения планет в телескоп заключаются чаще всего в зарисовке вида планеты. При зарисовке наблюдатель старается возможно точнее передать то, что он видит. Рисунок обычно сопровождается тщательным описанием, цель которого — дополнить изображенное на рисунке (например, указать цвет деталей, поскольку рисунок делается обычно одноцветным).

Сравнение нескольких рисунков, сделанных различными наблюдателями в одну ночь и даже с одним и тем же инструментом, показывает подчас большие раз-

личия между ними. Это зависит от многих причин: от опытности наблюдателя, от его состояния, от манеры зарисовки и даже, как это ни странно, от той гипотезы строения поверхности планеты, которой придерживается наблюдатель. Как бы ни старался наблюдатель объективно передать вид планеты, он бессознательно будет в сомнительных случаях решать вопрос в пользу разделяемой им гипотезы. Ярким примером этого явилась дискуссия о каналах Марса, когда одни наблюдатели видели на Марсе геометрическую сеть прямых линий, а другие, обладавшие более мощными инструментами и наблюдавшие при лучших атмосферных условиях, не замечали ее.

Все это показывает, что визуальные наблюдения планет весьма субъективны, и делать из них какие-либо выводы можно только на основании длинного ряда наблюдений, желательно нескольких наблюдателей.

Вместе с тем визуальные наблюдения имеют то преимущество перед фотографированием планет, что наблюдатель имеет возможность в краткие промежутки временных успокоений воздуха рассмотреть такие детали на диске планеты, которые наверняка не выйдут на пластинке.

## § 6. ФОТОГРАФИРОВАНИЕ ПЛАНЕТ

Если визуальные наблюдения страдают субъективностью, то фотографический метод в астрономии имеет основное преимущество именно благодаря своей объективности. Если бы фотопластинка могла запечатлеть все то, что видит глаз на поверхности планет, многие вопросы планетной астрономии были бы давно решены.

Однако небольшие размеры планетных изображений и зернистость фотографической эмульсии ставят пределы возможности изучать планеты по фотографиям. Даже в фокусе 40-дюймового рефрактора изображение Марса в момент его наибольшей близости к Земле имеет поперечник всего 2,5 мм. Если мы применим увеличение изображения в 10 раз, то оно будет в 100 раз слабее освещено, а это потребует значительного увеличения экспозиции. Большие же экспозиции невыгодны потому, что за время съемки колебания воздуха будут «смазывать» тонкие детали. Быстрое вращение некоторых

планет вокруг оси (Юпитер, Сатурн) также кладет предел продолжительности экспозиции (выдержки).

Таким образом, при фотографировании планеты важно добиться, чтобы ее фокальное изображение было как можно ярче. Для этого нужно, чтобы объектив (или зеркало) телескопа собирал в фокусе как можно больше света, а потому желательно иметь объектив возможно большего диаметра. Но собранное в фокусе количество света распределяется по всей площади изображения планеты, размеры которого зависят, как мы видели, от фокусного расстояния объектива (§ 4). Теория дает для освещенности  $E$  фокального изображения в астрографе формулу

$$E = kB \left( \frac{D}{F} \right)^2, \quad (7)$$

где  $B$  — яркость данного участка диска планеты, а  $k$  — коэффициент, зависящий, в частности, от потерь света в объективе. Квадрат отношения  $D/F$  диаметра объектива к его фокусному расстоянию называется светосилой объектива. Следовательно, освещенность фокального изображения пропорциональна светосиле \*).

На снимках планет, особенно Юпитера и Сатурна, всегда бывает заметно сильное падение яркости к краю диска (см. рис. 30). Это объясняется тем, что края диска планеты слабее освещены Солнцем, так как его лучи там падают косо, под большим углом. Явление потемнения к краю надо учитывать при подборе экспозиции.

Несмотря на недостатки фотографического метода, улучшение техники фотографирования планет и, в частности, применение метода наложения нескольких снимков позволили получить хорошие результаты. Метод наложения нескольких снимков заключается в том, что с нескольких одинаковых негативов печатают один позитив, благодаря чему повышается контрастность деталей и выявляются более мелкие детали, в то время как случайные дефекты негативов и эффект зернистости эмульсионного слоя пропадают.

---

\*) В фотографии светосилой обычно называют само отношение  $D/F$ . В астрономической оптике эта величина называется *относительным отверстием* объектива.

Гораздо больше дает фотографический метод для изучения атмосфер планет. Фотографирование планет со светофильтрами, впервые примененное Г. А. Тиховым в 1909 г., может дать указание на присутствие или отсутствие атмосферы на планете, если только эта атмосфера достаточно прозрачна. Так как синие и фиолетовые лучи в основном рассеиваются атмосферой, а красные лучи, наоборот, хорошо пропускаются ею, то по снимкам, полученным в разных лучах, можно судить о рассеивающих свойствах атмосферы планеты.

Г. А. Тихов обнаружил, что снижение резкости деталей к краям диска наименее заметно в красных лучах и более всего — в зеленых (снимков в фиолетовых лучах им сделано не было). Когда же американский астроном У. Райт в 1924 г. сфотографировал Марс в фиолетовых и красных лучах, обнаружилось даже, что снимки в фиолетовых лучах больше по диаметру, чем полученные в красных лучах. Сначала это объясняли разностью высот отражающих слоев и даже пытались найти отсюда высоту атмосферы Марса. Но в дальнейшем работами Н. П. Барабашова и В. В. Шаронова было установлено, что причиной «эффекта Райта» является сильное падение яркости к краям диска Марса в красных лучах и большая чувствительность пластинок к фиолетовым лучам, вследствие чего краевые части диска не выходят на снимках в красных лучах и диск кажется меньше.

Начиная с 1924 г., помимо фотографирования планеты в видимых лучах, было получено много снимков Марса в ультрафиолетовых и инфракрасных лучах, недоступных визуальным наблюдениям. Возможность исследовать изображения планет в этих лучах представляет еще одно преимущество фотографического метода.

Развитие электроники позволило применить принципиально новый метод получения и фотографирования изображений планет в инфракрасных лучах на обычных пластинках. Для этого применяются специальные приборы — электронно-оптические преобразователи, главной частью которых является электронно-лучевая трубка, подобная тем, которые применяются в телевизорах. Изображение планеты, созданное оптической системой телескопа, проектируется на полупрозрачный фотокатод, из которого под действием падающих лучей выр-

вается поток электронов. Этот поток электронов специальными электромагнитными «линзами» фокусируется на прозрачный светящийся экран, подобный экрану телевизора. На этом экране образуется изображение планеты, которое можно рассматривать глазом или фотографировать. При этом методе достигается огромный выигрыш в яркости, что позволяет значительно уменьшить экспозиции, доведя их до долей секунды. Это помогает улавливать моменты прояснений изображения и избавиться от замывания деталей диска планеты из-за колебаний воздуха. Повышается и разрешающая способность прибора. Метод электронной фотографии имеет большое будущее. Он еще в 50-е годы с успехом был применен при фотографировании Марса, а также Сатурна, Юпитера и других планет.

Фотографии планет используются теперь в основном для фотометрических задач, о чем мы расскажем в следующем параграфе.

## § 7. ФОТОМЕТРИЯ

Слово «фотометрия» означает «измерение света». С помощью фотометрического метода мы измеряем интенсивность света, приходящего к нам от небесных тел. В области изучения планет фотометрический метод позволяет решать следующие задачи:

1. Измерение *блеска* планеты, т. е. той освещенности, которую свет планеты создает в точке наблюдения. Результат обычно выражают в виде звездной величины  $m$ , связанной с блеском  $E$  равенством

$$m = m_0 - 2,5 \lg E. \quad (8)$$

2. Определение *альбедо* — величины, выражающей среднюю отражательную способность обращенного к Земле полушария планеты.

3. Оценка вероятных размеров спутников планет и астероидов по их блеску и принятому значению альбедо.

4. Исследование вращения малых планет по периодическим колебаниям их блеска.

5. Изучение распределения яркости по планетным дискам, что позволяет получить карту отражательной способности видимой поверхности планеты.

Фотометрия обычно подразделяется на *точечную* и *поверхностную*. Точечная фотометрия занимается измерением блеска звезд и других точечных источников света, в качестве которых можно рассматривать и планеты благодаря их незначительным угловым диаметрам (если не применять больших увеличений). Из перечисленных выше задач к области точечной фотометрии относятся первые четыре.

Поверхностная фотометрия изучает яркость светящихся или освещенных поверхностей, например, поверхности Солнца, Луны, планет, а также комет и туманностей. В применении к планетам методы поверхностной фотометрии, о которых будет рассказано ниже, позволяют решать пятую задачу.

Рассмотрим, от чего зависит блеск планеты. Как было указано, блеск является мерой освещенности, создаваемой светилом на Земле. Точнее, блеск равен освещенности поверхности, расположенной в точке наблюдения перпендикулярно к лучам светила. Так как планеты в свою очередь освещаются Солнцем и отражают его лучи, нам придется познакомиться с законами отражения света шарообразными телами, освещаемыми извне.

Допустим, что планета находится на расстоянии  $r$  от Солнца и  $\Delta$  от Земли, и предположим вначале для простоты, что мы видим полный диск планеты, т. е., что ее фаза равна единице. Это бывает для нижних планет в момент верхнего соединения, а для верхних планет еще и в момент противостояния. В это время, как легко сообразить, угол между направлениями планета — Солнце и планета — Земля (так называемый угол фазы  $\varphi$ ) равен нулю.

При этом условии сила света планеты будет прямо пропорциональна силе света Солнца  $I_{\odot}$  и обратно пропорциональна квадрату расстояния до него, т. е.  $r^2$ . Кроме того, сила света планеты будет зависеть от ее диаметра  $D$  и отражательной способности, а также от закона отражения света, определяющего зависимость количества отраженного света от углов падения и отражения. Обозначая силу света планеты при  $\varphi=0$  через  $I_0$ , получим

$$I_0 = \Gamma \frac{\pi D^2}{4} \frac{I_{\odot}}{r^2}. \quad (9)$$

Здесь коэффициент пропорциональности  $\Gamma$  выражает отражательную способность планеты,  $\frac{\pi D^2}{4}$  — площадь проекции поверхности планеты на плоскость, нормальную к лучам Солнца. Освещенность  $E_0$  от планеты в точке наблюдения для  $\varphi=0$  будет равна

$$E_0 = \frac{I_0}{\Delta^2} = \Gamma \frac{\pi D^2}{4} \frac{I_{\odot}}{r^2 \Delta^2}. \quad (10)$$

Если угол фазы  $\varphi$  не равен нулю, то сила света планеты будет зависеть еще и от фазы, причем эта зависимость носит сложный характер. Обозначив ее через  $f(\varphi)$ , мы можем написать

$$E = E_0 f(\varphi). \quad (11)$$

Как доказывается в теоретической фотометрии, функция угла фазы планеты  $f(\varphi)$  зависит от закона отражения света ее поверхностью или атмосферой. Закон отражения определяет количество отраженного света как функцию угла падения солнечных лучей  $i$  и угла отражения  $\varepsilon$ . Лучи Солнца, освещающие планету, падают на различные точки ее шарообразной поверхности под различными углами. Точно так же и углы отражения солнечных лучей в сторону Земли для разных мест диска планеты различны.

Поверхности и атмосферы планет отражают свет по особым законам, изучение которых тоже является одной из задач фотометрии поверхностей планет (оно входит в пятую задачу). Обычно функцию фазы выражают формулой

$$m(\varphi) = m_0 - 2,5 \lg f(\varphi) = m_0 + k\varphi + l\varphi^2, \quad (12)$$

где  $m(\varphi)$  — звездная величина планеты при угле фазы  $\varphi$ ,  $m_0$  — при  $\varphi=0$ , а постоянные коэффициенты  $k$  и  $l$  находят из наблюдений. Величина  $k$  носит название *коэффициента фазы*. Значение этого коэффициента определяется строением поверхности планеты, в частности, наличием неровностей, создающих тени, а также присутствием атмосферы.

Мерой отражательной способности планеты чаще всего служит так называемое *сферическое альbedo*  $A$ , которое представляет собой отношение количества света, рассеянного планетой по всем направлениям, к количе-

ству упавшего на нее света (за единицу времени). Эта величина — одна из основных в планетной фотометрии. С коэффициентом  $\Gamma$  она связана соотношением

$$A = \pi \Gamma q = p q. \quad (13)$$

Множитель  $p$  в этой формуле определяется отражательными свойствами планеты и называется *геометрическим альбедо*, тогда как множитель  $q$  зависит лишь от вида функции фазы  $f(\varphi)$ . Наблюдать при всех значениях угла  $\varphi$  (от  $0$  до  $180^\circ$ ) с Земли можно только нижние планеты. Уже для Марса этот угол не превосходит  $47^\circ$ , а для Юпитера —  $11^\circ$ , поэтому для верхних планет сферическое альбедо можно было определить только на основе различных теоретических соображений. Использование космических аппаратов расширило наши возможности и в этом направлении.

Зная блеск  $E$  и считая функцию фазы известной, мы можем найти  $E_0$ , а затем, зная  $I_\odot$ ,  $r$ ,  $\Delta$ , по формуле (10) найти произведение  $\Gamma D^2$ . Если диаметр планеты  $D$  известен из непосредственных измерений, то мы легко найдем коэффициент  $\Gamma$  и альбедо планеты, связанное с ним соотношением (13). Наоборот, условно приняв за основу какое-либо значение альбедо, можно найти диаметр планеты. На этом основан фотометрический метод определения диаметров, применяемый главным образом для таких тел, как малые спутники планет и астероиды, видимые диаметры которых столь малы, что их нельзя измерить непосредственно (микрометром). Однако результат такого расчета носит чисто гипотетический характер, поскольку действительное альбедо в этом случае нам неизвестно.

Сравнение альбедо планет, а также Луны, крупных спутников и астероидов показало, что его значение зависит от присутствия атмосферы и от ее плотности. Тела, не имеющие атмосферы, имеют, как правило, низкое альбедо, что хорошо видно из табл. 4, где в левой половине приведены значения альбедо планет, окруженных атмосферами, а в правой половине — планет, лишенных атмосфер (в том числе Луны).

Мы видим, что малые тела, лишенные атмосферы, имеют альбедо, в среднем равное 0,07 (если не считать Весты). Это дает основание принять для всех малых спутников и астероидов среднее значение альбедо 0,07

Т а б л и ц а 4

Планета	Диаметр, км	Альбе- до	Планета	Диаметр, км	Альбе- до
Юпитер	141 700	0,67	Меркурий	4880	0,055
Сатурн	120 000	0,69	Луна	3473	0,073
Уран	50 800	0,75	Церера	1000	0,054
Нептун	48 600	0,60	Паллада	610	0,074
Венера	12 100	0,78	Веста	540	0,229
Марс	6 790	0,15	Юнона	250	0,159

и находить, таким образом, их диаметры. Конечно, оценка получается довольно грубая, и в ряде случаев полученные по этой оценке диаметры планет могут сильно отличаться от истинных. Так, например, альbedo Весты равно 0,229, т. е. почти в четыре раза больше среднего значения. Если бы мы вычислили ее диаметр, руководствуясь описанным выше методом, мы получили бы его вдвое больше, чем следует из непосредственных измерений.

Можно дать формулу, непосредственно связывающую диаметр планеты с ее так называемой абсолютной звездной величиной  $g$ , т. е. той звездной величиной, которую имела бы планета, если бы ее расстояния от Солнца и от Земли равнялись 1 астрономической единице (149 597 870 км), а угол фазы  $\phi$  был бы равен нулю. Если подставить численные значения всех постоянных величин и принять альbedo равным 0,072, мы получим

$$\lg D = 3,566 - 0,2 g. \quad (14)$$

Абсолютная звездная величина связана с видимой величиной при  $\phi = 0$  (исправленной за ослабление в земной атмосфере) формулой

$$g = m - 5 \lg r - 5 \lg \Delta. \quad (15)$$

Для многих планет, спутников и особенно астероидов обнаружены периодические колебания их блеска, связанные, по-видимому, с их вращением вокруг оси. Фотометрические наблюдения Урана позволили П. П. Паренаго в 1928 г. определить период его вращения в хорошем согласии с другими методами. Аналогичные работы выполнены и для Нептуна.

Среди спутников наиболее резкие изменения блеска наблюдаются у Япета, восьмого спутника Сатурна. Когда Япет находится в наибольшем видимом удалении к западу от Сатурна, он кажется на 1,8 звездной величины (т. е. почти в пять раз) ярче, чем в наибольшем удалении к востоку от планеты. Это наводит на мысль, что Япет подобно Луне обращен к своей планете одной стороной, а к Земле обращается поочередно то более светлой, то более темной половиной (рис. 6). Такое предположение имеет тем большее основание, что

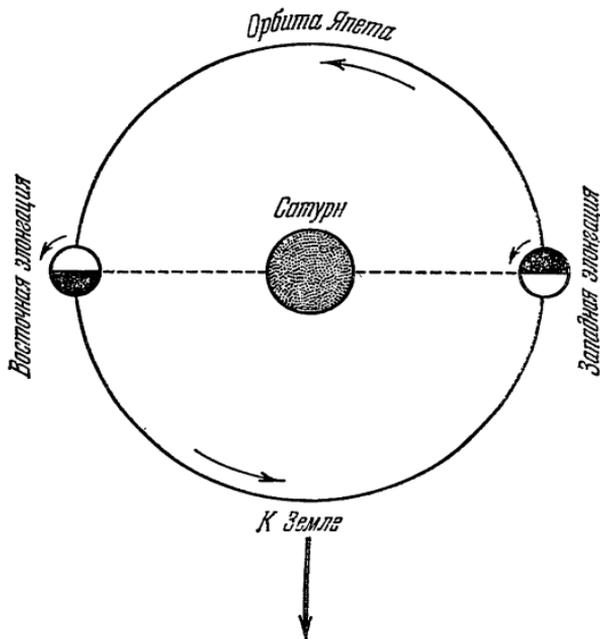


Рис. 6. Объяснение изменений блеска Япета.

синхронное вращение (с периодом, равным времени обращения вокруг планеты) наблюдается и у четырех галилеевых спутников Юпитера (см. § 18).

Из астероидов многие обнаруживают периодические, а иногда и неправильные колебания блеска. Таковы Веста, Эвномия, Терцидина, Эрот. Для малых астероидов причиной этих колебаний может быть их неправильная форма. Например, Эрот, по-видимому, имеет форму бруска 36 км в длину и 13—15 км в ширину и толщину.

Для более крупных астероидов, например, для Весты, такое объяснение принять трудно: по-видимому, здесь дело сводится к различной отражательной способности разных частей поверхности планеты.

Для непосредственного измерения видимого блеска планет применяются приборы, называемые *фотометрами*.

Некоторые фотометры построены на принципе выравнивания блеска двух источников света, из которых один наблюдаемый, а другой искусственный с известным блеском. По такому принципу построены многочисленные варианты визуальных звездных фотометров. В приборах такого типа наблюдатель видит в поле зрения искусственную «звезду сравнения», видимый блеск которой можно менять при помощи клина, диафрагмы с переменным отверстием, поляризационной системы или иного приспособления. Наблюдение состоит в том, что телескоп наводят на наблюдаемый объект (звезду, астероид, спутник) так, чтобы он располагался в поле зрения рядом со звездой сравнения. Блеск последней постепенно меняют и доводят до равенства с видимым блеском объекта. Такая установка на равенство блеска двух точечных объектов делается с точностью до 0,05—0,15 звездной величины.

Для визуального измерения яркости различных участков диска светила, имеющего достаточно большие угловые размеры, применяются *поверхностные фотометры*. В приборе такого рода лучи электрической лампы дают не звезду, а площадку равномерной яркости. Наблюдатель видит в поле зрения телескопа это «поле сравнения» и располагает его на фоне наблюдаемого объекта, например лунного моря, диска Венеры, материка Марса. Действуя фотометрическим приспособлением (клин и т. п.), он добивается точного равенства яркости. Если при этом нет разницы в цвете, то поле сравнения совсем исчезает, сливаясь с фоном измеряемого объекта. В таком случае точность установок на равенство яркости может достигать 1—2%.

Изучение распределения яркости по диску планеты можно производить и *фотографическим методом*. Этот способ имеет то преимущество, что все участки поверхности планеты фотографируются одновременно, т. е. в одинаковых условиях, тогда как визуальные оценки

производятся последовательно, что не исключает изменения атмосферных условий во время наблюдений. Однако фотографическая фотометрия имеет и свои недостатки. Основной недостаток — зернистое строение фотоэмульсии, приводящее к тому, что неравномерность расположения отдельных зерен при небольшом масштабе изображений планет может в значительной степени повлиять на результаты измерений. Кроме того, источником ошибок могут быть неравномерное действие проявителя, ореолы, дрожание изображения и ряд других причин.

При фотографической фотометрии яркости тех или иных частей диска планеты определяются по тем почернениям, которые свет от них производит на пластинке. Для того, чтобы можно было перевести почернения в яркости, необходимо впечатать на ту же пластинку калибровочную шкалу, т. е. ряд площадок с известным

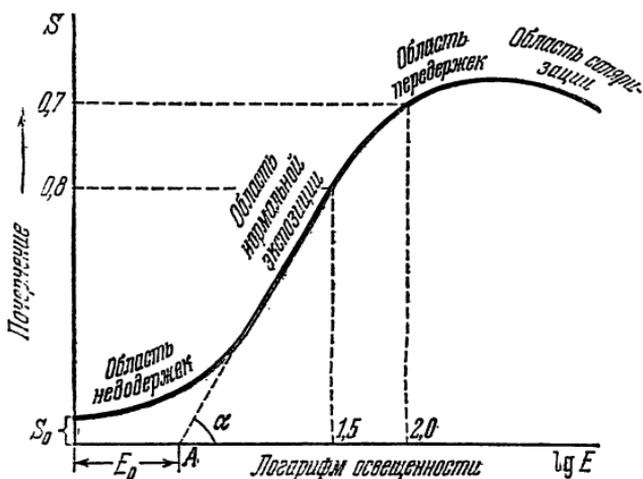


Рис. 7. Характеристическая кривая фотоэмульсии.

изменением яркости от одной к другой, или полюсу с непрерывным падением яркости от одного конца к другому по известному закону. Измеряя почернения калибровочной шкалы, можно построить для данной пластинки характеристическую кривую, которая дает зависимость между почернением и яркостью (рис. 7). При помощи этой кривой и производится перевод почер-

нений в яркости. От точности построения характеристической кривой и ее постоянства для данной пластинки зависит и точность получаемых результатов. Не входя в подробности, укажем, что точность фотографической фотометрии не превышает 5—7%.

Наиболее точным является *фотоэлектрический метод* определения блеска и яркости планет, когда интенсивность света от планеты регистрируется фотоэлектрическим фотометром. В качестве приемников излучения используются фотоэлементы с калиевым, сурьмяно-цезиевым и кислородно-цезиевым катодом или фотоэлектронные умножители (см. § 30). Оптическая система фотометра позволяет сравнивать блеск светила со стандартным источником света. Ток от фотоэлемента после усиления измеряется чувствительным гальванометром или потенциометром, показания которого переводятся потом в единицы блеска.

Точность фотоэлектрического метода достигает  $\pm 0,01$  звездной величины. На ряде обсерваторий были выполнены многочисленные фотоэлектрические измерения блеска Марса, Урана, Нептуна, Плутона, спутников Юпитера и многих астероидов. Фотоэлектрический метод был использован и для поверхностной фотометрии дисков планет. Он широко применяется и в спектральном анализе, о чем будет сказано ниже.

К фотометрическим методам вплотную примыкает *поляриметрический метод*, основанный на измерении доли поляризованного света в общем количестве света, отраженного некоторым участком поверхности планеты. Так как степень поляризации отраженного света зависит от свойств отражающей поверхности, этот метод дает некоторое представление о строении поверхностей планет и об их атмосферах.

Поляриметрия также бывает визуальная, фотографическая и фотоэлектрическая. Для измерения степени поляризации света планет применяется *визуальный поляриметр* Либ — Савара, дающий точность до 0,1%. Применение поляриметрического метода, значительно усовершенствованного французским астрономом О. Дольфюсом, за последние годы дало много интересных результатов в изучении природы планет, в частности, различных деталей их поверхностей, свойств атмосфер и т. д.

## § 8. РАДИОМЕТРИЧЕСКИЕ НАБЛЮДЕНИЯ

Во всех описанных нами до сих пор способах изучения планет приемником радиации, исходящей от них, являлся либо глаз наблюдателя, либо фотографическая пластинка, либо фотоэлемент. Но все эти приемники могут воспринимать не все лучи, посылаемые светящимся телом, а лишь лежащие в определенных границах длин волн. Иначе говоря, глаз, фотопластинка и фотоэлемент обладают *избирательной светочувствительностью*. При этом максимумы чувствительности у них приходится на различные длины волн, как видно из табл. 5.

Т а б л и ц а 5

Приемник радиации	Пределы чувствительности, <i>нм</i>	Максимум чувствительности, <i>нм</i>
Глаз	400—770	555
Фотопластинка обыкновенная	320—500	420
» ортохром	320—600	420 и 500
» панхром	320—700	420 и 550—650
Фотоэлемент селеновый	< 300—700	550
» сурьмяно-цезиевый	300—600	350

Для измерения суммарной радиации всех длин волн, приходящей к нам от небесных светил и, в частности, от планет, служат неизбирательные приемники радиации, например, *термоэлемент*. Сами методы измерения суммарной радиации называются *радиометрическими*.

Термоэлемент представляет собой спай двух тонких проволочек, сделанных из разных металлов (например, меди и висмута), соединенный с чувствительным гальванометром. При нагревании места спаивания в приборе возникает ток, регистрируемый гальванометром. Во избежание нагревания окружающим воздухом прибор помещается в пустотный сосуд с окошком из флюорита или каменной соли \*), через которое проходит излучение от

\*) Флюорит и каменная соль используются потому, что они хорошо пропускают лучи всех длин волн, начиная со 120 *нм* (1 *нм* = 1 нанометр =  $10^{-9}$  м).

планеты. Термоэлемент устанавливается в фокусе зеркала телескопа-рефлектора так, что наблюдая в окуляр, можно регулировать положение места спая относительно разных частей диска планеты (рис. 8).

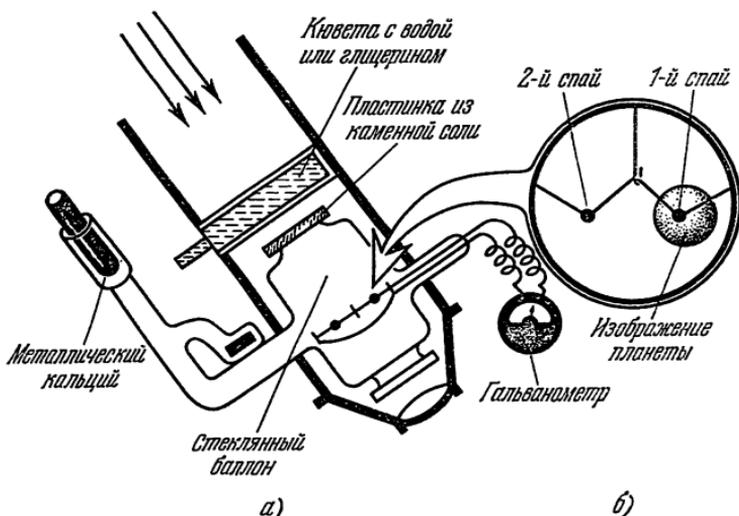


Рис. 8. Схема термоэлемента. Справа — вид поля зрения телескопа с двумя спаями, один из которых проецируется на диск планеты, а другой — на фон неба. Металлический кальций поддерживает вакуум в приборе.

Радиометрические методы дают возможность определять температуры планет. При этом, однако, нужно учитывать, что планетная радиация состоит из двух частей: солнечного излучения, просто отраженного

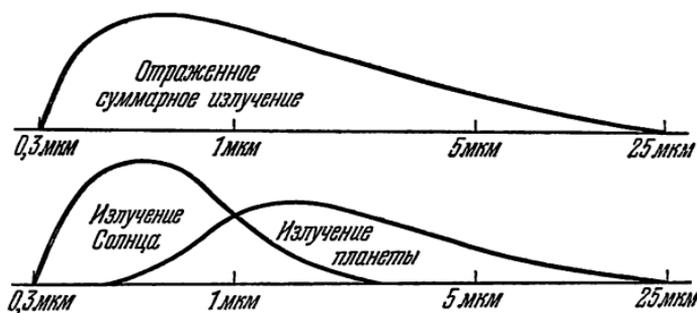


Рис. 9. Составляющие излучения планеты.

планетой, и собственного излучения планеты, вызванного нагреванием ее солнечными лучами. Для суждения о температуре планеты необходимо выделить из общей радиации вторую составляющую. Это удается сделать

благодаря тому, что обе составляющие приходится на разные участки шкалы длин волн (рис. 9).

Для выделения излучения самой планеты производят два измерения (или две серии измерений) с термоэлементом, причем в одном случае перед окошком из флюорита ставится ванночка с водой или глицерином, которые поглощают все длинноволновое излучение, начиная с 1 *мкм.* Измерения, сделанные без фильтра, дают суммарное излучение, а сделанные сквозь фильтр — только отраженное излучение Солнца. Их разность и дает нам собственное излучение планеты. Чтобы определить температуру планеты, исходя из результатов наблюдений, выполненных с термоэлементом, надо применить законы излучения, известные из физики.

## § 9. СПЕКТРАЛЬНЫЙ АНАЛИЗ

Одним из самых могущественных методов современной астрофизики является *спектральный анализ*. Он дает возможность изучать температуру, состав, строение и даже движение далеких небесных объектов.

Получение спектров небесных светил основано на свойстве стеклянной призмы и дифракционной решетки

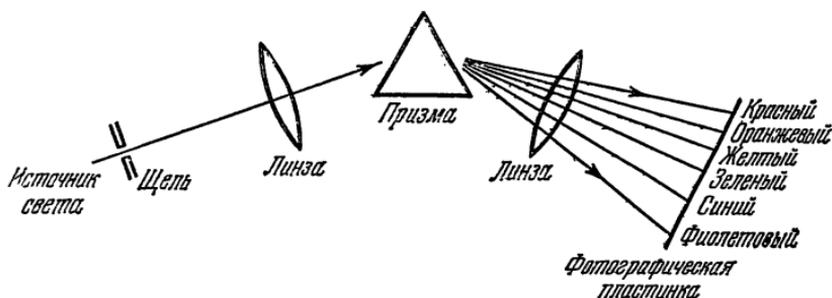


Рис. 10. Схема призмного спектрографа.

преломлять лучи света разных длин волн под разными углами. Это явление называется *дисперсией*.

Для получения спектра служит прибор, называемый *спектрографом*. На рис. 10 показано схематическое устройство призмного спектрографа.

Спектрограф прикрепляется к окулярному концу телескопа так, чтобы щель оказалась в фокусе его объектива или зеркала. С другой стороны, щель находится

в фокусе линзы, называемой *коллиматором*. Коллиматор превращает лучи, прошедшие через щель, в параллельный пучок и направляет его на призму, которая и разлагает его в спектр. Объектив спектрографа создает изображение спектра на фотопластинке.

В дифракционном спектрографе пучок лучей от коллиматора направляется на отражающую дифракционную решетку, на поверхности которой специальным алмазным резцом нанесено большое количество параллельных штрихов (200—600 на миллиметр) на равных расстояниях друг от друга. Отраженный пучок лучей разлагается в спектр, поскольку угол отклонения луча решеткой зависит от длины волны. Дисперсия решетки пропорциональна числу штрихов на миллиметр, но с увеличением дисперсии растут и потери света. Важным преимуществом дифракционного спектрографа перед призмным является постоянство дисперсии вдоль спектра. Кроме того, дифракционный спектрограф может быть использован для получения спектров в ультрафиолетовом и инфракрасном участках спектра, где стеклянная призма неприменима. Большинство современных спектрографов на крупнейших телескопах — дифракционные.

При спектрографировании планет приходится иметь дело чаще всего со спектрами поглощения. Такие спектры образуются, как известно, если на пути лучей раскаленного твердого или жидкого тела (а также газа под большим давлением) находится более холодный газ, поглощающий лучи определенных длин волн, что и вызывает появление на фоне яркого непрерывного спектра темных линий или полос поглощения.

Получение планетных спектров связано с целым рядом трудностей. Прежде всего ультрафиолетовая часть спектров всех небесных тел, начиная с длины волны 2900 Å \*), «срезается» озоном, находящимся в земной атмосфере. Кроме того, обычное стекло не пропускает лучей с длинами волн короче 3700 Å, но это затруднение можно обойти, применяя кварцевую оптику. С другой стороны, инфракрасную часть спектра планет трудно изучать из-за ее невысокой интенсивности и низкой чув-

---

\*) В спектроскопии длины волн принято выражать в ангстремах. Один ангстрем (Å) равен десятиллионной доле миллиметра, 1/10 000 доле микрометра (мкм) и 1/10 доле нанометра.

ствительности фотографических пластинок, воспринимающих инфракрасные лучи. Применение в качестве приемников света сернисто-свинцовых фотоэлементов позволило продвинуться довольно далеко в инфракрасную область спектра планет, а именно до 3,5 мкм.

Спектрограф (вернее спектрометр) с сернисто-свинцовым фотоспротивлением имеет совсем иное устройство, чем обычный спектрограф. Вместо кассеты с пластинкой в нем помещается движущаяся щель, а за ней фотоэлемент. Щель постепенно перемещается вдоль спектра, и фототок, усиленный многокаскадным усилителем, записывается на бумажной ленте специальным самописцем. В результате за 12—14 минут получается автоматическая запись спектра (регистраграмма). На рис. 11

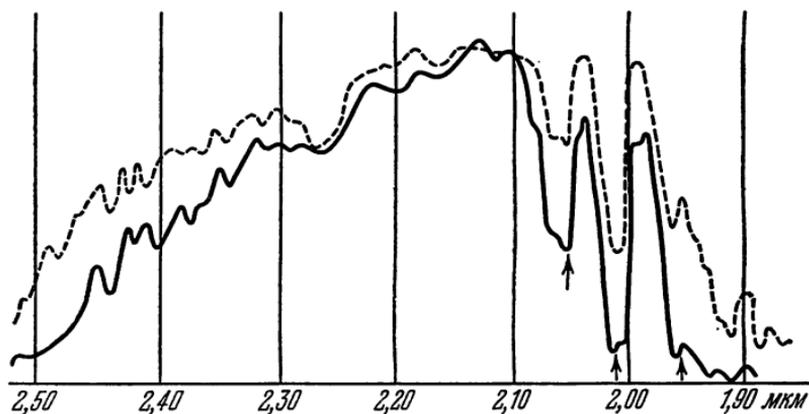


Рис. 11. Регистраграммы спектров Марса (сплошная линия) и Луны (прерывистая), полученные с помощью инфракрасного спектрометра, установленного на 125-сантиметровом рефлекторе Государственного астрономического института им. Штернберга (южная станция в Крыму, В. И. Мороз). Полосы  $\text{CO}_2$  указаны стрелками.

показаны регистраграммы Марса и Луны для длин волн 1,9—2,5 мкм. Линии и полосы поглощения дают на кривой минимумы.

Еще дальше в инфракрасную область спектра — до 10—15 мкм позволили продвинуться сопротивления из германия, легированного золотом, цинком или ртутью, охлаждаемые жидким или твердым азотом или жидким водородом до очень низких температур. Большинство спектральных линий или иных деталей спектра (максимумов и минимумов, характеризующих спектральные свойства поверхности планеты или широкис

полосы поглощения газов атмосферы) наблюдается как раз в инфракрасной области спектра. С другой стороны, выход наших приборов в космос позволил избавиться от поглощения в атмосфере и широко использовать ультрафиолетовую область спектра. Процесс получения спектра все более автоматизируется. Имеются установки, где регистрируемая сразу идет на ЭВМ и обрабатывается по заданной программе.

Поскольку планеты светят отраженным светом Солнца, очевидно, что в спектре планеты, лишенной атмосферы, мы можем наблюдать те же спектральные линии, что и в спектре Солнца. Это мы и наблюдаем в случае Луны, Меркурия и малых планет.

Но если планета окружена атмосферой, то солнечные лучи, проходя сквозь атмосферу планеты, испытывают в ней поглощение, затем отражаются от поверхности планеты (или от окружающего ее слоя облаков), вторично поглощаются в ее атмосфере и, наконец, проходят через атмосферу Земли, достигая прибора наблюдателя. Таким образом, полученный спектр планеты содержит линии тройкого происхождения: линии спектра Солнца, линии, вызванные двукратным поглощением света в атмосфере планеты, и *теллурические* линии, причиной которых является поглощение света в атмосфере Земли. Из этих трех групп линий — солнечных, теллурических и планетных — нас, естественно, интересуют только последние.

Для разделения трех групп линий в планетных спектрах и выделения линий собственно планетного происхождения применяются различные методы. Одним из них является сравнение спектра планеты со спектром Луны, полученным в совершенно аналогичных условиях, т. е. с той же аппаратурой, на тех же пластинках, при такой же высоте Луны над горизонтом и желательнее в ту же ночь. Последние два требования нужны для того, чтобы поглощение света в нашей атмосфере, а следовательно, интенсивность теллурических линий были одинаковы в обоих случаях. В результате в спектрах обоих светил должны быть следующие линии:

В спектре планеты:

солнечные + теллурические + планетные.

В спектре Луны: солнечные + теллурические.

Разница между ними должна быть обусловлена исключительно присутствием планетных линий.

Этот метод хорош, если в атмосфере планеты имеются поглощающие вещества, отсутствующие в атмосфере Земли. Тогда соответствующие линии или полосы поглощения сразу бросаются в глаза при сравнении спектров (рис. 12). Но если мы хотим найти в атмосфере планеты вещество, заведомо входящее в состав земной атмосферы (например, кислород или водяной пар), задача сильно осложняется. Конечно, соответствующие линии в спектре планеты должны быть усилены, но при небольших количествах интересующего нас вещества

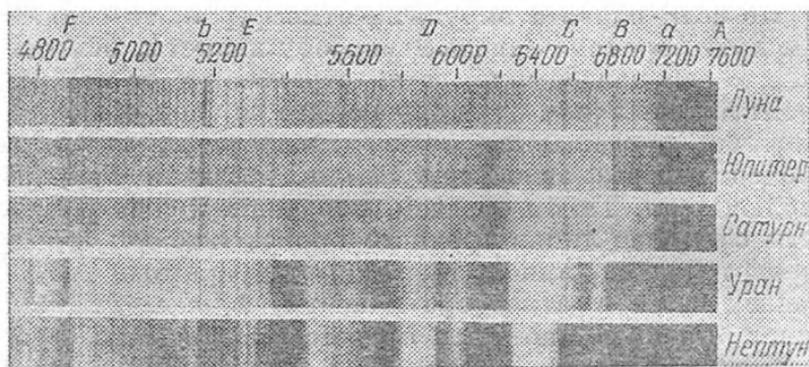


Рис. 12. Спектры Луны и планет-гигантов.

это усиление будет мало ощутимо и сделанные на основании этого выводы о присутствии или отсутствии данного вещества в атмосфере планеты будут ненадежны.

В этом случае более уверенные результаты дает использование принципа Доплера — Физо, согласно которому в случае приближения источника света к наблюдателю происходит смещение спектральных линий к фиолетовому концу спектра, а в случае удаления — к красному концу. Величина этого смещения пропорциональна скорости сближения или удаления.

Если мы будем фотографировать спектр планеты в тот момент, когда она с большой скоростью приближается к Земле или удаляется от нее, то линии, имеющие солнечное и планетное происхождение, будут смещены и их

можно будет отделить от теллурических линий. Как легко сообразить, наиболее удобным временем для таких наблюдений являются: для нижних планет — эпохи их наибольших видимых удалений от Солнца (*элонгаций*), а для верхних планет — эпохи *квадратур*, когда планета находится в  $90^\circ$  от Солнца. В это время скорость сближения или удаления Земли и планеты наибольшая и может достигать  $30 \text{ км/сек}$  для далеких планет. Доплеровское смещение для такой скорости составляет  $0,4\text{--}0,7 \text{ \AA}$  в различных участках спектра. Ясно, что заметить его можно будет только при достаточной *линейной дисперсии* спектрографа, определяющей масштаб изображения спектра на пластинке. Линейная дисперсия исчисляется числом ангстремов, приходящихся на  $1 \text{ мм}$  длины спектра. Величина ее зависит от свойства призмы или решетки, фокусного расстояния объектива спектрографа и длины волны соответствующего участка спектра. В современных спектрографах линейная дисперсия может достигать  $1 \text{ \AA/мм}$ , но при этом сильно возрастают потери света (из-за поглощения в призмах и «растяжения» спектра). Поэтому спектры планет получают обычно с меньшей дисперсией: от  $6\text{--}10 \text{ \AA/мм}$  (для ярких планет) до  $30\text{--}50 \text{ \AA/мм}$  (для Урана и Нептуна).

Принцип Доплера — Физо применяется также для определения периодов вращения планет. Если поставить щель спектрографа вдоль экватора планеты, то вследствие ее вращения один край будет приближаться к нам, а другой — удаляться. В результате все спектральные линии (кроме теллурических) получают некоторый наклон, по величине которого можно определить период вращения планеты, если он не очень велик. Так были определены периоды вращения Марса, Юпитера, Сатурна, Урана и Нептуна в хорошем согласии с непосредственными наблюдениями.

Этот же метод позволил А. А. Белопольскому и Дж. Килеру в 1895 г. доказать метеоритное строение кольца Сатурна. Поставив щель спектрографа вдоль экватора планеты, они обнаружили, что спектральные линии кольца наклонены в противоположную сторону по отношению к линиям самой планеты. Это означало, что линейная скорость вращения для кольца не возрастает с увеличением расстояния от оси вращения, а, наоборот, убывает. Подсчет показал, что это убывание

скорости вращения происходит в полном соответствии с III законом Кеплера, т. е. что каждая частица кольца обращается вокруг Сатурна как его самостоятельный спутник. Отсюда следует, что все кольцо состоит из множества отдельных частиц. Рис. 13 дает схематиче-

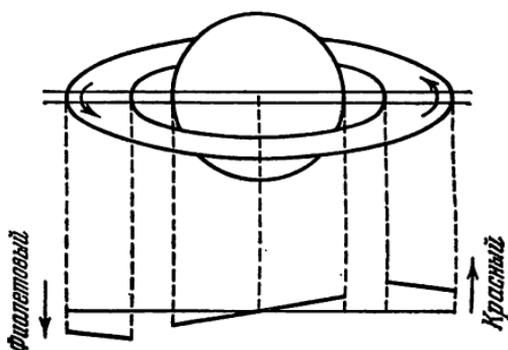


Рис. 13. Схема наклона спектральных линий в спектре Сатурна и его колец.

ское изображение явления (ср. его с рис. 14, изображающим спектрограмму Сатурна и его колец, а также Луны и Венеры).

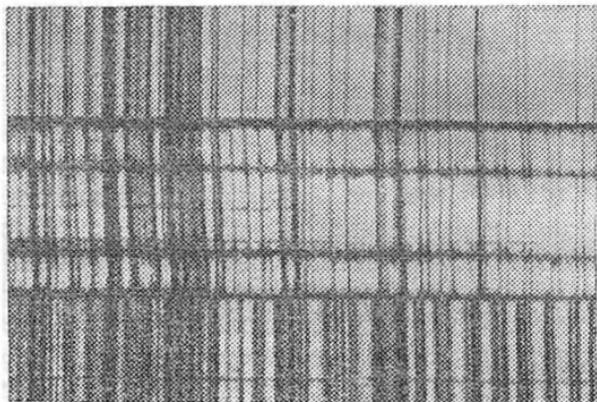


Рис. 14. Спектрограммы Венеры, Сатурна и Луны, полученные с помощью трехпризменного спектрографа. Наклон линий хорошо заметен в спектре Сатурна, но совершенно отсутствует в спектрах Луны и Венеры.

Выход спектральных аппаратов за пределы атмосферы и их приближение к объектам исследования — Луне, планетам и их спутникам — позволили, во-первых, полностью избавиться от теллурических линий, а во-

вторых, исключить все другие вредные влияния нашей атмосферы (дрожание изображения, замывание линий, общее поглощение в тех или иных участках спектра и т. д.). Поэтому надежность получаемых спектральным методом результатов сильно возросла.

Намного увеличилась и разрешающая способность наземной спектроскопии. Наивысшим достижением здесь можно считать применение так называемой *фурье-спектроскопии*. Обычный метод инфракрасной спектроскопии страдает тем недостатком, что спектр записывается последовательно и изменение содержания водяного пара или углекислого газа в земной атмосфере на пути луча за время записи может исказить результат. Фурье-спектрометр весь спектр записывает одновременно. В основе метода лежит использование интерферометра Майкельсона, в котором луч света от светила разделяется на две части, проходящие пути разной длины. Когда оба луча соединяются, они интерферируют (взаимодействуют) между собой, взаимно усиливая или ослабляя друг друга в зависимости от того, в какой фазе придут световые колебания в обоих лучах. Если разность фаз равна нулю, интенсивности обоих лучей складываются; если она равна  $180^\circ$ , они в сумме дадут нулевую интенсивность. Но в приборе длину пути одного из лучей можно плавно менять, и тогда результирующая интенсивность будет тоже плавно меняться, выписывая кривую, называемую интерферограммой. Однако в этой кривой уже заложен весь спектр, так как разность хода лучей измеряется в единицах длины волны, а длины волн меняются вдоль спектра. Чтобы упростить дело, ненужные участки спектра отрезают с помощью светофильтров. Остается превратить интерферограмму в кривую распределения интенсивности по спектру — его регистрограмму. Это делается с помощью математической операции, называемой преобразованием Фурье, по имени французского математика Ж. Фурье, который вывел формулы этого преобразования еще в 1811 г., за 150 лет до применения описанного метода в астрономии.

Метод фурье-спектроскопии дал очень высокую точность и степень разрешения мелких деталей спектра, в 100 раз превосходящую все, что было возможно до того.

Измерение распределения энергии вдоль спектра планеты, или *спектрофотометрия*, может дать ценные данные о строении поверхности или атмосферы планеты, поскольку при отражении солнечного света планетой это распределение изменяется в зависимости от свойств отражающей поверхности. Спектрофотометрия может производиться, например, при помощи фотоэлемента, постепенно продвигаемого вдоль спектра, или путем обработки спектрограмм методами фотографической фотометрии. Все эти способы отягощены неравной чувствительностью фотоэлемента и фотопластинки к лучам различной длины волны и поэтому при пользовании ими необходимо сравнивать яркость каждого участка спектра с соответствующим участком спектра сравнения, распределение энергии в котором известно.

Много интересных данных дает фотографирование планет сквозь светофильтры, пропускающие лишь свет в определенном интервале длин волн. Такой метод относится к области *колориметрии*, т. е. измерения цвета. При этом, конечно, речь идет не о грубой оценке на глаз цвета тех или иных частей поверхности планеты, поскольку такие оценки всегда субъективны и неточны, а о выражении цветности планетных образований с помощью так называемых *цветовых эквивалентов*.

Каждый светофильтр характеризуется своей кривой спектрального пропускания, которая показывает изменение доли пропускаемой лучистой энергии в зависимости от длины волны. Некоторые светофильтры выделяют довольно узкую область спектра и характеризуются так называемой *эффективной длиной волны*, приблизительно соответствующей максимуму кривой пропускания. Другие, называемые «односторонними», поглощают лучи, начиная от некоторой граничной длины волны. Г. А. Тихов, положивший начало фотографической колориметрии планет, уже путем непосредственного сравнения снимков Марса, полученных с различными светофильтрами, получил ценные объективные данные о цветности различных областей этой планеты. Более уверенные данные о физической природе планетных образований дает метод цветовых эквивалентов.

В качестве цветового эквивалента того или иного образования на диске планеты можно взять отношение его яркостей для двух различных длин волн, т. е.

при наблюдении в два разных светофильтра (например, синий и красный).

Колориметрия дает менее точные результаты, чем спектрофотометрия, но зато имеет более широкие возможности для использования, так как гораздо легче получить снимок планеты сквозь светофильтр, чем ее спектр. В то же время по такому снимку можно получить (после соответствующей фотометрической обработки) распределение яркости по диску планеты в лучах определенного цвета, т. е. для определенного участка спектра.

В применении к малым телам Солнечной системы (астероидам и спутникам) колориметрия обычно выражается в определении их *показателя цвета*, под которым понимается разность между фотографической и визуальной звездной величиной объекта. Чем краснее светило, тем эта разность больше, так как обыкновенная фотопластинка нечувствительна к красным лучам (см. табл. 5, § 8). Впрочем, для астероидов гораздо удобнее применять один приемник радиации (фотопластинку или фотоэлемент), закрывая его поочередно светофильтрами с различными эффективными длинами волн. Определение показателей цвета неоднократно производилось и для больших планет.

Показатели цвета астероидов в соединении с фотометрическими данными дают нам некоторое представление о составе и физических свойствах их поверхности.

Описанные выше методы спектрофотометрии и колориметрии планет получили в свое время большое развитие в работах советских ученых Г. А. Тихова, В. Г. Фесенкова, Н. П. Барабашова, В. В. Шаронова, Н. Н. Сытинской и других. Но и сейчас методы спектрофотометрии продолжают применяться с постепенным расширением спектрального диапазона в сторону инфракрасных лучей.

#### § 10. РАДИОАСТРОНОМИЧЕСКИЕ МЕТОДЫ ИССЛЕДОВАНИЯ

Как известно, любое нагретое тело является источником электромагнитных волн. Тела, имеющие высокую температуру, излучают свет — видимые лучи, более холодные тела испускают радиоволны. Если говорить

точнее, для каждой температуры имеется определенное распределение энергии по спектру, выражаемое формулой Планка или (в области инфракрасных и радиоволн) формулой Рэлея — Джинса

$$I = \kappa \frac{2kT}{\lambda^2}, \quad (16)$$

где  $T$  — температура,  $\lambda$  — длина волны,  $k$  — постоянная Больцмана,  $\kappa$  — коэффициент поглощения тела. Для абсолютно черного тела  $\kappa=1$ , для реальных тел  $\kappa < 1$ .

В радиоастрономии часто используется понятие *яркостной температуры*  $T_{\text{я}}$ , т. е. температуры абсолютно черного тела, имеющего на данной длине волны такую же интенсивность излучения (яркость), как и рассматриваемое тело. Из этого определения и формулы (16) следует, что

$$T_{\text{я}} = \kappa T, \quad (17)$$

т. е. яркостная температура планеты меньше действительной.

Радиоизлучение планеты может быть тепловым и нетепловым. *Тепловое* излучение возникает в результате хаотического теплового движения заряженных частиц на поверхности планеты (точнее, в некотором слое, прилегающем к поверхности). Интенсивность теплового излучения определяется формулой (16), причем температура  $T$  слабо зависит от длины волны \*).

*Нетепловое* радиоизлучение образуется в результате электромагнитных процессов: плазменных колебаний в атмосфере планеты, торможения заряженных частиц в ее магнитном поле и т. п. Тогда, если применить формально формулу (16), то окажется, что яркостная температура сама зависит (и очень сильно) от длины волны, возрастая в сторону длинных волн. Такая картина наблюдается, например, у Юпитера, обладающего мощным магнитным полем и радиационными поясами. Но в этом случае яркостная температура не характеризует кинетическую температуру планеты или ее атмосферы.

---

\*) Согласно формуле (16)  $T$  не должна вообще зависеть от длины волны. Но с ростом  $\lambda$  растет и глубина, с которой доходят к нам радиоволны, а температура может меняться с глубиной. Кроме того, коэффициент  $\kappa$  тоже меняется с длиной волны.

Для приема радиоизлучения небесных тел используют *радиотелескопы*. Чаще всего для приема радиоизлучения планет применяют радиотелескопы в форме параболоида (рис. 15), в фокусе которого, как в фокусе главного зеркала телескопа-рефлектора, помещается приемник излучения — облучатель. Собранный параболической антенной излучение попадает на облучатель, преобразуется в импульс тока (сигнал), который проходит затем сложную систему модуляции, усиления и подавления шумов, возникающих в земной атмосфере

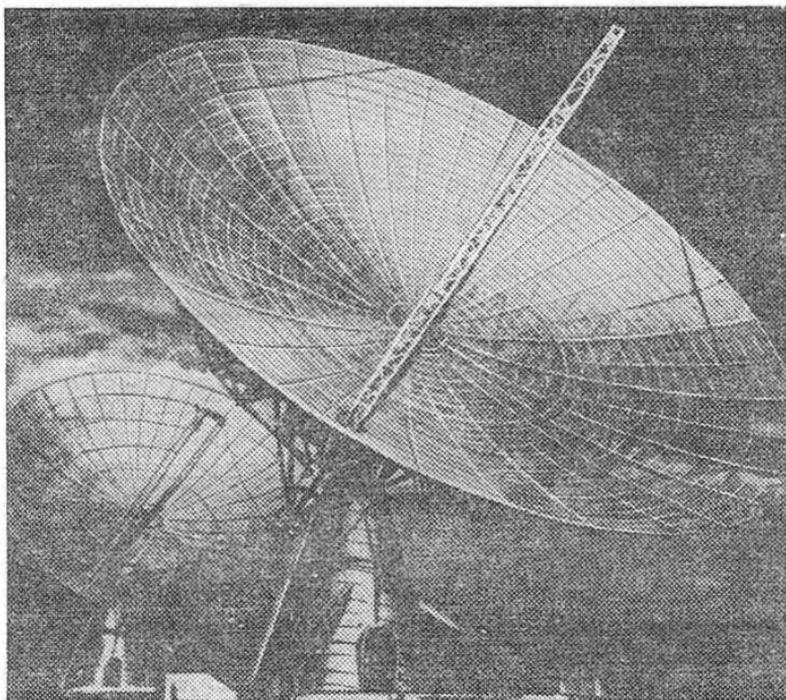


Рис. 15. Радиотелескоп-интерферометр обсерватории Оуэнс Вэлли (США). Каждая из антенн имеет форму параболоида.

и в аппаратуре. За 30 лет развития радиоастрономии техника приема очень слабых сигналов от небесных тел достигла весьма высокого уровня.

Каждая антенна радиотелескопа характеризуется своей *диаграммой направленности*. Это значит, что радиотелескоп принимает излучение не только с того

направления, куда наведена ось антенны, но и с соседних направлений, в пределах некоторого телесного угла. Для наблюдателя желательно, чтобы этот угол был как можно меньше, так, чтобы можно было бы различать (в радиодиапазоне) небольшие детали на поверхности планеты. Для этого необходимо применять антенны как можно большего диаметра. Но возможности техники ставят здесь некоторый предел. Наибольшей параболической антенной, которую можно наводить на любую точку неба, является 100-метровый радиотелескоп обсерватории в Эффельсберге (ФРГ). Самая большая неподвижная параболическая антенна диаметром в 300 м находится в Аресибо (Пуэрто-Рико). Эта антенна как бы ждет, пока в поле ее зрения не появится объект наблюдения.

Однако есть другой способ уменьшить диаграмму направленности радиотелескопа и повысить его разрешающую способность. Он состоит в одновременном использовании двух «спаренных» радиотелескопов, разнесенных на довольно большое расстояние (в несколько километров). На рис. 15 как раз и показана такая пара антенн американской обсерватории Оуэнс Вэлли. Вместе они составляют *радиоинтерферометр*. Разрешающая способность такого прибора в направлении, соединяющем обе антенны, такая же, как если бы мы имели одну гигантскую антенну длиной, равной расстоянию между обеими антеннами радиоинтерферометра. На небе такой прибор вырезает узкую полосу, идущую вертикально и напоминающую лезвие ножа, поэтому говорят, что радиоинтерферометр имеет *ножевую диаграмму направленности*.

Наконец, есть еще один вид радиотелескопов, позволяющий получить хорошую разрешающую способность. Это — так называемые *антенны переменного профиля*. Одна из первых антенн этого типа в виде параболической ленты длиной 130 м была еще в начале 50-х гг. установлена на Пулковской обсерватории. В настоящее время в горах Кавказа на Специальной астрофизической обсерватории АН СССР установлен 600-метровый радиотелескоп этой системы РАТАН-600 (рис. 16). Он состоит из множества зеркал, образующих вместе гигантское кольцо диаметром 576 м. Наклон этих зеркал можно менять, и, таким образом, «улавливать» светила, про-

ходящие через меридиан на различной высоте над горизонтом. Антенны переменного профиля тоже имеют ножевую диаграмму направленности (если светило не находится в зените).

Если расположить в ряд много антенн, согласованных по фазе (*синфазных*), то мы также получим установку с ножевой диаграммой. Если же перпендикулярно

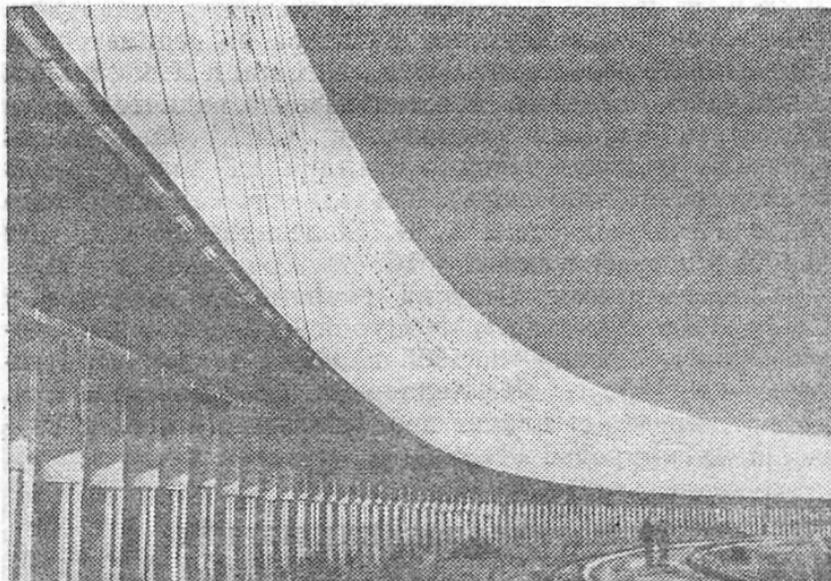


Рис. 16. Крупнейший в мире радиотелескоп с антенной переменного профиля РАТАН-600 (Специальная астрофизическая обсерватория, СССР).

первому ряду поставить второй, то на пересечении обоих «ножей» можно вырезать на небе очень маленькую площадку и совместить ее с объектом наблюдения. Такая установка называется *крестом Миллса*.

В 1946 г. было впервые обнаружено радиоизлучение Луны на волне 1,25 см, что позволило в последующие годы применить радиоастрономические наблюдения для определения физических свойств наружного покрова Луны. Теория радиоизлучения Луны была разработана членом-корреспондентом АН СССР В. С. Троицким. Эта теория применима, разумеется, и к планетам типа

Земли, лишенным мощных атмосфер, т. е. к Меркурию, Марсу, а также к спутникам планет и астероидам.

В 1956 г. К. Майер, Т. Мак-Каллаф и Р. Слонейкер с помощью 15-метрового радиотелескопа Морской исследовательской лаборатории (США) обнаружили тепловое радиоизлучение Венеры, Марса и Юпитера на волне 3 см. Тогда же было выяснено, что Венера обладает очень высокой яркостной температурой (около  $600^{\circ}\text{K}$ ), а спустя два года Р. Слонейкер обнаружил нетепловое радиоизлучение Юпитера на дециметровых волнах. Еще раньше, в 1955 г., Б. Бэрк и К. Франклин с помощью большого крестообразного радиотелескопа Института Карнеги (Вашингтон, США) обнаружили всплески радиоизлучения Юпитера на волне 13,7 м (декаметровое излучение). Теорию этого явления наиболее полно разработал В. В. Железняков, о чем будет подробнее рассказано в § 16.

Радиоизлучение Сатурна впервые наблюдалось в 1960 г. (Дж. Кук и др.), Меркурия — в 1961 г. (А. Баррет и др.), Урана — в 1965 г. (К. Келлерман), Нептуна — в 1966 г. (К. Келлерман, И. Паулини-Тоз). Радионаблюдения планет внесли важный вклад в изучение их природы.

## § 11. РАДИОЛОКАЦИЯ ПЛАНЕТ

Антенна радиотелескопа способна не только принимать, но и передавать сигналы. Чем больше площадь антенны и мощность передатчика, тем более мощный сигнал будет послан к другой планете. Далее произойдет следующее. Встретив на своем пути поверхность планеты, сигнал отразится от нее, и часть энергии отраженного сигнала вернется обратно и может быть принята той же антенной.

Разумеется, принятый сигнал будет во много раз слабее посланного. Ведь интенсивность любого излучения ослабевает обратно пропорционально квадрату расстояния, причем это относится и к падающему, и к отраженному сигналу. Далее, планета — не идеально отражающая поверхность, она характеризуется некоторым коэффициентом отражения  $\rho$ . Кроме того, отраженное излучение распределяется по различным направлениям неравномерно, и приходится вводить

коэффициент направленности  $g$ . С учетом всего этого мощность дошедшего до нас сигнала  $P_0$  будет равна

$$P_0 = P_{\Pi} \frac{GAgrR^2}{(4\pi r^2)^2}. \quad (18)$$

Здесь  $P_{\Pi}$  — мощность передатчика,  $A$  — эффективная площадь антенны,  $R$  — радиус планеты,  $r$  — расстояние до нее,  $G$  — коэффициент усиления передающей антенны, равный

$$G = \frac{4\pi A}{\lambda^2},$$

где  $\lambda$  — длина волны, на которой проводится радиолокация.

Рассчитаем отношение  $P_0/P_{\Pi}$  для такого примера. Производится радиолокация Венеры ( $R=6050$  км), находящейся от нас на расстоянии  $r=100$  млн. км. Произведение  $gr$  для длины волны  $\lambda=12,5$  см можно положить равным 0,1. Допустим, что мощность передатчика  $P_{\Pi}=100$  кВт, передача и прием сигналов производится параболической антенной диаметром 22 м, площадь которой  $A=380$  м<sup>2</sup>; тогда коэффициент усиления антенны  $G=3 \cdot 10^5$ . Мы получим

$$P_0 = 8 \cdot 10^{-26} P_{\Pi} \cong 10^{-10} \text{ вт!}$$

Неудивительно, что первые попытки английских и американских радиоастрономов получить отражение сигнала от Венеры в 1958—1959 гг. потерпели неудачу, и реально оно было обнаружено уже в 1961—1962 гг. одновременно в СССР, Англии и США. Постепенно наращивая мощности передатчиков (до 400 кВт) и повышая коэффициент усиления антенны за счет увеличения ее площади и перехода к более коротким волнам, а также стремясь использовать периоды сближения с Венерой ( $r=40$  млн. км), радиоастрономы смогли принимать сигналы мощностью порядка  $10^{-14}$  вт. Впрочем, совершенствование техники приема и выделения слабого сигнала на фоне случайных шумов (путем амплитудной или частотной модуляции и иными способами) позволяет теперь радиоастрономам принимать и анализировать сигналы мощностью до  $10^{-26}$  вт!

Сперва радиолокация планет (главным образом Венеры) использовалась для уточнения величины астро-

номической единицы (среднего расстояния Земли от Солнца). Определяя время прохождения сигнала от Земли к Венере и обратно, можно вычислить расстояние между планетами в километрах. Небесная механика дает нам то же расстояние в астрономических единицах. Отсюда и находится величина астрономической единицы. С помощью радиолокации Венеры (проводившейся независимо в СССР группой ученых из Института радиотехники и электроники АН СССР под руководством В. А. Котельникова и в США несколькими группами ученых) удалось определить эту величину с потрясающей точностью, о какой и не мечтали астрономы до применения этого метода:

$$1 \text{ а. е.} = 149\,597\,870 \pm 1,5 \text{ км.}$$

Следующей задачей, успешно решенной методами радиолокации, было определение радиусов планет, в частности, радиуса Венеры, поверхность которой скрыта от нас плотным облачным покровом. Радиус планеты определяется из тех же наблюдений, что и расстояние до нее. Поскольку в формулы небесной механики входит расстояние между центрами планет, а радиолокационный метод позволяет определить расстояние до ближайшей к Земле точки поверхности планеты, можно из длительного ряда наблюдений получить раздельно величину астрономической единицы и радиус планеты. Кроме того, расстояние до центра планеты можно получить независимо другим способом: по доплеровскому смещению частоты отраженного радиолуча, которое дает нам скорость относительного движения планеты. От скорости с помощью формул небесной механики можно перейти к расстоянию до планеты. Сравнив расстояния, полученные обоими методами: по доплеровскому смещению (расстояние до центра планеты) и по времени прохождения радиоволн (расстояние до ближайшей точки), можно найти радиус планеты. Точность этого метода для Меркурия, Венеры и Марса достигла  $\pm 1 \text{ км}$ , тогда как оптический метод давал  $\pm 50 \text{ км}$ .

Третьей задачей радиолокации планет было определение периодов вращения Венеры и Меркурия. Период вращения Венеры был совсем не известен, для Мер-

курия был принят период в 88 суток, оказавшийся неверным.

Радиолокация с честью справилась с этой задачей. В результате вращения планеты отраженный сигнал оказывается «размазанным» по частоте, поскольку край планеты, который из-за ее вращения приближается к нам, дает смещение частоты отраженного сигнала в сторону больших частот, а тот, который удаляется, — в сторону меньших частот. Ширина полосы «размазанного» сигнала пропорциональна скорости вращения планеты. Анализ наблюдений этим методом за длительный период позволяет определить и направление вращения, и положение оси планеты.

Другой метод состоит в том, что на записи отраженного сигнала выявляются небольшие пички, вызванные повышенной отражательной способностью отдельных деталей поверхности планеты (например, возвышенностей или гладких склонов гор). Следя за постепенным перемещением этих пичков по кривой записи сигнала, можно еще точнее определить период вращения планеты. Так были определены периоды вращения Меркурия (58,65 суток) и Венеры (—243,16 суток).

Рассмотрим подробнее методику, которая была применена и к изучению вращения, и, уже в дальнейшем, к исследованию рельефа планет. Этот метод называется «временное запаздывание — доплеровское смещение» или сокращенно «запаздывание — Доплер». Идея его состоит в следующем. Посланный с Земли радиолуч встречает сперва поверхность планеты в точке, находящейся в центре ее видимого диска (подрадарной точке), и отражается от нее. Этот сигнал приходит на Землю первым. Затем, с некоторым запаздыванием, придет сигнал от узкого кольца, окружающего подрадарную точку. Далее будут приходиться сигналы, отраженные все более и более далекими кольцами, вплоть до лимба (рис. 17). Но так как между этими кольцами нет никаких границ, мы получим некоторый растянутый по времени отраженный сигнал.

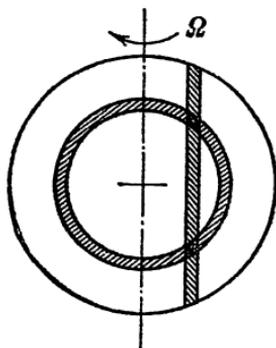


Рис. 17. Метод «запаздывание—Доплер» (схема).

Впрочем, длительность его невелика: для Венеры, например, 40 миллисекунд.

Смещение сигнала по частоте следует другому закону. Для центрального меридиана, совпадающего на диске планеты с проекцией оси ее вращения, смещение, как легко понять, равно нулю. По мере удаления от центрального меридиана в обе стороны смещение будет возрастать, будучи положительным в сторону приближающегося края и отрицательным в сторону удаляющегося. Линии равного доплеровского смещения — прямые, параллельные проекции оси на диск планеты (см. рис. 17). Если мы теперь знаем и величину запаздывания сигнала, и его доплеровское смещение, то сочетание того и другого позволит нам выделить на диске планеты две маленькие площадки (поскольку прямая и окружность пересекаются в двух точках). Неоднозначность устраняется с помощью длительного наблюдения и анализа отраженных импульсов на ЭВМ, а также применением радиоинтерферометров. Таким путем американские ученые А. Роджерс и Р. Ингаллс еще в 1970 г. построили первую радиолокационную карту Венеры.

Радиолокация позволяет изучать и физические свойства пород поверхности планеты. Уже известный нам коэффициент отражения радиоволн  $\rho$  связан с диэлектрической проницаемостью вещества поверхности  $\epsilon$  простыми соотношениями. Определив по мощности отраженного сигнала величину  $\rho$ , можно найти  $\epsilon$ , а по ней и плотность наружного слоя грунта планеты  $\delta$ .

## § 12. ИССЛЕДОВАНИЕ ПЛАНЕТ КОСМИЧЕСКИМИ АППАРАТАМИ

После успешного опыта посылки советских автоматических межпланетных станций к Луне в 1959 г., в начале 60-х гг. в нашей стране были предприняты первые запуски космических аппаратов к планетам Солнечной системы: в 1961 г. к Венере и в 1962 г. к Марсу. АМС «Венера-1» преодолела расстояние до Венеры за 97 суток, АМС «Марс-1» затратила на перелет Земля — Марс более 230 суток. В дальнейшем сроки перелета к Венере были увеличены до 117—120 суток, так как при этом скорость сближения с планетой была

ниже, что облегчало спуск в атмосфере и мягкую посадку на планету. Перелеты к Марсу, в зависимости от его положения на орбите, занимают от 6 до 10 месяцев.

Первая жесткая посадка на Венеру была осуществлена советской станцией «Венера-3» 1 марта 1966 г., плавный спуск в атмосфере с передачей большого комплекса научных данных впервые совершила АМС «Венера-4» 18 октября 1967 г., а мягкую посадку на поверхность Венеры произвела АМС «Венера-7» 15 декабря 1970 г. В октябре 1975 г. вышел на орбиту первый искусственный спутник Венеры — «Венера-9».

Первая передача изображений поверхности другой планеты (Марса) была осуществлена американским космическим аппаратом «Маринер-4» в июле 1965 г., первым искусственным спутником Марса стал «Маринер-9» (США) 14 ноября 1971 г., а спустя две недели искусственными спутниками планеты стали советские АМС «Марс-2» и «Марс-3». Первую мягкую посадку на поверхность Марса произвел спускаемый аппарат АМС «Марс-3» в начале декабря 1971 г.

Подлет к Меркурию с передачей изображений его поверхности с близкого расстояния был осуществлен американским космическим аппаратом «Маринер-10» в марте 1974 г., подлет к Юпитеру — «Пионером-10» (США) в декабре 1974 г. Фотографии Венеры с большого расстояния передал тот же «Маринер-10» в феврале 1974 г., первые панорамные изображения поверхности Венеры с нее самой передала советские АМС «Венера-9» и «Венера-10» в октябре 1975 г., а панорамные изображения поверхности Марса — американские спускаемые аппараты «Викинг-1» и «Викинг-2», начиная с 20 июля 1976 г.

Применение космических аппаратов намного расширило возможность исследования планет. Основными методами научных исследований при этом являются следующие:

1. Прямое фотографирование планеты с более или менее близкого расстояния или небольших участков ее поверхности как с орбиты или пролетной траектории, так и с самой поверхности планеты. Примеры применения этого метода уже приводились выше. Иногда съемка производилась с использованием светофильтров («Марс-3», «Маринер-10»). Полученные изображения

передаются на Землю методом, давно уже используемым в «земном» телевидении: изображение разворачивается построчно в цепь сигналов, которые передаются антенной станцией на Землю, а затем луч в электронно-лучевой трубке телевизора превращает полученный сигнал снова в изображение. Это изображение, фотографируемое с экрана телевизора, проходит затем длительную обработку, направленную на устранение помех, искажений и дефектов, а также специальных марок с экрана телевизора, служащих для ориентировки изображения, но ненужных при рассмотривании вида поверхности планеты.

2. Измерение давления и температуры атмосферы планеты при спуске производится с помощью манометров (работающих по принципу барометра-анероида) и термометров сопротивления, плотность измеряется плотномерами различных типов (ионизационный, камертонный и др.). Подробное описание устройства этих приборов имеется в книге А. Д. Кузьмина и М. Я. Марова «Физика планеты Венера» (М.: «Наука», 1974) и в других книгах и статьях, перечисленных в списке литературы в конце книги.

Кроме прямых измерений, параметры атмосферы планеты и их изменение по высоте могут быть вычислены по скорости снижения аппарата, поскольку аэродинамические характеристики его известны. Опыт показал, что этот метод дает хорошее согласие с предыдущим.

3. Измерение химического состава атмосферы. Производится с помощью газоанализаторов различных типов. Обычно каждый газоанализатор предназначен для определения содержания какого-то определенного газа.

4. Изучение верхних слоев атмосферы по методу *радиопросвечивания*. Этот метод состоит в том, что космический аппарат, заходя (для земного наблюдателя) за диск планеты или выходя из-за него, посылает радиоволну определенной длины (используются волны от 8 см до 6 м). Проходя сквозь атмосферу планеты, радиоволна испытывает преломление (рефракцию) и дефокусировку, связанную с тем, что показатель преломления атмосферы убывает с высотой. Поэтому волна, прошедшая сквозь более высокие слои атмосферы, преломляется меньше, чем проходящая через более низкие слои

(рис. 18). В результате весь пучок радиоволн расширяется и интенсивность сигнала ослабевает. В зависимости от показателя преломления меняется и частота сигнала.

Если планета имеет ионосферу, то в ионосферных слоях происходит, наоборот, фокусировка радиолуча и

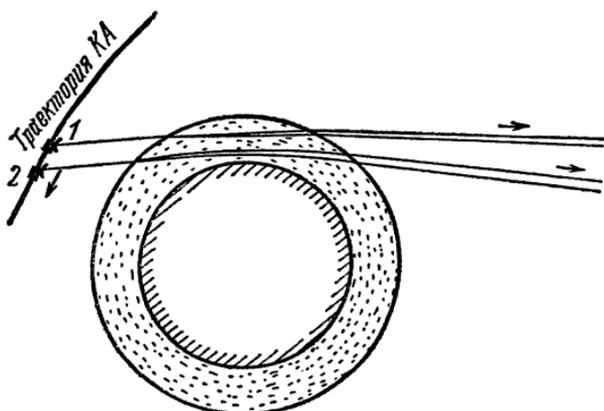


Рис. 18. Метод радиопросвечивания (схема).

усиление сигнала. Поскольку космический аппарат движется, посланный им радиолуч, пересекая последовательно верхние и нижние слои атмосферы планеты (или в обратном порядке — при выходе из-за планеты), испытывает то усиления, то ослабления, что позволяет построить модель верхних слоев атмосферы, включая ионосферу (в нижних слоях луч ослабевает настолько, что принимать сигнал уже нельзя).

5. Спектральные наблюдения свечения газов атмосферы в ультрафиолетовых лучах позволяют регистрировать самые интенсивные, — так называемые резонансные спектральные линии. К ним относится знаменитая линия водорода  $L_{\alpha}$  (Лайман-альфа) на длине волны 1216 Å, кислородный триплет с длиной волны 1302—1305 Å и ряд других. Исследование свечения этих линий дает сведения о составе и плотности атмосферы до самых больших высот. Напомним, что ультрафиолетовый участок спектра совершенно недоступен для наблюдений с Земли.

6. Измерения содержания заряженных частиц в атмосфере и в околопланетном пространстве с помощью

ионных ловушек; измерения скорости и потока заряженных частиц в магнитосфере планеты.

7. Измерения напряженности магнитного поля планеты и изучение структуры ее магнитосферы с помощью чувствительных магнитометров.

8. Различные методы изучения физических свойств и состава грунта планеты; определение содержания радиоактивных элементов с помощью гамма-спектрометров, определение диэлектрической проницаемости грунта с помощью бортового радиолокатора, химический анализ забираемых проб грунта приборами спускаемых аппаратов, измерение плотности грунта плотномером и т. д.

9. Изучение рельефа Марса по интенсивности полос поглощения главного компонента его атмосферы — углекислого газа.

10. Изучение гравитационного поля планеты по движению ее искусственных спутников или пролетающих мимо нее космических аппаратов.

11. Исследование собственного теплового и радиоизлучения планеты с близких расстояний в широком диапазоне длин волн — от микронных до дециметровых.

Этот перечень далеко не полон. Некоторые методы будут описаны или упомянуты ниже, при изложении результатов исследований планет. Однако уже из этого перечня можно видеть, насколько разнообразны методы космических исследований планет, какие богатые возможности они представляют ученым. Неудивительно, что за какие-нибудь 15 лет эти исследования дали нам колоссальный объем информации о природе планет.

## РЕЗУЛЬТАТЫ ИЗУЧЕНИЯ ПЛАНЕТ

## § 13. МЕРКУРИЙ

Меркурий, ближайшая к Солнцу планета Солнечной системы, была для астрономов длительное время полной загадкой. Не был точно известен период ее вращения вокруг оси. Из-за отсутствия спутников не была точно известна масса. Близость к Солнцу мешала производить наблюдения поверхности. В то время как спектры планеты говорили об отсутствии у нее атмосферы, некоторые наблюдатели (например, Э. М. Антониади) замечали порой какие-то «туманы», скрывавшие конфигурацию темных и светлых пятен, с трудом наблюдаемую на его диске. Поляриметрические наблюдения О. Дольфюса в 1950 г. дали указание на наличие весьма слабой атмосферы, в 300 раз разреженнее земной. Но полной уверенности в этом не было.

И вдруг, за какие-нибудь пять лет, все изменилось и Меркурий теперь изучен не хуже любой другой планеты Солнечной системы. Большое значение в разрешении загадок Меркурия имел полет американского космического аппарата «Маринер-10» в 1974—1975 гг. Но дело не только в этом полете: многое о Меркурии мы смогли узнать и с помощью наземных астрономических наблюдений.

Радиолокация позволила установить период вращения Меркурия. Еще в 1882 г. Дж. Скиапарелли из визуальных наблюдений сделал вывод, что этот период равен периоду обращения Меркурия вокруг Солнца (88 сут.), т. е., что Меркурий обращен к Солнцу одной стороной, как Луна к Земле. Около 50 лет этот период считался предположительным, а потом, уже в 30-х

годах нашего столетия, вопросительный знак около значения периода был снят во всех справочниках и таблицах: фотография подтверждала период Скиапарелли. И все-таки он оказался неверным.

В 1965 г. американские радиоастрономы Р. Дэйс и Г. Петтенджил с помощью 300-метрового радиотелескопа обсерватории Аресибо установили, что период вращения Меркурия равен 59,3 суток, т. е. близок к  $\frac{2}{3}$  периода обращения планеты. Вскоре период был уточнен; он оказался равным 58,646 суток, т. е. он составляет ровно  $\frac{2}{3}$  орбитального периода. Это открытие поставило перед астрономами два совершенно разных вопроса:

1. Почему визуальные и фотографические наблюдения в течение 80 лет указывали на период в 88 суток?

2. Почему период вращения равен  $\frac{2}{3}$  орбитального периода планеты?

Ответ на оба вопроса оказался сравнительно прост. Три полных оборота вокруг оси Меркурий завершает за 176 суток. За тот же срок планета совершает два оборота вокруг Солнца. Таким образом, Меркурий занимает относительно Солнца то же самое положение на орбите и ориентировка шара планеты остается прежней. Такое движение, как показывает теория, является устойчивым. Вращение оказывается в резонансе с орбитальным движением.

Эта соизмеримость периодов и явилась причиной ошибки астрономов в определении периода вращения. Визуальные и фотографические наблюдения Меркурия возможны только около эпох элонгаций, которые повторяются через каждые 116 суток (синодический период Меркурия). Но для наблюдений планеты благоприятна не каждая элонгация: из вечерних — те, что наступают зимой или весной, а из утренних — те, которые бывают летом и осенью (нужно, чтобы Меркурий имел более высокое склонение, чем Солнце). Такие элонгации повторяются раз в год, точнее, раз в 348 суток. Но этот период близок к шестикратному периоду вращения Меркурия — 352 суткам. Наблюдая раз в 348 суток Меркурий, мы увидим на нем те же детали, что и год назад. Но астрономы прошлого (Скиапарелли, Антониади), встретившись с этим фактом и имея перед глазами пример Луны, обращенной к Земле одной сторо-

ной, полагали, что за это время Меркурий сделал четыре оборота вокруг оси, а не шесть.

После того как недоразумение выяснилось, был сделан ряд важных уточнений. Ось Меркурия оказалась почти перпендикулярной к плоскости его орбиты. Была введена система счета долгот: от 0 до  $360^\circ$  навстречу вращению планеты. За начальный меридиан был принят тот, который проходил через подсолнечную точку в момент первого прохождения Меркурия через перигелий в 1950 г. (это было 11 января 1950 г.). С помощью этой системы координат американские астрономы К. Чепмен и Д. Крукшенк, с одной стороны, и французские астрономы О. Дольфюс и А. Камишель, — с другой, построили карты планеты, основанные на ее многолетних визуальных и фотографических наблюдениях. Обе карты хорошо согласовались друг с другом и, как доказал советский планетолог Г. Н. Каттерфельд, также с картами Скиапарелли и Антониади. Уже тогда на поверхности Меркурия были заметны круглые темные пятна, похожие на лунные «моря», — темные линейные образования протяженностью 1—2 тыс. км и шириной 250—400 км и разделяющие их светлые области. Но общее альbedo Меркурия оказалось крайне низким, около 0,05.

Радионаблюдения планеты еще в 1962 г. показали сравнительно небольшое различие яркостных температур дневного и ночного полушарий. В 1966 г. было установлено, что средняя температура диска Меркурия на волне 11 см меняется с углом фазы. Это означало, что температура ночного полушария планеты далеко не так мала, как предполагалось ранее. В 1970 г. Т. Мардок и Э. Ней из Миннесотского университета по наблюдениям в инфракрасных лучах на волнах от 3,75 до 12 мкм установили, что средняя температура ночного полушария Меркурия равна  $111^\circ\text{K}$ . С другой стороны, температура подсолнечной точки на среднем расстоянии Меркурия от Солнца равна  $620^\circ\text{K}$ . В перигелии она может достигать  $690^\circ\text{K}$ , в афелии снижается до  $560^\circ\text{K}$ . Таков диапазон температур поверхности Меркурия.

Любопытно, как происходит смена дня и ночи на Меркурии. Солнечные сутки там, как легко сообразить, равны общему наименьшему кратному из периодов вращения и обращения, т. е. 176 земным суткам. День и

ночь продолжаются по 88 суток, т. е. равны году планеты (!). Солнце восходит на востоке, поднимается крайне медленно (в среднем на один градус за 12 часов), достигает верхней кульминации (на экваторе — зенита) и также медленно заходит. Но так происходит не на всех долготах. На долготах, близких к 90 и 270°, наблюдается весьма странная и, пожалуй, единственная в Солнечной системе картина. На этих долготах восход и заход Солнца совпадают по времени с прохождением Меркурия через перигелий, когда на короткое время (8 суток) угловая скорость орбитального движения планеты превышает угловую скорость ее вращения. Солнце на небе Меркурия описывает петлю, как сам Меркурий на небе Земли. На указанных долготах Солнце после восхода вдруг останавливается, поворачивает обратно и заходит почти в той же точке, где взошло. Но спустя несколько земных суток Солнце восходит снова в той же точке и уже надолго. Около захода картина повторяется в обратном порядке.

По суточным изменениям температуры поверхности можно с помощью теории теплопроводности определить так называемый *параметр тепловой инерции* грунта, т. е. величину  $(k\rho c)^{-1/2}$ , где  $k$  — коэффициент теплопроводности грунта,  $c$  — его теплоемкость,  $\rho$  — плотность.

Радионаблюдения Меркурия показали, что вещество его наружного покрова обладает параметром тепловой инерции  $(k\rho c)^{-1/2} \approx 700$ , как у лунного грунта или тонкораздробленной породы (для гранита этот параметр равен примерно 20).

Но самое интересное, что удалось узнать о Меркурии, это вид его поверхности. Когда космический аппарат «Маринер-10» передал первые снимки Меркурия с близкого расстояния, астрономы всплеснули руками: перед ними была вторая Луна! (рис. 19). Поверхность Меркурия оказалась усеянной кратерами разных размеров, совсем как поверхность Луны. Их распределение по размерам тоже было аналогично лунному. На поверхности планеты были обнаружены гладкие округлые равнины, получившие, по сходству с лунными «морями», название бассейнов. Наибольший из них, Калорис, имеет в диаметре 1300 км (Океан Бурь на Луне — 1800 км).

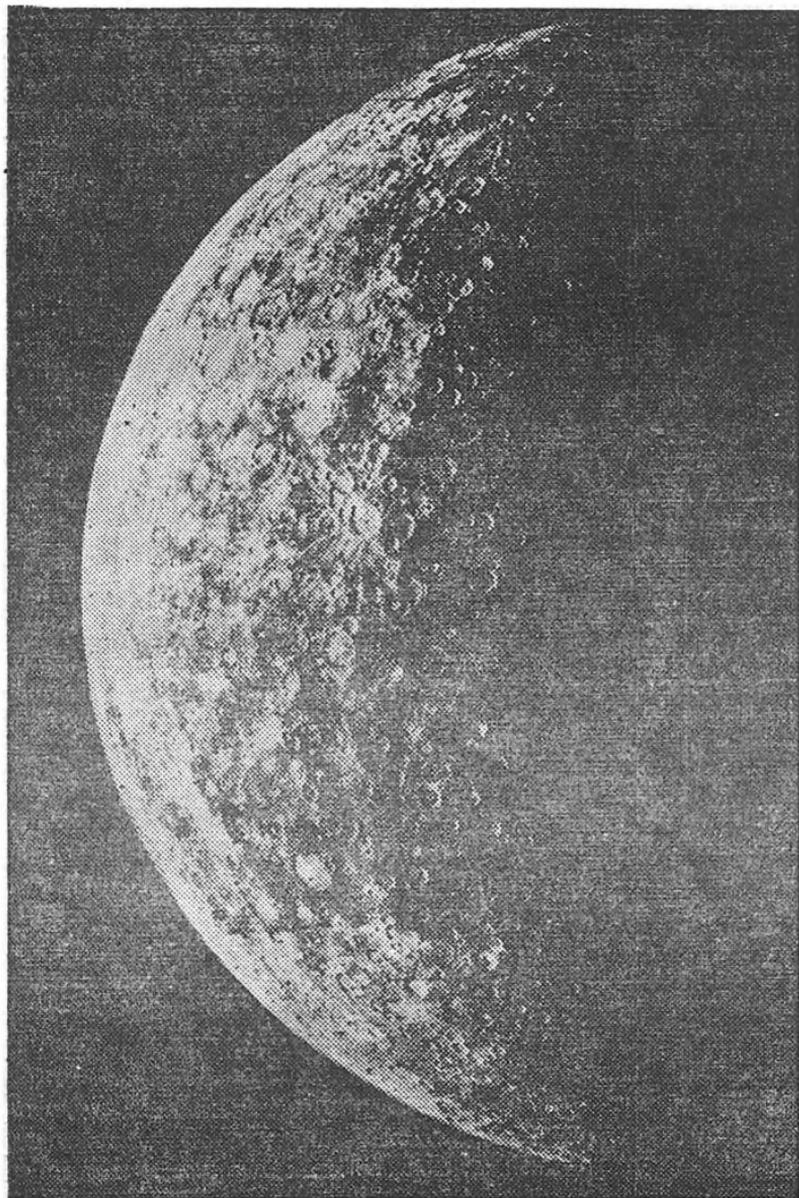


Рис. 19. Фотография Меркурия, полученная космическим аппаратом «Маринер-10» в марте 1974 г.

На поверхности Меркурия встречаются кратеры со светлыми лучами, с центральными горками и без них, со светлым и темным дном, с резкими очертаниями валов (молодые) и полуразрушенные (древние), большие и маленькие, двойные и паразитные. Имеются и долины, сходные с известной Долиной Альп на Луне (рис. 20).

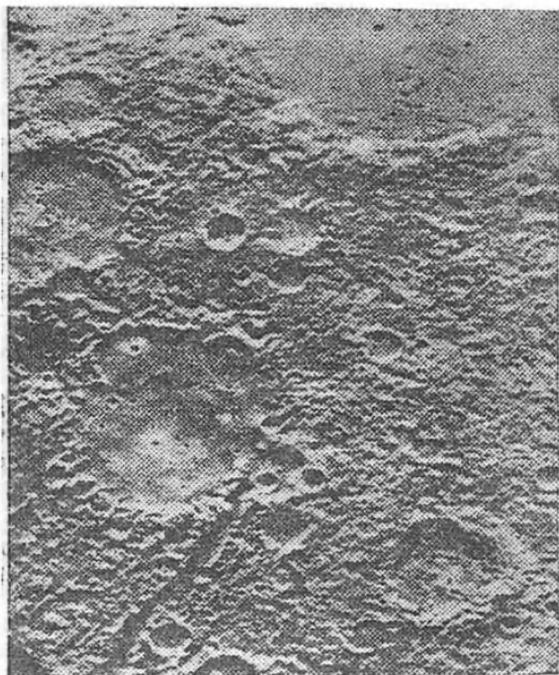


Рис. 20. Фотография части поверхности Меркурия, полученная «Маринером-10» в марте 1974 г. Видна долина, напоминающая Долину Альп на Луне.

Большинство кратеров на Меркурии, как и на поверхностях Луны и Марса, ударного (метеоритного) происхождения. Однако наличие мореподобного темного вещества и заполненных лавой кратеров свидетельствует о том, что в начальный период своей истории планета испытала сильное внутреннее разогревание, за которым последовала одна или несколько эпох интенсивного вулканизма. Примерно такой же вывод сделали исследователи и в отношении Луны, располагая несравненно большим объемом информации (состав лунного

грунта, толщина лунной коры, поток тепла из недр Луны и т. д.).

На основании анализа фотографий Меркурия американские геологи П. Шульц и Д. Гаулт предложили следующую схему эволюции его поверхности. После завершения процесса аккумуляции и формирования планеты ее поверхность была гладкой (участки этой древней гладкой поверхности хорошо заметны). Далее наступил период интенсивной бомбардировки планеты остатками допланетного роя (планетезималями), во время которой образовались бассейны типа Калорис, а также кратеры типа Коперника на Луне. Следующий период характеризовался интенсивным вулканизмом и выходом потоков лавы, заполнившей крупные бассейны. Этот период завершился около 3 млрд. лет назад (возраст планет Солнечной системы известен теперь довольно точно и равен 4,6 млрд. лет).

Данные об атмосфере Меркурия указывают лишь на ее сильную разреженность. По радиозатменному эксперименту с тем же «Маринером-10» плотность атмосферы на дневной стороне Меркурия не превышает  $10^6$  молекул/см<sup>3</sup>, наблюдения с ультрафиолетовым спектрометром дают давление у поверхности  $10^{-12}$  бар (1 бар почти равен давлению в 1 атмосфере), что примерно соответствует плотности  $10^7$  молекул/см<sup>3</sup> у поверхности. Из них около 0,1% приходится на долю гелия, наличие которого установлено по ультрафиолетовому спектру. Обнаружены небольшие количества водорода и кислорода. Подозревается также присутствие CO<sub>2</sub> и CO, но их содержание пока не установлено.

Приборы «Маринера-10» установили наличие у планеты слабого магнитного поля — около 100 гамм на расстоянии 450 км. Тщательное изучение магнитного поля планеты показало, что оно имеет более сложную структуру, чем земное: кроме дипольного (двухполюсного), в нем присутствуют еще поля с четырьмя и восемью полюсами с относительной напряженностью 1 : 0,4 : 0,3 (у Земли 1 : 0,14 : 0,09). Со стороны Солнца магнитосфера Меркурия сильно сжата под действием солнечного ветра.

Пролеты «Маринера-10» мимо Меркурия позволили уточнить его массу:  $1/6 \cdot 0,23 \cdot 600$  солнечной или 0,054 массы Земли, а также среднюю плотность, 5,45 г/см<sup>3</sup>, т. е.

Меркурий по плотности занимает второе место в Солнечной системе, уступая только Земле. Диаметр Меркурия составляет 4879 км.

Высокая плотность и наличие магнитного поля показывают, что у Меркурия должно быть плотное железистое ядро. По расчетам С. В. Козловской, плотность в центре Меркурия должна достигать 9,8 г/см<sup>3</sup>. Радиус ядра, по данным американских ученых, составляет 1800 км (75% радиуса планеты). На долю ядра приходится 80% массы Меркурия. Несмотря на медленное вращение планеты, большинство специалистов считает, что ее магнитное поле возбуждается тем же динамомеханизмом, что и магнитное поле Земли. Вкратце этот механизм сводится к образованию кольцевых электрических токов в ядре планеты при ее вращении, которые и генерируют магнитное поле. Выяснение происхождения магнитного поля Меркурия может иметь большое значение для проблемы планетарного магнетизма в целом.

#### § 14. ВЕНЕРА

Венера, как и Меркурий, раскрылась перед нами в основном за последние 20 лет. Длительное время мы не знали ни давления атмосферы у поверхности планеты, ни ее радиуса. Астрономические наблюдения давали лишь радиус облачного слоя, окружающего планету, в пределах от 6100 до 6200 км.

Атмосфера Венеры была открыта в 1761 г. М. В. Ломоносовым при наблюдении прохождения Венеры перед диском Солнца. При сходе ее с диска Солнца край последнего как бы выгнулся, образовав «пузырь» (по выражению Ломоносова). М. В. Ломоносов правильно объяснил наблюдавшееся им явление преломлением солнечных лучей в атмосфере Венеры. Это явление получило название «явления Ломоносова» (§ 2).

В течение почти 200 лет атмосфера Венеры была непроницаемым барьером для изучения поверхности планеты и определения периода ее вращения вокруг оси. 80 попыток определить этот период с помощью оптических методов (визуальных, фотографических, спектральных) потерпели полную неудачу. Не удава-

лось определить и наклон оси Венеры к плоскости ее орбиты.

Первое уверенное определение радиуса твердого шара Венеры было сделано в 1965 г. из радиоастрономических наблюдений с помощью радиоинтерферометра Оуэнс Вэлли советским ученым А. Д. Кузьминым и американским ученым Б. Дж. Кларком, Кузьмин и Кларк получили значение 6057 км. Затем последовала большая серия радиолокационных измерений в СССР и США, в ходе которых радиус Венеры все уточнялся. Окончательное его значение 6050 км.

Масса Венеры была уточнена по пролетам мимо планеты американских космических аппаратов «Маринер-2», «Маринер-5» и «Маринер-10». Она составляет 1 : 408 524 массы Солнца или 84,5% массы Земли. По массе и размерам была уточнена средняя плотность Венеры, 5,27 г/см<sup>3</sup>, и определено ускорение силы тяжести на ее поверхности, 885 см/сек<sup>2</sup>.

Радиолокационные наблюдения, проводившиеся, начиная с 1961 г., в СССР, США и Англии, позволили определить, наконец, период ее вращения. Он оказался самым большим в Солнечной системе: 243,16 суток при обратном направлении вращения. Иначе говоря, если смотреть с северного полюса Венеры, планета вращается по часовой стрелке, а не против нее, как Земля и все планеты (исключая Уран). Из-за этого солнечные сутки на Венере короче звездных и равны 117 земным суткам. Этот период определяется из соотношения

$$\frac{1}{225} + \frac{1}{243} = \frac{1}{117}.$$

Здесь 225 суток — орбитальный период Венеры, 243 суток — ее период вращения. Если бы Венера имела прямое вращение, в левой части формулы стоял бы знак минус.

Таким образом, день и ночь на Венере продолжают по 58,5 суток. Несмотря на это, температуры дневного и ночного полушарий планеты отличаются очень мало — благодаря большой теплоемкости и интенсивному переносу тепла в плотной атмосфере Венеры.

Период в 243 суток недолго удивлял астрономов — вскоре он получил полное объяснение. При таком периоде в нижнем соединении (которое наступает

через 584 суток) Венера оказывается обращенной к Земле одной стороной. В самом деле, синодический период обращения Венеры равен точно пяти солнечным суткам планеты. Через такой период к Солнцу будет обращена одна и та же точка планеты. А так как во время нижнего соединения Солнце, Венера и Земля будут расположены вдоль одной прямой, к Земле будет обращена тоже одна и та же точка на Венере (противоположная первой).

Такое вращение планеты называется резонансным. Выяснилось, что центр масс Венеры смещен на 1,5 км от ее геометрического центра. Притяжение неравновесной фигуры Венеры Землей и вызывает резонансное вращение планеты. Ось Венеры почти перпендикулярна к плоскости ее орбиты.

В 1932 г. У. Адамс и Т. Дэнхем на обсерватории Маунт Вилсон обнаружили в спектре Венеры полосы поглощения углекислого газа на длинах волн 7820, 7833 и 8689 Å (рис. 21). Полосы были весьма интенсив-



Рис. 21. Полосы поглощения углекислого газа в спектре Венеры (вверху — солнечный спектр, в середине — спектр Венеры, внизу — расширенный спектр Венеры).

ными, и стало ясно, что углекислый газ — существенный компонент венерианской атмосферы. Но вплоть до полета «Венеры-4» (октябрь 1967 г.) среди астрономов царил уверенность, что все-таки углекислый газ — не главный газ в атмосфере планеты, а что таким газом является азот. Здесь сказался «геоцентрический» подход к вопросу о составе планетных атмосфер, который заставлял астрономов в течение 70 лет, исходя из аналогии с земной атмосферой, искать в спектрах Венеры и Марса полосы кислорода, водяного пара и признаки свечения атомарного азота в ночном небе Венеры.

Измерения температуры облачного слоя Венеры, неоднократно производившиеся, начиная с 1923 г., американскими астрономами, давали близкие значения:

от 235 до 240°K, причем почти одинаковые для дневного и ночного полушария.

В мае 1956 г. К. Майер, Р. Слонейкер и Т. МакКаллаф из Морской исследовательской лаборатории США впервые зарегистрировали тепловое радиоизлучение Венеры на волне 3 см. Яркостная температура Венеры оказалась равной 600°K. Ряд ученых проверили этот результат на волнах от 3 до 10 см и получили столь же высокие значения.

Однако в 1959 г. советские радиоастрономы А. Д. Кузьмин и А. Е. Саломонович на волне 8 мм получили яркостную температуру Венеры около 400°K. Наблюдения 1961—1962 гг. подтвердили этот результат. В течение нескольких лет шла дискуссия о причинах различия радиояркостных температур на миллиметровых и сантиметровых волнах. Полеты советских АМС серии «Венера» поставили все на свои места.

Уже полет «Венеры-4» в 1967 г. показал, что атмосферное давление и температура Венеры у поверхности весьма высоки. На высоте 25—30 км над уровнем поверхности планеты температура достигла 544°K, а давление — 20 атмосфер. Эти результаты были подтверждены приборами «Венеры-5» и «Венеры-6» в 1969 г. Посадки АМС «Венера-7» в декабре 1970 г. и «Венера-8» в июле 1972 г. на поверхность планеты позволили советским ученым М. Я. Марову и О. Л. Рябову построить полную модель атмосферы Венеры (рис. 22). Температура атмосферы у поверхности оказалась еще выше, чем по данным радионаблюдений: 747°K \*). С высотой температура убывает сперва на 8 градусов на километр, потом несколько быстрее — до 10 градусов на километр.

Давление атмосферы у поверхности Венеры оказалось 90 атмосфер! Такие значения тоже никто не ожидал. В моделях атмосферы Венеры, построенных до 1967 г., давление у поверхности принималось от 5 до 20 атмосфер.

Высокая температура нижних слоев атмосферы Венеры объясняется так называемым *парниковым эффектом*

---

\*) Напомним, однако, что радиояркостная температура всегда меньше истинной, поскольку поверхность планеты не является абсолютно черным телом.

том. Атмосфера планеты пропускает солнечное излучение, правда, лишь частично и не в виде прямых лучей, а в форме многократно рассеянного излучения. Облачный слой Венеры обладает весьма высоким альбедо, 0,78, иначе говоря, более трех четвертей солнечной

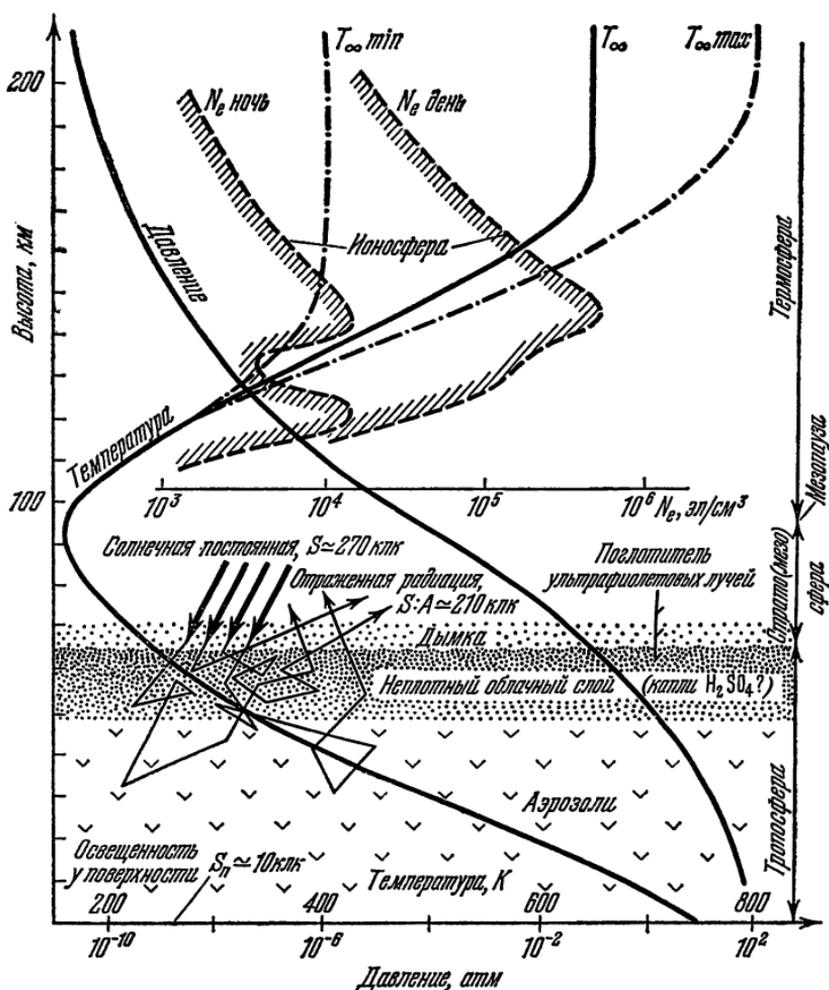


Рис. 22. Модель строения атмосферы Венеры по М. Я. Марову и О. Л. Рябову.

радиации отражается облаками и лишь менее одной четверти проходит вниз. Если учесть, что Венера примерно в 1,4 раза ближе к Солнцу, чем Земля, и на единицу поверхности ее облачного слоя приходится вдвое боль-

шее количество энергии солнечного излучения, чем на единицу земной поверхности при том же значении угла падения лучей, легко подсчитать, что на нагревание венерианской атмосферы идет примерно вдвое меньше солнечного тепла, чем на нагревание земной атмосферы и поверхности. Почему же атмосфера Венеры на уровне поверхности на  $450^{\circ}$  горячее земной?

Дело в том, что поверхность любой планеты не только поглощает, но и испускает тепло. Получается своеобразный тепловой баланс, в котором приход тепла равен расходу. Но излучение планеты сосредоточено в основном в области инфракрасных лучей. Между тем в состав атмосфер Земли и Венеры входят два газа, интенсивно поглощающих инфракрасное излучение. Это — углекислый газ и водяной пар. В земной атмосфере углекислого газа очень мало —  $0,03\%$ , и его вертикальная толща — всего  $360$  см-атм\*). Зато в атмосфере Венеры, как показали газоанализаторы наших АМС «Венера», он составляет  $97\%$  состава атмосферы планеты, т. е. его эквивалентная вертикальная толща равна  $1440$  км-атм — в  $4 \cdot 10^5$  раз больше, чем в атмосфере Земли. Углекислый газ имеет широкую полосу поглощения около  $15$  мкм и несколько более слабых. В этих полосах углекислый газ Венеры поглощает, задерживает излучение поверхности планеты. Это приводит к нагреванию атмосферы.

Но один углекислый газ, даже в таком огромном количестве, не может обеспечить столь высокие температуры, какие господствуют близ поверхности Венеры. Для этого необходимо некоторое количество водяного пара. Водяной пар, в отличие от углекислого газа, имеет широкие полосы поглощения, почти целиком перекрывающие всю инфракрасную область спектра в интервале  $3-20$  мкм со сравнительно узким «окном» на волнах  $8-13$  мкм. Поэтому сравнительно небольшого количества водяного пара достаточно, чтобы обеспечить сильный парниковый эффект. По данным АМС «Венера» содержание водяного пара в атмосфере Венеры около  $0,1\%$ , радиоастрономические и радиолокационные наб-

---

\*) Это значит, что при давлении в 1 атмосферу слой углекислого газа (если бы его можно было отделить от других газов) имел бы толщину  $360$  см.

людения дают такую же величину. Но этой величины уже достаточно для поддержания наблюдаемых высоких температур атмосферы в ее нижних слоях.

Парниковый эффект имеет место и в атмосферах других планет. Но если в атмосфере Марса он поднимает среднюю температуру у поверхности на  $9^\circ$ , в атмосфере Земли на  $35^\circ$ , то в атмосфере Венеры этот эффект достигает  $400$  градусов!

Что же нам известно теперь о химическом составе атмосферы Венеры? На  $97\%$  она, как уже было сказано, состоит из углекислого газа ( $\text{CO}_2$ ). Не более  $2\%$  приходится на долю азота и инертных газов (в первую очередь аргона). В отношении содержания кислорода различные методы дают пока противоречивые результаты, но в любом случае его меньше  $0,1\%$ . Из других газов методы инфракрасной спектроскопии позволили обнаружить окись углерода ( $\text{CO}$ ) в количестве  $5 \cdot 10^{-5}$  от всей массы атмосферы, хлористый водород ( $\text{HCl}$ ) —  $4 \cdot 10^{-7}$  и фтористый водород ( $\text{HF}$ ) —  $10^{-9}$ . Поиски других возможных компонентов венерианской атмосферы пока не привели к положительным результатам, но ни один из них не составляет более  $10^{-5}$  общего состава атмосферы.

Из чего же состоят венерианские облака? Первоначальное предположение об их водном составе (т. е. о подобии их земным облакам) пришлось отбросить, поскольку по данным поляризационных наблюдений их показатель преломления равен  $1,44$ , тогда как у воды и льда он равен  $1,31$ — $1,33$ . Было перепробовано несколько веществ (водные растворы соляной кислоты, аммония и др.), но ни одно из них не соответствовало наблюдательным данным и теоретическим соображениям. В  $1972$ — $1973$  гг. американские астрономы Г. Силл и Э. Янг независимо друг от друга высказали предположение, что облака Венеры состоят из аэрозолей серной кислоты, точнее, ее концентрированного водного раствора. Эта гипотеза лучше других удовлетворяет наблюдениям: особенностям инфракрасного спектра Венеры, показателю преломления, сухости верхних слоев атмосферы (серная кислота — прекрасный поглотитель влаги) и ряду других. Но «сернокислая» гипотеза пока не получила прямого подтверждения. Ни одно из соединений серы в спектре Венеры еще не обнаружено. Впрочем, над уровнем облаков их количество должно быть мал.

Прямых проб вещества облаков Венеры для их анализа наши венерианские станции пока не брали.

Более успешным было исследование оптических свойств облаков. На станциях «Венера-8» и особенно «Венера-9» и «Венера-10» были установки, которые «прощупали» оптические свойства облаков и атмосферы Венеры до самой поверхности. Основной слой облаков простирается между высотами 49 и 63 км над поверхностью планеты. Облака Венеры по плотности напоминают легкий туман с дальностью видимости около 1 км, концентрация частиц в них 100 в 1 см<sup>3</sup>, средний радиус этих частиц — 1 микрон. Только из-за большой толщины облака Венеры столь непрозрачны. Их оптическая толщина равна 25—30 \*). Над этим основным слоем, на высоте 71—72 км расположен более тонкий верхний слой облаков с оптической толщиной 1—3. Сгущения в этом слое иногда наблюдаются в виде выступов и ярких пятен у терминатора.

Еще в 1927 г. наземные фотографии Венеры в ультрафиолетовых лучах выявили на диске планеты целую систему темных и светлых деталей. В 1960 г. французские астрономы Ш. Буайе и А. Камिशель независимо друг от друга обнаружили, что расположение некоторых деталей, фотографируемых в ультрафиолетовых лучах, повторяется каждые четверо суток. Объединив свои наблюдения, они пришли к выводу, что верхний слой облаков Венеры (в котором наблюдаются эти детали) имеет обратное вращение с тем же периодом.

Этот результат получил в дальнейшем полное подтверждение. Скорость вращения на уровне верхней границы облаков иная, чем самой планеты. Это означает, что над экватором Венеры на высоте 65—70 км господствует постоянно дующий ветер в направлении вращения планеты, имеющий скорость 100 м/сек — скорость урагана!). Такая система циркуляции атмосферы была предсказана почти 250 лет назад английским метеорологом Гадлеем. На Земле ее подавляют другие факторы (разность температур, влияние океанов), на

---

\*) Это значит, что прямой луч, падающий вертикально на слой облаков, ослабляется в них в  $e^{25} \div e^{30}$  раз (т. е. в  $10^{11} \div 10^{13}$  раз). Однако основным механизмом ослабления является не поглощение, а рассеяние лучей.

Венере же океанов нет, а температуры выравнены благодаря интенсивному переносу тепла в нижних слоях.

Фотографии верхнего слоя облаков Венеры с близкого расстояния были получены в феврале 1974 г. американским космическим аппаратом «Маринер-10» (рис. 23). Они также подтвердили четырехсуточный период вращения на уровне облаков.

Строение верхней атмосферы было изучено советскими учеными по данным АМС серии «Венера». У пла-



Рис. 23 Фотография Венеры в ультрафиолетовых лучах, полученная «Маринером-10» в феврале 1974 г. Видны пояса облаков.

неты имеется, как и у Земли, ионосфера. Дневной максимум электронной концентрации расположен на высоте 145 км и равен  $4 \cdot 10^5$  электронов/см<sup>3</sup>, что в 10 раз меньше, чем в нашем слое F<sub>2</sub>. На уровне 500 км со стороны Солнца наблюдается резкий спад электронной концентрации, а на ночной стороне — длинный хвост из заряженных частиц протяженностью до 3500 км с концентрацией электронов 1000—500 электронов/см<sup>3</sup>. Такое строение ионосферы связано с обтеканием ее солнечным

ветром и со слабой напряженностью магнитного поля Венеры (по данным Ш. Ш. Долгинова и его сотрудников оно в 10 000 раз слабее земного).

Самые верхние слои атмосферы Венеры состоят почти целиком из водорода. Водородная атмосфера Венеры простирается до высоты 5500 км.

Успехи радиолокации позволили изучить и невидимый для нас рельеф Венеры. Сначала наземные американские установки дали возможность Р. Голдстейну и его сотрудникам исследовать приэкваториальную область планеты. Было обнаружено около 10 кольцевых структур, подобных метеоритным кратерам Луны и Меркурия, диаметром от 35 до 150 км, но сильно сглаженных, уплощенных. Удалось обнаружить гигантский разлом в коре планеты длиной 1500 км, шириной 150 км и глубиной около 2 км. Выявлен дугообразный горный массив, пересеченный и частично разрушенный другим. Это говорит в пользу наличия сбросовых движений в коре планеты. Найден вулкан с диаметром основания 300—400 км и около 1 км в высоту. Другая группа американских ученых под руководством Г. Петтенджила выявила в северном полушарии Венеры огромный круглый бассейн (т. е. депрессию, котловину) протяженностью около 1500 км с севера на юг и 1000 км с запада на восток.

Советские ученые (А. И. Кучерявенков, О. И. Яковлев и др.) организовали радиолокационные наблюдения с искусственных спутников «Венера-9» и «Венера-10». Был изучен рельеф 55 районов Венеры. Среди них имеются участки как сильно всхолмленной местности, с перепадами высот на 2—3 км, так и относительно ровной. Обнаружена большая гладкая равнина длиной около 800 км, еще более гладкая, чем поверхность лунных морей. Поверхность Венеры в целом более гладкая, чем поверхность Луны.

Фотографии поверхности Венеры, переданные спускаемыми аппаратами АМС «Венера-9» и «Венера-10» (рис. 24), показывают нам каменистую пустыню с характерными скальными образованиями. На снимке «Венеры-9» — свежая осыпь камней. Это говорит о непрекращающейся тектонической активности Венеры. Как внешний вид камней и скальных образований, так и их анализ с помощью гамма-спектрометра говорят в

пользу их магматического происхождения. По содержанию радиоактивных элементов они похожи на земные базальты и толеиты, тогда как породы в месте посадки

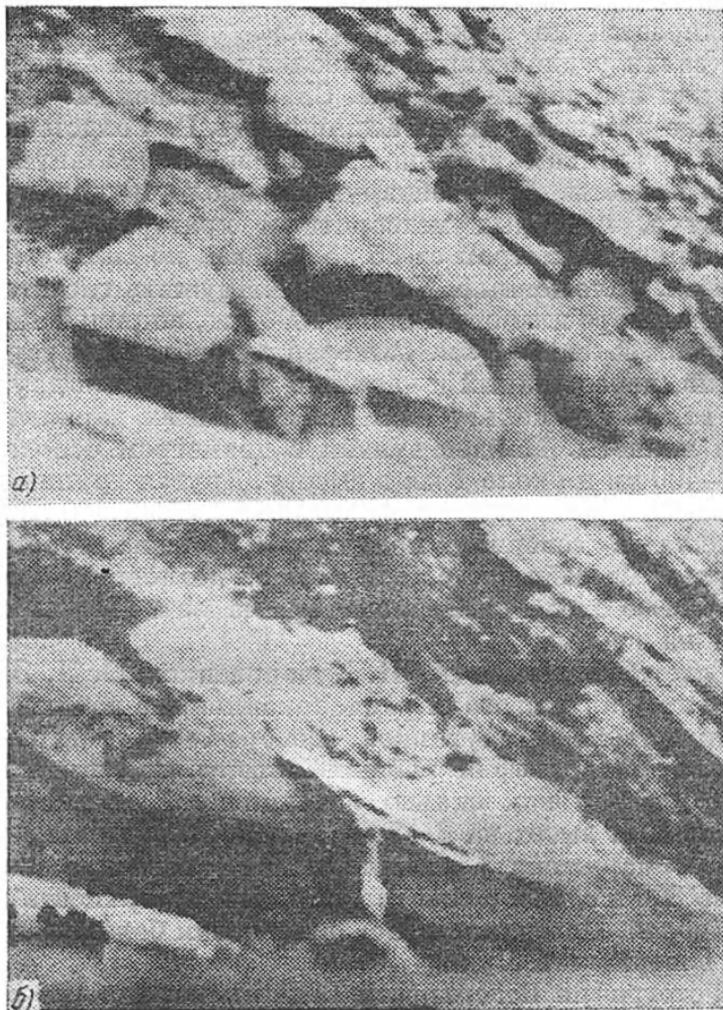


Рис. 24. Части панорам поверхности Венеры, полученные советскими автоматическими станциями «Венера-9» (а) и «Венера-10» (б).

«Венеры-8» ближе к гранитам. Средняя плотность породы Венеры, измеренная плотномерами двух наших последних «Венер», равна  $2,7 \text{ г/см}^3$ , что тоже близко к плотности земных базальтов.

Таким образом, можно смело сказать, что «чадра», скрывавшая лик Венеры от исследователей более 350 лет, сорвана, и эта планета предстала глазам ученых со сложным рельефом, следами активного вулканизма и тектонической деятельности и в то же время с явными последствиями ее метеоритной бомбардировки в прошлом.

### § 15. МАРС

Планета Марс имеет экваториальный диаметр 6787 км, т. е. 0,53 земного. Полярный диаметр несколько меньше экваториального (6753 км) из-за полярного сжатия, равного 1/191 (против 1/298 у Земли). Марс вращается вокруг своей оси почти так же, как и Земля: его период вращения равен 24 час. 37 мин. 23 сек., что лишь на 41 мин. 19 сек. больше периода вращения Земли. Ось вращения наклонена к плоскости орбиты на угол 65°, почти равный углу наклона земной оси (66°, 5). Это значит, что смена дня и ночи, а также смена времен года на Марсе протекают почти так же, как на Земле. Там есть и климатические пояса, подобные земным: тропический (широта тропиков  $\pm 25^\circ$ ), два умеренных и два полярных (широта полярных кругов  $\pm 65^\circ$ ).

Однако вследствие удаленности Марса от Солнца и разреженности атмосферы климат планеты гораздо суровее земного. Год Марса (687 земных или 668 марсианских суток) почти вдвое длиннее земного, а значит, дольше длятся и сезоны. Из-за большого эксцентриситета орбиты (0,09) длительность и характер сезонов Марса различны в северном и южном полушариях планеты, как видно из следующей таблички:

Времена года		Длительность (в марсианских сутках)
северное полушарие	южное полушарие	
Весна	Осень	193
Лето	Зима	178
Осень	Весна	143
Зима	Лето	155

Таким образом, в северном полушарии Марса лето долгое, но прохладное, а зима короткая и мягкая (Марс в это время близок к перигелию), тогда как в южном полушарии лето короткое, но теплое, а зима долгая и суровая. Как это выражается в привычных нам температурах, будет сказано ниже.

Масса Марса была довольно точно определена по движению его спутников Фобоса и Деймоса, а затем уточнена по движению искусственных спутников серии

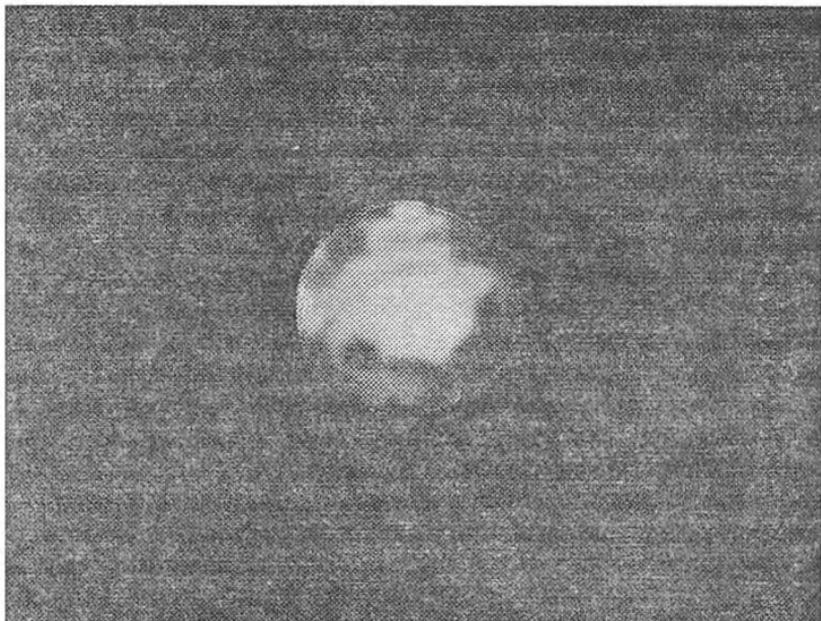


Рис. 25. Фотография Марса, полученная на обсерватории Нью-Мексико (США).

«Маринер». Она равна 1 : 3 098 700 доле массы Солнца, или 0,107 массы Земли, или  $6,42 \cdot 10^{26}$  г. Средняя плотность Марса равна  $3,89$  г/см<sup>3</sup> (0,70 средней плотности Земли), ускорение силы тяжести на поверхности  $372$  см/сек<sup>2</sup> (0,38 земного), критическая скорость, достаточная для преодоления притяжения планеты,  $5,0$  км/сек (против  $11,2$  км/сек на Земле).

На диске Марса (рис. 25) еще в середине XVII в. были замечены темные и светлые области. В 1784 г.

В. Гершель обратил внимание на сезонные изменения размеров белых пятен у полюсов (полярных шапок). В 1882 г. итальянский астроном Дж. Скиапарелли составил подробную карту Марса и дал систему названий деталей его поверхности, выделив среди темных пятен «моря» (по-латыни *mare*), «озера» (*lacus*), «заливы» (*sinus*), «болота» (*palus*), «проливы» (*fretum*), «источники» (*fons*), «мысы» (*promontorium*) и «области» (*regio*). Все эти термины носили, разумеется, чисто условный характер. Большинство темных областей имеют латинские названия с добавлением одного из этих терминов, например, *Mare Sirenum* (Море Сирен), *Lacus Solis* (Озеро Солнца), *Sinus Sabaeus* (Сабейский залив), *Oxia Palus* (Кислое болото), *Pandorae Fretum* (Пролив Пандоры), *Deucalionis Regio* (Область Девкалиона) и др.

Светлые области получили также латинские названия, но без добавления определяющих терминов, например, *Arabia*, *Eridania*, *Thaumasia*, *Argyre I* (есть и *Argyre II*), *Noachis*, *Hellas* и др.\*). По аналогии с Луной их называли материками. В настоящее время материки, моря и другие детали Марса, наблюдаемые в телескоп, получили общее название *деталей альбедро*, поскольку их основное отличие друг от друга состоит в различиях альбедро. Этот термин введен для того, чтобы отличить эти детали от *деталей рельефа* Марса, фотографируемых с космических аппаратов.

Материки Марса имеют желто-оранжевую окраску, поэтому с самого начала их считали песчаными пустынями. Это предположение в общем подтвердилось. Фотографии марсианского ландшафта, переданные в 1976 г. американскими спускаемыми аппаратами «Викинг» (рис. 26), совершившими посадку в светлых областях Хризе и Утопия, наглядно показывают, как выглядят эти области. Перед нами — пустыни, усеянные крупными и мелкими камнями.

Совершенно иначе обстояло дело с природой темных областей. В конце XIX в. французские астрономы Э. Лиэ и В. Трувело предположили, что темные об-

---

\*) За последнее время в нашей стране в практику вошли русские наименования марсианских деталей. Их список и объяснение можно найти в статьях Д. Я. Мартынова, указанных в списке литературы к гл. IV.



Рис. 26. Панорама Марса, полученная спускаемым аппаратом космического аппарата «Викинг-1» (США). Область пустыни Хризе.

ласти Марса покрыты растительностью. В пользу этой гипотезы говорили сезонные изменения цвета и альbedo морей Марса: весной (в соответствующем полушарии) они темнели и приобретали зеленоватый оттенок вместо нейтрально-серого или коричневого. Так как это совпадало с уменьшением размеров («таянием») полярной шапки, которую считали состоявшей из снега и льда, то получалась стройная картина весеннего орошения целого полушария планеты водами тающей полярной шапки и распускания растительности.

Артериями, по которым поступала вода от полярных шапок, длительное время считались «каналы» (canali), открытые в 1877 г. Дж. Скиапарелли. Американский астроном П. Ловелл в 90-е гг. XIX в. и в начале XX в. усиленно защищал гипотезу об искусственном происхождении каналов Марса, якобы построенных разумными обитателями планеты (марсианами). Эта гипотеза (как и гипотеза о растительной природе морей) находила своих сторонников до середины 50-х гг. нашего столетия. Однако дальнейшие исследования не подтвердили ни той, ни другой гипотезы.

Растительную гипотезу в нашей стране длительное время защищал член-корреспондент АН СССР Г. А. Тихов, применивший методику сравнения спектральных и фотометрических свойств морей Марса и земной растительности, особенно произрастающей в суровых условиях сухого и холодного климата. Эти исследования проводились им и его сотрудниками в 40-е — 50-е гг. нашего века.

Большие ряды фотометрических, колориметрических и спектральных наблюдений различных деталей альbedo Марса (в том числе и полярных шапок) накопили начиная с 30-х годов советские астрономы Н. П. Барабашов, В. В. Шаронов, Н. Н. Сытинская, И. К. Коваль и их сотрудники. Интересные исследования поляризации света этих деталей в различных участках спектра и при различных условиях освещения провел французский астроном О. Дольфюс. Однако все эти исследования не позволили выявить природу темных областей и причину их отличия от светлых. Никаких характерных полос или деталей в спектре этих образований, которые позволили бы решить вопрос, найдено не было. Ученые, не разделявшие растительной гипотезы, считали темные

области местами выхода коренных горных пород, отложениями вулканического пепла и т. д.

В таком же положении длительное время находился вопрос о природе полярных шапок. О том, что это не снег, говорили сравнительно низкое для снега альbedo полярных шапок (около 0,3). В дальнейшем даже возникли сомнения, наблюдаем ли мы в красных и синих лучах одни и те же образования. Н. П. Барабашов предполагал, что в красных лучах мы видим ледяной покров, лежащий на поверхности, а в синих — плавающие над ним облака. Эта точка зрения основывалась на представлении, что атмосфера Марса столь сильно рассеивает синие и фиолетовые лучи, что поверхность в них не видна. Действительно, на снимках в этих лучах детали альbedo не выходили. Марс казался почти однородным диском, и лишь полярные шапки выделялись своей яркостью. Это привело к концепции о существовании в атмосфере Марса особого «фиолетового слоя», или «синей дымки». Эта концепция была довольно распространена в 40-е — 50-е гг., но оказалась окончательно опровергнутой в 1969—1972 гг., после фотографирования Марса американскими космическими аппаратами «Маринер-6» и «Маринер-7» \*). Выяснилось, что поверхности Марса вообще свойственны малые контрасты альbedo. Особенно малы они именно в синих и фиолетовых лучах. Над материками (пустынями) Марса постоянно носятся облака мелкой пыли, которая всегда светлее тех пород, из которых она образуется. Пыль и повышает яркость материков в красных лучах.

Под действием ветров и смерчей пыль на Марсе может подниматься в атмосферу и держаться в ней довольно долго. Сильные пылевые бури наблюдались в южном полушарии Марса в 1956, 1971 и 1973 гг.

Как показали спектральные наблюдения в инфракрасных лучах, в атмосфере Марса (как и в атмосфере Венеры) главным компонентом является углекислый газ ( $\text{CO}_2$ ). Длительные поиски кислорода и водяного пара сперва вообще не давали уверенных результатов, а потом было установлено, что кислорода в атмосфере Марса не более 0,3% (вертикальная масса 10—20 см-атм), а

---

\*) Советские астрономы-фотометристы В. В. Шаронов и Н. П. Барабашов еще в 50-е гг. привели ряд существенных доводов против гипотезы «фиолетового слоя».

количество водяного пара соответствует столбику осаж-денной воды от 5 до 40 *мм*. Исследования с помощью космических аппаратов подтвердили эти оценки. Лишь у границ полярных шапок содержание водяного пара повышается до 80—100 *мм*.

Количество азота и аргона в атмосфере Марса, по данным американских «Викингов», не превосходит 1—2%.

При столь сухой атмосфере трудно допустить, что основной компонент полярных шапок Марса — замерзшая вода. Ведь тогда при таянии шапки атмосфера вблизи нее должна была бы заметно увлажняться, что не могло не быть замечено с помощью спектрографов в инфракрасных лучах. Следовательно, если в полярных шапках и есть вода, то это должен быть сравнительно тонкий слой инея. Снимки района южной полярной шапки, полученные «Маринером-7», показывают, что она имеет толщину по крайней мере в десятки метров (белое вещество шапки частично засыпает крупные детали рельефа). Это означает, что основное вещество полярных шапок — «сухой лед», т. е. замерзшая углекислота. Впрочем, вопрос о том, какой именно лед преобладает в полярных шапках, до конца не решен. Помимо внешнего, видимого слоя замерзшей воды могут быть другие слои, скрытые отложениями пыли. Такие слои действительно наблюдаются в полярных шапках. Кроме того, температуры в полярных областях около 200—210°K, что слишком высоко для «сухого льда», имеющего температуру сублимации 146°K.

Температурный режим на Марсе выглядит так. В дневные часы в районе экватора, если Марс находится вблизи перигелия, температура может подниматься до +25°С (около 300°K). Но уже к вечеру она падает до нуля и ниже, а за ночь планета выхолаживается еще больше, поскольку разреженная сухая атмосфера планеты не может удержать тепло, получаемое от Солнца днем.

Приведем пример. Советская АМС «Марс-6» совершила мягкую посадку в районе Эритрейского моря в южном полушарии Марса в феврале 1974 г., когда Марс был на среднем расстоянии от Солнца.

Несмотря на то, что в это время в южном полушарии стояло лето, температура атмосферы близ поверхности

едва достигала  $-45^{\circ}\text{C}$ . Американский «Викинг-1» сел 20 июля 1976 г. в области Хризе, на широте  $+19^{\circ},5$ . В это время планета была вблизи афелия и несмотря на то, что «Викинг» совершил посадку в тропиках, температура в утренние часы составляла  $-86^{\circ}\text{C}$ , но к середине дня поднялась до  $-30^{\circ}\text{C}$ .

Давление атмосферы у поверхности планеты по данным советской АМС «Марс-6», составляет 6 миллибар (т. е. 0,006 атмосферы), в месте посадки «Викинга-1» оно было несколько больше, 7,7 миллибара. Эти разности давлений отражают, как и на Земле, разность уровней, что позволило астрономам исследовать рельеф Марса по интенсивности полос поглощения углекислого газа — главного компонента марсианской атмосферы. Интенсивность полос поглощения  $\text{CO}_2$  пропорциональна давлению атмосферы. Градуировка этого метода была осуществлена по радиолокационным измерениям высот ряда опорных точек на поверхности Марса. Нулевой уровень отсчета высот принят соответствующим давлением 6,1 миллибара.

До космических полетов к Марсу среди астрономов получило распространение представление о сравнительно гладком рельефе этой планеты. Однако это мнение не подтвердилось: рельеф планеты оказался весьма сложным.

Первые фотографии поверхности Марса из космоса были получены «Маринером-4» в июле 1965 г. На них было заметно множество кратеров, напоминавших лунные. Некоторые из них имели центральную горку. Более подробные и качественные фотографии передали «Маринер-6» и «Маринер-7» в 1969 г. Таким образом, подтвердилось предсказание советских ученых К. П. Станюковича и В. В. Федынского, сделанное в 1947 г., что Марс (а также Меркурий, спутники планет и астероиды) должен быть испещрен кратерами ударно-метеоритного происхождения.

Как известно, в течение более чем столетия в науке шла упорная борьба двух гипотез происхождения лунных кратеров: вулканической и метеоритной. Каждая из них имела свои плюсы и минусы \*), но метеоритная

---

\*) Об истории этой «столетней войны» подробно рассказано в книге: Б р о н ш т э н В. А. Беседы о космосе и гипотезах.— М.: Наука, 1968.

гипотеза имела то неоспоримое преимущество, что исходила из реальных фактов и была разработана математически. Открытие кратеров на Марсе, а затем на спутниках Марса Фобосе и Деймосе окончательно подтвердило, что большинство кратеров имеет ударно-метеоритное происхождение.

Вместе с тем, исследование Марса космическими аппаратами показало и то, что на этой планете имеются громадные вулканы. Самым крупным из них оказался вулкан Олимп, давно наблюдавшийся с Земли в виде светлого пятнышка *Nix Olympica* (что означает «олимпийские снега»), поперечник его подножья составляет 600 км, а высота 22 км. Это самая высокая гора в Солнечной системе. На вершине вулкана имеется круглая кальдера поперечником 80 км. Олимп принадлежит к числу так называемых щитовых вулканов, которые, в отличие от насыпных конусов Везувия, Этны и других вулканов, образованы поднятием коры внутренними силами. По своей форме они действительно напоминают щит. Представителями этого типа вулканов на Земле являются Мауна Лоа и Килауэа на Гавайских островах, а на Марсе, кроме Олимпа, Арский, Аскрейский и Павлиний вулканы (все три тоже больше любого из земных вулканов), а также около десятка вулканов меньших размеров.

Таким образом, вулканизм на Марсе проявляется в иных формах, чем последствия ударов метеоритов. Типичной формой вулканов там являются мощные щитовые вулканы с вершинными кальдерами (круглыми углублениями, переходящими в жерло вулкана), типичной формой метеоритных кратеров — простые кольцевые горы с небольшой высотой вала. Подсчеты распределения по размерам метеоритных кратеров на Луне, Марсе, Меркурии, Фобосе и Деймосе показали, что они следуют одному закону, согласующемуся с законом распределения по массам метеоритных тел.

Фотографии поверхности Марса, полученные в 1971—1972 гг. «Маринером-9» и в 1974 г. — советскими АМС «Марс-4» и «Марс-5», открыли глазам исследователей новые разнообразные формы марсианского рельефа. Особое место среди них занимает гигантский разлом в коре планеты — Копрат (наблюдавшийся с Земли в телескопы в качестве одного из «каналов»). Он имеет око-

до 4000 км в длину, до 120 км в ширину и около 6 км в глубину (рис. 27). В стороны от него отходят ветвящиеся овраги. Есть на Марсе и другие разломы коры, меньшего масштаба. Имеются горные хребты, отдельные вершины, области с сильно пересеченным рельефом и гладкие равнины, получившие название бассейнов. К ним относится часть материков, а именно, округлые светлые области Аргире, Ноахис, Эллада (Hellas) и другие. Перепад высот на Марсе (если не считать отдельных вершин вроде Олимпа) составляет около 14 км.

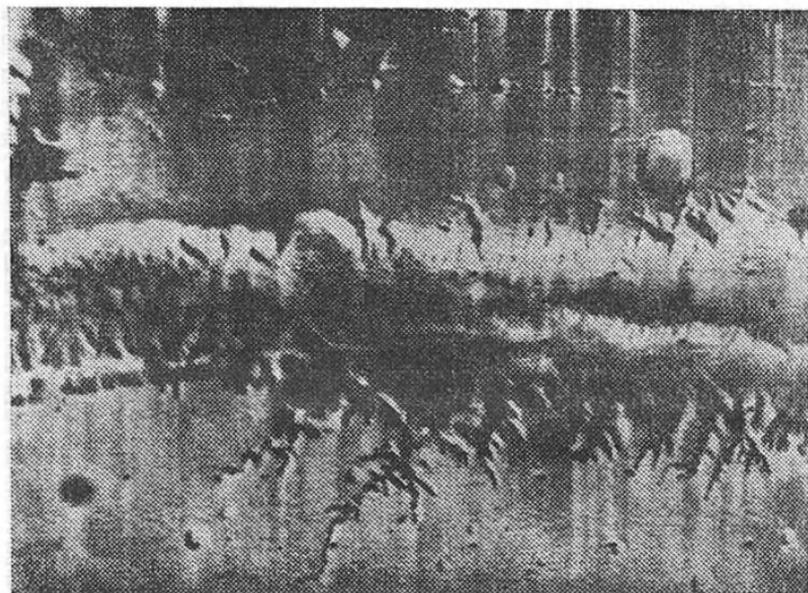


Рис. 27. Разлом Копрат по фотографии «Маринера-9».

В настоящее время составлена фотомозаичная карта поверхности Марса, основанная на 7300 фотографиях его поверхности, полученных космическим аппаратом «Маринер-9», и ряд геологических карт. Удалось выявить наличие как бы единого гигантского «материка» в южном полушарии и единого «океана» в северном. Это значит, что поверхность «материка» лежит в среднем на 3 км выше, чем поверхность «океана». Поскольку «материк» покрыт большим количеством метеоритных

кратеров, а равнины северного полушария почти лишены их, можно сделать вывод о том, что поверхность «океана» сложена более молодыми породами (скорее всего, излияниями базальта). О том же свидетельствуют данные о глобальном рельефе планеты: как и на Земле, более легкие породы (очевидно, близкие к гранитам) как бы «плавают» в более тяжелой базальтовой подложке. В настоящее время геологи тщательно изучают и сравнивают рельеф Марса, Меркурия, Луны и Земли, поскольку такое сравнение может привести к важным выводам о закономерностях глобальной тектоники планет \*).

На Марсе видны следы деятельности ветра: образования, напоминающие дюны (рис. 28). Количество малых кратеров (меньше 3 км) заметно ниже, чем на Луне, Меркурии и Фобосе, что, вероятно, связано с их разрушением под действием ветровой эрозии.

Но на Марсе могла проявиться не только ветровая, но и водяная эрозия. В настоящее время давление у поверхности планеты настолько низко, что на ней не может быть жидкой воды: 6,1 миллибара — это как раз тройная точка для воды, давление, при котором лед превращается прямо в пар, минуя жидкую фазу. В то же время снимки «Маринера-9», «Марса-4», «Марса-5», а затем и «Викингов» показали любопытные образования, напоминающие русла высохших рек (рис. 29). Наличие извилин, притоков, уклона вдоль русла и другие признаки показали, что это ничем иным быть не может. Значит, в прошлом на Марсе было более высокое давление у поверхности. За счет чего? Ответ на этот вопрос может быть только один: за счет вещества полярных шапок, содержащих углекислый лед ( $\text{CO}_2$ ), одинаковый по составу с основным компонентом атмосферы планеты. Очевидно, в прошлом на Марсе царили более высокие температуры, так что вещество современных полярных шапок тогда входило в состав его атмосферы. Благодаря более высокому давлению (никак не меньше 30 миллибар) жидкая вода могла существовать и течь на поверхности планеты. Ее источником были те же полярные шапки и подпочвенные воды. Возможно, что тогда на

---

\*) Подробнее об этом см. Бронштейн В. А. Планета Марс.— М.: Наука, 1977.

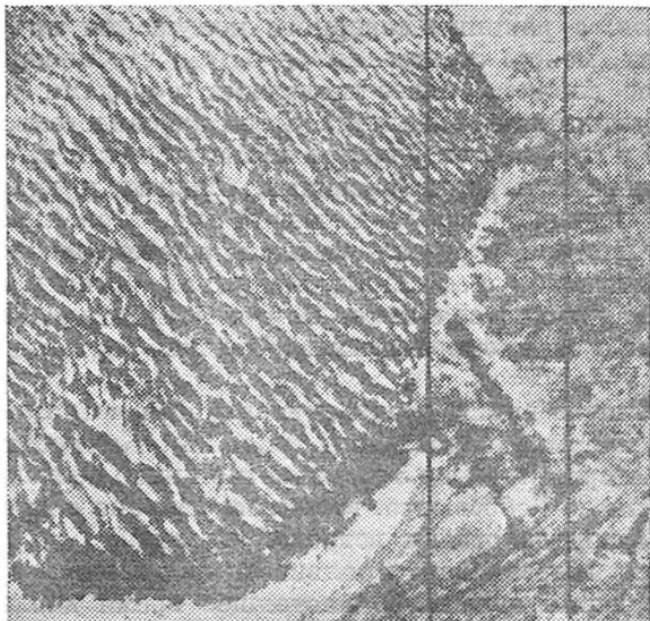


Рис. 28. Дюны на Марсе. Фотография «Маринера-9».

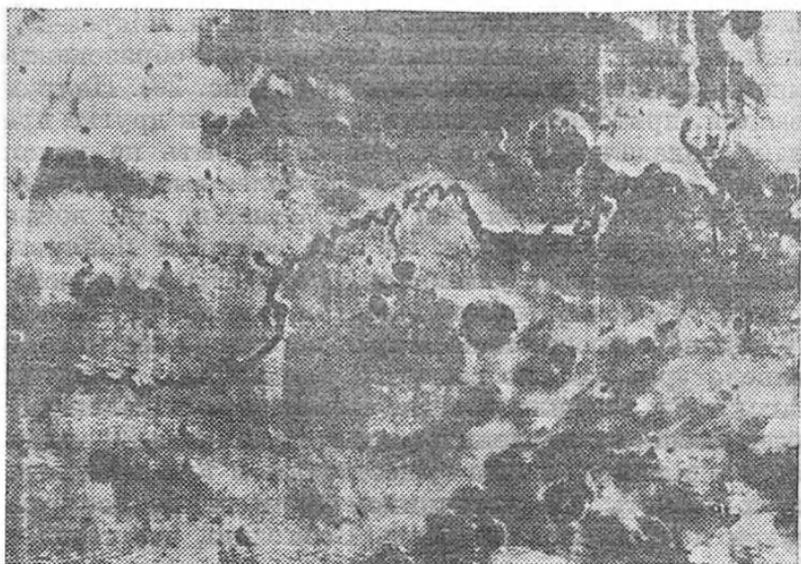


Рис. 29. Руслоподобные образования (меандры) на Марсе. Фотография «Маринера-9».

Марсе не только текли реки, но существовали и небольшие озера.

Что же явилось причиной повышения температуры на Марсе в прошлом? Скорее всего, усиление интенсивности солнечной радиации. Об ее колебаниях рассказывают нам ледниковые периоды на Земле. По данным палеонтологии и палеоклиматологии известно, что во время некоторых межледниковых периодов на Земле было гораздо теплее, чем сейчас. Потепление было в те времена и на Марсе. Вот тогда-то там и текли реки и, может быть, развивалась жизнь...

А существует ли жизнь на современном Марсе? Попытка проверить такую возможность и дать ответ на давний вопрос, тревожащий человечество на протяжении века, была предпринята американскими учеными в 1976 г. с помощью приборов двух спускаемых аппаратов «Викинг». Программа эксперимента включала забор пробы марсианского грунта и его исследование тремя разными способами, направленными на выявление процессов обмена веществ у предполагаемых микроорганизмов, существующих в грунте Марса.

Эксперименты не дали определенных результатов. Обнаруженные явления (резкое усиление выделения кислорода и углекислого газа из проб с быстрым спаданием этого выделения до нуля) не соответствовали ожидаемым в случае присутствия живых организмов и больше напоминали химические процессы с участием высших окислов — перекисей и надперекисей различных веществ. Эксперименты «Викингов» не доказали, хотя и не опровергли, предположение о наличии жизни на Марсе. Решение этого вопроса потребует новых, более совершенных экспериментов.

Марс подобно Земле и Венере обладает *ионосферой*, которая имеет примерно в 10 раз меньшую концентрацию электронов в максимуме, а самый ионосферный максимум лежит ниже, чем в земной ионосфере. Методом радиопросвечивания с АМС «Марс-4» и «Марс-5» советские ученые М. А. Колосов, Н. А. Савич и их сотрудники обнаружили ночную ионосферу Марса с электронной концентрацией  $5 \cdot 10^3$  электронов/см<sup>3</sup>. Измерения на АМС «Марс-2», «Марс-3» и «Марс-5» позволили Ш. Ш. Долгинову обнаружить слабое магнитное поле Марса. Оно в 500 раз слабее земного, а его полярность

противоположна земному магнитному полю. Наличие у Марса магнитного поля имеет большое значение для понимания его внутреннего строения, а также закономерностей планетного магнетизма вообще.

## § 16. ЮПИТЕР, САТУРН, УРАН И НЕПТУН

Эти четыре планеты, часто называемые *планетами-гигантами*, по своим размерам, массе, плотности, внутреннему строению и составу резко отличаются от планет земной группы. Отличительными свойствами планет-гигантов являются:

1. Большие массы: от 15 земных масс у Урана до 318 у Юпитера.

2. Низкие средние плотности: от  $0,70 \text{ г/см}^3$  у Сатурна до  $1,71 \text{ г/см}^3$  у Нептуна.

3. Быстрое вращение вокруг оси (периоды вращения от 9 час. 50 мин. у Юпитера до 15 час. 48 мин. у Нептуна). Юпитер и Сатурн вращаются не как твердые тела: период вращения у них растет от экватора к полюсам. Возможно, что то же самое имеет место у Урана и Нептуна.

4. Планеты-гиганты не имеют твердой поверхности. Наблюдаемые в телескоп поверхности этих планет образованы плотными облаками.

5. Атмосферы планет-гигантов (как и все их вещество) имеют в основном водородно-гелиевый состав. Кроме чистого молекулярного водорода ( $\text{H}_2$ ) в спектрах этих планет наблюдаются полосы поглощения соединений водорода: метана ( $\text{CH}_4$ ) и аммиака ( $\text{NH}_3$ ). За последнее время в спектре Юпитера обнаружены также этан ( $\text{C}_2\text{H}_6$ ), ацетилен ( $\text{C}_2\text{H}_2$ ), фосфен ( $\text{PH}_3$ ) и даже водяной пар ( $\text{H}_2\text{O}$ ), правда, в ничтожных количествах. Все это тоже соединения водорода.

Оси вращения планет-гигантов расположены весьма разнообразно. Ось Юпитера почти перпендикулярна к плоскости его орбиты, ось Сатурна наклонена к ней на угол  $62^\circ$  (близкий к углам наклона осей Земли и Марса), а ось Урана лежит почти в плоскости орбиты: она наклонена к этой плоскости на угол в  $8^\circ$ , но так, что вращение планеты, как и у Венеры, является обратным направлением вращения всех остальных планет. Своеобразное положение оси Урана приводит к тому, что за

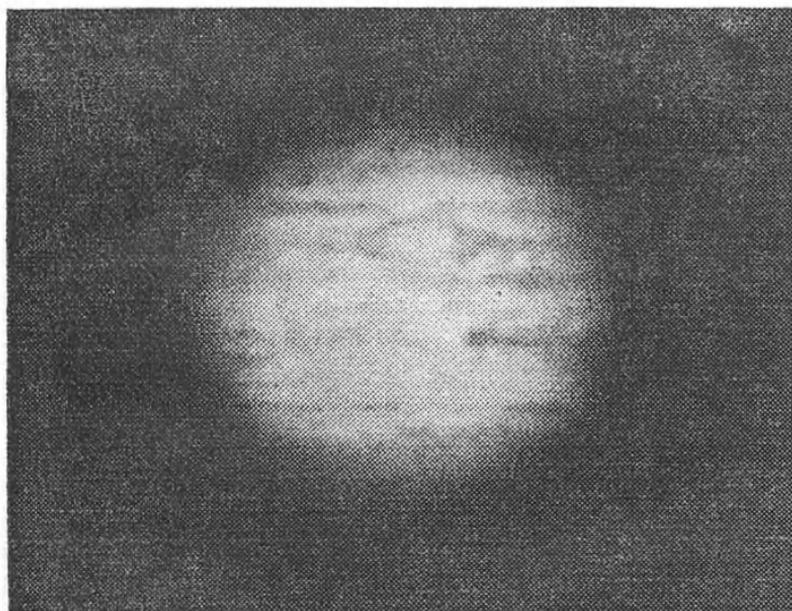
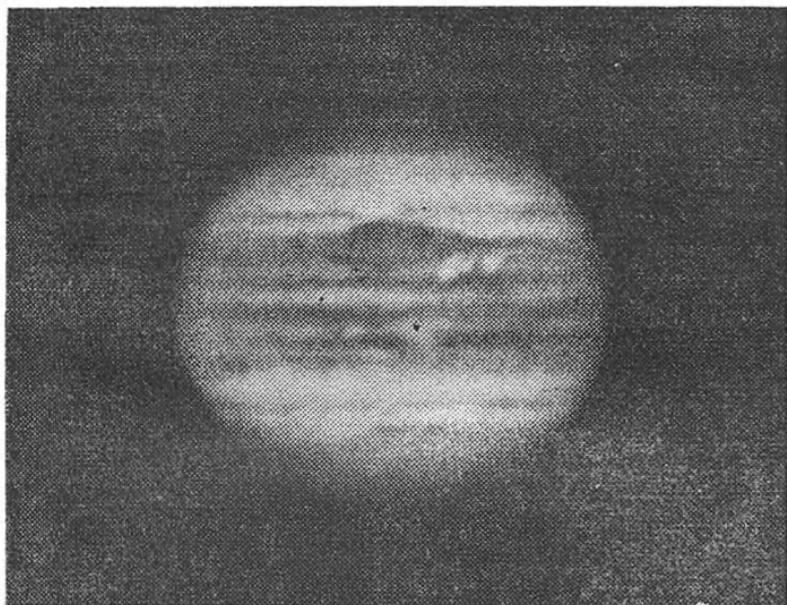


Рис. 30. Фотографии Юпитера, полученные 16 февраля 1968 г. на обсерватории Нью Мексико (США) в синих лучах (вверху) и красных лучах (внизу).  
Заметно изменение интенсивности Красного пятна. Юг вверху.

длительный период обращения его вокруг Солнца (84 года) Солнце на небе планеты перемещается от северного небесного полюса до южного, а затем снова через экватор до северного полюса.

В телескоп на диске Юпитера (рис. 30) видны темные полосы, параллельные экватору планеты, разделенные светлыми промежутками — зонами. Полярные области всегда темные — их называют полярными шапками, хотя они ничего общего не имеют с полярными шапками

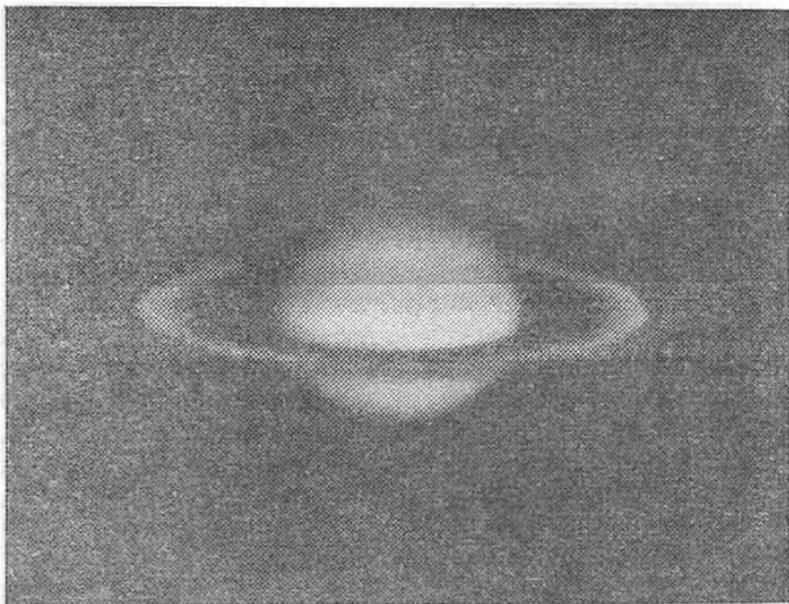


Рис. 31. Фотография Сатурна, полученная на обсерватории Нью Мексико 1 августа 1968 г.

Марса, поскольку представляют собой облачные образования.

В полосах и зонах наблюдаются те или иные детали: темные и светлые пятна, выступы или углубления в полосах, «мостики» между двумя полосами и т. д. Они хорошо видны на рис. 30.

Полосы на диске Сатурна (рис. 31) видны значительно хуже, они бледнее, детали в них наблюдаются редко. Но все же иногда они появляются; — примером может служить яркое белое пятно, наблюдавшееся на диске Сатурна в 1933 г.

В сильные телескопы бледные полосы видны и на дисках Урана и Нептуна (рис. 32).

В 30-е гг. в спектрах всех четырех планет-гигантов были обнаружены мощные полосы поглощения, интенсивность которых усиливалась по мере перехода от Юпитера к Нептуну (рис. 12). Они были отождествлены с полосами метана ( $\text{CH}_4$ ). Наиболее интенсивные полосы метана расположены на длинах волн 6190, 7020 и 7250 Å. Позднее было обнаружено много полос метана в инфракрасной области спектра. Большинство этих полос наблюдается в спектрах всех четырех планет, но по мере

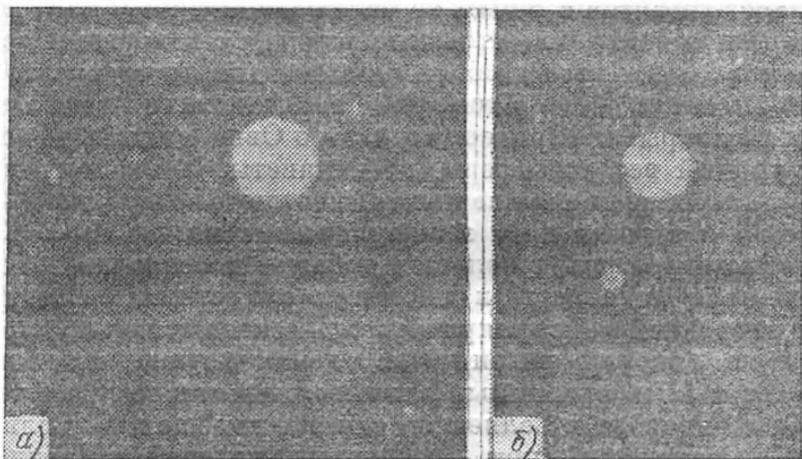


Рис. 32. Уран с его спутниками (а) и Нептун со спутником Тритоном (б) по фотографиям на 208-сантиметровом телескопе обсерватории Мак Дональда (США). Слева от Урана Титания, Умбриэль, Мирапда, справа Ариэль, внизу Оберон.

перехода от Юпитера к Нептуну ширина полос растет, и в спектрах Урана и Нептуна многие полосы в красной и ближней инфракрасной частях спектра сливаются, образуя сплошную область поглощения, так, что в этой области планета почти не отражает солнечного излучения.

Совсем иначе ведет себя аммиак ( $\text{NH}_3$ ). Достоверно его полосы поглощения обнаружены только в спектре Юпитера. В видимой части спектра имеется лишь одна полоса на 6450 Å, в инфракрасной области их около десяти. Но уже в спектре Сатурна наличие полосы 6450 Å весьма сомнительно (одни астрономы

наблюдали на этой волне следы поглощения, другие нет). Другие полосы аммиака вовсе отсутствуют. Не наблюдаются они также в спектрах Урана и Нептуна. Причина этого состоит в том, что с понижением температуры аммиак конденсируется, переходя в жидкое и твердое состояние.

Уже в 60-е гг. в спектре Юпитера, а затем и других планет-гигантов были обнаружены полосы поглощения молекулярного водорода, основного компонента атмосфер этих планет. В основном наблюдаются две так называемые квадрупольные полосы около 6435 и 8270 Å.

Хотя линии гелия непосредственно в спектрах планет-гигантов с Земли не наблюдаются, ни у кого не вызывало сомнения, что гелий наряду с водородом является одним из основных компонентов атмосфер планет-гигантов. Дело в том, что, как следовало из наблюдений покрытия Юпитером звезды  $\sigma$  Овна, средний молекулярный вес атмосферы этой планеты близок к трем, т. е. атмосфера никак не может быть чисто водородной\*). Метан и аммиак с их молекулярными весами 16 и 17 составляют лишь небольшие добавки к основным компонентам атмосферы и не могут существенно влиять на ее средний молекулярный вес. Поскольку молекулярный вес водорода равен двум, а гелия четырем, их доли должны быть сравнимы. Учитывая некоторое преобладание водорода в Солнечной системе вообще и на Солнце в частности, при построении моделей строения Юпитера и Сатурна принимали, что водород составляет около 70%, а гелий — 30% общего состава атмосферы. На долю метана приходится не более 0,2%, на долю аммиака (в атмосфере Юпитера) — не более 0,1%.

Лишь в декабре 1973 г. с американского космического аппарата «Пионер-10» удалось с помощью двухканального ультрафиолетового фотометра зарегистрировать свечение гелия в атмосфере Юпитера в яркой резонансной линии 584 Å, а заодно и свечение атомарного водорода в резонансной линии Лайман-альфа на волне 1216 Å. Эти спектральные линии излучаются верхними слоями атмосферы планеты и называются резонансными,

---

\*) Скорость убывания блеска звезды при покрытии ее планетой, имеющей атмосферу, зависит от температуры и среднего молекулярного веса атмосферы планеты.

потому что их излучение сопровождается переходом атома в основное состояние. Резонансные линии — самые яркие в спектре, но с Земли они практически не наблюдаются, так как расположены в ультрафиолетовой области спектра. Излучение в этой области до поверхности Земли не доходит: оно поглощается озоном и кислородом земной атмосферы.

По наблюдениям с «Пионера-10» и «Пионера-11» удалось оценить объемное отношение гелия к водороду в 0,18. Это было близко к отношению 1 : 5, принимавшемуся на основании наземных наблюдений большинства ученых. Учитывая, что гелий — вдвое более тяжелый газ, чем водород, получим отсюда, что по массе водород составляет 74%, а гелий 26% атмосферы планеты. В составе недр планеты также основную роль играют водород и гелий (см. § 19).

Примерно таков же состав атмосфер других планет-гигантов, но о нем мы знаем гораздо меньше, чем в случае Юпитера. Линию гелия в их спектрах наблюдать пока не удалось и отношение содержания гелия к водороду для них неизвестно. Скорее всего, оно различно для разных планет. О Сатурне мы сможем многое узнать после того как в сентябре 1979 г. к нему приблизится «Пионер-11». Уран же и Нептун еще много лет будут объектами изучения одними наземными методами. Впрочем, и эти методы могут дать немало интересного.

В 1956 г. было обнаружено радиоизлучение Юпитера на волне 3 см. Измеренная тогда радиояркая температура планеты оказалась равной 145°K, тогда как измерения в инфракрасном диапазоне давали 130°K. Причина этого небольшого расхождения состояла в том, что радиоволны приходят к нам с большей глубины и сообщают температуру не верхней границы облаков, как инфракрасное излучение, а некоторого слоя под облаками.

Вскоре наблюдения на более длинных (дециметровых) волнах показали, что помимо теплового радиоизлучения Юпитер испускает нетепловое излучение, имеющее электромагнитную природу. Радиояркая температура такого излучения растет с длиной волны, достигая на волне 10 см 650°K, на волне 20 см 2900°K, на волне 70 см — 26 000°K и т.д. Источником этого радиоизлучения являются быстрые (релятивистские)

электроны, разгоняемые, а затем тормозящиеся в сильном магнитном поле планеты. В пользу этого заключения свидетельствует тот факт, что размеры излучающей области в несколько раз превышают диаметр самого Юпитера. Так, еще за 10—12 лет до подлета к Юпитеру «Пионера-10» у этой планеты было установлено наличие сильного магнитного поля и мощных радиационных поясов.

Полеты «Пионера-10» и «Пионера-11» позволили уточнить параметры и структуру магнитосферы Юпитера (рис. 33). Головная ударная волна, отделяющая

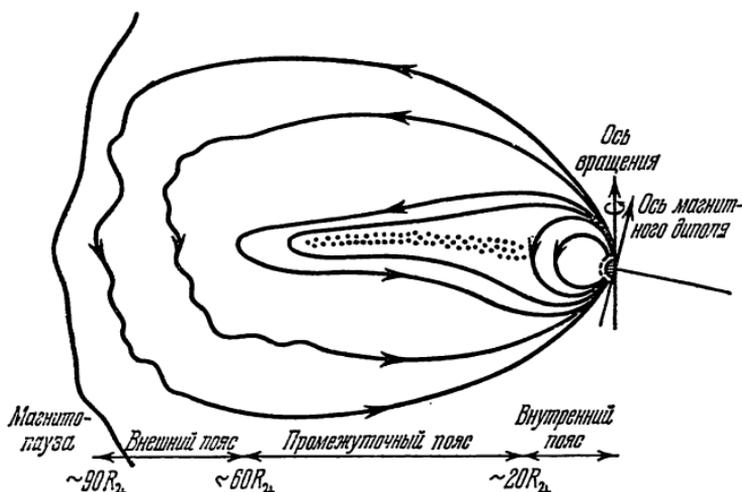


Рис. 33. Строение магнитосферы Юпитера.

межпланетное магнитное поле от магнитосферы планеты, расположена на расстоянии 8 млн. км от Юпитера. Температура заряженных частиц на фронте этой волны скачком возрастает с 10 тыс. до 1 млн. градусов. Магнитное поле планеты оказалось сложным и состоит как бы из двух полей: дипольного, которое простирается до 1,5 млн. км от Юпитера, и недипольного, занимающего остальную часть магнитосферы. Напряженность поля у поверхности планеты 10—15 эрстед, т. е. примерно в 20 раз больше, чем на Земле. Полярность дипольного поля противоположна земному (северный магнитный полюс находится в северном полушарии), магнитная ось наклонена к оси вращения на  $11^\circ$ . Из-за быстрого вращения Юпитера и значительно меньшей

интенсивности солнечного ветра на расстоянии Юпитера (он там в 30 раз слабее, чем в районе орбиты Земли) магнитное поле Юпитера почти симметрично относительно магнитной оси планеты (земное магнитное поле «смято» со стороны Солнца давлением солнечного ветра).

Кроме теплового и дециметрового излучений, Юпитер является источником радиовсплесков на декаметровых волнах (от 4 до 85 м). Продолжительность этих всплесков различна: от долей секунды до минут и даже часов. Впрочем, минуты и часы — это длительность не отдельных всплесков, а целых серий всплесков, своеобразных шумовых бурь или гроз.

В качестве возможных причин этих всплесков в разное время был выдвинут целый ряд механизмов. Среди них и гипотеза о настоящих грозовых (т. е. электрических) разрядах в атмосфере планеты, и о так называемых свистящих атмосфериках, т. е. разрядах, уходящих в космос вдоль силовых линий магнитного поля планеты, и об излучении электронов в магнитном поле Юпитера.

Наиболее обоснованной теоретически является гипотеза советского радиоастронома В. В. Железнякова о том, что всплески на декаметровых волнах порождаются плазменными колебаниями в ионосфере Юпитера. Причин таких колебаний может быть много: нестабильность ионосферной плазмы за счет неоднородности и колебаний магнитного поля и сложного вида распределения заряженных частиц по скоростям, потоки частиц из радиационных поясов, вспышки на Солнце и, наконец, модулирование магнитного поля Юпитера его спутником Ио.

Находясь на среднем расстоянии в 5,9 радиуса планеты от ее центра, этот спутник, имеющий собственную ионосферу, не только захватывает заряженные частицы из радиационного пояса Юпитера, но может их производить и ускорять. Движение Ио в магнитном поле Юпитера генерирует потенциал электрического поля, проходящего через спутник, в 400 киловольт. Этот потенциал приводит к разгону заряженных частиц и порождает излучение декаметровых радиоволн. Измерения «Пионера-11» полностью подтвердили этот факт.

Инфракрасный спектрометр «Пионера-11» не зарегистрировал заметного различия температур дневного

и ночного полушарий планеты, что говорит в пользу сильного динамического перемешивания в его атмосфере. Была получена яркостная температура  $145^{\circ}\text{K}$ , откуда следует, что Юпитер испускает вдвое больше тепла, чем получает от Солнца. Остальная часть энергии идет из недр планеты, причем ее источником может служить гравитационное сжатие на  $0,1 \text{ см/год}$ .

Впрочем, возможно, что энергия недр Юпитера сохранялась еще с момента его образования из первичной туманности. Эта энергия и определяет всю метеорологию планеты. Данные инфракрасного радиометра показывают, что темные полосы Юпитера теплее светлых зон. Их образование связывается с нисходящими и восходящими движениями в атмосфере планеты.

О сложной системе циркуляции в атмосфере Юпитера говорят и прямые фотографии «Пионеров». В атмосфере и в недрах планеты господствуют конвективные движения. Именно они приводят к выравниванию температур дневного и ночного полушарий. На низких широтах мощные кориолисовы силы превращают вертикальные конвективные движения в горизонтальные, а движения в направлении север — юг — в западно-восточные, направленные вдоль параллелей. Это и приводит к характерной полосатой структуре Юпитера. В высоких широтах, где линейная скорость вращения не так велика, как на экваторе (а там она равна  $12 \text{ км/сек}$ ), движения вдоль параллелей не возникают и поэтому в полярных районах планеты мы не наблюдаем полосатой структуры, столь характерной для тропических и умеренных широт. Зато почти вся область полярной шапки испещрена мелкими ячейками циркуляции.

С проблемой циркуляции атмосферы тесно связан вопрос о природе Красного пятна на Юпитере, которое существует уже более 100 лет (а возможно, и дольше). Раньше, когда считали, что под облаками Юпитера есть твердая поверхность, Красное пятно объясняли вихревым образованием типа столба Тейлора: чем-то вроде стоячей волны над каким-либо образованием на поверхности (горой или, наоборот, ложбиной). Однако эта гипотеза противоречила переменности периода вращения Красного пятна. Сейчас более вероятным считается предположение, что Красное пятно — циклоническое

возмущение в атмосфере планеты, нечто вроде мощного урагана. Напомним, что его размеры — 14 тыс. км по широте и 30—40 тыс. км по долготе. Возможно, что время жизни таких образований пропорционально их площади. Другие подобные образования меньших размеров не раз наблюдались с Земли и хорошо видны на снимках «Пионеров» (рис. 34).

Пока еще не удалось объяснить цвет полос и зон Юпитера и других планет-гигантов. Светлые зоны



Рис. 34. Фотография Юпитера с «Пионера-11».

имеют желтоватую, а темные полосы красновато-белую окраску. Все газы, обнаруженные в атмосфере Юпитера (водород, гелий, метан, аммиак, водяной пар и др.), бесцветны. Какое же вещество придает окраску его деталям? Почему Красное пятно — красное? В качестве красящих веществ различными учеными предлагались сульфид и гидросульфид аммония, свобод-

ные радикалы, различные органические соединения и сложные неорганические полимеры. Однако конвекция должна увлекать все эти соединения вниз, где они при высоких температурах должны диссоциировать. Значит, при вертикальных движениях вверх эти вещества должны вновь восстанавливаться. Поскольку бесцветные светлые зоны расположены выше, чем окрашенные полосы, можно считать, что вещество зон состоит из кристаллов аммиака, тогда как красящие вещества формируются ниже, на уровне полос.

У Сатурна скорость вращения на экваторе  $9,5$  км/сек, а запасы внутренней энергии в атмосфере, вероятно, слабее, чем у Юпитера, поэтому полосатая структура на Сатурне не столь заметна. Если бы Сатурн получал тепло только от Солнца, его равновесная температура была бы  $77^{\circ}\text{K}$ . В действительности же температура наружного облачного слоя Сатурна  $97^{\circ}\text{K}$ , что соответствует выходу тепла, в  $2,5$  раза большему, чем тепло, получаемое планетой от Солнца. Значит, Сатурн подобно Юпитеру имеет внутренние источники энергии, скорее всего той же природы (гравитационное сжатие).

На радиочастотах яркостная температура Сатурна хотя и растет с длиной волны, но гораздо медленнее, чем у Юпитера, достигая на волне  $20$  см значения  $300^{\circ}\text{K}$  (у Юпитера на этой волне температура в  $10$  раз выше). Поэтому нет оснований считать радиоизлучение Сатурна на сантиметровых волнах нетепловым: скорее всего, более длинные волны приходят к нам из более глубоких слоев, где температура выше.

Отсутствие нетеплового радиоизлучения не позволяет пока решить вопрос о существовании у Сатурна магнитного поля. С подлетом к планете «Пионера-11» в сентябре 1979 г. вопрос будет решен. Но уже теперь ясно, что если магнитное поле Сатурна и существует, то оно гораздо слабее, чем у Юпитера. Есть предположение, что образованию устойчивого магнитного поля Сатурна препятствуют его кольца.

Кольца Сатурна, открытые еще в 1655 г. Х. Гюйгенсом, состоят из роя мелких твердых частиц, обращающихся вокруг планеты в плоскости ее экватора по законам Кеплера. Теоретически такое строение колец Сатурна было обосновано работами Э. Роша (1850 г.) и Дж. К. Максвелла (1859 г.), а экспериментально — спектро-

скопическими наблюдениями А. А. Белопольского, Ж. Деландра и Дж. Килера (1895 г.). В дальнейшем большой вклад в исследование структуры и фотометрических свойств колец Сатурна внес М. С. Бобров. В настоящее время строение колец Сатурна представляется следующим. Имеются три основных кольца: внешнее (А), среднее (В) и внутреннее (С), причем последнее значительно темнее двух других и часто называется «креповым». Наиболее ярким является кольцо В. Кольца А и В разделены так называемым делением Кассини. Размеры колец таковы:

	В экваториальных диаметрах планеты	В км
Внешний диаметр кольца А	2,25	275 000
Середина деления Кассини	1,96	236 500
Внутренний диаметр кольца В	1,50	181 000
»                   »                   »    С	1,24	149 400

В 1969 г. французский астроном П. Герен на обсерватории Пик-дю-Миди открыл еще одно внутреннее кольцо (D), очень слабое, отделенное от кольца С темным промежутком. Толщина колец Сатурна невелика: по наблюдениям во время прохождения Земли через плоскость колец (когда они становятся к нам ребром) советский ученый Р. И. Киладзе, французские О. Дольфюс и Ж. Фокас, а затем советский астроном М. С. Бобров оценили ее в 2—3 км.

Типичные размеры частиц кольца по данным радиолокации не меньше 1 см и не более 10 м. Такие же пределы получены из анализа фотометрических свойств колец. В то же время некоторые исследователи (например, Ф. Франклин и А. Кук в США) полагают, что в кольцах могут быть и очень малые частицы (в доли миллиметра). Скорее всего, так оно и есть, ибо взаимные столкновения крупных частиц неизбежно будут приводить к их дроблению и образованию мелких частиц. Но доля последних в общей массе кольца незначительна. Оценки массы колец пока весьма ненадежны. Наиболее вероятна оценка:  $10^{-5}$  массы Сатурна, или  $6 \cdot 10^{24}$  г.

Спектральные свойства колец Сатурна указывают на то, что их частицы либо ледяные, либо (что более ве-

роятно) покрыты снаружи слоем льда или инея. К такому выводу пришли американский астроном Дж. Койпер и независимо советский астроном В. И. Мороз.

До недавнего времени кольца Сатурна считались единственным образованием такого типа в Солнечной системе. Но вот наблюдение покрытия звезды 9,5 звездной величины SAO 158687 Ураном 10 марта 1977 г., проведенное американскими учеными с самолетной обсерватории имени Койпера (где на борту высотного самолета установлен 91-сантиметровый телескоп), показало, что Уран тоже окружен системой колец. До закрытия Ураном звезда испытала пять кратковременных (от 1 до 7 сек) ослаблений блеска. То же самое произошло после выхода звезды из-за диска Урана. Обработка фотоэлектрических наблюдений показала, что четыре кольца шириной около 10 км каждое расположены на расстояниях от 44 до 48 тыс. км от центра планеты (18—22 тыс. км от ее поверхности). Пятое кольцо, шириной 50—100 км, находится на расстоянии 51 000 км от центра и 25 000 км от поверхности Урана.

В 1960 г. советский астроном С. К. Всехсвятский предсказал, что и Юпитер должен быть окружен кольцом. Некоторые признаки этого кольца он усматривал в наличии на диске планеты тонкой экваториальной полоски. Каково же было удивление ученого мира, когда пролетевший вблизи Юпитера в марте 1979 г. американский космический аппарат «Вояджер-1» подтвердил предположение советского ученого: Юпитер действительно имеет тонкое кольцо.

Уран и Нептун отличаются от Юпитера и Сатурна не только меньшими размерами и массой. У них больше средняя плотность, что отражает иной средний состав этих планет. По-видимому, в их недрах водород и гелий составляют не более 20% массы, остальная часть приходится на долю тяжелых элементов. Но в атмосферах этих планет водород и гелий по-прежнему — главные компоненты.

Температуры этих планет крайне низки. Равновесная температура Урана составляет около 50°К, Нептуна 40°К. Фактически измеренные температуры в инфракрасном диапазоне 55°К и 57°К соответственно. Некоторое превышение измеренной температуры Нептуна над равновесной требует подтверждения.

В миллиметровом и сантиметровом диапазоне температуры обеих планет растут с длиной волны, как видно из следующей таблички:

Планета	Длина волны				
	17— 28 <i>мкм</i>	3,5 <i>мм</i>	9,5 <i>мм</i>	2 <i>см</i>	10 <i>см</i>
Уран	55	111	125	181	200 °К
Нептун	57	88	134	172	200 °К

Явный, хотя и не быстрый рост температуры с длиной волны говорит в пользу тепловой природы радиоизлучения Урана и Нептуна и объясняется, как в случае Сатурна, ростом температуры с глубиной.

В 1976 г. советские астрономы К. Ю. Ибрагимов и Л. П. Сорокина (Астрофизический институт АН Казахской ССР) показали, что в атмосферах Урана и Нептуна могут образовываться облака из капелек жидкого метана размером в несколько микрон. Наиболее плотный слой этих облаков лежит на 5—6 км ниже наблюдаемой нами их верхней границы.

## § 17. ПЛУТОН

Самая далекая планета Солнечной системы, Плутон, — наименее изученная из всех планет. Она была открыта в марте 1930 г. американским астрономом К. Томбо. Позже она была найдена и на более ранних фотографиях неба, начиная с 1914 г.

Плутон выглядит как звезда примерно 15-й звездной величины. Нетрудно подсчитать \*), что почти такой же блеск имел бы Марс, если его отнести на расстояние Плутона. Это значит, что Плутон примерно таких же размеров, как и Марс. Более точная оценка диаметра планеты была сделана в 1950 г. Дж. Койпером, измерившим с помощью 5-метрового телескопа его угловой диаметр и нашедший его равным 0",23. Этому значению соответствует диаметр планеты 5900 км.

\*) См. «Земля и Вселенная», 1973, № 1, с. 78—80.

В ночь с 28 на 29 апреля 1965 г. Плутон должен был пройти вблизи звезды 15-й звездной величины, причем так близко, что мог закрыть ее, если бы его диаметр был равен определенному Койпером. Двенадцать обсерваторий следили за блеском звезды, но он не ослабел ни на секунду. Это означало, что диаметр Плутона не превосходит 5500 км.

Еще труднее было определить массу Плутона. До 1978 г. спутников у него известно не было, кометы вблизи него не проходили. Оставалось изучать слабые

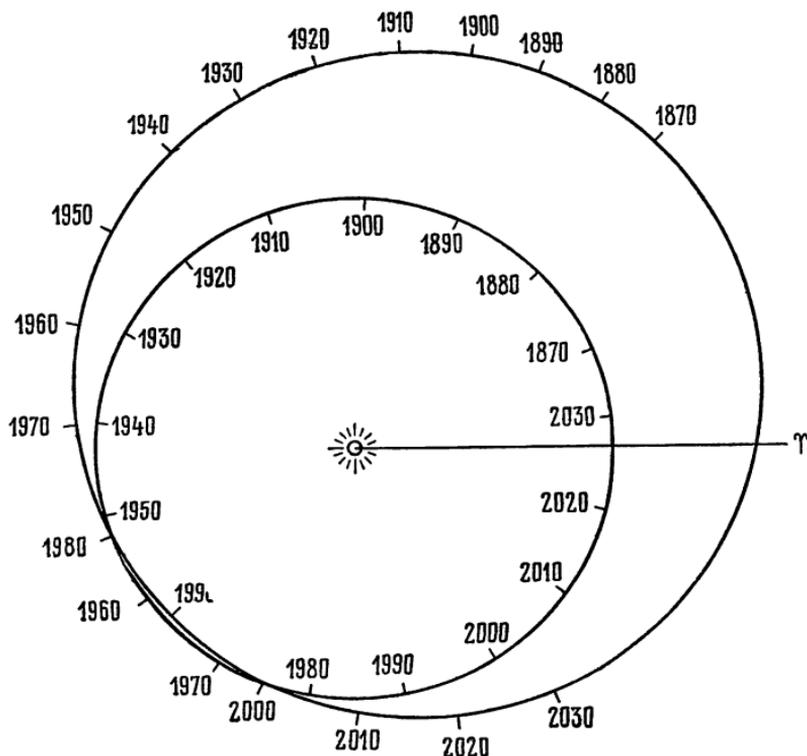


Рис. 35. Орбиты Плутона и Нептуна. Годы указывают положения планет на орбитах.

возмущения, создаваемые Плутоном в движении ближайших к нему планет Нептуна и Урана.

При взгляде на план Солнечной системы может создаться впечатление, что орбиты Нептуна и Плутона пересекаются (рис. 35). Это впечатление ошибочно, так как орбита Плутона наклонена на угол  $17^\circ$  к плоско-

сти эклиптики и орбиты Нептуна, причем линия узлов (пересечения плоскостей орбит) расположена так, что как раз в районе кажущихся «точек пересечения» Плутон находится на 10 а. е. севернее эклиптики. Более того, из-за соизмеримости периодов обращения Нептуна и Плутона (три периода Нептуна почти равны двум периодам Плутона) расстояние между обеими планетами никогда не может быть меньше 18 а. е. Сейчас Плутон приближается к своему перигелию и он уже ближе к Солнцу, чем Нептун.

Ближе к Плутону, как это ни странно, может подходить Уран — расстояние между ними может иногда сокращаться до 14 а. е. Но все же это расстояние слишком велико. Американские астрономы Р. Данкомб, П. Сейдельман, Э. Джексон и польский астроном В. Клепчинский проделали громадную работу по обработке 5426 наблюдений положений Нептуна за 1846—1868 гг. с учетом возмущений от всех остальных планет и получили наилучшее согласие теории с наблюдениями в случае, если масса Плутона равна 0,11 земной. Именно такова, как мы помним, масса Марса, но Плутон меньше Марса, и если мы примем для него такую массу и диаметр 5500 км, то средняя плотность Плутона окажется равной 8 г/см<sup>3</sup>, что слишком много. И вдруг неожиданно американский астроном Дж. Кристи на пластинках, снятых в апреле — мае 1978 г. на 155-сантиметровом рефлекторе Морской обсерватории во Флагстаффе, обнаружил у Плутона спутник диаметром около 500 км. Открытие было подтверждено с помощью 4-метрового рефлектора обсерватории Серро-Тололо. По обращению спутника вокруг планеты удалось определить массу Плутона —  $1,1 \cdot 10^{25}$  г, или примерно 1/500 массы Земли! Диаметр Плутона по определениям Кристи равен 2600 км, иначе говоря, именно Плутон, а не Меркурий, — самая маленькая среди больших планет Солнечной системы. Плотность Плутона получается равной 1,4 г/см<sup>3</sup> — почти как у спутника Юпитера Каллисто. По диаметру планеты и ее блеску легко определить альbedo; оно равно 0,5. Обычные скальные породы, как показывает пример Луны и Меркурия, не обладают столь высоким альbedo, значит, можно предположить, что значительная часть поверхности Плутона покрыта льдом или инеем.

Температура на Плуtone должна быть около  $40^{\circ}\text{K}$ . Это значение ниже температуры конденсации метана при очень низких давлениях ( $50^{\circ}\text{K}$ ). Поэтому на поверхности Плутона может быть метановый лед. И вот совсем недавно, в 1977 г., американские астрономы Д. Крукшенк, Д. Моррисон и К. Пилчер с помощью 4-метрового рефлектора обсерватории Китт Пик обнаружили в инфракрасном спектре Плутона две полосы, характерные именно для метанового льда.

С другой стороны, канадский астроном Л. Маннинг, изучив спектр Плутона в видимой области, полученный в 1970 г. Дж. Фиксом, Дж. Неффом и Л. Келси на 60-сантиметровом рефлекторе со спектрофотометром, нашел в нем признаки полос поглощения ионов железа и пришел к выводу, что породы планеты обогащены железом.

В 1955 г. американские астрономы М. Уокер и Р. Харди из фотоэлектрических наблюдений нашли период вращения Плутона вокруг оси — 6 сут. 9 час. 16,9 мин. Спустя 12 лет советский астроном Р. И. Киладзе подтвердил этот период по собственным наблюдениям. В настоящее время ясно, что этот период является вместе с тем периодом обращения спутника Плутона вокруг планеты.

## § 18. СПУТНИКИ ПЛАНЕТ И АСТЕРОИДЫ

Спутников планет известно в настоящее время 34, но число их то и дело увеличивается в результате новых открытий. Еще быстрее растет число открытых астероидов, уже превзошедшее 2000. Одновременно обогащаются наши знания о природе этих тел. Оба спутника Марса — Фобос и Деймос, спутник Юпитера Ганимед сфотографированы с космических аппаратов. Недалеко то время, когда в руках исследователей окажутся снимки ряда спутников Юпитера и Сатурна, полученные с близкого расстояния.

По размерам спутники планет и астероиды можно разбить на три группы. К первой группе следует отнести четыре галилеевых спутника Юпитера (Ио, Европа, Ганимед, Каллисто), спутник Сатурна Титан, спутник Нептуна Тритон, а также нашу Луну. Эти тела имеют в диаметре 3—5 тыс. км и по своим физиче-

ским свойствам вплотную примыкают к планетам земной группы, особенно таким, как Меркурий, Марс и Плутон. Три наибольших спутника превосходят по диаметру планету Меркурий (и, тем более, Плутон). Данные о них сведены в табл. 6.

Таблица 6

Спутник	Планета	Диаметр, км	Масса (Земля=1)	Плотность, г/см <sup>3</sup>	Альbedo
Титан	Сатурн	5832	0,026	1,43	0,08
Ганимед	Юпитер	5270	0,025	1,95	0,32
Каллисто	Юпитер	4990	0,018	1,63	0,16
Тритон	Нептун	3770	0,023	4,8	0,21
Ио	Юпитер	3640	0,015	3,52	0,55
Луна	Земля	3478	0,012	3,33	0,07
Европа	Юпитер	3065	0,008	3,28	0,52

Ко второй группе можно отнести остальные спутники Сатурна и Нептуна, спутники Урана и Плутона (всего 16), а также несколько крупнейших астероидов.

Таблица 7

Спутник	Планета	Диаметр, км	Альbedo	Астероид	Номер	Диаметр, км	Альbedo
Рея	Сатурн	1575	0,48	Церера	1	1003	0,054
Япет	Сатурн	1595	0,21	Паллада	2	608	0,874
Титания	Уран	1600	0,16?	Веста	4	538	0,229
Оберон	Уран	1460	0,16?	Гигея	10	450	0,041
Тефия	Сатурн	1040	0,49	Евфрозина	31	370	0,03
Диона	Сатурн	825	0,55	Интерамния	704	350	0,033
Ариэль	Уран	1330	0,08	Давида	511	323	0,037
Энцелад	Сатурн	680	0,29	Кибела	65	309	0,022
Умбриэль	Уран	880	0,10	Европа	52	289	0,036
Мимас	Сатурн	580	0,35?	Пациенция	451	276	0,026
—	Плутон	500?	?	Эвномия	15	272	0,155
Гиперион	Сатурн	350	?	Психея	16	250	0,093
Феба	Сатурн	300	?	Дорис	48	250	?
Нереида	Нептун	300	?	Ундина	92	250	?
Миранда	Уран	500	?	Юнона	3	247	0,151
Янус	Сатурн	300	?				

Вопреки распространенному мнению, не четыре, а 26 астероидов имеют диаметр 200 км и более. Сведения о 15 спутниках второй группы и о 15 крупнейших астероидах приведены в табл. 7.

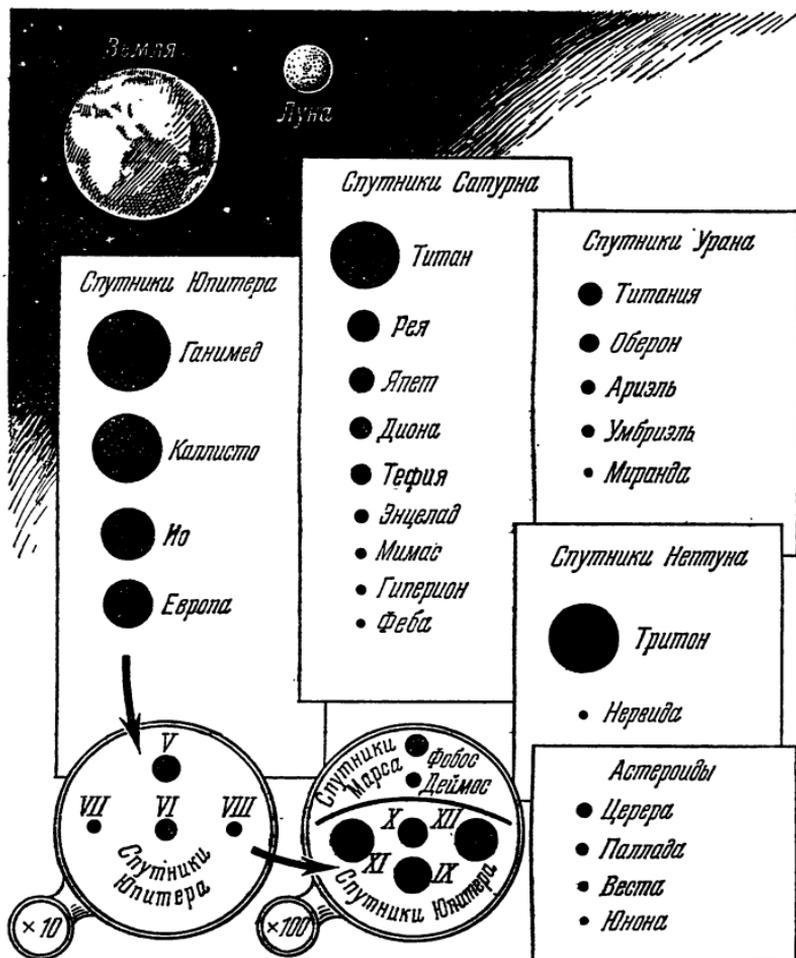


Рис. 36. Сравнительные размеры спутников планет и некоторых астероидов.

Наконец, к третьей группе относятся маленькие спутники Марса и Юпитера и все остальные астероиды, т. е. тела диаметром меньше 200 км (рис. 36).

Наибольший интерес представляют, конечно, большие спутники. Лучшее среди них изучена наша Луна.

на, но мы не останавливаемся здесь подробно на описании ее природы, поскольку Луне будет посвящена другая книга этой серии. По своей природе, внутреннему строению и структуре поверхности Луна очень похожа на Меркурий, однако средняя плотность Луны составляет  $3,33 \text{ г/см}^3$  против  $5,45 \text{ г/см}^3$  у Меркурия. Как мы уже говорили в § 13, это связано с обогащением вещества Меркурия железом и железистыми соединениями.

В «морях» Луны преобладают тяжелые изверженные породы — базальты (средняя плотность  $3,3 \text{ г/см}^3$ ), в материках — более легкие анортозиты (плотность  $2,8 \text{ г/см}^3$ ).

У четырех галилеевых спутников Юпитера мы наблюдаем переход от «луноподобных» (Ио, Европа) к «льдоподобным» (Ганимед, Каллисто). Низкие средние плотности двух последних спутников, несмотря на их сравнительно большие размеры и массы, ясно указывают на то, что они в большей своей части состоят из льдов.

Американский ученый-теоретик Дж. Льюис построил в 1971 г. модели этих спутников и пришел к выводу, что они должны иметь плотное твердое ядро, обширную почти изотермическую мантию из водяного раствора аммония и тонкую ледяную кору. Такая модель с жидкой мантией может вызвать удивление читателей, но она основана на допущении, что вода (самое распространенное в природе соединение водорода) составляет около 55% по массе «льдоподобных» спутников, аммиак и метан — около 15%, остальные 30% приходятся на долю минералов. Снаружи на поверхности спутников должен быть лед (их температуры заключены в пределах от 120 до 160°K), но по мере перехода ко все более глубоким слоям температура будет повышаться и лед растает, превратится в жидкую воду, обогащенную аммонием и другими примесями. Так построены «льдоподобные» Ганимед, Каллисто и Титан. Наоборот, Ио, Европа и, по-видимому, Тритон во многом напоминают Луну.

Однако нужно оговориться, что размеры Тритона определены очень неточно, поэтому нет уверенности и в значениях его плотности и альбедо. Тритон — единственный из крупных спутников планет в Солнечной системе, имею-

щий обратное движение. Кроме того, его орбита наклонена к плоскости экватора Нептуна на  $20^\circ$ , тогда как орбиты других больших спутников лежат практически в плоскости экватора своей планеты (так обстоит дело в системах Юпитера, Сатурна и Урана). Эти особенности орбиты Тритона, а также малые размеры и характер орбиты Плутона заставили Р. Литтльтона еще в 1936 г. выдвинуть гипотезу, что Плутон — бывший спутник Нептуна, испытавший тесное сближение с другим массивным спутником — Тритоном, в результате чего Плутон был выброшен из системы Нептуна и стал самостоятельной планетой, а Тритон перешел на обратную орбиту с большим наклоном. Эта гипотеза продолжает обсуждаться и теперь.

В 1976 г. две группы американских астрономов, возглавляемые У. Финком и Д. Моррисоном, независимо провели исследования инфракрасного спектра и отражательной способности четырех «средних» спутников Сатурна: Реи, Япета, Тефии и Дионы. Результаты указывали на то, что их поверхности, по крайней мере частично, покрыты обычным водяным льдом. Это объясняет высокие значения альбедо этих спутников.

С другой стороны, Титан — самый темный из всех крупных спутников, исключая Луну. Низкое альбедо Титана тем более непонятно, что еще в 1944 г. Дж. Койпер открыл у него атмосферу, содержащую метан, и это открытие было затем неоднократно подтверждено. По оценке американского астронома-спектроскописта Л. Трэфтона полное количество газа в вертикальном столбе атмосферы Титана  $1,6 \text{ км-атм}$ , т. е. в 25 раз больше, чем в атмосфере Марса. Давление атмосферы у поверхности Титана оценивается в  $0,1 \text{ атм}$ . По-видимому, метан — основной газ атмосферы Титана, хотя предполагается и наличие чистого водорода.

По некоторым деталям спектра Титана в «окне» близ длины волны 4,9 микрона Т. Оуэн и его сотрудники сделали вывод, что поверхность Титана тоже покрыта льдом. С другой стороны, изучение полос поглощения метана показывает, что атмосфера спутника не может быть чисто газовой: в ней должны быть облака, притом очень темные облака, поглощающие падающий солнечный свет, иначе трудно будет объяснить низкое альбедо

Титана. Из какого вещества они могут состоять, пока неясно.

У Титана предполагается наличие ионосферы, содержащей не менее  $10^3$  ионов/см<sup>3</sup>. Рассчитано, что Титан должен перехватывать ионы, вылетающие из ионосферы Сатурна. Более того, Титан способен перехватывать и нейтральные атомы и тем восполнять потери своей атмосферы.

Титан, как и ряд других спутников Сатурна, обращен к своей планете одной и той же стороной, как Луна к Земле. Этому не приходится удивляться: масса Сатурна в 95 раз превышает земную, и хотя Титан в три с лишним раза дальше от Сатурна, чем Луна от Земли, приливное ускорение на поверхности Титана в пять раз сильнее, чем на поверхности Луны \*). Еще сильнее оно у более близких к Сатурну спутников Реи, Дионы, Тефии и Энцелада (в 18, 35, 66 и 90 раз больше по сравнению с Луной). Фотометрические наблюдения подтвердили, что все эти спутники тоже обращены к Сатурну одной стороной. Несомненно, что и более близкие Мимас и Янус ориентированы так же (для них пока нет наблюдательных данных). Повернут одной стороной к Сатурну и более далекий Япет. Уже давно было замечено, что его передняя (по направлению движения) полусфера в пять раз темнее, чем задняя (их альбедо 0,07 и 0,35 соответственно). Поэтому в западных элонгациях Япет на две звездные величины ярче, чем в восточных (см. § 7). А ведь приливное ускорение, создаваемое Сатурном на Япете, в 18 раз слабее, чем создаваемое Землей на Луне. Но за 4,5 млрд. лет существования Солнечной системы оно затормозило вращение Япета и заставило его повернуться к Сатурну одной стороной.

Обратимся теперь к галилеевым спутникам Юпитера. Обработка 20-летних наблюдений их поверхностей на обсерватории Пик-дю-Миди позволила французскому астроному О. Дольфюсу и американскому астроному Б. Мюррею сделать окончательный вывод о том,

---

\*) Оно рассчитывается по формуле  $a_{\text{пр}} = f \frac{M r}{R^3}$ , где  $M$  — масса планеты,  $r$  — радиус спутника,  $R$  — его расстояние до планеты,  $f$  — постоянная тяготения.

что их вращение синхронно, как и у спутников Сатурна: периоды их вращения равны периодам обращения вокруг Юпитера, и все они обращены к планете одной стороной. Если подсчитать для них приливные ускорения, то окажется, что у Ио оно в 250 раз больше, чем у Луны, у Европы — в 53 раза, у Ганимеда — в 22 раза, у Каллисто — в четыре раза. Очевидно, что и ближайший к Юпитеру спутник Амальтея тоже обращен к нему одной стороной: у него, несмотря на малые разме-

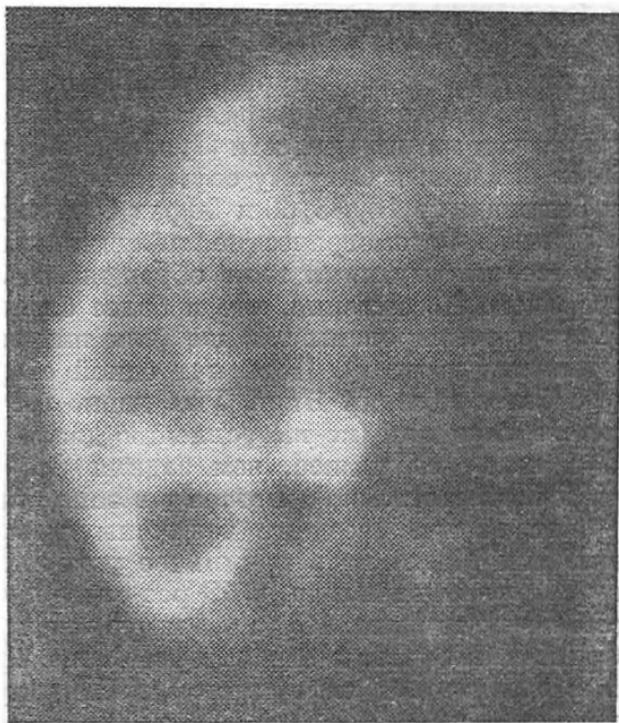


Рис. 37. Фотография Ганимеда, полученная «Пионером-11» в конце 1974 г. Заметно яркое пятно.

ры (он в 20 раз меньше Ио), приливное ускорение от Юпитера в 150 раз больше испытываемого Луной \*).

Спектральные наблюдения Европы и Ганимеда показали, что на их поверхностях имеется лед. Ход аль-

\*) Хотя на всех этих спутниках нет жидкой воды на поверхности, их вращение тормозят приливы в коре спутников, а если верна модель жидкой мантии, — то и в мантии.

бедо обоих спутников по спектру также согласуется с этим выводом. У Европы обнаружены белые пятна у полюсов, похожие на полярные шапки. У Ганимеда белые пятна расположены более хаотично (рис. 37). Есть предположения, что на Ганимеде может быть и аммиачный иней. Остальная часть поверхности Ганимеда, как показывают прямые снимки «Пионера-11» и радиолокация, весьма шероховата, сильнее, чем у Меркурия. Скорее всего, наружный слой поверхности Ганимеда — это ледяная матрица с вкраплениями камня и железа. Плотность поверхностного слоя, по Д. Моррисону и Д. Крукшенку,  $0,15 \text{ г/см}^3$ . Такова же плотность наружных слоев Ио и Каллисто. На поверхности Каллисто возможны отложения хлористого аммония.

У всех четырех галилеевых спутников Юпитера следов атмосферы из метана и аммиака не обнаружено: по данным группы У. Финка количество обоих газов ни в одном случае не превышает  $0,5 \text{ см-атм}$ .

Самый интересный спутник Юпитера — это, несомненно, Ио. Мы уже рассказывали в § 16 о влиянии Ио на магнитное поле Юпитера и излучение им декаметровых радиоволн. Но Ио преподнесла ученым еще несколько сюрпризов.

В начале 1974 г. американский астроном Р. Браун с помощью спектрографа, установленного на 1,5-метровом рефлекторе обсерватории Маунт Хопкинс, получил серию спектрограмм Ио, на которых четко выявились эмиссионные линии желтого дублета натрия. Их интенсивность показывала, что оптическая толща слоя натрия превышает единицу. Ни у одной из атмосфер планет Солнечной системы свечение натрия не наблюдалось. Не было оно обнаружено и у соседей Ио: Европы, Ганимеда и Каллисто.

Свечение натрия в атмосфере Ио привлекло внимание теоретиков. Американские ученые М. МакЭлрой, Л. Трэфтон и другие предложили следующее объяснение. Атомы натрия «выбиваются» с поверхности спутника ударами высокоэнергичных частиц из радиационных поясов Юпитера. Другие спутники находятся дальше от планеты и их эти частицы не достигают.

Вскоре выяснилось, что свечение натрия сосредоточено не только в непосредственной близости от Ио, а растянуто вдоль орбиты спутника и имеет форму тора.

Кроме того, у Ио была обнаружена ионосфера с максимальной концентрацией электронов  $5 \cdot 10^4 \text{ см}^{-3}$  (10% наибольшей их концентрации в ионосфере Земли). Значит, атомы натрия ионизируются. Основным механизмом ионизации являются удары электронов из радиационных поясов Юпитера. Ионы натрия переносятся на большие расстояния (в основном вперед по орбите Ио), там превращаются в нейтральные атомы, которые и создают свечение.

Откуда же берутся атомы натрия на поверхности Ио? Из чего она состоит? Ф. Фанейл, Д. Матсон и Т. Джонсон из Лаборатории реактивного движения (США) провели серию экспериментов по бомбардировке образцов горных пород протонами. Для поваренной соли (NaCl) получилась интенсивность эмиссии, сравнимая по величине с наблюдаемой у Ио. Альbedo спутника, по данным французского астронома О. Дольфюса, весьма высокое: 0,83 в экваториальной зоне (как у снегового покрова) и 0,46 в полярных областях. На этом основании группа Фанейла высказала гипотезу о том, что поверхность Ио покрыта отложениями продуктов выпаривания насыщенных солями водных растворов, поступающих из теплых или горячих недр спутника.

По теории Ф. Фанейла и его сотрудников отложения солей должны быть богаты не только натрием, но и серой. Однако присутствие на поверхности Ио серы непосредственно не подтверждено.

Начались поиски других эмиссионных линий в спектре Ио. В 1975 г. Л. Трафтоу удалось с помощью 2,7-метрового телескопа обсерватории Мак-Дональда (США) обнаружить в 20 000 км от спутника свечение резонансных линий калия на длинах волн 7665 и 7699 Å. Интенсивность этих линий слабеет по мере удаления от Ио.

Наблюдения эмиссионных линий в спектре Ио были проведены также Н. Б. Ибрагимовым и А. А. Атаи с помощью 2-метрового рефлектора Шемахинской астрофизической обсерватории АН Азербайджанской ССР. Помимо уже известного дублета натрия 5890—5896 Å они обнаружили на спектрограммах с большой дисперсией много слабых полос железа, магния и кальция в спектральном интервале 5900—5170 Å.

В марте 1979 г. американский космический аппарат «Вояджер-1» прошел вблизи Юпитера и Ио. Анализ снимков Ио, полученных со сравнительно близкого расстояния, показал, что на этом спутнике имеется по крайней мере шесть действующих вулканов, извергающих газы и пыль на высоту около 500 км. Таким образом, облако паров металлов вокруг Ио, возможно, связано не с высеканием частиц металлов с поверхности Ио ударами элементарных частиц, а с мощными вулканическими извержениями с поверхности спутника. В чем причина различий в строении поверхностей этих четырех спутников Юпитера, покажут будущие исследования.

У Юпитера имеются еще две группы «нерегулярных», или аномальных спутников. Одна из них, куда входят VI Гималия, VII Элара, X Лиситея и недавно открытый XIII Леда, располагается на расстояниях 11—12 млн. км от Юпитера. Эти спутники имеют прямое движение, но их орбиты имеют значительные эксцентриситеты (0,15—0,21) и наклоны к плоскости экватора планеты (25—29°). В другую группу входят VIII Пасифе, IX Синопе, XI Карме и XII Ананке, которые находятся на расстояниях 21—24 млн. км от Юпитера и имеют обратное движение. Эксцентриситеты у этих спутников еще больше (0,17—0,38), наклоны от 147 до 163°. Скорее всего, эти спутники, радиусы которых заключены в пределах от 85 км (Гималия) до 5—8 км (Леда), представляют собой астероиды, захваченные Юпитером \*).

Некоторое представление о внешнем облике этих спутников могут дать фотографии спутников Марса Фобоса и Деймоса (рис. 38), полученные с американских космических аппаратов. Эти спутники представляют собой неправильной формы каменные глыбы, размерами 27×21×15 км (Фобос) и 15×12×8 км (Деймос), испещренные метеоритными кратерами различных размеров от 10 км до очень мелких. Лишенные атмосфер, эти спутники сохранили для нас историю космической бомбардировки не только их самих, но и своей планеты.

---

\*) Названия малых спутников Юпитера присвоены им в 1975 г. и утверждены Международным астрономическим союзом.

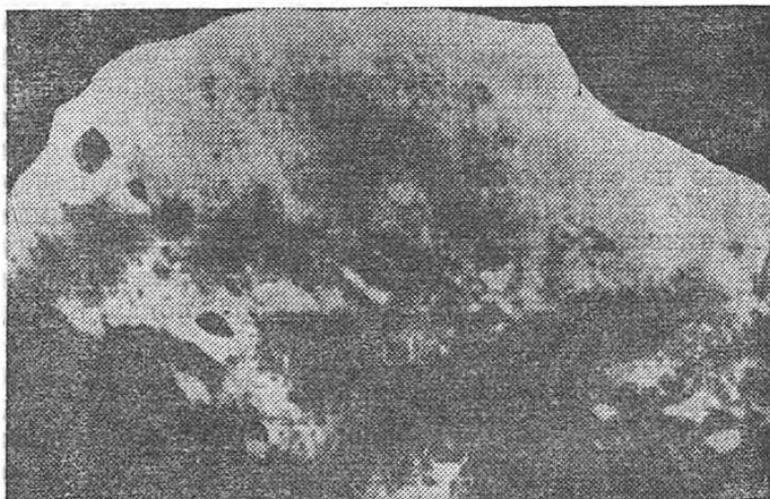


Рис. 38. Фотография Фобоса (вверху) и Деймоса, полученные «Маринером-9».

Плотность кратеров на единицу поверхности заставляет считать Фобос и Деймос почти ровесниками Марса. Оба спутника тоже обращены в Марсу одной стороной. Расчеты показали, что для установления такого вращения потребовались десятки миллионов лет для



Рис. 39. Борозды на поверхности Фобоса по фотографии «Викинг-Орбитер-1» 27 мая 1977 г.

Деймоса и лишь сотни тысяч лет для Фобоса — ничтожные сроки по космогоническим масштабам.

На снимках Фобоса, полученных в 1976—1977 гг. с космических аппаратов «Викинг-Орбитер», ясно видны длинные параллельные борозды шириной около 500 м (рис. 39). Они пересекают наиболее древние кратеры,

но зато молодые кратеры в свою очередь накладываются на борозды.

Расположение борозд оказалось симметричным относительно 10-километрового кратера Стикни. Это дало основание американским астрономам Дж. Веверке, Т. Даксбери и П. Томасу выдвинуть гипотезу, что борозды связаны с глубинными разломами, образовавшимися при ударе гигантского метеорита, породившего кратер Стикни.

Еще в 1945 г. американский астроном Б. Шарплесс обнаружил вековое ускорение в движении Фобоса. В течение 30 лет по этому вопросу шла большая дискуссия как о реальности самого ускорения, так и о его возможных объяснениях. Наиболее полная обработка всех наблюдений Фобоса за 100 лет привела ленинградского астронома В. А. Шора и его сотрудников к заключению, что эффект реален. Фобос постепенно приближается к Марсу и примерно через 20—25 млн. лет упадет на его поверхность. Таким образом, объяснение происхождения борозд по Сотеру и Гаррису имеет некоторые основания. Что касается самого векового ускорения Фобоса, то еще в 1959 г. чл.-корр. АН СССР Н. Н. Парийский показал, что причиной его является приливное торможение спутника: приливные горбы, создаваемые им в коре Марса, тормозят движение спутника, он переходит на более низкую орбиту и поэтому его движение ускоряется \*).

Более далекий Деймос не испытывает столь сильного приливного торможения, его орбита более или менее стабильна и на его поверхности борозды не обнаружены.

Поверхность спутников Марса очень темная, их альbedo равно 0,05, как у лунных морей. Непосредственные фотографии, фотоэлектрические и поляризметрические наблюдения указывают на то, что наружный слой поверхности обоих спутников — мелко раздробленная пыль, слой которой имеет толщину около 1 мм. Ее состав, по-видимому, базальтовый со значительной

---

\*) Этот парадокс (ускорение возникает за счет торможения) не должен смущать читателей. Ведь и искусственные спутники Земли, тормозясь в атмосфере, снижаются и начинают двигаться быстрее, в соответствии с III законом Кеплера.

примесью карбонатов. Инфракрасные наблюдения свидетельствуют о крайне низкой теплопроводности наружного покрова, что подтверждает гипотезу о пылевом слое.

Обратимся теперь к природе астероидов. Мы не будем здесь рассматривать структуру кольца астероидов, отсылая читателей к брошюре А. Н. Симоненко «Пояс астероидов» (М.: Знание, 1977) и к статьям, указанным в списке литературы в конце книги. Рассмотрим физические характеристики этих тел.

Об отражательной способности (альбедо) и цвете ряда крупных астероидов красноречиво говорят графики, построенные К. Чепменом и Т. Мак-Кордом (рис. 40). Из них следует ряд интересных выводов. Так, астероид Веста отражает света почти в 10 раз больше, чем Бамберга; Церера и Паллада практически серые (их отражательная способность не меняется с длиной волны), а Юнона заметно красноватая (альбедо в красных лучах растёт). У Весты в области 0,9 мкм наблюдается глубокая полоса поглощения, которая была ранее обнаружена в спектре Марса Т. Мак-Кордом и Дж. Адамсом. Она характерна для группы ферросиликатов (например, для оливинов) и для некоторых окислов железа.

Низкое альбедо Цереры сравнимо с альбедо Луны и Меркурия. Но Немауза и особенно Бамберга имеют практически черную поверхность, приближаясь по этому признаку к самым темным метеоритам — углистым хондритам.

Систематические измерения альбедо и размеров 187 астероидов были проведены за последние годы двумя группами американских астрономов под руководством Д. Моррисона и О. Хансена. При этом они исполь-

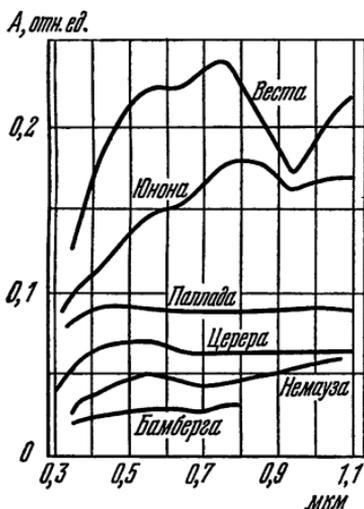


Рис. 40. Отражательная способность астероидов в функции длины волны (по К. Чепмену и Т. Мак-Корду).

зовали два новых метода: поляризационный, предложенный в 1970 г. Дж. Веверкой из Корнельского университета и основанный на известной зависимости характера изменения поляризации с фазой от величины альbedo, и радиометрический, разработанный Д. Алленом (университет штата Миннесота) и основанный на сравнении потоков излучения на длинах волн 10 и 20 мкм. Оба метода дали хорошее согласие друг с другом.

Оказалось, что все изученные астероиды можно разделить по их отражательной способности на три группы: темные (класс C), сходные в этом отношении с углистыми хондритами, светлые (класс S), напоминающие обычные силикаты, и очень светлые (класс U) с неясным минералогическим составом. Распределение их по альbedo четко выявляет две основные группы: C и S (рис. 41). К классу U принадлежат немногие астероиды, у которых альbedo превышает 0,2; на рис. 41

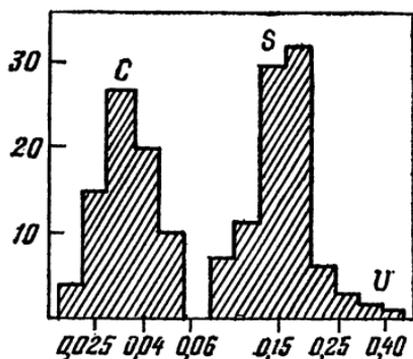


Рис. 41. Распределение астероидов по их альbedo (по Д. Моррисону).

они образуют правое «крыло» группы астероидов класса S. В их числе (4) Веста, (44) Ница, (64) Ангелина, (113) Амальтея (не путать с ближайшим спутником Юпитера — в Солнечной системе тоже есть тезки), (182) Эльза, (349) Дембовска и (434) Венгрия. Среди самых темных — (313) Халдея (альbedo 0,014), (95) Арегуза (альbedo 0,019), (537) Паули (альbedo 0,021), (65) Кибела (альbedo 0,022) и ряд других. 26 астероидов из 187 (14%) имеют альbedo меньше 0,03, т. е. меньше, чем у Бамберги. Кстати, аномальные спутники Юпитера Гималия и Элара тоже имеют альbedo 0,03, что подтверждает предположение об их астероидальной природе и последующем захвате Юпитером.

Любопытно, что астероиды класса C имеют орбиты, расположенные дальше от Солнца, чем у класса S, и среди малых планет с большими полуосями орбит 3 а. е. и более: они составляют 95% всех астероидов. Во внутренней части кольца астероидов доли классов

C и S примерно равны. Астероиды класса C — почти серые, класса S — красноватые.

Некоторые астероиды по своим отражательным и поляризационным свойствам близки к железо-никелевым метеоритам. Сюда относятся (16) Психея, (21) Лютеция и (89) Юлия. Их альbedo близко к 0,09.

Сравнение орбит астероидов и метеоритов показывает, что это тела, имеющие общее происхождение. Как правило, орбиты метеоритов имеют афелий в районе пояса астероидов. Если сюда добавить отмеченное выше сходство их оптических характеристик, то станет ясно, что природа этих двух групп тел общая. Как известно, вблизи Земли проходили некоторые астероиды группы Аполлона, в частности, Гермес в 1937 г. прошел всего лишь в 580 тыс. км от Земли. В принципе падение таких тел на Землю не только возможно, но и не раз имело место в прошлом, о чем свидетельствуют многочисленные метеоритные кратеры на Земле до 100 км и более поперечником.

## § 19. ВНУТРЕННЕЕ СТРОЕНИЕ ПЛАНЕТ

Обратимся теперь к вопросу о внутреннем строении планет. Какими данными мы располагаем, чтобы составить себе хотя бы приблизительное представление о нем?

Прежде всего нам известна *средняя плотность планеты*. Это уже говорит нам кое-что о свойствах ее вещества. Но, как известно, плотность возрастает к центру планеты по мере роста давления. Так, средняя плотность Земли равна  $5,5 \text{ г/см}^3$ , тогда как плотность земной коры в среднем лишь  $2,7 \text{ г/см}^3$ . Это указывает на то, что центральные области земного шара имеют плотность порядка  $10 \text{ г/см}^3$ .

По какому закону нарастает плотность от поверхности к центру? Об этом можно судить по величине *полярного сжатия* планеты, т. е. отношения разности экваториального и полярного радиусов к экваториальному радиусу. Из теории фигур небесных тел известно, что сжатие планеты зависит не только от скорости ее вращения и от плотности, но и от распределения плотности внутри планеты. Так, сжатие Земли в случае равномерной плотности равнялось бы  $1/230$ , а если бы

вся ее масса была сосредоточена в центре, то  $1/580$ . На самом деле сжатие Земли составляет  $1/298$ .

Величиной, характеризующей нарастание плотности планеты к ее центру, является так называемый *относительный, или безразмерный момент инерции* планеты. В механике моментом инерции тела принято называть сумму произведений масс частиц тела на квадраты их расстояний от так называемой оси инерции, проходящей через тело. В качестве одной из главных осей инерции обычно выбирают ось вращения планеты. Таким образом, момент инерции равен

$$J = \Sigma mr^2. \quad (1)$$

Для шара с массой  $M$  и радиусом  $R$  момент инерции равен

$$J = KMR^2, \quad (2)$$

где коэффициент  $K$ , называемый безразмерным моментом инерции, зависит от распределения плотности внутри шара. Для однородного шара  $K=0,4$ , с уплотнением к центру  $K$  уменьшается. Из наблюдений движения спутника планеты можно определить величину  $K$ . Приводим значения  $K$  для ряда планет:

Юпитер	0,26	Земля	0,331
Сатурн	0,27	Марс	0,375
Уран	0,305	Луна	0,400
Нептун	0,305		

Из этой таблички ясно видно, что чем массивнее планета, тем больше отличается у нее значение  $K$  от  $0,4$ , т. е. тем сильнее у нее сжатие к центру.

Лучше всего изучено внутреннее строение Земли, поскольку о нем нам много могут рассказать закономерности распространения сейсмических волн. При землетрясениях возникают два основных типа волн: *продольные* и *поперечные*. В первых происходит волнообразное распространение сжатий и растяжений вещества земных недр, во вторых — колебания поперек распространения волны. Сейсмические волны имеют ряд важных для нас свойств, а именно: они отражаются от границ раздела слоев, где происходит резкое изменение плотности. Поперечные волны распространяются

только в твердой среде и не распространяются в жидкой. Наконец, скорость распространения сейсмических волн растет с плотностью среды.

Изучение распространения сейсмических волн в недрах Земли позволило составить следующую картину ее внутреннего строения (рис. 42). Наружная оболочка Земли, — кора, — имеет среднюю толщину 17 км

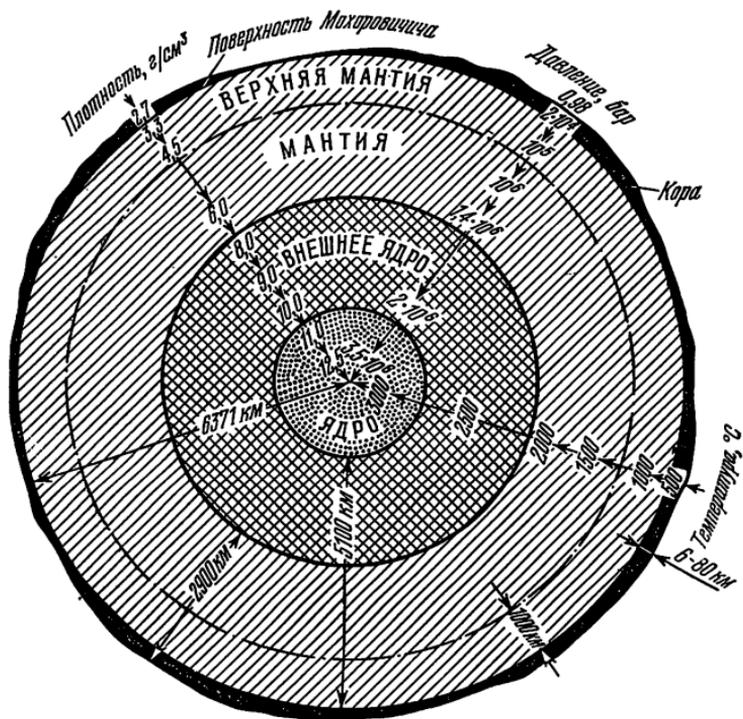


Рис. 42. Внутреннее строение Земли (схема).

и среднюю плотность 2,7 г/см³. Верхний слой коры состоит в основном из кислых пород типа гранитов с преобладанием соединений кремния (Si) и алюминия (Al). Поэтому вещество этого слоя часто называют «сиаль». Ниже располагаются основные породы — базальт, габбро, диабаз. Поскольку эти породы содержат соединения кремния и магния, нижний слой коры иногда называют «сима». Толщина коры под материками достигает 30—40 км и более, под океанами она снижается до 6—10 км.

Под корой лежит слой мантии, состоящей из основных пород (базальтов) и ультраосновных пород (перидотитов). Толщина мантии, как показывают сейсмические волны, 2900 км. Скорость распространения этих волн растет с глубиной, отражая рост плотности.

На глубине 2900 км наблюдается резкое изменение поведения сейсмических волн. Поперечные волны глубже вообще не проходят, а скорость продольных волн падает скачком с 13,65 до 8,0 км/сек. Это означает, что ядро Земли имеет свойства жидкости. Давление на границе ядра равняется 1,35 млн. атмосфер, а в центре достигает 3,5—4 млн. атмосфер, плотность ядра составляет 12—17 г/см<sup>3</sup>, температура в ядре 2000—4000 градусов.

До сих пор неизвестен состав земного ядра. Длительное время считалось несомненным, что ядро Земли железо-никелевое и по составу близко к железным метеоритам. Но эти метеориты составляют лишь 6% всех метеоритов, наблюдавшихся при падении, тогда как на долю земного ядра приходится более 35% массы Земли. Непонятно, откуда в Земле взялось столько железа и как оно перешло в ядро (при столь больших давлениях и высокой вязкости процессы дифференциации вещества в Земле затруднены).

Другая точка зрения была высказана в 1939 г. советским геологом В. Н. Лодочниковым и в 1948 г. — английским геофизиком У. Рамзеем. Согласно гипотезе Лодочникова — Рамзея, на границе мантии с ядром происходит фазовый переход вещества мантии — его превращение в металлическое состояние. В этом состоянии внешние электроны сорваны с атомных оболочек и свободно перемещаются между атомами, как в металлах. Трудность этой гипотезы состоит в объяснении резкого скачка плотности на границе мантии с ядром. С другой стороны, с этой точки зрения внутреннее ядро Земли («ядро ядра») радиусом в 1250 км как раз может считаться состоящим из железа (на долю внутреннего ядра приходится лишь 2% массы Земли). С позиций гипотезы о железо-никелевом ядре природа внутреннего ядра непонятна: элементы, более тяжелые, чем железо, имеют слабую космическую распространенность и никак не составят 2% земной массы, а известные фазовые переходы железа при высоких температурах не сопро-

вождаются резкими повышениями плотности. По-видимому, ядро Земли состоит не из металлического железа (с примесью никеля), а из его соединений. Внутреннее ядро, наоборот, скорее всего состоит из железа и никеля.

Попробуем применить эти представления к другим планетам земной группы. Венера по своему внутреннему строению, по-видимому, мало отличается от Земли. Ее размеры, масса и средняя плотность немного меньше соответствующих величин для Земли, но отличаются от них незначительно. Ядро Венеры также должно быть несколько меньше земного.

Масса Марса меньше земной уже на порядок. Его средняя плотность ( $3,89 \text{ г/см}^3$ ) почти в 1,5 раза меньше средней плотности Земли, а безразмерный момент инерции (0,375) близок к его значению для однородного шара. Согласно модели Марса, рассчитанной советским астрономом С. В. Козловской, ядро Марса имеет радиус около 1000 км и содержит 5% массы планеты. Такое ядро может быть и железным. Американский геофизик Дж. Андерсон сделал другое предположение: в ядре Марса присутствует не только никелистое железо, но и сернистое железо — минерал троилит ( $\text{FeS}$ ), часто встречающийся в метеоритах. По модели Андерсона радиус ядра Марса 1500 км, его масса составляет 12% массы планеты.

Мантия Марса, включающая не менее 92% массы планеты согласно С. В. Козловской должна содержать много оливина — тяжелой породы, состоящей из ортосиликатов магния и железа. Толщина марсианской коры, как показывает анализ рельефа планеты, 30—40 км.

Следующей ступенью в направлении к телам с меньшей массой является Луна. Ее безразмерный момент инерции показывает, что Луна практически однородна. Средняя плотность Луны ( $3,3 \text{ г/см}^3$ ) равна средней плотности земной мантии. А так как радиус Луны значительно меньше глубины мантии и сила тяжести на Луне в шесть раз меньше, чем на Земле, очевидно, что у Луны вовсе нет ядра. Зато кора Луны, как показывают сейсмографы, установленные на Луне американскими астронавтами, в среднем толще земной коры и имеет толщину 65 км. Наличие столь толстой коры указывает на

то, что Луна в начале своей истории претерпела быстрое разогревание, причина которого пока неясна. Основные породы коры Луны — анортозиты и базальты. В мантии Луны должны преобладать анортозиты, так как базальт при больших давлениях превращается в эклогит, плотность которого ( $3,7 \text{ г/см}^3$ ) превышает среднюю плотность всей Луны. Поэтому базальт и эклогит не могут быть основными минералами лунной мантии.

Особое место среди планет земной группы занимает Меркурий. Несмотря на сравнительно малую массу, он имеет довольно высокую среднюю плотность, близкую к средней плотности Земли. Поэтому специалисты полагают, что Меркурий обогащен железом. Однако пока неизвестно, перемешано ли оно с силикатами или образует ядро (безразмерный момент инерции Меркурия пока неизвестен). Сам факт обогащения железом связан, по-видимому, с условиями образования Меркурия во внутренней части допланетного облака, где преобладали тяжелые элементы и отсутствовали летучие.

Совсем иная картина была в зоне образования планет-гигантов. Здесь, наоборот, преобладали водород, гелий и летучие вещества. Именно поэтому планеты-гиганты, особенно Юпитер и Сатурн, состоят в основном из водорода и гелия.

Громадные массы этих планет приводят к тому, что у них под чудовищными давлениями происходит сильная концентрация массы к центру. Об этом свидетельствуют значения их безразмерных моментов инерции.

Рассмотрим в качестве примера модель внутреннего строения Юпитера, рассчитанную американскими учеными Дж. Андерсоном и У. Хаббардом (рис. 43). Атмосферный слой имеет толщину около 1000 км. Ниже чисто газового слоя, в котором формируются линии поглощения в спектре, лежат облака из кристалликов аммиака, которые мы наблюдаем в телескоп. Еще ниже последовательно располагаются кристаллы гидросульфида аммония, ледяные кристаллы, наконец капельки воды, взвешенные в молекулярном водороде.

Дальше следует слой жидкого молекулярного водорода, толщиной 24 000 км. На такой глубине давление достигает 3 млн. атмосфер, а температура 11 000 градусов, и водород переходит в жидкое металлическое состояние, т. е. становится подобным жидкому металлу.

Слой жидкого металлического водорода имеет толщину 42 000 км. Внутри него располагается небольшое, около 4000 км радиусом, железо-силикатное твердое ядро. Здесь температура достигает 30 000 градусов. Наличие железо-силикатного ядра следует из предположения, что относительное обилие химических элементов на Юпитере такое же, как на Солнце. В пользу существования обширного слоя металлического водорода говорит наличие мощного магнитного поля у Юпитера,

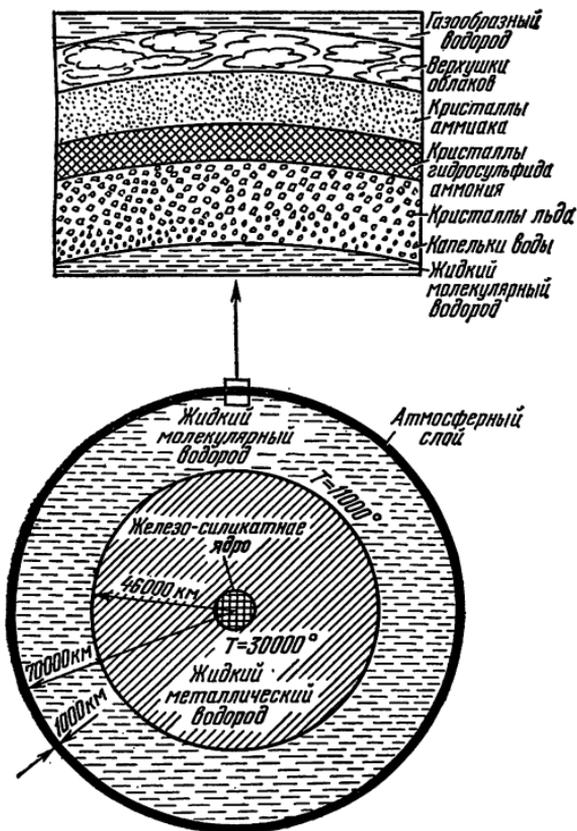


Рис. 43. Внутреннее строение Юпитера (схема).

поддерживаемого кольцевыми электрическими токами, возникающими в этом слое при быстром вращении планеты.

В модели внутреннего строения Сатурна, построенной У. Хаббардом, слой молекулярного водорода толще, чем у Юпитера, и достигает 38 000 км. Этим и объяс-

няется низкая плотность планеты. Наоборот, слой металлического водорода сравнительно тонок (8000 км), что в модели Хаббарда объясняет отсутствие или слабость магнитного поля Сатурна. Далее идет сравнительно тонкий слой льда (5000 км) и, наконец, твердое ядро радиусом 10 000 км.

Уран и Нептун имеют почти одинаковое строение. На долю твердого ядра у каждого из них приходится по 80% массы. Радиусы ядер этих планет — около 8000 км. Ядро каждой из планет окружено 8000-километровым слоем льда, наружная оболочка толщиной около 9000 км состоит из молекулярного водорода. По своему строению и составу Уран и Нептун представляют как бы промежуточный случай между Юпитером и Сатурном, с одной стороны, и планетами земной группы, — с другой.

Различия в строении, составе и даже в массах планет этих групп определяются условиями их образования из допланетного облака. Под действием интенсивного солнечного излучения внутренние, ближайшие к Солнцу области допланетного облака были обеднены легкими элементами (водородом и гелием) и летучими веществами (кислородом, водяным паром, двуокисью углерода, инертными газами и др.) и обогащены железом и другими металлами. Наоборот, в более далеких частях облака происходило намерзание легких газов на частицы пыли. Неудивительно поэтому, что водород и гелий преобладают в веществе Юпитера и Сатурна и почти отсутствуют в планетах земной группы, сформировавшихся вблизи Солнца. Но почему в Уране и Нептуне, еще более далеких от Солнца, снова преобладают тяжелые элементы, сказать пока трудно.

## НАБЛЮДЕНИЯ ПЛАНЕТ

## § 20. ЦЕЛИ И ЗАДАЧИ ЛЮБИТЕЛЬСКИХ НАБЛЮДЕНИЙ

Астроном-любитель, желающий принести пользу науке в области изучения планет, должен прежде всего ясно представить себе цель своей работы, определить свои возможности и правильно организовать работу. Работа без цели — «наблюдения ради наблюдений» — не приносят обычно пользы ни наблюдателю, ни науке, да и сам наблюдатель не получает от такой работы никакого удовлетворения.

При определении цели работы нужно прежде всего учесть свои средства и возможности: размер и силу инструмента, теоретическую подготовку и опытность наблюдателя, условия видимости планеты и атмосферные условия. Большинство любителей астрономии имеет возможность использовать небольшие инструменты (диаметром 100—150 мм), поэтому не надо сразу братья за трудные задачи.

Работу наблюдателя планет можно разделить на три ступени:

1. **О з н а к о м л е н и е с п л а н е т а м и.** Нужно научиться отличать планеты друг от друга и находить их на небе. Для этого совершенно необходимо знать созвездия, особенно зодиакальные, а также все яркие звезды. Незаменимую помощь в этом деле окажет звездный атлас или карта звездного неба, а также астрономический календарь на данный год, в котором даются положения планет. Вслед за этим нужно познакомиться с видом планет в телескоп. Легче всего бывает рассмотреть в телескоп Юпитер, Венеру и Сатурн благодаря их большим видимым размерам. Гораздо труд-

нее наблюдать Марс и совсем трудно — Меркурий, который постоянно скрывается в лучах Солнца. Уран и Нептун в небольшой телескоп почти неотличимы от звезд. Плутон можно наблюдать только в очень крупные телескопы, недоступные для любителя.

2. У ч е б н ы е н а б л ю д е н и я. Задача второй ступени работы — научиться наблюдать планеты и изучить некоторые методы научных наблюдений. Для этого нужно сначала приучить глаз к рассматриванию планет в трубу, что является не таким простым делом, как кажется на первый взгляд. Начинаящий наблюдатель в тот же телескоп при тех же атмосферных условиях увидит на диске планеты гораздо меньше, чем опытный наблюдатель, если даже острота зрения у обоих одинакова. Поэтому надо систематически тренировать глаз, ни в коем случае, однако, не доводя его до утомления (особенно это важно при наблюдении ярких планет: Венеры и Юпитера). Научившись рассматривать планеты, надо начинать учиться правильно зарисовывать видимое. Для этого вовсе не обязательно быть художником: нужно лишь правильно передавать очертания деталей на диске планеты. Полезно для этой цели потренироваться в зарисовках с натуры. При использовании каких-либо иных методов наблюдений (например, фотографических) нужно прежде освоить методику наблюдения, а затем уже начинать наблюдать.

3. Н а б л ю д е н и я с н а у ч н о й ц е л ь ю. Несмотря на довольно большое разнообразие тем научно-исследовательских работ любителей в области изучения планет, все они могут быть объединены общей целью: и с с л е д о в а н и е и з м е н е н и й н а п л а н е т а х. Постановка наблюдений именно с этой целью имеет не только научное значение, но и дает большое удовлетворение наблюдателю, который сам непосредственно видит результаты этих наблюдений. Можно указать следующие темы для любительских работ этой группы, которые с успехом разрабатываются у нас в Советском Союзе и за рубежом:

- 1) изучение изменений в полосах Юпитера и Сатурна (их широты, ширины, интенсивности и цвета);
- 2) изучение сумеречных явлений в атмосфере Венеры, наблюдения ярких пятен — облаков верхнего слоя ее атмосферы;

3) изучение сезонных изменений на Марсе, появлений облаков;

4) наблюдение колебаний блеска Урана, Нептуна и ярких астероидов.

Подробнее о каждой из этих тем будет сказано ниже, в §§ 24—28. Разумеется, ими далеко не исчерпываются все задачи, доступные любителю, но выполнение этих работ может дать наибольший эффект.

Научные работы любителей — наблюдателей планет, несмотря на развитие сложных специальных методов их исследования, до сих пор не потеряли своего значения. Но чтобы работа имела ценность, астроном-любитель должен обратить особое внимание на систематическое изучение изменений на планетах, выявляющее их закономерности, а стало быть, и природу.

## § 21. ОБЩИЕ ПРАВИЛА НАБЛЮДЕНИЙ

Наблюдения планет являются для начинающего любителя значительно более трудным делом, чем наблюдения метеоров, переменных звезд и Солнца. При рассматривании деталей на поверхности планет от наблюдателя требуются внимательность и терпение, так как небольшие видимые размеры планетных дисков, беспокойствие атмосферы и дрожание инструмента сильно затрудняют работу.

Необходимо твердо усвоить следующие правила:

1. Коллективные наблюдения, т. е. наблюдения кружка или группы наблюдателей, обычно имеют большую ценность, чем наблюдения одного наблюдателя. При этом, разумеется, каждый наблюдатель должен вести работу совершенно самостоятельно. Ни в коем случае нельзя советоваться или сравнивать рисунки во время наблюдений. Преимущество коллективных наблюдений состоит в том, что они дают более объективные данные о планете, а заодно позволяют учесть и исключить при обработке некоторые личные ошибки наблюдателей.

2. Большое значение имеет систематичность в работе и достаточная длительность рядов наблюдений. Отдельные, отрывочные наблюдения не представляют почти никакой ценности.

3. При наблюдениях всегда нужно отмечать или рисовать только то, что наблюдатель видит достаточно

ясно. Детали, реальность которых сомнительна, лучше не рисовать. В крайнем случае в примечании надо оговорить сомнительную видимость данной детали. Следует оговаривать также случаи, когда наблюдавшаяся деталь была видна особенно отчетливо. Рисунок должен как можно точнее передавать вид планеты, но при этом вовсе не нужно гнаться за красотой рисунка.

4. Обладая небольшим инструментом, не надо брать за непосильные задачи (например, пытаться наблюдать детали на поверхности Марса в 80-миллиметровую трубу). Это приведет к тому, что наблюдатель начнет рисовать не то, что он видит, а то, что ему кажется или что он хотел бы увидеть, т. е. к искажению действительности. Не нужно стремиться наблюдать непременно

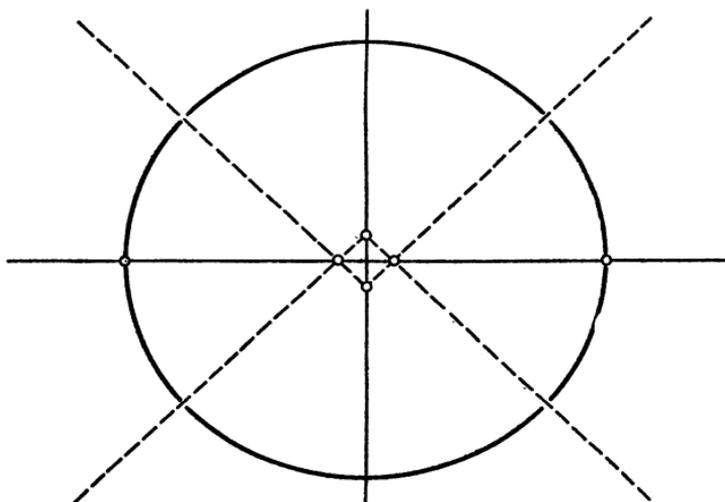


Рис. 44. Вычерчивание эллиптического диска.

при наибольшем увеличении трубы, а лучше выбрать то увеличение, при котором детали видны наиболее ясно.

Соблюдение этих правил значительно повысит качество и ценность наблюдений. Но наблюдатель всегда должен подходить к своим наблюдениям и их результатам критически, помня, что ошибки неизбежны даже у самых опытных людей.

Для зарисовок Венеры и Марса в специальной тетради или альбоме из хорошей бумаги (отдельном для каждой планеты) заранее вычерчиваются окружности

(«диски») диаметром 50 мм. Для рисунков Юпитера, имеющего заметное сжатие у полюсов, готовят овалы, которые лучше всего вычерчивать следующим образом (рис. 44). Проведем горизонтальную линию длиной 50 мм, она будет изображать экватор планеты. Отметим на ней центр и нанесем четыре точки, находящиеся на расстоянии в 2,5 мм кверху, книзу и в стороны от центра. Затем циркулем проведем четыре дуги: из верхней точки вниз и из нижней точки вверх радиусом 26 мм, из боковых точек — радиусом 22,5 мм. Каждая дуга охватывает  $90^\circ$ , и все они почти смыкаются и будут служить продолжением одна другой, образуя фигуру, очень похожую на эллипс. Разумеется, такое построение не нужно делать для каждого рисунка, а лучше заранее заготовить картонные шаблоны (овальный и круглый) и обводить их карандашом. При этом нужно учесть, что шаблон должен быть меньше нужного размера на 1—1,5 мм.

Все рисунки должны делаться мягким простым карандашом. Над каждым рисунком ставится его порядковый номер. Под рисунком указываются: 1) дата и время наблюдения; 2) инструмент, диаметр объектива и увеличение; 3) качество изображения; 4) фамилия, имя и отчество наблюдателя; 5) примечания.

Время наблюдения записывается в момент нанесения самой интенсивной детали с точностью до 1 мин. для Марса, Юпитера и Сатурна и до 5 мин. для Венеры. Поправка часов должна быть известна с точностью до 1 мин.

Качество изображения рекомендуется оценивать по следующей 5-балльной шкале, разработанной в отделе планет и Луны Московского отделения ВАГО:

1 — изображение сильно дрожит, весь диск струится, иногда искажается его форма, он окрашивается в различные цвета; детали не видны; временами изображение совсем расплывается;

2 — изображение колеблется; диск заметно струится, но форма его не искажается; окрашивание невелико; на диске видны только самые крупные детали; слабые внешние части планеты размыты;

3 — изображение почти неподвижно; края диска слегка струятся; видны все основные детали; иногда наблюдаются краткие (1—2 сек.) успокоения;

4 — изображение резкое и неподвижное; края диска четкие; видны мелкие детали и самые слабые части планеты, часто наступают моменты полного успокоения;

5 — изображение все время исключительно резкое; дрожания и помутнения редки (через 5—8 сек.); самые мелкие детали видны четко, как на рисунке; инструмент выдерживает максимальное для него увеличение.

В примечании нужно указать, насколько ясно были видны детали, дать описания наиболее интересных из них, отметить помехи при наблюдениях (Луна, облака, беспокойствие атмосферы и т. п.).

Вот пример описания планеты Марс, сделанного опытным французским наблюдателем Фурнье:

«14 декабря 1926 г., 20 ч. 00 м., объектив 50 см, диафрагмирован до 33 см, увеличение 360. Изображение весьма посредственное.

Южная полярная шапка напоминает белую светящуюся точку без видимых размеров. Северная полярная шапка белая, неясная и без заметного бордюра. Очертания терминатора и лимба неясны. *Thaumasia* и область, расположенная к северу от нее, светло-желтые, и этот оттенок обрамляет *Lacus Solis*; область *Argyre* более светлая, *Electris — Phaetontis* можно оценить баллом *c* (для светлых областей), так же как и *Thyle I*, молочно-желтого цвета, причем *Mare Chronium* не выделяется. *Lacus Solis*, *Aonius Sinus* и *Mare Chronium* одинакового тона; *Mare Sirenum* более темное, без каких-либо заметных деталей...».

Все необходимое для наблюдений: заряженные кассеты с фотопластинками или пленкой, альбом для зарисовок, шаблоны, карандаши, часы, секундомер, фонарик для освещения рисунка, астрономический календарь и т. д. — надо приготовить заранее. Свет в помещении, где производятся наблюдения, должен быть ослаблен настолько, чтобы не раздражать глаза.

## § 22. УСЛОВИЯ НАБЛЮДЕНИЙ

При наблюдении планет успех во многом зависит от условий видимости планеты и состояния атмосферы. Условия видимости в свою очередь зависят от положения планеты относительно Земли и Солнца, а также от широты места, где находится наблюдатель.

Для нижних планет (Венеры и Меркурия) наилучшие условия видимости бывают около времени наибольшего видимого удаления (элонгации) планеты от Солнца. В это время планета дольше видна после захода или до восхода Солнца. Правда, разность времени захода (или восхода) Солнца и планеты определяется не только величиной элонгации, но и склонением обоих светил и широтой места. Если склонение Венеры при восточной (вечерней) элонгации превышает склонение Солнца, ее суточный путь высок и продолжительность видимости после захода Солнца может достигать до  $4\frac{1}{2}$  часов. Легко сообразить, что такие условия бывают

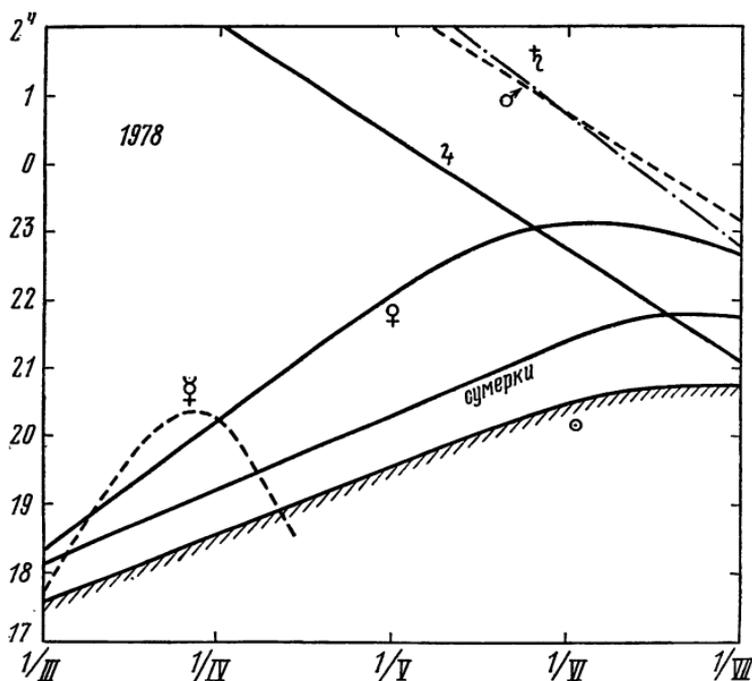


Рис. 45. График вечерней видимости планет в 1978 г.

весной и зимой, когда склонение Солнца растет, а Венера находится в тех местах эклиптики, где Солнце будет спустя некоторое время, и как бы предшествует Солнцу в его годовом движении по эклиптике. Наоборот, при западной (утренней) элонгации Венера дольше всего видна летом и осенью, когда склонение Солнца убывает, а Венера, отставая от Солнца, находится в об-

ласти эклиптики с большим склонением. Сказанное относится и к Меркурию. Для расчета времени видимости нижней планеты на каждый день рекомендуется строить графики времени захода и восхода Солнца и планеты, а также начала и конца сумерек, подобно изображенному на рис. 45).

Впрочем, такую яркую планету, как Венера, можно наблюдать не только во время элонгации — ее можно наблюдать и днем, при полном солнечном свете, когда планета находится высоко над горизонтом и ее лучи не испытывают большого поглощения в атмосфере. Дневные наблюдения имеют еще то преимущество, что в это время яркость планеты соответствует яркости окружающего ландшафта, к которой приурочился глаз, благодаря чему отсутствует то слепящее действие, которое оказывает на наше зрение яркий диск планеты ночью. С другой стороны, днем увеличивается неспокойствие воздуха и наблюдению мешает светлый фон неба, накладывающийся на фон диска и тем ухудшающий видимость малококонтрастных деталей.

Чтобы найти Венеру в телескоп днем, нужно знать ее экваториальные координаты: прямое восхождение и склонение. Если телескоп имеет экваториальную установку и снабжен разделенными кругами, то всегда удобнее разыскивать планету по Солнцу. Наведя телескоп на Солнце, отсчитываем по кругам разности координат планеты и Солнца, вычисленные предварительно по астрономическому календарю, и соответственно переведем трубу. Если планета не окажется в поле зрения искателя (§ 21), надо немного поводить телескопом вдоль суточной параллели вправо и влево.

Если имеются звездные часы или наблюдатель переведет обычно употребляемое декретное время в звездное, то можно обойтись и без наводки на Солнце, найдя планету по ее склонению и часовому углу  $t$ , определяемому из известной формулы:

$$t = s - \alpha, \quad (1)$$

где  $s$  — местное звездное время,  $\alpha$  — прямое восхождение планеты. Конечно, все расчеты для выбранного наблюдателем момента нужно производить не во время наблюдений, а заранее.

**Пример.** Наблюдатель ищет Венеру 3 октября 1978 г. в Москве в 13 ч. 05 м. московского декретного времени. Из «Астрономического Календаря» имеем:

	$\alpha$	$\delta$		Всемирное время	10 ч. 05 м.
Венера	14 ч. 58 м.	— 23°01'		Интервал звездного	
Солнце	12 35	— 3 44		времени от 0 ч.	10 07
V — C	+2 23	—19 17		Звездное время в 0 ч.	+ 0 45
s	13 ч. 22 м.			То же в момент на-	
—				блюдения на нулевом	
				меридиане	10 52
					+
$\alpha$	14 58			Долгота места наблюд.	2 30
t	22 ч. 24 м.			Местное звездное время	13 22

Таким образом, после наводки на Солнце трубу надо повернуть на 2 ч. 23 м. вдоль суточной параллели в л е в о и опустить по кругу склонения на 19°17'. Если круги установлены правильно, то можно непосредственно найти планету по отметкам  $t=22$  ч. 24 м. и  $\delta=-23^{\circ}01'$ .

Верхние планеты удобнее всего наблюдать около момента противостояния, когда планета отстоит от Солнца на 180°. В это время планета находится ближе всего к Земле и поэтому имеет наибольшие видимые размеры и блеск. Кроме того, благодаря своему положению относительно Солнца планета видна всю ночь.

Условия видимости верхней планеты во многом зависят от ее высоты над горизонтом. В момент верхней кульминации \*) (к югу от зенита) высота  $h$  любого светила равна

$$h = 90^{\circ} - \varphi + \delta, \quad (2)$$

где  $\varphi$  — широта места, а  $\delta$  — склонение светила.

Очевидно, что все верхние планеты достигают наибольшей высоты в зимние противостояния (как Луна во время полнолуния), когда эти планеты проходят по тем созвездиям, в которых Солнце бывает летом. Если же противостояние имеет место летом, суточный путь планеты проходит низко над горизонтом, что затрудняет наблюдения.

Особые условия приходится учитывать при наблюдениях Марса. Благодаря значительной эллиптичности

---

\*) Кульминацией называется прохождение светила через небесный меридиан. Наибольшей высоты всякое светило достигает во время верхней кульминации.

его орбиты расстояние его от Земли во время противостояния может колебаться между 56 и 102 млн. км. Наибольшие сближения Марса и Земли происходят раз в 15 или 17 лет, и притом непременно в августе — сентябре, когда Марс находится в созвездии Водолея (в направлении на это созвездие находится перигелий орбиты Марса). К сожалению, в это время суточный путь планеты низок, и наблюдать Марс удобно только на южных обсерваториях.

Большое значение при наблюдениях планет имеют атмосферные условия: прозрачность и спокойствие атмосферы. Атмосферные условия зависят от климата данного места, от времени суток и времени года, когда производятся наблюдения, и от многих других причин. Наилучшие атмосферные условия имеют место на значительной высоте над уровнем моря, когда наиболее плотный, запыленный и беспокойный слой атмосферы остается внизу. Поэтому большинство современных астрономических обсерваторий строится высоко в горах.

Близость больших городов, заводов и фабрик сильно ухудшает качество изображения из-за неизбежной запыленности и загрязненности воздуха. В городах мешает еще и уличное освещение. Расположение обсерватории у подножья горного хребта связано с постоянными помехами от дующих с гор ветров, а соседство с пустыней заставляет опасаться засорения атмосферы пылью.

Качество изображения во многом зависит от свойств употребляемого инструмента, о чем будет сказано ниже. На результаты наблюдения влияет и состояние самого наблюдателя. Положение наблюдателя должно быть как можно более удобным, чтобы не вызывать утомления. Время от времени и телу и глазам нужно давать отдых. Усталость или сонливость всегда вредно сказывается на качестве наблюдений.

## § 23. ИНСТРУМЕНТЫ И ПРИБОРЫ

Инструментом, часто употребляемым в любительской практике, является телескоп-рефрактор на экваториальной установке с диаметром объектива от 100 до 200 мм. Реже имеется возможность использовать телескоп в 250—300 мм.

Наличие у рефракторов хроматической аберрации значительно ухудшает качество изображения. Появляющийся по краям дисков планет так называемый «вторичный спектр» иногда даже принимается неопытными наблюдателями за окраску самой планеты. Некоторое исключение среди рефракторов в этом отношении представляют апохроматы, у которых специальным подбором сортов стекла в объективе или введением третьей линзы достигается сведение в один фокус красных, желтых, зеленых и голубых лучей.

Основные недостатки, присущие оптическим системам телескопов, — сферическая и хроматическая аберрации, — заставляют оценивать качества и возможности телескопов не только по их размерам, но и по оптическим свойствам. Часто бывает, что меньший по диаметру, но лучший в оптическом отношении объектив дает лучшие возможности наблюдателю планет, чем объектив большего диаметра, но с плохо исправленными аберрациями.

В практике любительских наблюдений с успехом могут применяться рефлекторы, изготовление которых простыми домашними средствами доступно каждому любителю астрономии. Такие рефлекторы с зеркалами диаметром в 150—300 мм (рис. 46) с успехом могут конкурировать с фабричными рефракторами.

Не останавливаясь на подробном сравнении качеств рефракторов и рефлекторов, укажем лишь на основное достоинство рефлектора — отсутствие хроматической аберрации и правильную передачу цветовых оттенков, что имеет большое значение при наблюдениях поверхностей планет. Далеко не всегда телескоп имеет часовой механизм, и поэтому нередко любителю приходится при наблюдении поворачивать трубу микрометрическим ключом, ведя ее за светилом. При наблюдениях нужно держать планету в центре поля зрения, где изображение наиболее отчетливо.

Для облегчения наведения на светило параллельно трубе телескопа укрепляется небольшая трубка — *искатель*, обладающая большим полем зрения, причем в фокусе окуляра искателя натянут крест нитей, из которых одна ориентирована вдоль суточной параллели, а другая, перпендикулярная к первой, — по кругу склонения. Когда светило оказывается на пересече-

нии нитей искателя, его видно и в главную трубу. При работе с самодельным рефлектором и телескопом Максудова рекомендуется прикрепить к ним небольшой

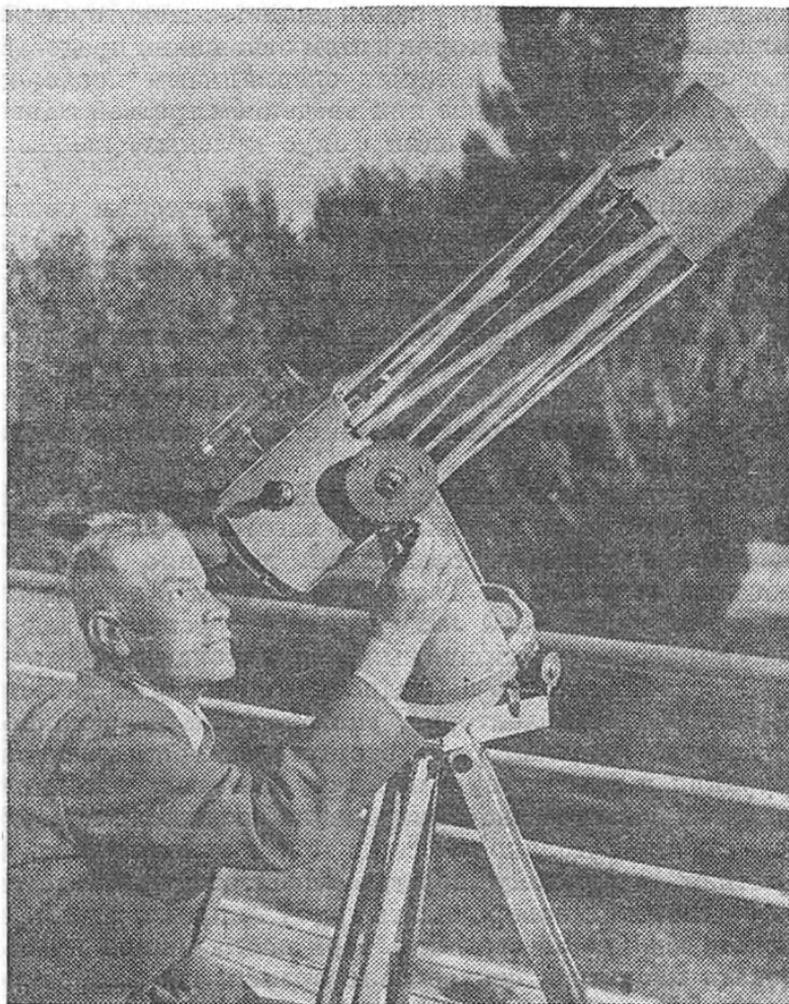


Рис. 46. Телескоп-рефлектор системы Кассегрена, изготовленный А. Н. Подъяпольским (Москва).

искатель, используя для этой цели монокуляр (половину призмного бинокля) или трубу теодолита.

Любитель-наблюдатель планет должен запастись набором светофильтров различных цветов (см. § 9). Свето-

фильтры вполне можно изготовить самому путем окрашивания неупотреблявшихся и непроявленных, но отфиксированных фотопластинок в растворах анилиновых красок. Способ их изготовления и рецепты красителей можно найти в книгах: Ц е с е в и ч В. П. «Что и как наблюдать на небе». 5-е изд.— М.: Наука, 1979, с. 100 и К у л и к о в с к и й П. Г. «Справочник любителя астрономии», 4-е изд.— М.: Наука, 1971, с. 298.

При систематическом использовании светофильтров желательно прикрепить перед окуляром передвижную рамочку, с помощью которой можно было бы быстро менять светофильтры. Одно из мест должно быть оставлено свободным для возможности непосредственных наблюдений планеты (без фильтра).

В числе других приборов для исследования планет может быть применен обычный призмный бинокль или монокуляр. С ним можно производить наблюдения блеска Урана и некоторых ярких малых планет. Сравнение блеска производится одним из методов наблюдений переменных звезд.

## § 24. НАБЛЮДЕНИЯ ВЕНЕРЫ

При той степени изученности Венеры, которая достигнута в настоящее время с помощью космических аппаратов и совершенных методов современной астрофизики, возможности любителей астрономии, желающих не просто полюбоваться видом планеты в телескоп, а принести пользу науке, крайне ограничены. И все же можно указать задачу для таких наблюдений. Это — изучение верхнего слоя облаков Венеры.

Как уже говорилось в § 14, выше основного слоя облаков располагается полупрозрачный слой облаков верхнего яруса, по-видимому, родственный серебристым облакам, плавающим в атмосфере Земли на высотах 75—90 км. Образование облаков верхнего яруса вблизи терминатора Венеры проявляется в виде выступов терминатора. Кроме того, иногда яркие пятна наблюдаются не только у терминатора, но и у лимба и даже на диске (серпе) планеты.

Появление всех этих деталей необходимо тщательно регистрировать, делая зарисовку планеты и отмечая положение наблюдавшихся деталей. Обычно любители начинают наблюдать Венеру вечером (в период восточной элонгации), когда она уже достаточно ярка. Напоминаем, что Венеру можно наблюдать и днем, применяя для ослабления фона голубого неба красный или оранжевый светофильтр. В случае появления выступа на терминаторе или светлого пятна важно проследить за ним как можно дольше. На следующий день после наблюдения такого образования нужно снова пронаблюдать Венеру и посмотреть, видно ли оно или исчезло, или сместилось, или изменило свой вид, яркость. Помимо зарисовок, надо делать подробные записи в журнал наблюдений.

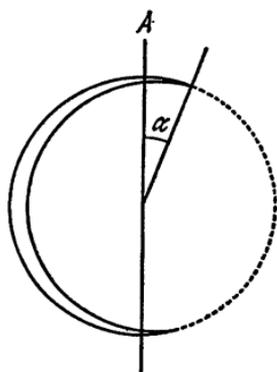


Рис. 47. Измерение удлинения рогов серпа Венеры.

Любителям, имеющим в своем распоряжении сильные телескопы (длиннофокусные рефракторы или рефлексоры с фокусом Кассегрена), необходимо постараться получить фотографии планеты (см. § 29).

Некоторый интерес представляют наблюдения удлинений рогов серпа Венеры (рис. 47), причиной которых являются сумеречные явления в верхнем слое атмосферы планеты. Обычно удлинение рогов серпа наблюдается при очень малых фазах, когда Венера представляет собой весьма узкий серп. При наблюдениях нужно оценивать угол  $\alpha$ , на который происходит удлинение рогов серпа. Если проводить такие наблюдения систематически, стараясь захватить самые малые фазы планеты, то по ним можно построить график зависимости удлинения серпа от фазы.

**Наблюдения фаз Венеры.** Еще в 1790 г. известный наблюдатель планет И. Шрётер заметил, что наблюдаемый момент *дихотомии* Венеры (когда ее фаза равна 0,5, т. е. терминатор представляет собой прямую линию) не совпадает с предвычисленным, эфемеридным моментом, а отличается от него на несколько суток. Это явление получило название *эффекта Шрётера*.

В 1933 г. автор этой книги (тогда еще любитель астрономии) в результате обработки наблюдений фаз Венеры (сперва выполненных любителями, а потом и астрономами-специалистами) обнаружил, что наблюдаемая визуально фаза Венеры отклоняется от теоретической не только в эпоху дихотомии, но и при самых различных фазах, причем эти отклонения носят систематический характер. Наблюдения А. А. Нефедьева, проведенные на Астрономической обсерватории им. Энгельгардта с помощью гелиометра, подтвердили реальность этих отклонений. Однако сам характер систематических отклонений фаз Венеры от теоретических, сводившийся к тому, что наблюдатели всегда спрямляют дугу терминатора (т. е. при фазах  $\Phi < 0,5$  отклонение положительно, а при  $\Phi > 0,5$  отрицательно), заставил автора еще в 1933 г. высказать предположение, что отклонения фазы — не что иное, как систематические ошибки наблюдений, связанные с психофизиологическими особенностями зрения. Сравнение наблюдений разных наблюдателей и при разных условиях наблюдений (днем, в сумерки, ночью), а также обнаружение таких же «отклонений» фаз Луны, Меркурия и искусственных планет окончательно доказывают это предположение. При измерениях фаз микрометром или гелиометром ошибки наблюдений носят такой же характер.

Хотя все это было установлено в работах советских любителей астрономии в 1933—1940 и в 1948—1953 гг., за последние 20 лет интерес к эффекту Шрётера не иссяк, а еще более возрос в среде астрономов-любителей Англии и ГДР, где эти наблюдения регулярно проводятся и публикуются. По нашему мнению, серьезного научного значения эти наблюдения не имеют. Тем не менее те любители, которые захотят на собственном опыте проверить наличие эффекта Шрётера, могут этим заняться. Для этого нужно:

- 1) в течение всего периода видимости Венеры аккуратно зарисовывать ее фазу на стандартных дисках диаметром 50 см;

- 2) постараться отметить момент, когда фаза Венеры равна точно 0,5, т. е. терминатор кажется прямым. Помимо непосредственной регистрации этот момент можно

определить косвенным путем, нанося на график значения фазы в функции времени и определяя по нему дату, когда график фаз пересечет ординату 0,5.

## § 25. НАБЛЮДЕНИЯ МАРСА

Небольшой видимый диаметр Марса сильно ограничивает возможность наблюдения его любителями. Серьезные результаты могут быть получены с помощью телескопов в 200 мм и более.

Какие же наблюдения Марса могут проводить любители астрономии с пользой для науки? Задачу этих наблюдений можно сформулировать так: регистрация

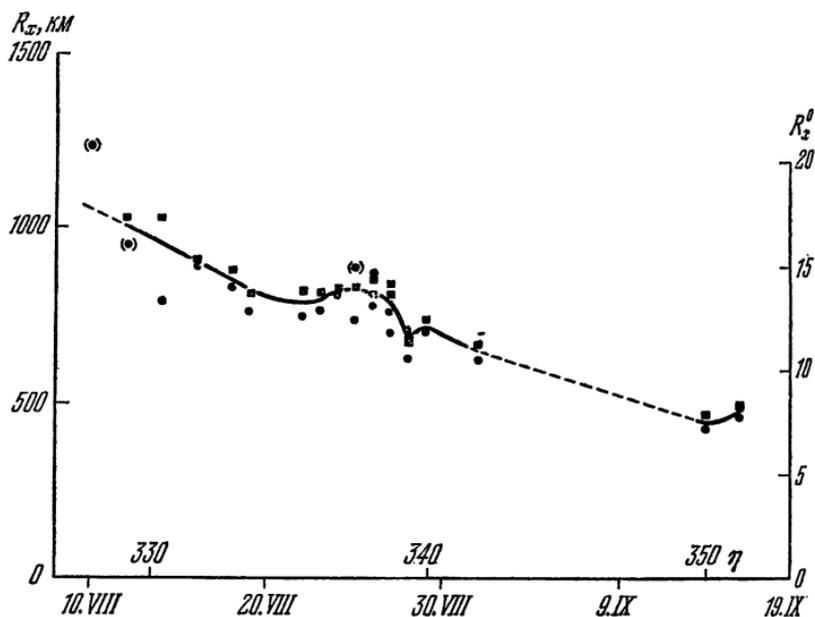


Рис. 48. График таяния полярной шапки Марса в 1956 г. по наблюдениям на обсерватории Волгоградского планетария.

сезонных изменений на Марсе и явлений в его атмосфере (появление и перемещение облаков, пылевые бури и др.).

Наблюдения таяния полярной шапки. Та из полярных шапок, где наступает весна, а затем лето, начинает таять. Ее граница отступает к полюсу. Задачей наблюдений является определение скорости таяния полярной шапки, ее формы и положения

центра. Для этого надо тщательно зарисовывать положение границы полярной шапки, по возможности несколько раз в течение ночи. Еще лучше будет, если в эту работу включатся несколько коллективов любителей, расположенных на разных долготах: наблюдая Марс в разные моменты (по всемирному времени), они смогут изучать положение границы шапки на разных долготах планеты.

По окончании периода наблюдений строится график, подобный приведенному на рис. 48. Для этого нам нужно знать на каждый день наблюдений расстояние  $L$  границы шапки от полюса.

Размеры шапки можно определять не только по рисункам, но и измеряя ее окулярным микрометром. Об устройстве микрометра было сказано в § 4. Нужно измерять видимую ширину шапки и полярный диаметр планеты (измерению экваториального диаметра может помешать эффект фазы). Пусть мы получим из этих измерений (их надо делать не менее 10 за ночь) видимую ширину шапки  $b$  и видимый диаметр диска  $d$  (в любых единицах: секундах дуги, оборотах винта микрометра и т. д.). Составляем пропорцию

$$\frac{B}{D} = \frac{b}{d}, \quad (3)$$

откуда вычисляем  $B$  в километрах, подставив  $D = 6800$  км. По значению  $B$  нетрудно вычислить расстояние границы шапки от полюса (или от центра шапки)

$$L = R \arcsin \frac{B}{D}, \quad (4)$$

где  $R$  — радиус Марса. После этого наносим  $L$  на график в функции времени и с его помощью определяем скорость таяния полярной шапки.

**Наблюдения облаков.** Облака в атмосфере Марса бывают двух типов: бело-голубые, состоящие, по-видимому, как и земные облака, из капелек воды и кристалликов льда, и желтые, пылевые. Бело-голубые облака лучше всего выделяются в синий светофильтр, желтые — в оранжевый или красный. Желая с определенностью различить облако, надо предварительно в течение не менее чем двух месяцев систематически наблюдать Марс, чтобы освоиться с видом основ-

ных его деталей — «морей» и материков. Тогда появление облаков будет легче распознать по изменению очертаний «морей», закрытых облаком или облаками. Облака над материками выделяются как яркие или светлые пятна. Пылевые облака обычно возникают именно над материками, чаще всего над Аргире, Ноахис, Элладой. Замеченное облако надо как можно тщательнее нанести на рисунок, а если есть возможность — сфотографировать планету сквозь светофильтры (см. § 29). За облаком надо следить в течение нескольких суток, пока оно не исчезнет. По таким наблюдениям можно составить карту перемещения облака, а по ней — определить скорость ветра на Марсе.

**Н а б л ю д е н и я п ы л е в ы х б у р ь.** Как уже говорилось в § 15, на Марсе иногда возникают мощные пылевые бури, охватывающие порой целое полушарие и длящиеся от двух недель до нескольких месяцев. Такие бури наблюдались в 1956, 1971, 1973 и 1975 гг. Раньше их замечали только во время великих противостояний, но в последние годы удалось выяснить, что пылевые бури чаще возникают вблизи перигелия, когда нагрев Марса лучами Солнца, а значит, и энергия, переходящая в ветровые движения в его атмосфере, максимальны. Поэтому наблюдателям, желающим «выследить» начало пылевой бури, рекомендуется начинать наблюдения за полтора месяца до прохождения Марса через перигелий. (К сожалению, даты прохождения Марса через перигелий в «Астрономическом Календаре» ВАГО не приводятся, но их можно без труда определить по приводимой в календаре таблице значений радиуса-вектора Марса  $r$ , т. е. его расстояний от Солнца. Эти значения приводятся через 5-суточные интервалы. Выбрав дату с минимальным значением  $r$ , мы определим тем самым дату перигелия с ошибкой не более двух-трех суток.)

Пылевые бури на Марсе происходят обычно в южном полушарии, где прохождение планеты через перигелий приходится на лето (см. § 15). Они начинаются с появления светлых пылевых облаков над одним из материков. Эти облака перемещаются, число и площадь их растут. Иногда (как это было в 1956 г.) область пылевой бури захватывает полярную шапку, и шапка исчезает, скрывается под пеленой пыли. Изменяются привычные

контуры «морей» и материков. Потом постепенно пыль оседает и детали альбедо снова принимают свой прежний вид, хотя бывают и «рецидивы» (повторные вспышки) пылевой бури.

От наблюдателей требуется как можно точнее регистрировать все изменения на диске Марса: изменения контуров деталей, появление и перемещение светлых пятен, их яркость, усиление или ослабление контрастов между «морями» и материками, между светлыми пятнами и окружающей местностью.

Для регистрации интенсивности деталей Марса рекомендуется применять следующую шкалу, предложенную американским астрономом (французом по национальности) Ж. Вокулером.

В этой шкале темный фон ночного неба принимается за 10, а яркость полярной шапки в период марсианской весны — за 0. Но так как наблюдателю трудно запомнить яркость шапки весной на весь период наблюдений, можно принять в качестве второй основной точки шкалы среднюю яркость материков близ центра диска, равную 2. Таким образом, значение баллов этой шкалы будет примерно таково:

— 1 — наиболее яркие участки полярной шапки;

0 — средняя яркость полярной шапки;

1 — светлые пятна, выделяющиеся своей яркостью на общем фоне материков;

2 — материки близ центра диска;

3 — наиболее слабые темные пятна: «морья», «озера» (например, Гесперия, Нильское озеро);

4 — средние по интенсивности «морья» (например, Море Крона, Эритрейское море);

5 — более темные «морья» (Киммерийское море, Большой Сирт);

6 — особенно темные «морья» и отдельные участки в них (Море Сирен, залив Гомера на северной оконечности Киммерийского моря);

7 — наиболее темные участки «морей» (главным образом в период весеннего таяния полярной шапки);

8 и 9 — детали такой интенсивности на Марсе не встречаются;

10 — фон ночного неба.

Необходимо, однако, иметь в виду, что интенсивность «морей», перечисленных выше, изменяется в до-

вольно широких пределах. Поэтому интенсивность темных и светлых деталей надо сравнивать с интенсивностью материков близ центра диска, разделив мысленно интервал между ней и фоном неба на восемь частей. Точность оценки в начале наблюдений составляет около 0,5 балла, но затем повышается, доходя у опытных наблюдателей до 0,2 балла.

Наблюдения желательно проводить не только в общих лучах, но и через светофильтры: красный, желтый, зеленый и синий. Независимые оценки интенсивности деталей при наблюдениях со светофильтрами дадут представление и об их цвете, и об изменениях цвета в период пылевой бури. Кроме того, при наблюдениях в рефрактор светофильтры уменьшают вредное влияние хроматической аберрации.

При зарисовках Марса надо обязательно указывать направление суточной параллели в виде стрелки (для этого надо подвигать изображение планеты взад-вперед ключом по часовому углу). Это необходимо для ориентировки рисунка.

Ближайшее великое противостояние Марса наступит лишь 29 сентября 1988 г. Весьма удобным для наблюдений будет также предшествующее ему противостояние 10 июля 1986 г. Однако наблюдатели, имеющие хорошие инструменты (самодельный рефлектор более 200 мм) или могущие наблюдать на народной обсерватории, должны использовать и «обычные» противостояния Марса, тем более, что в 80-х годах условия видимости планеты с каждым противостоянием будут улучшаться.

## § 26. НАБЛЮДЕНИЯ ЮПИТЕРА

Юпитер можно наблюдать даже в 80-миллиметровый школьный рефрактор (а полосы на нем видны и в 60-миллиметровый). Из всех планет он представляет собой наиболее доступный объект для наблюдений в небольшие инструменты благодаря сравнительно большому видимым размерам и четкости деталей. На поверхности Юпитера всегда наблюдается ряд темных полос, представляющих собой облачные образования в атмосфере планеты (см. § 15, рис. 30). Положение, ширина, интенсивность и цвет этих полос заметно меняются уже

в течение нескольких месяцев. Закономерности, а следовательно, и причины этих изменений еще не установлены. Некоторые авторы пытались найти зависимость между изменениями полос и солнечной активностью, но определенных результатов получить пока не удалось. Поэтому наблюдения полос Юпитера, сравнительно несложные по своему характеру, могут иметь научное значение, особенно если они проводятся систематически.

Для того чтобы можно было определить ширину и широту полос в различных участках, нужно поступать следующим образом. Прежде всего наносятся контуры краев самых широких тропических полос (рис. 49),

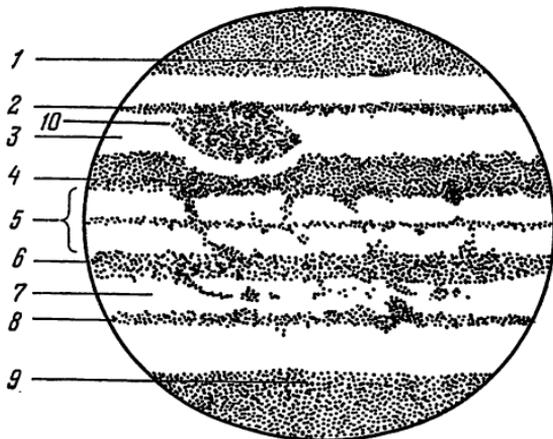


Рис. 49. Схема полос и зон на Юпитере: 1 — S-полярная шапка, 2 — S-умеренная полоса, 3 — S-тропическая зона, 4 — S-тропическая полоса, 5 — экваториальная зона, 6 — N-тропическая полоса, 7 — N-тропическая зона, 8 — N-умеренная полоса, 9 — N-полярная шапка, 10 — Большое Красное пятно.

причем сначала нужно наносить внешние края полос, а потом внутренние. Это удобнее потому, что расстояние между внешними краями тропических полос сравнимо с расстояниями от этих краев до полюсов планеты, а с другой стороны, расстояние между внутренними краями этих полос сравнимо с шириной обеих полос. По отношению к тропическим полосам наносятся более слабые умеренные и полярные полосы, а также границы потемнений на полюсах — «полярных шапок».

В полосах Юпитера даже в 80-миллиметровый телескоп можно наблюдать ряд деталей: темные и светлые пятна, выступы и углубления в краях полос, темные

мостики и вуали между полосами, разветвления полос (вилки) и др. (рис. 50). Особенно интересным является уже упоминавшееся Красное пятно, находящееся между южной тропической и южной умеренной полосами. Оно из года в год изменяет свой цвет, интенсивность и очертания и, кроме того, перемещается по долготе.

При зарисовке деталей нужно нанести сначала самую интенсивную деталь, а уже по отношению к ней

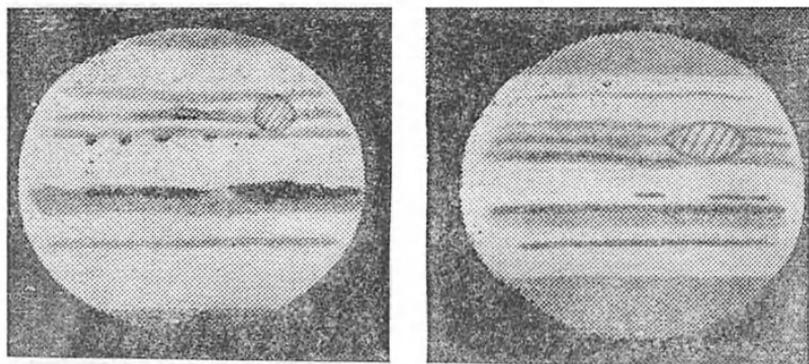


Рис. 50. Рисунки Юпитера, выполненные членами отдела планет Московского отделения ВАО.

наносить остальные, причем в первую очередь наносятся детали, находящиеся на левой (западной) стороне диска, ибо они вскоре скроются вследствие вращения планеты.

Зарисовка должна занимать не более 10—15 мин., так как быстрое вращение Юпитера вокруг оси может привести к изменению картины. Рисунки должны производиться с часовыми интервалами. Для определения периода вращения Красного пятна и других интересных деталей можно отмечать моменты прохождения их через центральный меридиан планеты. Направление последнего легко оценивается на глаз, поскольку оно совпадает с малой осью эллипса видимого диска. При таких наблюдениях удобно иметь в фокусе окуляра вертикальную нить, которую нужно совместить с центральным меридианом планеты.

Большой интерес представляют наблюдения прохождения одних деталей над другими. Эти наблюдения могут дать указания на характер расположения полос

и деталей Юпитера по высоте. Мы уже упоминали в § 16, что несколько раз наблюдались случаи, когда темная полоса делила светлое пятно пополам. Надо по возможности определять моменты прохождения таких деталей через центральный меридиан. Следует обратить внимание и на такие детали, как светлые пятна на фоне темных полос и темные мостики между двумя полосами. Как показывают наблюдения, они обычно весьма недолговечны.

Интенсивность полос и деталей надо оценивать по условной шкале, в которой баллом 6 оценивается интенсивность тени спутника на диске Юпитера, а баллом 0 — яркость экваториальной зоны. Самые темные пятна могут иметь интенсивность 5, самые яркие — интенсивность —1.

В апохромат или рефлексор можно наблюдать цвет полос и деталей. Данные о цвете могут дать также наблюдения со светофильтрами, с которыми надо производить независимые оценки интенсивности полос и деталей в каждый светофильтр отдельно. Желательно обращать внимание на различия в цвете полос северного и южного полушарий планеты, поскольку для них заподозрена периодичность в изменении цвета. Особенно интересно наблюдать цвет Красного пятна в течение ряда лет.

При всех наблюдениях подобного рода нужно не ограничиваться словесными описаниями цвета, а постараться выработать себе цветовую шкалу, наподобие шкалы Остгофа, применяемой для определения цвета звезд и метеоров. Такую шкалу можно выработать только в результате систематических наблюдений планеты с одним и тем же инструментом.

Шкала Остгофа выглядит следующим образом:

0 — белый	6 — красно-желтый
1 — желтовато-белый	7 — оранжевый
2 — беловато-желтый	8 — желтовато-красный
3 — светло-желтый	9 — красный
4 — желтый	10 — темно-красный
5 — темно-желтый	

Голубоватые цвета в этой шкале выражаются отрицательными баллами (голубой цвет обозначается бал-

лом —3). Для удобства ознакомления с этой шкалой приводим цвета некоторых ярких звезд по шкале Остгофа:

Сириус	0,7	$\alpha$ Б. Медведицы	5,0
Регул	1,5	Альдебаран	6,3
Процион	2,7	Бетельгейзе	6,5
Капелла	3,3	Антарес	7,2
Полярная	4,0	$\mu$ Цефея	7,9

**Наблюдения спутников Юпитера.** Большой интерес представляют наблюдения так называемых «явлений в системе Юпитера»: затмений и покрытий спутников диском Юпитера, а также прохождения спутников и их теней перед диском планеты. Имея в своем распоряжении 150—200-миллиметровый телескоп, можно попытаться наблюдать изменение блеска спутника во время его захода за диск или выхода из-за диска планеты, когда свет спутника проходит сквозь атмосферу Юпитера. Однако серьезные результаты здесь можно получить с помощью фотоэлектрических наблюдений (см. § 30).

**Наблюдения прохождений спутников перед диском Юпитера** могут дать некоторое представление о яркости их дисков, если производить сравнение яркости спутника и поверхности планеты. При таких наблюдениях нужно применять по возможности большие увеличения и особенно тщательно отмечать положение спутника в момент, когда его яркость уравнивается с яркостью поверхности Юпитера и спутник как бы пропадает. К наблюдению нужно приложить рисунок, изображающий путь спутника на фоне диска планеты. На нем необходимо аккуратно изобразить основные полосы и детали, как это было объяснено выше.

Тень спутника на диске, как уже отмечалось, служит для сравнения при оценке интенсивности полос и деталей. До и после противостояния планеты тень спутника бывает хорошо видна во время его прохождения по диску Юпитера.

**Наблюдения затмений спутников Юпитера** в свое время использовались для проверки часов и определения долготы места, так как они про-

исходят в один и тот же физический момент для всей Земли. Наблюдения их любителями могут иметь значение только при наличии хороших часов или хронометра, регулярно проверяемых по радио.

Данные о «явлениях в системе Юпитера» и о расположении спутников приводятся в «Астрономическом Календаре», выпускаемом Всесоюзным астрономо-геодезическим обществом.

## § 27. НАБЛЮДЕНИЯ САТУРНА И ЕГО КОЛЬЦА

На поверхности Сатурна тоже наблюдаются темные полосы \*) и детали, но они значительно слабее, чем на Юпитере и доступны наблюдению только в 100—150-миллиметровые телескопы. Иногда на Сатурне появляются яркие белые пятна, подобные наблюдавшемуся в 1933 г. Такие пятна видны и в 80-миллиметровую трубу, и их наблюдения представляют большой интерес, особенно при использовании светофильтров. Желательно также определять периоды вращения этих пятен. В остальном наблюдения Сатурна не отличаются от наблюдений Юпитера.

**Н а б л ю д е н и я к о л ь ц а С а т у р н а.** До сих пор не разрешен ряд вопросов, относящихся к строению колец Сатурна. К таким вопросам относятся: различие между внешним, средним и внутренним («креповым») кольцами в отношении размеров и свойств их частиц, причина колебаний относительной яркости восточного и западного «ушек» кольца и периодичность этих колебаний, толщина самого кольца и строение его «в разрезе» и т. д.

В свете этих вопросов наиболее ценным наблюдением, которое доступно любителям астрономии, было бы наблюдение покрытия кольцами Сатурна какой-либо звезды (до 8-й величины), во время которого блеск звезды сравнивается с блеском окружающих звезд одним из методов наблюдения переменных звезд. Полученная в результате такого наблюдения кривая блеска затмеваемой звезды даст сведения о сравнительной плотности тех частей кольца, за которыми скрывалась звезда.

---

\*) Не следует принимать за полосу тень кольца на диске Сатурна.

К такому наблюдению нужно обязательно приложить схематический рисунок, показывающий, какими частями кольца покрывалась звезда, и список звезд сравнения. Наблюдение это требует тщательной подготовки: надо предварительно составить небольшую звездную карту данного участка неба в пределах поля зрения телескопа и выбрать звезды сравнения. Так как такие покрытия происходят очень редко и сведения о них не публикуются в астрономических календарях и ежегодниках, мы рекомендуем тем, кто захочет заняться подобными наблюдениями, обратиться в отдел планет и Луны Московского отделения ВАГО (см. адрес на стр. 169), откуда можно получить все сведения об ожидаемых покрытиях.

Кроме покрытий звезд, можно иногда наблюдать затмения спутников Сатурна тенью кольца. Эти наблюдения также представляют большой интерес. Нужно регистрировать изменение блеска спутника во время затмения. Для этого наилучшим прибором был бы фотоэлектрический фотометр (эти приборы все более входят в практику астрономов-любителей; см. § 30). Кривая блеска спутника во время затмения может многое рассказать о строении колец Сатурна.

Представляют интерес и наблюдения затмений спутников Сатурна самой планетой (т. е. их прохождения через тень Сатурна). Наблюдать можно затмения Титана, Реи, Тефии, Дионы и Япета — остальные спутники слишком слабы.

Сведения о затмениях спутников Сатурна публикуются в американском журнале «Sky and Telescope» и сообщаются по сети отделений Всесоюзного астрономо-геодезического общества специальными извещениями.

Очень интересно наблюдать кольцо около моментов его «исчезновения», когда оно становится ребром к Земле. В это время нужно тщательно зарисовывать форму кольца, представляющегося в виде тонкой светлой ниточки с рядом утолщений и разрывов. Ближайшее такое «исчезновение» кольца Сатурна будет в апреле 1980 г. Небезынтересно также следить за формой тени Сатурна на кольце, так как в ней иногда замечаются неровности.

## § 28. НАБЛЮДЕНИЯ ОСТАЛЬНЫХ ПЛАНЕТ

**Наблюдения Меркурия.** Мы уже говорили выше о тех трудностях, с которыми связаны наблюдения этой планеты по причине ее близости к Солнцу и небольшого видимого диаметра. Но если наблюдатель имеет возможность наблюдать Меркурий в достаточно большой инструмент (не менее 150 мм), то эти наблюдения представляют некоторый интерес, особенно если учесть сравнительно небольшое внимание, уделяемое Меркурию наблюдателями планет.

Наблюдения поверхности Меркурия находятся вне возможностей любителя, и последнему придется ограничиться наблюдениями фазы и блеска планеты. Относительно фаз Меркурия мы уже говорили выше (§ 24). Эти наблюдения производятся так же, как и наблюдения фаз Венеры.

**Наблюдения Урана и Нептуна.** В последнее время некоторые американские астрономы (М. Белтон, Д. Хантен и др.) заявили, что принятые до сих пор периоды вращения Урана и Нептуна (см. § 16 и Приложение 2) неверны, а спектроскопическим измерениям более удовлетворяют периоды в 22—23 часа. Поэтому вновь приобретают значение точные фотометрические наблюдения этих планет. Вести их нужно с помощью фотоэлектрического фотометра, обязательно проводя до и после наблюдений контрольные наблюдения избранных звезд примерно того же блеска, что и планета.

Надо следить, чтобы контрольная звезда не оказалась сама переменной (такие случаи бывали не раз при наблюдениях переменных звезд), поэтому перечень и карточки расположения контрольных звезд следует присылать для согласования во Всесоюзное астрономо-геодезическое общество (ВАГО) по адресу: 103009, Москва, К-9, п/я 918.

Блеск Урана и Нептуна следует регистрировать с получасовыми интервалами каждую ночь в течение всей ночи (или доступного для наблюдений периода), чтобы накопить как можно больше материала для фотометрической обработки и вычисления периода. Опытные наблюдатели переменных звезд могут производить наблюдения блеска Урана и Нептуна визуально или ре-

гулярно фотографировать участки неба с каждой из планет и оценивать затем их блеск по фотографиям. Для выбора звезд сравнения нужно воспользоваться данными «Астрономического Календаря», где показаны пути этих планет среди звезд. К наблюдениям нужно приложить список звезд сравнения и карту окрестностей планеты, скопированную с календаря или с большого «Звездного атласа» А. А. Михайлова, содержащего звезды до 8,25 величины \*).

**Наблюдение ярких астероидов.** Мы уже упоминали выше (§ 18) о короткопериодических изменениях блеска у некоторых астероидов. Изучение этих изменений — задача вполне посильная для любителей. Наиболее яркие астероиды можно наблюдать так же, как Уран и Нептун, т. е. оценивать их блеск путем сравнения со звездами. Данные о положениях и ожидаемом блеске малых планет можно найти в «Эфемеридах малых планет», ежегодно выпускаемых Институтом теоретической астрономии АН СССР. Однако вследствие неточности эфемерид действительные положения планеты на небе могут несколько отличаться от указанных в эфемериде.

При поисках малой планеты нужно иметь заранее составленную карту той области неба, где ожидается планета. Карту надо скопировать с большого «Звездного атласа» А. А. Михайлова. Сравнивая звезды, наблюдаемые в телескоп при малом увеличении, с картой, мы обнаружим планету («лишняя звезда», не обозначенная на карте). Убедившись в том, что это действительно малая планета (она должна перемещаться среди звезд от ночи к ночи), наносим ее на карту и находим *поправки эфемериды*, т. е. разности между наблюдаемыми и приведенными в эфемериде значениями прямого восхождения и склонения астероида на данное число ( $\Delta\alpha$  и  $\Delta\delta$ ). Так как за период видимости планеты эти по-

---

\*) При пользовании как этим, так и любым другим атласом, необходимо помнить, что равноденствие, к которому отнесена координатная сетка кругов склонения и параллелей, не соответствует дате наблюдения. Поэтому перед нанесением на карты атласа положений Урана, Нептуна или астероидов по  $\alpha$  и  $\delta$ , взятым из астрономического ежегодника, надо к этим координатам прибавить (или вычесть) поправку за прецессию и этим привести их к равноденствию атласа.

правки меняются мало, их можно использовать для нахождения малой планеты в последующие вечера по уже исправленной эфемериде.

Следующий этап — выбор звезд сравнения. Здесь приходится считаться с тем затруднением, что для различных ночей звезды сравнения будут различные, тем более, что среднее суточное перемещение у малых планет довольно значительно. Кроме того, как правило, это будут слабые телескопические звезды, блеск которых наблюдателю неизвестен. Если речь идет только об определении периодов колебаний блеска астероида, то это не так существенно, ибо можно воспользоваться «методом степеней» Аргеландера, позволяющим выразить блеск объекта в условной шкале степеней, и в этой же системе построить график изменения блеска.

Так как периоды изменения блеска большинства астероидов заключены между 2 и 6 часами, наблюдения нужно производить через каждые 15—20 мин. Ввиду незначительности амплитуд колебания блеска астероидов такие наблюдения требуют известной подготовки и под силу лишь тем, кто имеет опыт наблюдения переменных звезд.

Короткопериодические колебания блеска замечены у астероидов (4) Весты, (5) Астреи, (6) Гебы, (7) Ириды, (15) Эвномии, (39) Летиции, (44) Низы, (129) Антигоны, (345) Терцидины, (433) Эрота и у ряда других. Астероид (323) Бруция имеет, по-видимому, долгопериодические изменения блеска: его средняя звездная величина изменяется из года в год примерно на 1,5 зв. вел. Наблюдения за этими астероидами представляют наибольший интерес.

Для того чтобы получать значения блеска астероида, отнесенные к принятой в астрономии системе визуальных величин, надо знать величины звезд сравнения. Их можно получить только из существующих фотометрических каталогов, а потому браться за такую работу следует только тем, кто имеет возможность пользоваться такими материалами. Однако в большинстве случаев найти величины для нужных звезд все равно не удастся. Поэтому Французское астрономическое общество рекомендует выполнять абсолютные определения величин астероидов только в тех случаях, когда астероид про-

ходит через одну из «стандартных фотометрических площадок», для звезд которой опубликованы надежные величины в визуальной системе \*).

## § 29. ФОТОГРАФИРОВАНИЕ ПЛАНЕТ СРЕДСТВАМИ ЛЮБИТЕЛЯ АСТРОНОМИИ

Любители астрономии и астрономические кружки, имеющие в своем распоряжении телескоп-рефрактор от 135 мм и выше или рефлектор системы Кассегрена

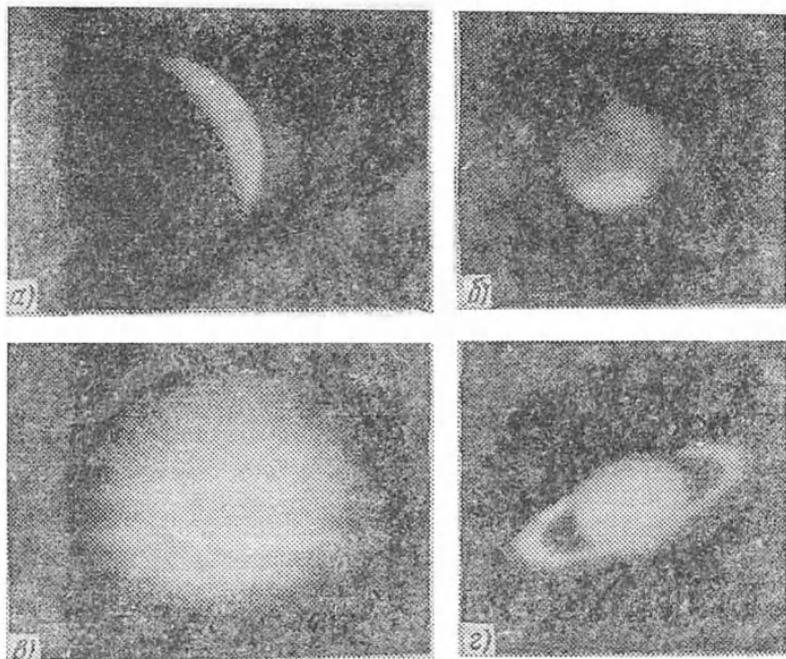


Рис. 51. Фотографии планет, выполненные любителями астрономии. а) Венера (февраль 1977 г.), Народная обсерватория г. Бухареста, б) Марс (август 1956 г.), обсерватория Волгоградского планетария, в и г) Юпитер (октябрь 1976 г.) и Сатурн (февраль 1976 г.), Народная обсерватория Бухареста.

с диаметром зеркала от 150 мм и выше, могут заняться фотографированием планет и даже использовать их фотографии с научной целью.

\*) Наблюдатель, желающий производить эти наблюдения, может получить все необходимые сведения о звездах стандартных площадок в ВАГО (адрес см. на с. 169).

Фокусные расстояния у таких телескопов обычно составляют 2—3 м. Поэтому изображения планет на снимках, полученных в фокусе объектива или зеркала телескопа, будут иметь очень маленькие размеры. В соответствии с формулой (5) § 4 диаметр изображения Юпитера в противостоянии при  $F=2$  м будет равен 0,4 мм, диаметр изображения Марса — почти вдвое

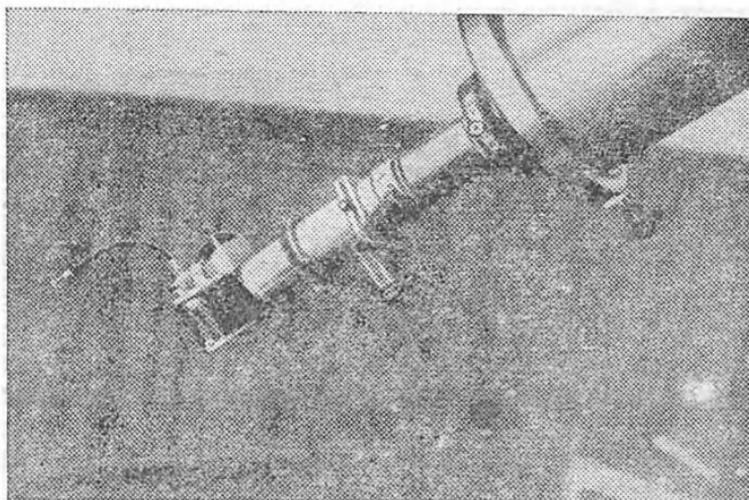


Рис. 52. Окулярная камера типа «Зенит», установленная на 30-сантиметровом рефракторе обсерватории Волгоградского планетария.

меньше. Вследствие этого фотографировать планеты нужно с окулярным увеличением.

Мы опишем устройство двух типов окулярных фотокамер, с успехом применявшихся при фотографировании Юпитера, Марса, Венеры и Сатурна на 200- и 300-миллиметровом рефракторах (рис. 51).

В камере первого типа (рис. 52) фотографирование производится на обычную пленку с размером кадра  $24 \times 36$  мм. В качестве корпуса камеры лучше всего использовать зеркальный фотоаппарат «Зенит» или «Старт». Преимущество зеркальных аппаратов перед другими состоит в том, что зеркальная система позволяет наблюдать планету непосредственно перед съемкой и выбирать моменты успокоений в атмосфере для производства экспозиций; кроме того, облегчается наводка на планету и фокусировка.

Объектив из аппарата удаляется, и на его место привинчивается металлическая переходная трубка (см. рис. 52), в которой закрепляется окуляр, служащий увеличительной системой. Другим концом трубка привинчивается к окулярному концу трубы телескопа. Положение окуляра в трубке должно быть определено в зависимости от его фокусного расстояния  $f$ , диаметра линзы  $d$  и желательного увеличения  $v$  с помощью следующих соотношений:

$$\frac{d}{r_1} \geq \frac{D}{F}; \quad v = \frac{r_2}{r_1}; \quad \frac{1}{r_1} + \frac{1}{r_2} = \frac{1}{f}, \quad (5)$$

где  $D$  и  $F$  — диаметр и фокусное расстояние объектива телескопа,  $r_1$  и  $r_2$  — расстояния окуляра от главного фокуса объектива и от пленки (пластинки) соответственно.

Первое из приведенных соотношений вытекает из условий полного использования светового пучка, идущего от объектива телескопа, второе — это формула окулярного увеличения, третье — хорошо известная формула линзы. В случае сложного окуляра расстояния  $r_1$  и  $r_2$  отсчитываются от его главных точек, а  $d$  представляет собой диаметр линзы (или ограничивающей ее диафрагмы), обращенной к объективу. Длина трубки будет примерно равна  $r_1 + r_2$ . Увеличение  $v$  следует брать от 5 до 10 раз.

Для устранения влияния хроматической аберрации объектива и улучшения качества изображения планеты лучше фотографировать со светофильтрами. Для этого в трубке делается прорезь, в которую вставляется металлическая рамка со светофильтрами (см. рис. 52). Размеры светофильтров должны быть таковы, чтобы каждый из них мог полностью перекрыть весь световой пучок. Если светофильтры хорошего качества, рамку можно поставить впереди окуляра, ближе к главному фокусу объектива. Если же светофильтры имеют местные дефекты (царапины и т. п.), рамку лучше поставить ближе к аппарату, но только не у самой пленки.

Фотографирование со светофильтрами может дать интересные результаты в отношении цвета деталей на планетных дисках, если известна кривая пропускания светофильтров и снимки будут калиброваны. О том, как это делается, мы расскажем ниже.

Экспозиции должны быть как можно короче, чтобы колебания воздуха за время экспозиции не испортили изображения планеты. Поэтому рекомендуется применять высокочувствительные сорта пленок (чувствительностью 130—250 единиц ГОСТ) типа «Изохром» или «Изопанхром», контрастные. Однако пластинки и пленки высокой чувствительности имеют довольно большой размер зерна фотоэмульсии. Поэтому выбор чувствительности должен зависеть от размера изображения планеты. Можно рекомендовать следующие предельные значения чувствительности пленок:

Диаметр изображения (мм)	1	2	4	6
Чувствительность (ГОСТ)	65	130	250	350

Подбор экспозиций производится путем получения снимков при различных экспозициях, возрастающих в геометрической прогрессии. Выбирается такая длительность выдержки, при которой изображение планеты имеет среднее почернение и наибольшую контрастность деталей.

Для ориентировочного выбора экспозиции можно воспользоваться табл. 8, составленной для эффективного относительного отверстия телескопа (равного отношению  $D/vF$ ) 1 : 130.

Таблица 8

Планета	Чувствительность пленки			
	90	130	250	350
Венера	0,03 сек	0,02 сек	0,01 сек	—
Марс	0,3 »	0,2 »	0,1 »	0,07 сек
Юпитер	1,2 »	0,8 »	0,4 »	0,3 »
Сатурн	4,5 »	3,0 »	1,5 »	1,0 »

При ином эффективном относительном отверстии экспозицию нужно изменить обратно пропорционально светосиле. Например, при эффективной светосиле 1 : 65 на пленке чувствительностью 250 ед. ГОСТ Юпитер нужно снимать с экспозицией 0,1 сек. При съемке со светофильтрами экспозиция зависит, кроме того, от густоты фильтра и подбирается опытным путем.

Очень важным элементом подготовки к фотографированию планет является фокусировка камеры. Грубая фокусировка производится (для каждого светофильтра отдельно) по изображению планеты, видимому через зеркальную систему камеры. Точная фокусировка производится по следам звезд, получающимся при выключенном часовом механизме. Нужно добиться, чтобы следы звезд были наиболее тонкими и резкими.

Процесс фотографирования зеркальной камерой заключается в том, что наблюдатель, наведя телескоп на планету, установив положение фокуса и поставив светофильтр, смотрит в окно зеркальной системы на диск планеты и ждет момента успокоения атмосферы. При пользовании другими камерами нужно смотреть в искатель или трубу-гид. Когда диск планеты становится четким и спокойным, наблюдатель с помощью тросика делает экспозицию, после чего перематывает пленку на

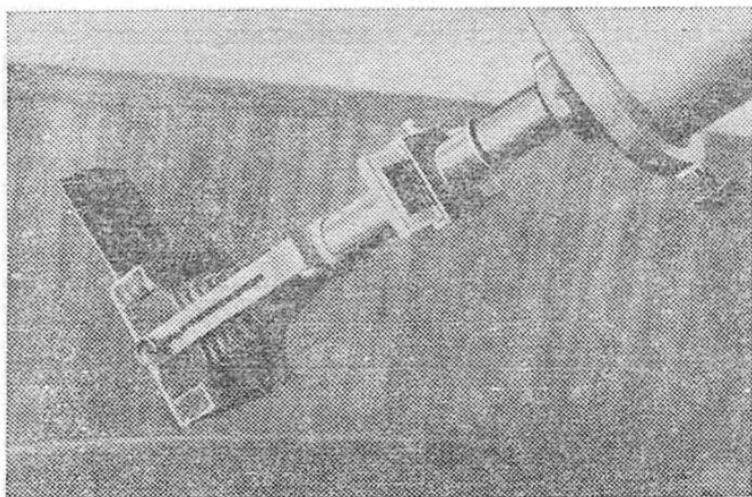


Рис. 53. Окулярная камера с кассетной частью от аппарата «Фотокор», установленная на 30-сантиметровом рефракторе обсерватории Волгоградского планетария.

новый кадр, одновременно взводя затвор. Поскольку в большинстве случаев придется пользоваться экспозициями, большими  $0,04$  сек, надо потренироваться в производстве от руки выдержек в  $0,1$  сек,  $0,2$  сек,

0,3 сек и т. д. Можно также воспользоваться метрономом, а при больших экспозициях — секундным маятником часов, открывая и закрывая затвор под его удары.

Камера второго типа рассчитана на фотографирование на пластинках. Кассетная часть в ней может быть взята от старого фотоаппарата (типа «Фотокор») или изготовлена в мастерской. Затвор следует использовать типа «Компур», который дает автоматически экспозиции в 1,  $\frac{1}{2}$ ,  $\frac{1}{5}$ ,  $\frac{1}{10}$ ,  $\frac{1}{25}$  сек и более короткие. Для крепления камеры к телескопу, как и в первом варианте, изготавливается переходная трубка. Нужно только позаботиться о жесткости камеры, для чего ее надо укрепить металлической П-образной полосой (рис. 53).

Наводка и грубая фокусировка в этой камере делаются по матовому стеклу, а точная фокусировка и подбор экспозиций — так же, как и в первой камере. При фотографировании можно на одной пластинке  $9 \times 12$  см получить несколько десятков снимков планеты, располагая их правильными рядами в строго определенном порядке, который нужно записать в журнал наблюдений. Для этого после первого снимка, который делается в одном из углов рабочего поля пластинки (например, в левом нижнем), телескоп чуть-чуть смещают ключом по склонению на заранее рассчитанную величину, чтобы изображение планеты приблизилось к центру, после чего делают второй снимок. Когда изображение планеты перейдет к левому верхнему углу, телескоп смещают по прямому восхождению и делают второй ряд снимков и т. д. Чтобы не перепутать потом углы пластинки, в левом нижнем углу простым карандашом по эмульсии проставляется номер пластинки.

Следует помнить, что для снимков не всегда можно использовать всю площадь пластинки. Диаметр рабочего поля пластинки  $L$  определяется из соотношения

$$L = l \frac{r_2}{r_1}, \quad (6)$$

где  $l$  — диаметр трубки в фокальной плоскости. Если, однако, в трубке имеются диафрагмы, поле может быть меньше, а потому определять его нужно либо графическим построением хода лучей в камере, либо из наблюдений. Однако даже в пределах рабочего поля освещенность к краям пластинки убывает из-за так называемой

фотометрической ошибки поля. Поэтому если снимки предполагается использовать в фотометрических целях, эта ошибка должна быть учтена. При не очень больших угловых расстояниях  $w$  планеты от центра поля зрения освещенность ее изображения обратно пропорциональна  $\cos^4 w$ .

При фотографировании планет нужно обратить особое внимание на тщательную запись наблюдений в журнал. В журнале должны быть указаны: номер пленки или пластинки, номер кадра или снимка, дата, время (с точностью до 1 минуты), светофильтр, величина экспозиции, положение кремальеры. В примечаниях следует указывать условия наблюдений (ясно, дымка, Луна, рассвет и т. д.), а также все обстоятельства фотографирования.

Чтобы полученные снимки можно было использовать в фотометрических целях, их нужно прокалибровать, т. е. впечатать на ту же пластинку или пленку шкалу почернений от трубчатого фотометра или ступенчатого ослабителя. Для этого пластинка или отрезанный кусок пленки вставляется в трубчатый фотометр \*) и подвергается экспонированию. Источником света может служить белый экран, освещенный светом сумеречного неба, а также равномерное по яркости пасмурное небо, поверхность свежеснеженного снега и т. д. Фотометр должен быть прикрыт тем же светофильтром, который применялся при фотографировании. Экспозиции при калибровке должны быть близки к рабочим экспозициям. Для калибровки можно использовать краевые части пластинки. В журнале калибровки нужно отмечать номер пластинки или пленки, условия калибровки (источник света, экспозиция, светофильтр), дату и время. Если калибровка производилась на отдельном куске пленки или на другой пластинке (но обязательно из той же пачки, что и использованная для фотографирования планеты), обе пленки или пластинки должны проявляться одновременно, в одной кювете или бачке. Можно рекомендовать следующий рецепт проявителя для проявления снимков планет:

---

\*) Об устройстве трубчатого фотометра см. кн.: Солнечные затмения и их наблюдение.— М.: Гостехиздат, 1961, с. 147—149.

*Проявитель Чибисова*

Воды (при 50 °С)	750 см <sup>3</sup>	Соды кристаллической	54 г
Метола	1 г	(или безводной)	20 г)
Сульфита кристаллического	52 г	Бромистого калия	1 г
Гидрохинона	5 г	Воды долить до	1 л

Время проявления 6—8 мин. при температуре 18—20°С. Фиксирование производится в обычном кислом фиксаже. После фиксирования пластинки или пленки нужно тщательно промыть в проточной воде в течение 45 минут и высушить.

После окончания фотографической обработки пластинок их надо сопоставить с журналом наблюдений и аккуратно пронумеровать все снимки на самой пластинке или пленке (простым карандашом по эмульсии или тушью по стеклу или целлулоиду).

Дальнейшая обработка фотографий планет как для фотометрических целей, так и для определения координат деталей, может производиться под руководством специалистов в случае наличия необходимого лабораторного оборудования (микрофотометр, прибор для точного измерения фотографий).

### § 30. ФОТОЭЛЕКТРИЧЕСКАЯ ФОТОМЕТРИЯ ПЛАНЕТ \*)

Выше уже не раз говорилось о целесообразности фотоэлектрических наблюдений планет и их спутников. Помимо своего прямого назначения эти наблюдения будут полезны любителю и тем, что приучат его обращаться с фотоэлектрическими приборами и строить их самому.

Электрофотометрический метод из всех применяемых в астрономии дает наибольшую точность измерения световых потоков. Фотоэлектрический приемник света — фотоэлемент или фотоэлектронный умножитель (ФЭУ) — преобразует световой поток в электрический сигнал. Здесь мы ограничимся лишь кратким объяснением принципиальной схемы электрофотометра, отсылая интересующихся к книге Д. Я. Мартынова «Курс практической астрофизики» (М.: Наука, 1977) и к Постоянной части «Астрономического Календаря»

\*) Параграф написан А. Э. Гурьяновым.

(6-е изд. — М.: Наука, 1973), и остановимся на вопросах, связанных с применением фотоумножителей.

На рис. 54 показана оптическая схема простого одноканального электрофотометра. Объектив  $O$  строит в фокальной плоскости, где помещена диафрагма  $D$ , изображение планеты. Диафрагма  $D$  вырезает ту область диска планеты, световой поток от которой нужно измерить. Лучше всего иметь набор нескольких диафрагм различного диаметра (от 1—2" до 1'), которые применяются в зависимости от поставленной задачи и объекта наблюдения. Перед диафрагмой для наводки на объект или нужное место диска планеты устанавливается подсмотр, состоящий из откидного зеркала  $З$  и слабого широкоугольного окуляра  $ШОк$  с крестом

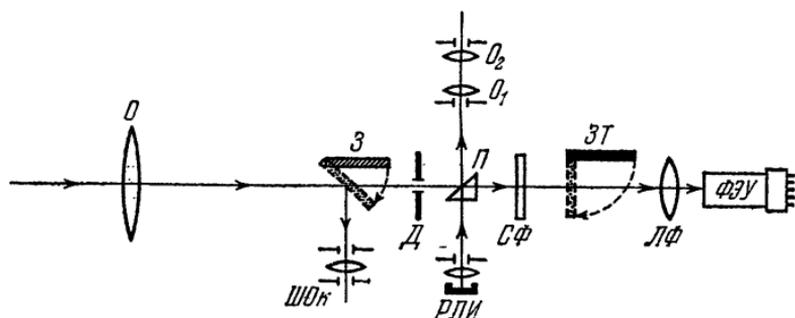


Рис. 54. Принципиальная оптическая схема электрофотометра с ФЭУ. Обозначения см. в тексте.

нитей, согласованным с центром диафрагмы  $D$ . Для контроля положения планеты в фокальной диафрагме применяется другой подсмотр, состоящий из выдвигной призмы  $П$  и микроскопа  $O_1O_2$ . Призма  $П$  может быть использована и для направления на ФЭУ света от эталонного источника — радиолумinesцентного излучателя (люминофора)  $РЛИ$ , необходимого для контроля чувствительности прибора. Далее располагается рамка со светофильтрами  $СФ$ . Ее следует устанавливать на таком расстоянии от фокуса, где световой пучок не уже 5 мм. Затвор  $ЗТ$  перекрывает световой пучок при измерениях темнового тока ФЭУ. Линза Фабри  $ЛФ$  обеспечивает правильное освещение фотокатода ФЭУ светом от исследуемого объекта.

Напомним принцип работы фотоумножителя. Попадая на фотокатод ФЭУ, световые кванты в результате

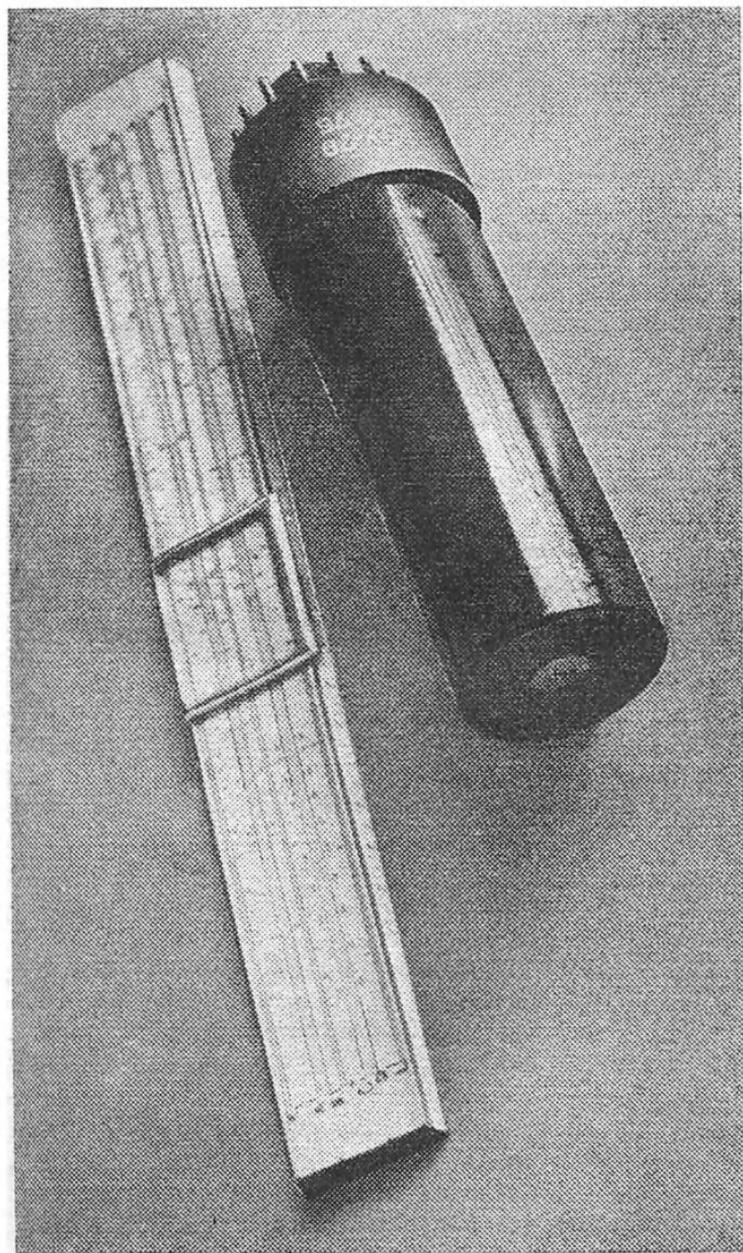


Рис. 55. Внешний вид фотоумножителя ФЭУ-79.

внешнего фотоэффекта выбивают из него так называемые фотоэлектроны. Ускоряясь в электрическом поле, каждый фотоэлектрон попадает на специальный электрод — эмиттер, или динод, и в свою очередь выбивает несколько вторичных электронов. Последние вновь ускоряются в электрическом поле и каждый из них в свою очередь выбивает по нескольку вторичных электронов из следующего динода и т. д. Все электроды ФЭУ (фотокатод, диноды, анод) размещены в стеклянном вакуумном баллоне. В наиболее распространенном астрономическом фотоумножителе ФЭУ-79 (рис. 55) 11 динодов, благодаря чему достигается динодное умножение  $10^6$ — $10^7$ . Это значит, что каждый фотоэлектрон, выбитый из фотокатода и попавший на первый динод, создает на аноде импульс электрического тока, состоящий из  $10^6$ — $10^7$  электронов. Отношение числа импульсов электрического тока на аноде ФЭУ к числу квантов, упавших на фотокатод, называется квантовым выходом ФЭУ  $\epsilon$ . Для ФЭУ-79 в зеленом участке спектра  $\epsilon \sim 0,1$ .

Исторически первым методом регистрации фототока был «метод постоянного тока», когда отдельные импульсы усредняются с некоторой постоянной времени, а средний анодный ток измеряется электрометрическим усилителем. Такой электрофотометр описан Н. К. Андриановым (см. литературу в конце книги). В настоящее время широко применяют метод счета импульсов или счета фотонов, который имеет ряд преимуществ перед методом постоянного тока. В методе счета импульсов уменьшаются собственные шумы ФЭУ, он позволяет исключить влияние токов утечки, дрейфов нуля усилителя, уменьшить темновой ток ФЭУ.

На рис. 56 приведена схема простого импульсного усилителя, разработанного А. И. Бесликом в Государственном астрономическом институте им. Штернберга. На вход усилителя подается сигнал с анода ФЭУ. С основного выхода  $A$  снимаются сформированные стандартные импульсы, соответствующие импульсам анодного тока, и подаются на пересчетный прибор, например, частотомер Ф-5080. Эти импульсы имеют длительность 3 мксек и амплитуду 1 в. Напряжение на выходе  $B$  пропорционально частоте следования импульсов. Подключив вольтметр, можно использовать его как для быстрого наглядного контроля, так и для измерений



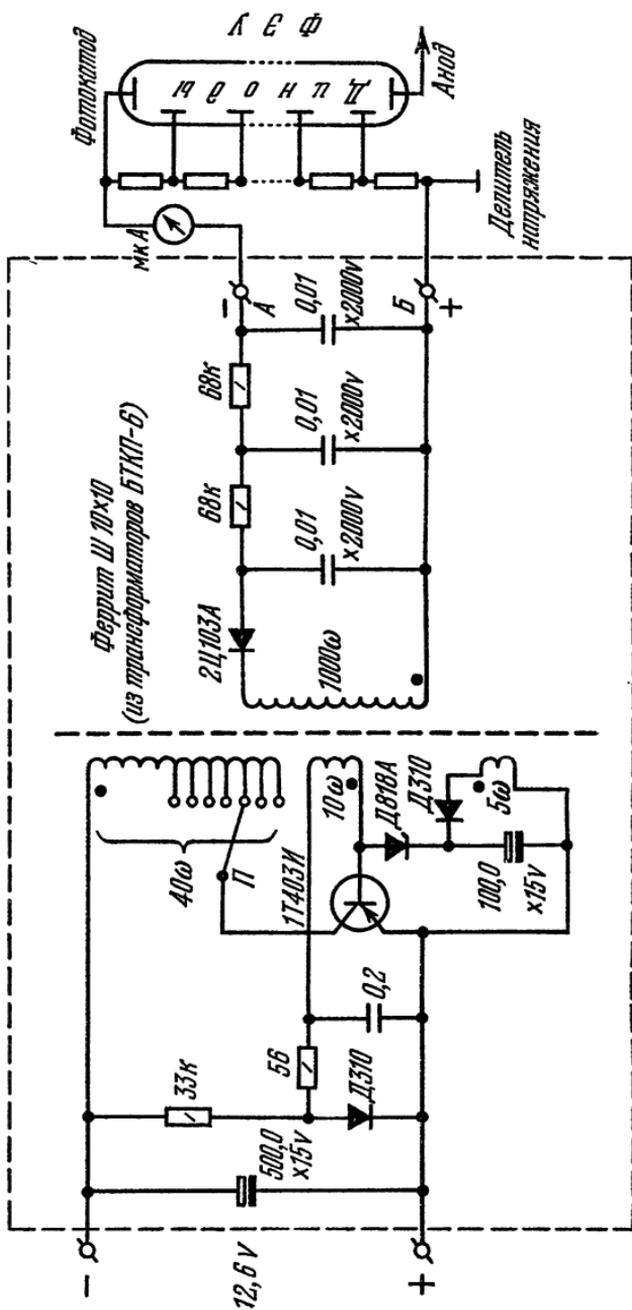


Рис. 57. Схема стабилизированного высоковольтного блока и схема питания фотоумножителя высоким напряжением через простой делитель. Высокое напряжение (до 2300 в) снимается между точками А и Б. Переключатель П служит для его регулировки. Точками обозначены начала обмоток, если все они намотаны в одном направлении.

(при не очень малых частотах следования импульсов). При больших скоростях счета (частотах следования импульсов) возникает занижение числа импульсов (про-счет), доходящий до 1% при скорости счета  $3 \cdot 10^3 \text{ сек}^{-1}$ .

Для создания ускоряющих электрических полей между соседними электродами ФЭУ должны быть разности потенциалов. Это осуществляется с помощью делителя напряжения, собранного на сопротивлениях (рис. 59). Обычно применяются равномерные делители, тогда все сопротивления и все разности потенциалов равны друг другу. К фотокатоду прикладывается высокое отрицательное напряжение (1—2 кВ) относительно корпуса стакана ФЭУ (расстояние от баллона ФЭУ до заземленных деталей конструкции должно быть не менее 10 мм!). Полное сопротивление делителя должно обеспечивать ток делителя на 1—2 порядка больше максимального анодного фототока. Для ФЭУ-79 полное сопротивление делителя можно взять 10—30 Мом. На рис. 57 приведена схема простого высоковольтного блока для питания ФЭУ, разработанного А. И. Бесплюком в ГАИШ.

Для правильного выбора величины питающего высокого напряжения получают «счётную характеристику» — зависимость числа импульсов в секунду от питающего высокого напряжения (при постоянном световом потоке). Счётную характеристику можно построить и для импульсов темнового тока. Если темновой ток вызван термоэмиссией электронов с фотокатода (а не с динодов), то «темновая» счётная характеристика подобна «световой». Вид счётной характеристики ФЭУ показан на рис. 58. У хороших экземпляров ФЭУ на кривой заметны три основных участка: начальный рост частоты импульсов с ростом напряжения (область 1 на рис. 58), «плато» 2 — участок, соответствующий регистрации всех электронов, вылетевших из фотокатода,

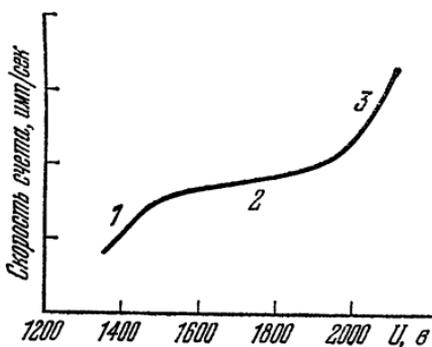


Рис. 58. Примерный вид счетной характеристики фотомножителя.

и участок резкого неустойчивого подъема частоты импульсов при больших напряжениях  $U$  (для ФЭУ-79 обычно начиная с 2 кВ). Рабочую точку следует выбирать на плато счётной характеристики (для ФЭУ-79 на 1500—1800 е). Среди имеющихся экземпляров ФЭУ надо выбрать тот, который дает на плато в рабочей точке наибольший отсчет при освещении эталонным источником света и наименьший темновой ток, например, 5—10 темновых импульсов в секунду. Исследование и отбор ФЭУ надо проводить прямо в электрофотометре, используя его эталонный источник.

Чувствительность различных участков фотокатода неодинакова, причем размер участка наибольшей чувствительности не превосходит 2 мм. Необходимо весь световой поток направить на этот участок, обеспечивая строго постоянное положение светового пятна на фотокатоде, так чтобы небольшие смещения планеты от неточности ведения или атмосферных дрожаний не сказывались на величине сигнала. Для этого и нужна линза Фабри, создающая на фотокатоде изображение (диаметром  $\leq 1$  мм) входного зрачка телескопа. Линза Фабри должна перемещаться вдоль оптической оси и в двух перпендикулярных направлениях для юстировки всей системы, фокусировки изображения входного зрачка на фотокатоде и помещения его на участке наибольшей чувствительности фотокатода. Диаметр линзы Фабри не должен быть слишком малым во избежание виньетирования светового пучка.

## ОБРАБОТКА НАБЛЮДЕНИЙ

## § 31. ЧТО ТАКОЕ ОБРАБОТКА НАБЛЮДЕНИЙ

Мы уже говорили в § 20 о бессмысленности «наблюдений ради наблюдений». Чтобы наблюдения могли принести пользу науке и дать какой-нибудь научный результат, их необходимо подвергнуть *обработке*. Обработка имеет целью обобщение и истолкование наблюдаемых фактов и явлений, суммирование результатов отдельных наблюдений, сравнение и сопоставление этих наблюдений друг с другом.

Так как при обработке наблюдений приходится производить вычисления, важно, чтобы обрабатывающий имел необходимую математическую подготовку. В большинстве случаев достаточна подготовка в объеме полной средней школы, а в тех случаях, когда методы обработки выходят за рамки курса средней школы, они могут быть легко изучены всяким, прошедшим этот курс. К таким методам относятся интерполирование, корреляция, способ наименьших квадратов и некоторые другие.

*Интерполирование* ставит своей задачей по двум или нескольким значениям какой-нибудь переменной величины (*функции*), изменяющейся в зависимости от другой переменной величины (*аргумента*), найти значения функции для промежуточных значений аргумента. Чаще всего аргументом является время, т. е. требуется по ряду значений функции для заданных моментов найти ее значения для промежуточных моментов.

Наиболее простой случай интерполирования имеет место, когда функция изменяется *линейно*, т. е. равным изменениям аргумента соответствуют равные между собой изменения функции. При *линейном ин-*

*терполировании* задача решается с помощью пропорций. В более общем случае требуется применение специальных интерполяционных формул, на которых мы здесь останавливаться не будем, отсылая читателя к Постоянной части «Астрономического Календаря» (6-е изд.— М.: Наука, 1973) или к книге П. Г. Куликовского «Справочник любителя астрономии» (4-е изд.— М.: Наука, 1971, с. 206). Там же читатель прочтет и о методе *экстраполирования*, когда функция ищется не для промежуточного значения аргумента, а для предыдущего или последующего по сравнению с данными.

*Корреляция* преследует цель найти степень зависимости одной величины от другой или убедиться в отсутствии такой зависимости. Если коэффициент корреляции по абсолютной величине равен 1, то мы имеем дело с функциональной зависимостью; если он равен 0, зависимость отсутствует. О вычислении коэффициентов корреляции также можно прочесть в Постоянной части «Астрономического Календаря».

*Способ наименьших квадратов* широко применяется при обработке наблюдений, когда из многих наблюдений нужно найти наиболее вероятные значения искомых величин. Изложение способа наименьших квадратов выходит за рамки этой книги, и мы отсылаем читателя к двум указанным выше книгам. Упрощенное решение той же задачи достигается при помощи *способа Коши*, который будет изложен в § 34.

Кроме этих общих приемов обработки наблюдений, применяемых не только в астрономии, но и во многих других областях науки, при обработке наблюдений планет применяются в каждом случае специфические приемы, которые будут изложены ниже.

Всякая обработка наблюдений планет состоит из двух частей: обработки отдельных наблюдений (например, измерения координат деталей, фазы планеты и т. д.) и окончательной обработки, в которой результаты отдельных наблюдений объединяются, сравниваются и обобщаются. Первую часть работы наблюдатель может вполне производить сам — этим он значительно облегчит дальнейшую обработку своих наблюдений. Лучше это делать не откладывая, хотя бы на другой день после наблюдения. Вторую часть работы производят обычно уже по накоплению ряда наблюдений, по возможности

нескольких наблюдателей (например, по окончании периода видимости данной планеты).

При обработке наблюдений и при вычислениях вообще очень важно уметь правильно располагать свои вычисления и записи. Ни в коем случае нельзя делать вычисления «начерно», на клочках бумаги, с тем, чтобы потом переписать их «начисто». Вычисления нужно делать сразу набело, цифры писать аккуратно и разборчиво, непременно чернилами, чтобы другой человек мог в них разобраться или проверить. Если допущена ошибка, надо аккуратно зачеркнуть неверную цифру или число и надписать сверху или сбоку правильное значение. Если вычисления производятся с помощью логарифмов, то их нужно располагать по так называемым логарифмическим схемам, образцы которых имеются в учебниках и руководствах по астрономии.

Когда обработка наблюдений закончена, нужно изложить ее результаты в виде письменного отчета, в котором надо описать цель или задачу работы, средства и методы наблюдений, указать всех наблюдателей, привести данные об условиях наблюдений. Затем надо подробно описать метод обработки и полученные результаты, сопровождая изложение фактическими данными в виде таблиц, графиков, карт, наиболее интересных рисунков и описаний, и, наконец, изложить выводы автора \*). Наиболее интересные работы астрономов-любителей публикуются в журнале «Астрономический вестник».

## § 32. ОШИБКИ НАБЛЮДЕНИЙ

При обработке наблюдений нужно помнить, что любые наблюдения, даже самые точные, содержат ошибки. Ошибки наблюдений бывают систематические и случайные. Систематические ошибки происходят от какой-нибудь постоянно действующей причины: свойств инструмента или наблюдателя, условий наблюдения и т. п. Случайные ошибки вызываются многочисленными непредвиденными причинами и не могут быть учтены,

---

\*) Образцы обработок наблюдений Венеры, Марса, Юпитера и Сатурна можно найти в ряде статей, указанных в списке литературы в конце книги (к главе IV).

тогда как систематические ошибки можно выявить и устранить с помощью соответствующих поправок.

Теория случайных ошибок показывает, что чем больше величина ошибки, тем реже она встречается, и что количество положительных и отрицательных ошибок примерно одинаково. Распределение числа ошибок в зависимости от их величины выражается так называемой *кривой Гаусса*, изображенной на рис. 59. Поэтому

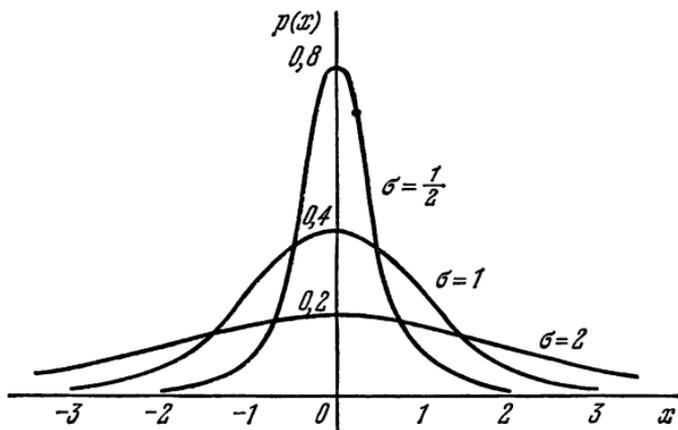


Рис. 59. Гауссово распределение ошибок.

лучшим способом уменьшить влияние случайных ошибок является объединение данных нескольких (по возможности, многих) наблюдений в среднее арифметическое. Как показывает теория, если мы возьмем среднее арифметическое из данных  $n$  наблюдений, его средняя ошибка будет меньше средней ошибки одного наблюдения в  $\sqrt{n}$  раз.

Мерой точности наблюдений служит *средняя квадратическая ошибка* одного наблюдения, выражаемая формулой

$$\varepsilon_1 = \sqrt{\frac{\sum \Delta^2}{n-1}}, \quad (1)$$

где  $\sum \Delta^2$  означает сумму квадратов отклонений всех значений наблюдаемой величины от их среднего арифметического значения. Иногда вычисляется так называемая *вероятная ошибка*, значение которой наиболее

вероятно. Она составляет  $\frac{2}{3}$  от средней квадратической \*).

Мерой точности полученного результата, т. е. среднего арифметического из  $n$  значений, служит средняя квадратическая ошибка результата, равная

$$\varepsilon_2 = \frac{\varepsilon_1}{\sqrt{n}} = \sqrt{\frac{\Sigma \Delta^2}{n(n-1)}}. \quad (2)$$

Приведем пример, показывающий, как влияют на результат систематические ошибки отдельных наблюдателей, так называемые личные ошибки. В 1933 г. группа малоопытных наблюдателей производила наблюдения Юпитера с целью определения широт и ширины его полос. Все наблюдения велись в одинаковых условиях, на одном и том же инструменте. Личные разности наблюдателей для значений широты краев полос оказались следующими (табл. 9):

Таблица 9

Наблюдатели	S-умерен.	S-тропическая	
		S-составл.	N-составл.
Т.—Бр.	-3°,0 -3°,4	-3°,0—0°,6	-0°,8—0°,9
Б.—Бр.	+7,3 +7,5	+2,7 +0,3	-1,3 +3,7
З.—Бр.	-6,2 -5,0	-4,4 -4,5	-6,5 -0,8
Ф.—Бр.	-0,9 -0,6	-0,7 -0,7	-3,3 +1,1
Бр.—среднее	+0,6 +0,7	+0,7 -0,3	+0,5 -0,5
Б.—среднее	+4,4 +5,0	+3,1 +2,2	+0,5 +2,1
Наблюдатели	N-тропич.	N-умерен.	
Т.—Бр.	-1°,3—2°,3	-2°,0—2°,3	
Б.—Бр.	+5,3 +3,0	+4,5 +6,0	
З.—Бр.	+1,6 +2,5	+0,7 0,0	
Ф.—Бр.	-1,6 -5,4	-3,8 -3,0	
Бр.—среднее	-0,1 +1,7	-0,4 -0,7	
Б.—среднее	+4,1 +4,0	+2,5 +3,6	

\*) Вероятная ошибка обладает тем свойством, что при очень большом количестве наблюдений число ошибок, больших и меньших вероятной по абсолютной величине, одинаково.

В этой таблице даны разности между средними значениями широты для северного и южного края каждой полосы по данным нескольких пар наблюдателей; например Т.— Бр. означает разность между средней широтой по наблюдениям Т. и по наблюдениям Бр. Кроме того, для двух наблюдателей даны разности с общим средним значением по всем наблюдениям.

Из таблицы видно, что Т. систематически смещал все полосы к югу, а Б.—, наоборот, к северу, З. раздвигал полосы от экватора к полюсам, у Бр. систематическая ошибка практически отсутствует, как это показывает предпоследняя строка таблицы. Такой характер личных ошибок, возможно, определился методом зарисовки: Т. и Б. начинали рисовать вид планеты от одного полюса к другому, а З.— от экватора в обе стороны. Бр. пользовался описанным в § 26 методом зарисовки, благодаря чему избежал значительного систематического смещения полос, хотя по опытности он не отличался от других наблюдателей.

Среднее арифметическое значение широты северной тропической полосы (наносимой вообще наиболее точно) для одной из групп наблюдений (о методе групп см. ниже, в § 35) и для подгрупп с различным составом наблюдателей оказалось также различным, как видно из табл. 10:

Т а б л и ц а 10

Состав наблюдателей	Число рисунков	S-край	N-край	Ширина
Вся группа	24	+6°,6	+18°,2	11°,6
Вся группа без Б.	18	+8,0	+19,0	11,0
Б., Т., Р., К.	12	+5,5	+16,7	11,2
Бр., Ф., З., Д.	12	+7,7	+19,8	12,1
Б., Д., З., Ф.	11	+5,6	+19,5	13,9
Бр., К., Р., Т.	13	+7,4	+17,2	9,8

Здесь особенно резко сказывается влияние личной ошибки Б., наблюдения которого составляют 25% всех наблюдений.

Случайные ошибки ( $\varepsilon_1$ ) в среднем для всех наблюдателей составляли: для тропических полос  $\pm 3^\circ,5$ , для умеренных полос  $\pm 4^\circ,4$ . Интересно, что через год, в

1934 г., эти ошибки заметно уменьшились в результате повышения опытности наблюдателей, составив соответственно  $\pm 2^{\circ},5$  и  $\pm 4^{\circ},0$ .

В приведенном примере исследовались лишь относительные ошибки (одного наблюдателя по отношению к другому или к среднему), поскольку истинные значения широт полос Юпитера не были известны. Для исследования абсолютных ошибок наблюдений можно рекомендовать проводить лабораторные опыты с помощью следующего устройства. Берется деревянный шарик, который для большего сходства с Юпитером можно несколько сточить напильником у «полюсов», придав ему эллипсоидальную форму. Шарик покрывается слоем белой матовой краски и затем на нем гуашью или акварелью изображаются полосы и полярные шапки (можно нарисовать и детали). Шарик подвешивается на темном фоне и освещается осветителем, расположенным позади или впереди наблюдателя (чтобы угол фазы был близок к нулю). Наблюдатель зарисовывает искусственную «планету» в трубу теодолита или в бинокль. При этом положение наблюдателя относительно шарика должно быть строго одинаковым для всех наблюдений. Широты полос и долготы деталей, измеренные на рисунке, сравниваются с их истинными значениями, измеренными на самом шарике. Разности тех и других значений и дадут нам абсолютные ошибки наблюдений.

Абсолютные ошибки наблюдателей остаются более или менее постоянными в течение довольно длительного периода. Поэтому знать их необходимо для учета и исключения.

### § 33. ЭЛЕМЕНТЫ ПЛАНЕТНЫХ ОРБИТ И ЭФЕМЕРИДЫ

Для нахождения планет на небе или расчета условий их видимости служат эфемериды — таблицы положений планет, заранее составленные на каждый день. Эти таблицы помещаются в астрономических ежегодниках и календарях и включают экваториальные (а часто и эклиптические) координаты планет, их суточные или часовые изменения, а также данные о видимом диаметре, фазе и других величинах, имеющих значение при астрофизических наблюдениях планет.

Для вычисления эфемерид необходимо знать величины, характеризующие движение планеты в пространстве, — так называемые *элементы* ее орбиты. Таких элементов, определяющих положение и форму орбиты, а также движение самой планеты, имеется шесть (рис. 60).

Первые два элемента определяют положение плоскости орбиты планеты. Это — *наклон* орбиты к пло-

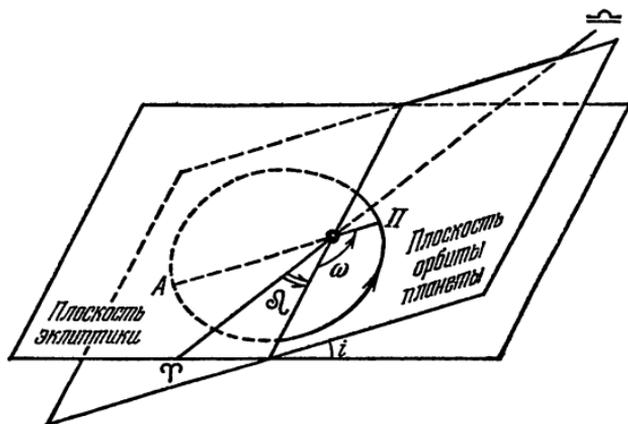


Рис. 60. Элементы планетных орбит.

скости эклиптики  $i$  и долгота *восходящего узла*  $\Omega$ , определяющая направление в пространстве линии пересечения обеих плоскостей. Третьим элементом является *угловое расстояние перигелия орбиты от восходящего узла*  $\omega$ , указывающее положение большой оси эллипса планетной орбиты \*). Четвертый и пятый элементы — величина *большой полуоси*  $a$  и *эксцентриситет*  $e$  — дают размеры и форму орбиты. Наконец, шестым элементом служит так называемая *средняя аномалия в эпоху*  $M_0$ , определяющая положение планеты на орбите в некоторый начальный момент  $t_0$  и равная

$$M_0 = \frac{360^\circ}{P} (t_0 - T_0), \quad (3)$$

где  $T_0$  — момент прохождения планеты через перигелий, когда  $M_0 = 0$ ,  $P$  — период обращения планеты вокруг Солнца. О том, как вычисляются эфемериды пла-

\*) Часто вместо  $\omega$  дают долготу перигелия  $\pi = \Omega + \omega$ .

вет, можно прочесть в «Справочнике любителя астрономии» П. Г. Куликовского и в курсах общей астрономии.

Для наблюдателя планет большое значение имеют *физические эфемериды* планет, на которых мы остановимся подробнее.

Прежде всего наблюдателя интересует видимый диаметр планеты, который, как мы знаем, зависит от расстояния  $\Delta$  планеты от Земли. Для планет, имеющих заметное сжатие у полюсов, даются видимые размеры полярного и экваториального диаметров. Соотношение между ними не всегда равно действительному, так как зависит еще и от ориентировки эллипсоида планеты по отношению к Земле. Если планета обращена к Земле полюсом (как бывает, например, у Урана), ее видимое сжатие становится равным нулю, если же Земля находится в плоскости экватора планеты, — оно наибольшее. Вообще же видимое сжатие  $\epsilon'$  выражается через истинное сжатие  $\epsilon$  простой формулой

$$\epsilon' = \epsilon \cos^2 B_0, \quad (4)$$

где  $B_0$  — угол наклона оси планеты к картинной плоскости, т. е. к плоскости, перпендикулярной к лучу зрения.

Видимый полярный диаметр планеты  $d_p$  выражается через ее видимый экваториальный диаметр  $d_e$  и видимое сжатие  $\epsilon'$  следующим образом:

$$d_p = d_e (1 - \epsilon'). \quad (5)$$

Для кольца Сатурна в «Астрономическом Календаре» даются видимые размеры большой и малой осей. Соотношение между ними выражается так:

$$b = a \sin B_0. \quad (6)$$

Угол  $B_0$  для Сатурна изменяется от 0 до 28°. При  $B_0 = 0^\circ$  наступает «исчезновение» колец.

Для Меркурия, Венеры и Марса в «Астрономическом Календаре» дается значение фазы  $\Phi$ . Оно вычисляется по величине фазового угла  $\varphi$  \*)

$$\Phi = \cos^2 \frac{\varphi}{2}. \quad (7)$$

---

\*) О вычислении  $\varphi$  см. стр. 197.

Фазовый угол есть, как известно, угол между направлениями на Солнце и Землю, если смотреть с планеты. Для Меркурия и Венеры он может принимать любые значения от 0 до  $180^\circ$ , для Марса же не может превышать  $47^\circ$ , чему соответствует фаза 0,84 (около моментов квадратур). Для остальных планет фаза обычно не учитывается, так как уже для Юпитера фазовый угол не превышает  $11^\circ$  и поправка за фазу равна 0,01. Эту поправку приходится учитывать лишь при измерениях распределения яркости вдоль экватора планеты.

Наконец, для Марса, Юпитера и Сатурна приводятся физические координаты, определяющие положение сетки меридианов и параллелей в картинной плоскости:  $P$  — угол между проекцией оси планеты на небесную сферу и кругом склонения, проходящим через центр диска планеты (для северного полюса планеты этот угол считается положительным к востоку),  $B_0$  — планетографическая широта центра видимого диска и  $L$  — долгота центрального меридиана. Каждая планета имеет свою систему координат: планетографические широту и долготу. Широта отсчитывается от экватора, а счет долгот ведется от некоторого меридиана, принятого за начальный \*). Юпитер имеет две системы счета долгот, рассчитанные на периоды вращения экваториальной зоны (I система) и средних широт (II система).

Физические координаты имеют большое значение при обработке наблюдений поверхностей планет и составлении их карт. К этой книге приложены две координатные сетки для обработки наблюдений планет: круглая для Марса, Венеры и Меркурия и эллиптическая — для Юпитера. На сетках указаны широты и долготы (от центрального меридиана), а на круглой сетке — также значения фазы (Приложение 4). О пользовании ими будет сказано ниже.

---

\*) Такие системы координат называют, по аналогии с географической системой (от греческого «ге» — Земля): для Марса — ареографической (от греческого имени бога войны Ареса), для Юпитера — иовиографической (от латинского Jovis — родительный падеж слова Juppiter — Юпитер), для Луны — селенографической (Селена — богиня Луны) и т. д.

## § 34. ОБРАБОТКА НАБЛЮДЕНИЙ ФАЗ ВЕНЕРЫ

Обработка наблюдений фаз Венеры заключается в измерении наблюденной фазы, вычислении или определении из таблиц теоретической фазы и построении графика хода разности между ними в зависимости от теоретической фазы. Совершенно так же производится обработка наблюдений фаз Меркурия, Луны и искусственного шара.

Измерение фазы на рисунке можно производить с помощью сетки. Для этого совмещаем центральный меридиан сетки с линией рогов на рисунке и отсчитываем фазу. Если диаметр планеты на рисунке отличается от стандартного (50 мм) или сетка отсутствует, фазу можно измерить без сетки с помощью хорошей линейки с миллиметровыми делениями. В этом случае измеряем наибольшую ширину серпа планеты  $\Delta$  и диаметр диска  $d$ , после чего делим первое число на второе; частное даст нам величину фазы. Измерения при этом надо производить по возможности с точностью до 0,1 мм, оценивая десятые доли миллиметра на глаз.

Теоретическая фаза берется из астрономических ежегодников или календарей. В «Астрономическом Календаре» ВАГО значения фазы даются через 8 дней, поэтому для промежуточных дат придется прибегать к интерполированию. Близ нижнего соединения фаза меняется очень быстро, и интерполирование может дать слишком грубый результат. В этом случае придется вычислить фазу самому по формуле (7). Фазовый угол  $\varphi$  вычисляется по формулам

$$\left. \begin{aligned} \varphi &= 180^\circ - \varepsilon - \gamma, \\ \cos \varepsilon &= \sin \delta \sin \delta_{\odot} + \cos \delta \cos \delta_{\odot} \cos (\alpha - \alpha_{\odot}), \\ \cos \gamma &= \cos (\lambda - \lambda_T) \cos \beta. \end{aligned} \right\} \quad (8)$$

Здесь  $\varepsilon$  — угол элонгации планеты от Солнца,  $\gamma$  — угол между радиусами-векторами планеты и Земли,  $\alpha$  и  $\delta$  — прямое восхождение и склонение планеты,  $\alpha_{\odot}$  и  $\delta_{\odot}$  — то же для Солнца,  $\lambda$  и  $\lambda_T$  — гелиоцентрические долготы планеты и Земли,  $\beta$  — гелиоцентрическая широта планеты. Гелиоцентрические координаты планет, в том числе Земли, также приводятся в наших астрономических календарях.

Далее для каждого наблюдения составляются разности  $\Delta\Phi = \Phi_o - \Phi_c$  (наблюденная фаза минус вычисленная). Их значения наносятся на график, где по оси абсцисс отложены значения  $\Phi_c$  (пример дан на рис. 61, стр. 199). Такие графики рекомендуется составлять отдельно для каждого наблюдателя (при достаточном числе наблюдений), а также по возможности выделять (хотя бы условными знаками) дневные, сумеречные и ночные наблюдения. В этом случае *дневными* считаются наблюдения, сделанные до захода (или после восхода) Солнца, *сумеречными* — наблюдения, сделанные во время гражданских и астрономических сумерек. Наблюдать Венеру ночью удается редко, в периоды наилучшей видимости планеты.

На довольно большом диапазоне фаз (0,2—0,8) полученные разности  $\Delta\Phi$  можно представить уравнением прямой линии

$$\Delta\Phi = a + k(\Phi_c - 0,5), \quad (9)$$

где  $a$  — величина отклонения наблюдаемой фазы от теоретической при фазе 0,5, а  $k$  — угловой коэффициент прямой. Величины  $a$  и  $k$  находятся по способу Коши следующим образом.

Допустим, что мы имеем ряд значений  $\Delta\Phi$  для соответствующих им значений  $\Phi_c$ :

$\Phi_o$	$\Phi_c$	$\Delta\Phi$	$\Phi_o$	$\Phi_c$	$\Delta\Phi$
0,70	0,81	-0,11	0,45	0,45	0,00
0,69	0,78	-0,09	0,36	0,33	+0,03
0,67	0,77	-0,10	0,35	0,31	+0,04
0,65	0,71	-0,06	0,34	0,28	+0,06
0,62	0,66	-0,04	0,30	0,25	+0,05
0,57	0,59	-0,02	0,27	0,22	+0,05

Составляем ряд *усл о в н ы х* уравнений типа (9), подставляя в них значения  $\Delta\Phi$  и  $\Phi_c$  ( $a$  и  $k$  являются неизвестными):

$-0,11 = a + 0,31 k$	$0,00 = a - 0,05 k$
$-0,09 = a + 0,28 k$	$+0,03 = a - 0,17 k$
$-0,10 = a + 0,27 k$	$+0,04 = a - 0,19 k$
$-0,06 = a + 0,21 k$	$+0,06 = a - 0,22 k$
$-0,04 = a + 0,16 k$	$+0,05 = a - 0,25 k$
$-0,02 = a + 0,09 k$	$+0,05 = a - 0,28 k$
<hr/>	
$-0,42 = 6a + 1,32k$	$+0,23 = 6a - 1,16k$

Разделив произвольным образом все наши условные уравнения на две равные группы, мы складываем по-членно левые и правые части каждой группы, в результате чего получаем два уравнения с двумя неизвестными, которые и решаем совместно:

$$k = -0,26; \quad a = -0,01$$

Полученное уравнение будет выглядеть так:

$$\Delta\Phi = -0,01 - 0,26(\Phi_c - 0,5).$$

В области малых фаз ( $\Phi_c < 0,2$ ) и больших фаз ( $\Phi_c > 0,8$ ) представить наблюдения прямой не удастся. Если разброс точек невелик, надо провести через них плавную кривую, которая и будет изображать ход отклонений фазы. Если же точки сильно разбросаны, надо

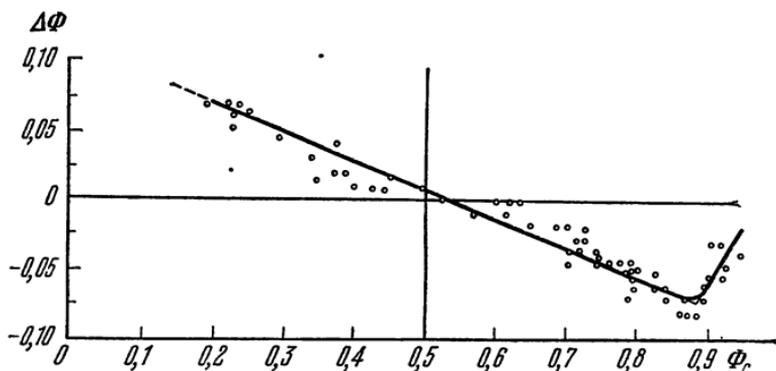


Рис. 61. Отклонения фаз Венеры от теоретических значений (по Н. Н. Михельсону и В. Н. Петрову, 1939 г.)

сгруппировать их через равные интервалы фазы, беря в качестве значения  $\Delta\Phi$  среднее арифметическое из всех отдельных значений, заключенных в данном интервале. Кривая проводится уже через укрупненные таким образом точки (рис. 61).

Наблюдения удлинений рогов серпа Венеры указывают на то, что величина удлинения, измеряемая, как мы говорили выше (§ 24), углом  $\alpha$ , тоже зависит от фазы. Поэтому при обработке этих наблюдений можно нанести на график значения  $\alpha$  в функции фазы. Обычно по-

лучается гиперболическая зависимость, подобно изображенной на рис. 62.

По углу  $\alpha$  и фазовому углу  $\varphi$  можно найти величину сумеречной дуги  $\sigma$  по формуле

$$\sin \sigma = \sin \alpha \sin \varphi, \quad (10)$$

или, подставив вместо  $\varphi$  фазу  $\Phi$ ,

$$\sin \sigma = 2 \sin \alpha \sqrt{\Phi(1-\Phi)}. \quad (11)$$

Определив по имеющимся наблюдениям удлинения рогов ряд значений сумеречной дуги  $\sigma$ , берем из них среднее. Полученную величину  $\sigma$  надо уменьшить на

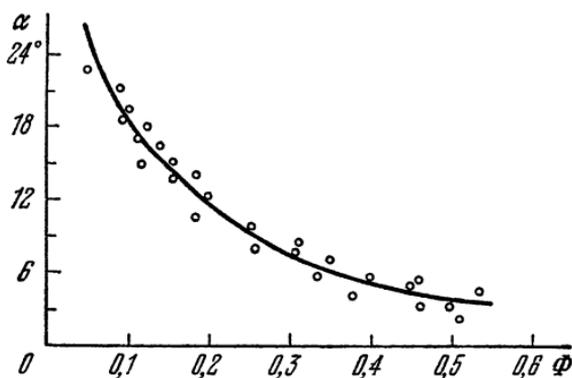


Рис. 62. Зависимость удлинений рогов серпа Венеры  $\alpha$  от фазы  $\Phi$ .

$0^{\circ},4$  (поправка за видимый с Венеры полудиаметр Солнца), после чего мы найдем ширину пояса, освещаемого рассеянными атмосферой Венеры солнечными лучами.

### § 35. ОБРАБОТКА НАБЛЮДЕНИЙ ПОЛОС ЮПИТЕРА

Первая часть обработки наблюдений полос Юпитера заключается в измерении широт полос на рисунках. Для этого накладываем на рисунок прозрачную сетку на кальке так, чтобы края сетки и диска на рисунке совпали, и измеряем широты краев полос вдоль центрального меридиана. Если близ центрального мериди-

ана находится выступ или углубление в крае полосы, измерение производится для того участка полосы, где нет никаких деталей. Для удобства измерений можно заранее осторожно наметить чернилами или тушью точки в местах, подлежащих измерению: они будут лучше видны сквозь сетку, чем полоса, нарисованная карандашом.

Если нет сетки или она не соответствует по размеру рисунку, можно произвести измерения с помощью точной миллиметровой линейки, как и в случае Венеры. Проводим на рисунке линию экватора и измеряем расстояния  $y$  от него до краев всех полос, а также полярный радиус  $\rho$ . Тогда широты краев полос определяются по приближенной формуле (не учитывающей сжатия планеты)

$$\sin \varphi = \frac{y}{\rho}. \quad (12)$$

Неточность этой формулы не выходит за пределы точности измерений, составляющей  $\pm 1^\circ$ . Полученную широту надо исправить за иовиографическую широту центра диска  $B_0$  (см. ниже, стр. 207).

Чтобы получить теперь картину изменения широт и ширины полос за время наблюдения, все рисунки разбивают на группы, охватывающие периоды не более 30 дней каждая, и вычисляют средние групповые широты краев полос. Делить рисунки на группы надо не механически, отсчитывая каждый раз по 30 дней, а так, чтобы группы отделялись одна от другой естественными перерывами в наблюдениях (например, из-за непогоды). Если же таких перерывов нет, то нужно стараться, чтобы в середине периода, охваченного группой, было сосредоточено наибольшее количество рисунков.

Для каждой группы вычисляют среднюю дату, равную среднему арифметическому из дат всех рисунков, входящих в группу. Если группа захватывает два календарных месяца, то к числам второго месяца прибавляют число дней в первом (например, вместо 9 октября считают 39 сентября). Так же находятся средние арифметические значения широт краев полос и одновременно — средние квадратические ошибки одного наблюдения ( $\varepsilon_1$ ) и результата ( $\varepsilon_2$ ). Вычисления располагаются по такой схеме:

№ рис.	Дата	$\varphi$	$\Delta$	$\Delta^2$	
1	IX 21	-23°	+1°,5	2,25	$\frac{\Sigma\Delta^2}{n-1} = \frac{28}{7} = 4$
2	22	-25	-0,5	0,25	
3	22	-27	-2,5	6,25	$\epsilon_1 = \sqrt{4} = \pm 2^\circ,0$
4	25	-24	+0,5	0,25	
5	26	-25	-0,5	0,25	$\epsilon_2 = \frac{2,0}{\sqrt{8}} = \pm 0^\circ,7$
6	30	-21	+3,5	12,25	
7	X 7	-24	+0,5	0,25	
8	9	-27	-2,5	6,25	
Среднее IX 28		-24°,5		$\Sigma\Delta^2$ 28,00	

Подобные вычисления проводятся для каждой группы и для каждого края каждой полосы. В результате получаем таблицу широт полос для всех групп. Теперь можно построить график изменения широт полос, откладывая полученные средние значения по оси орди-

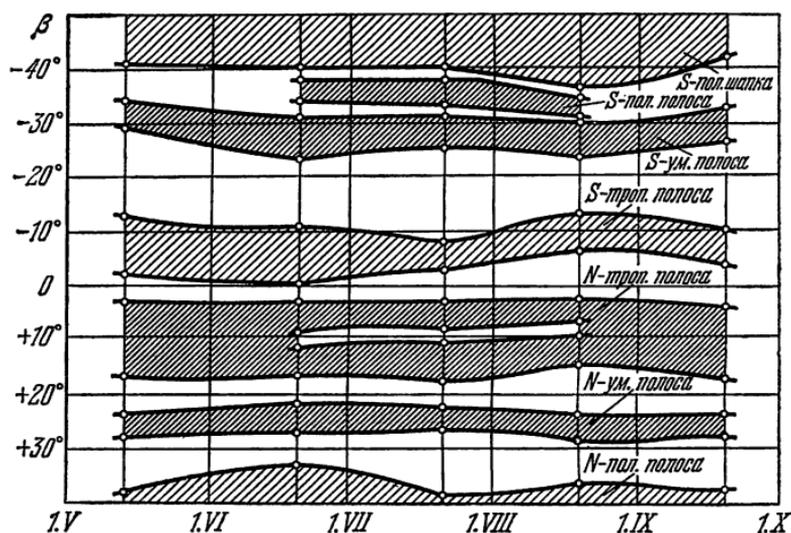


Рис. 63. График изменения широт полос Юпитера в 1937 г. (по А. М. Бахареву).

нат, а средние даты групп — по оси абсцисс (рис. 63). Для ширины полос можно составить отдельную таблицу, беря разности средних широт обоих краев полосы (например, если широты краев S-тропической полосы -24°,5 и -6°,3, то ее ширина будет равна 18°,2). Из-

менение же ширины полос будет наглядно представлено тем же графиком.

Для интенсивности полос, выраженной в условной шкале, также можно подсчитать средние групповые значения и составить график ее изменения.

Изменения ширины, интенсивности и цвета полос на Юпитере не раз наводили на мысль о возможной периодичности этих изменений и их связи с солнечной активностью. Так, в 1948 г. А. М. Бахарев, обработав свои наблюдения интенсивности полос Юпитера 1937 г., нашел, что повышения интенсивности связаны с прохождением через центральный меридиан Солнца, обращенный к Юпитеру, больших групп солнечных пятен. В дальнейшем этим вопросом много занимался Б. М. Рубашев. В 1967 г. В. А. Бронштэн, А. Н. Седякина и Э. С. Стрельцова обработали наблюдения ширины обеих тропических полос Юпитера за 1895—1961 гг., но никакой связи с солнечной активностью не получили. Все же этот вопрос еще не решен, и поэтому является весьма желательным производить сопоставления ширины и интенсивности полос Юпитера с числами Вольфа, учтя поправку за различие вида Солнца с Юпитера и с Земли.

Эта поправка  $\Delta T$  зависит от разности гелиоцентрических долгот Юпитера и Земли  $\lambda - \lambda_T$  и выражается формулой

$$\Delta T = P \frac{\lambda - \lambda_T}{360^\circ}, \quad (13)$$

где  $P$  — звездный период вращения Солнца вокруг оси (25,6 суток). До противостояния величина  $\Delta T$  положительна (Солнце обращает каждый из своих меридианов к Юпитеру позже, чем к Земле), после противостояния — отрицательна, а во время противостояния  $\Delta T = 0$ , так как  $\lambda = \lambda_T$ . За месяц величина  $\Delta T$  изменяется примерно на 2 суток. Таким образом, если наблюдение Юпитера сделано в момент  $T$ , то число Вольфа нужно брать для момента  $T + \Delta T$ .

### § 36. СОСТАВЛЕНИЕ КАРТ ПЛАНЕТ

Карты планет, так же как и географические карты, имеют целью дать изображение поверхности планеты на плоскости в определенном масштабе. Перенесение ша-

ровой, а тем более эллипсоидальной поверхности на плоскость — не простая задача, ибо поверхность шара нельзя развернуть на плоскость, как поверхность цилиндра или конуса. Для изображения поверхности шара на плоскости приходится прибегать к различного рода *картографическим проекциям*, при которых неизбежны различные искажения, т. е. нарушение подобия между отдельными частями поверхности планеты и их изображениями на карте.

Различные виды проекций применяются в зависимости от их свойств и характера вносимых искажений, в соответствии с той целью, для которой составляется карта.

В основном их можно разделить на две группы: *конформные*, т. е. сохраняющие подобные формы деталей поверхности планеты, и *равновеликие*, т. е. сохраняющие правильное отношение их площадей. Подробнее о принципах, лежащих в основе различных картографических проекций, можно прочитать в книгах по картографии и картоведению. Некоторые из них указаны в списке литературы в конце книги. Кроме того, в Приложении 4 приведены сетки координат для построения карт планет в наиболее употребительных в планетоведении картографических проекциях с необходимыми пояснениями.

Перейдем к практическим приемам составления карт планет. Для Юпитера, на поверхности которого происходят быстрые изменения, карты составляются для сравнительно коротких промежутков времени (1—2 месяца). Такой метод обработки получил название *метода коротких сроков*.

Построение карты Юпитера представляет собой сравнительно несложную задачу.

Прежде всего измеряются долги деталей, изображенных на рисунках, по отношению к центральному меридиану. Если деталь невелика, можно делать измерение для ее центра, если же она имеет значительную протяженность по долготе, то измеряются долги ее крайних точек. Все измерения производятся с помощью сетки, подобно измерениям широт полос. Поскольку обычно детали связаны с полосами, их широты измерять почти не приходится; это оказывается необходимым лишь в отдельных случаях.

Чтобы перейти от относительных долгот к абсолютным, нужно вычислить долготу центрального меридиана для момента наблюдений в I и II системах (см. § 33). Все необходимые данные для этого даются в астрономических календарях, а само вычисление производится путем линейного интерполирования. После того как получена долгота центрального меридиана, нужно прибавить к ней измеренные по сетке долготы деталей, расположенных к востоку от центрального меридиана (на рисунке справа), и вычесть долготы деталей, расположенных к западу (т. е. слева). Таким образом мы получим список деталей в порядке их наблюдения с указанием долгот. Рекомендуется такие списки делать отдельно для каждой полосы изофы.

Когда все долготы деталей известны и составлен их список, приступаем к отождествлению деталей. Многие детали могут оказаться на нескольких рисунках, особенно если они сделаны в один и тот же день. Сравнивая долготы деталей одного типа (например, темных пятен), выбираем те из них, у которых долготы совпадают или отличаются не более чем на  $10^\circ$ . Чем больше интервал времени между наблюдениями, тем больше допустимая разность долгот. В сомнительных случаях надо сравнить рисунки. Если деталь наблюдалась близко к краю диска, ошибка определения долготы обычно бывает весьма велика, и наблюдение при обработке отбрасывается.

Когда отождествление закончено, составляется окончательный каталог деталей, куда вносятся лишь те детали, которые наблюдались не менее двух раз (т. е. имеются на двух и более рисунках) \*). В каталоге нужно указывать период видимости детали, ее интенсивность, цвет, долготу для середины периода видимости и собственное движение по долготе.

Собственное движение у деталей имеет место, если их период вращения не совпадает с принятым периодом вращения соответствующей системы (для I системы 9 ч. 50 м. 30 с., для II системы 9 ч. 55 м. 41 с.). Для опреде-

---

\*) Детали, наблюдавшиеся один раз, вносятся в каталог лишь в том случае, если они наблюдались опытным наблюдателем при хороших атмосферных условиях и представляют почему-либо интерес (например, мостики между полосами).

ления собственного движения составляем условные уравнения, определяющие долготу детали  $\lambda$  в данный момент  $T$  через долготу  $\lambda_0$  в начальный момент  $T_0$  \*). Эти уравнения имеют следующий вид:

$$\lambda = \lambda_0 + k(T - T_0). \quad (14)$$

Решая по способу Коши, находим начальную долготу  $\lambda_0$  и собственное движение  $k$  в градусах за сутки.

Для некоторых деталей, в том числе для Красного пятна, значение  $k$  не остается постоянным. Тогда, нанеся долготы детали на график в функции времени, мы можем разбить весь период видимости детали на несколько частей, внутри которых  $k$  сохраняет примерно одинаковое значение, и вычислить его для каждой части отдельно.

После этого можно нанести полосы и детали на карту. Для этого проще всего приготовить так называемую квадратную сетку, в которой меридианы и параллели изображаются прямыми линиями. Удобно принять за

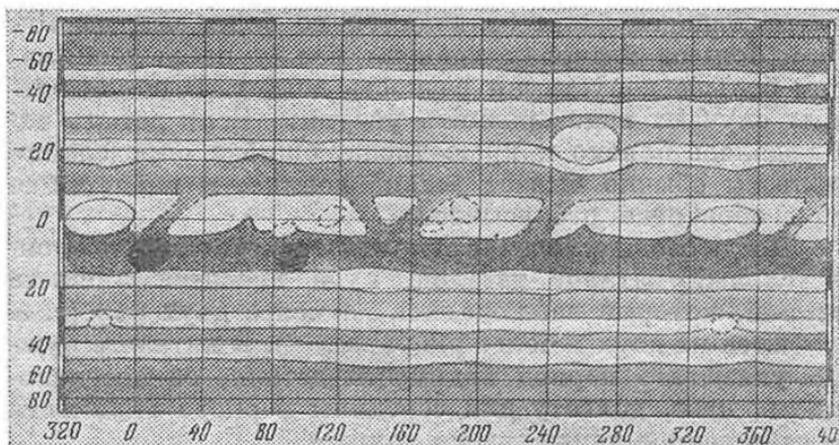


Рис. 64. Карта Юпитера, составленная на 1 августа 1950 г. В. Марголиной по любительским наблюдениям.

масштаб  $1^\circ$  в 1 мм. На большом листе миллиметровой бумаги сначала чертим экватор в виде прямой линии длиной 36 см. Ту же длину будут иметь и параллели,

\*) За момент  $T_0$  можно принять середину периода видимости детали.

которые проводятся параллельно экватору на расстоянии 1 см одна от другой. Меридианы будут прямыми линиями, перпендикулярными к параллелям, также проведенными через 1 см. Длина каждого из них — 18 см (180°), по 9 см к северу и к югу от экватора. Сетка такого типа хорошо передает контуры деталей в экваториальной зоне; чем ближе к полюсу, тем больше искажения, поскольку на сетке все параллели имеют одинаковую длину, в то время как в действительности их длина убывает с широтой.

Начертив сетку, наносим сперва контуры полос по значениям широт их краев. Затем по сделанному каталогу наносим детали по их долготам, прибегая для передачи вида детали к наиболее удачным рисункам, на которых она изображена. Очертив контуры, производим тушовку, стремясь правильно передать интенсивность деталей и полос. Пример такой карты Юпитера представлен на рис. 64. Юг на ней находится сверху, а север — внизу, как на телескопических изображениях планеты.

Прежде чем наносить полосы и детали на карту, надо учесть наклон оси планеты к картинной плоскости, равный иовиографической широте центра диска  $B_0$ . Для Юпитера угол  $B_0$  никогда не превышает 3°; величина его дается на каждый год в «Астрономическом Календаре» ВАГО. Поскольку измерение широт полос производится обычно у центрального меридиана, достаточно прибавить к измеренным величинам значение  $B_0$  (которое может быть положительным или отрицательным). Более точно поправки широты и долготы определяются по формулам

$$\left. \begin{aligned} \Delta\varphi &= B_0 \cos(\lambda - L), \\ \Delta\lambda &= B_0 \sin(\lambda - L) \operatorname{tg} \varphi, \end{aligned} \right\} \quad (15)$$

где  $L$  — долгота центрального меридиана. Эти поправки можно найти с помощью табл. I и II Приложения 1. В табл. I даны значения  $\Delta\varphi$  и  $d = B_0 \sin(\lambda - L)$  по аргументу  $(\lambda - L)$ , а из табл. II по  $d$  и  $\varphi$  находится  $\Delta\lambda$ .

При измерении координат деталей на рисунках Марса нужно прежде всего найти направление проекции оси планеты на плоскость рисунка. Для этого используем отмеченное на рисунке направление суточной параллели (см. § 25). Проведем через центр диска пер-

пендикуляр к этому направлению — это будет круг склонения центра диска Марса. Затем, взяв из ежегодника значение угла  $P$  между проекцией оси и кругом склонения, откладываем этот угол на рисунке (он считается положительным к востоку) и получаем нужное нам направление проекции оси планеты.

При составлении карт Марса и Сатурна некоторое затруднение представляет большой наклон оси планеты к картинной плоскости, который может достигать  $25^\circ$

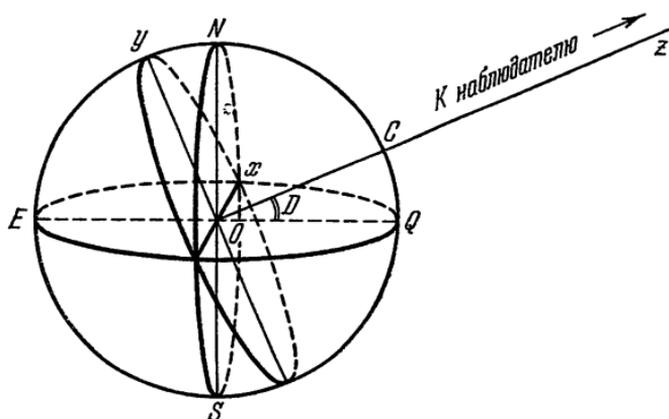


Рис. 65. Система промежуточных координат.

для Марса и  $28^\circ$  для Сатурна. В таком случае формулы (15) становятся недостаточно точными и измерение  $\varphi$  и  $\lambda$  значительно усложняется. Можно рекомендовать для их определения следующий способ.

Представим себе (рис. 65) сечение планеты картинной плоскостью. Пусть ось  $x$  будет расположена в плоскости экватора планеты, а ось  $y$  — перпендикулярна к ней и лучу зрения, причем положительный конец ее направлен в северное полушарие. Тогда прямоугольные координаты деталей  $x$ ,  $y$  выразятся через широту  $\varphi$  и долготу  $\lambda$  следующим образом:

$$\left. \begin{aligned} x &= \rho \cos \varphi \sin(\lambda - L), \\ y &= \rho [\sin \varphi \cos B_0 - \cos \varphi \sin B_0 \cos(\lambda - L)], \end{aligned} \right\} \quad (16)$$

где  $\rho$  — радиус-вектор данной точки поверхности планеты.

Для упрощения формул (16) введем так называемые промежуточные координаты  $A$  и  $B$ , связанные с  $\varphi$  и  $\lambda$

следующими формулами:

$$\left. \begin{aligned} \cos \varphi \sin (\lambda - L) &= \sin A, \\ \cos \varphi \cos (\lambda - L) &= \cos A \sin B, \\ \sin \varphi &= \cos A \cos B. \end{aligned} \right\} \quad (17)$$

Подставляя (17) в (16), получим

$$\left. \begin{aligned} x &= \rho \sin A, \\ y &= \rho \cos A \cos (B + B_0). \end{aligned} \right\} \quad (18)$$

Теперь, если мы измерим на нашем рисунке координаты  $x$  и  $y$  каждой детали, можно из формул (18) определить  $A$  и  $B + B_0$ , а именно:

$$\sin A = \frac{x}{\rho}; \quad \cos (B + B_0) = \frac{y}{\rho \cos A}. \quad (19)$$

После этого по  $A$  и  $B$  с помощью формул (17) можно найти  $\varphi$  и  $\lambda - L$ . Для облегчения этого в Приложении 1 приведены табл. III и IV.

Нетрудно сообразить, что промежуточные координаты  $A$  и  $B$  вполне аналогичны планетографическим координатам  $\varphi$  и  $\lambda$ , но их система повернута по отношению к  $\varphi$  и  $\lambda$  на  $90^\circ$ . «Полюсы» промежуточных координат расположены на экваторе планеты, а «экватор» этой системы совпадает с центральным меридианом планеты (рис. 66). «Долготы»  $B$  отсчитываются от северного полюса планеты к центру диска, причем на северном конце центрального меридиана  $B = -B_0$  и на южном  $B = 180^\circ - B_0$ .

Благодаря такому соотношению мы можем не измерять  $x$  и  $y$ , а просто наложить прозрачную сетку на рисунок, повернув ее на  $90^\circ$  так, чтобы экватор сетки совпал с центральным меридианом на рисунке планеты, причем северный полюс сетки, обозначенный буквой  $N$ , был бы слева. Измеряем затем  $A = \varphi_{\text{сет}}$  и  $B + B_0 = 90^\circ - \lambda_{\text{сет}}$  ( $\varphi_{\text{сет}}$  и  $\lambda_{\text{сет}}$  — широты и долготы, указанные на сетке). Зная  $B_0$ , находим  $B$ , после чего из табл. III и IV по известным  $A$  и  $B$  находим  $\varphi$  и  $\lambda - L$ .

Для Марса, форма которого мало отличается от шара, можно положить  $\rho = 1$ . Однако для Сатурна, имеющего значительное сжатие (1 : 9,7), требуется еще ввести поправки за различие радиусов-векторов  $\rho$  на раз-

ных широтах (полярный радиус Сатурна равен почти  $\frac{9}{10}$  экваториального, т. е. у полюса  $\rho=0,9$ ). Для этого служат табл. V, VI, VII, приведенные в Приложении 1. Из табл. V мы находим поправку  $\Delta A$ , которую прибавляем к абсолютному значению угла  $A$ . Затем по исправленному  $A$  и  $B$  находим вспомогательную величину  $C$  из табл. VI [ $C=1000 \cdot \Delta \lg \cos (B+B_0)$ ] и, наконец, по  $C$  и  $B+B_0$  с помощью табл. VII находим поправку  $\Delta B$ .

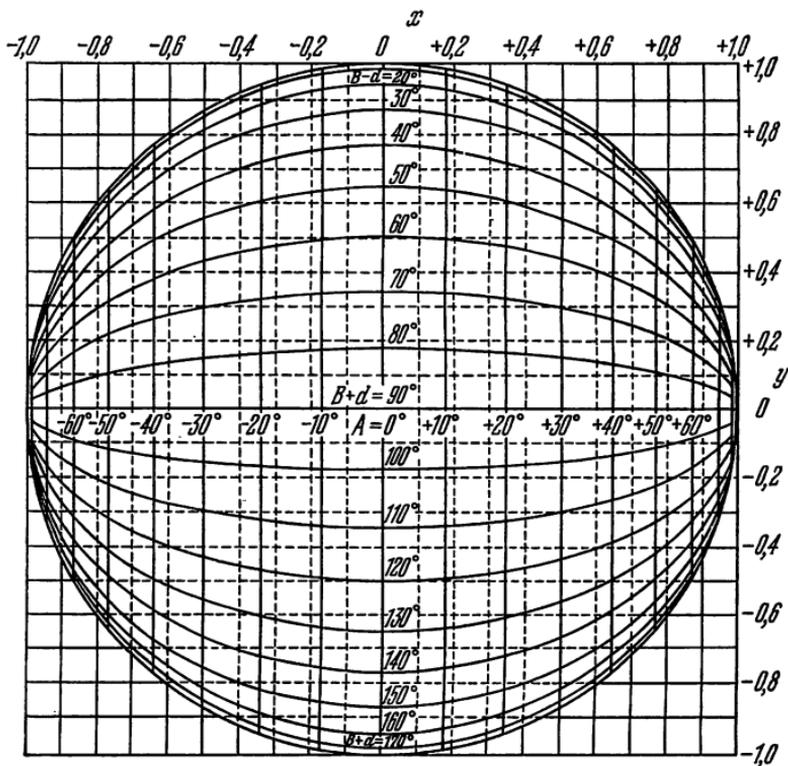


Рис. 66. Сетка промежуточных координат.

По исправленным  $A$  и  $B$  с помощью табл. III и IV находим  $\phi$  и  $\lambda-L$ .

В таблицах все углы даны с точностью до  $0^\circ,1$ , хотя точность измерений на рисунках не превосходит  $\pm 1^\circ$ . Сделано это во избежание накопления ошибок при вычислениях. Но окончательный результат надо округлить до  $1^\circ$ , иначе получится фиктивная точность. Если поправки за сжатие менее  $0^\circ,5$ , их можно вовсе не вво-

дять. На Сатурне детали наблюдаются довольно редко, и поэтому такую процедуру придется применять лишь иногда.

**Пример.** На рисунке Сатурна, сделанном 26 апреля 1978 г., измерены промежуточные координаты детали:  $A = +26^\circ$ ,  $B + B_0 = +52^\circ$  ( $\lambda_{\text{сет}} = +38^\circ$ ). Требуется определить  $\varphi$  и  $\lambda - L$ .

Из «Астрономического Календаря» на 1978 г. находим для 26 апреля  $B_0 = -13^\circ$  (к Земле обращен южный конец оси планеты), откуда  $B = +65^\circ$ . По табл. V находим  $\Delta A = +0^\circ,5$ , значит,  $A = +26^\circ,5$ . С этим значением из табл. VI находим  $C = 8$ , а из табл. VII  $\Delta B = -0^\circ,8$ , т. е.  $B = +64^\circ,2$ . По  $A = +26^\circ,5$  и  $B = +64^\circ,2$  из табл. III и IV находим окончательно  $\varphi = +23^\circ,1$ ,  $\lambda - L = +29^\circ,0$ .

Поверхность Марса изображается в виде планисфер — двух полушарий. Сетку для построения такой карты можно скопировать из географического атласа, где встречаются карты земных полушарий в различном масштабе (а также и в различных проекциях). Полярные области Марса вместе с имеющейся полярной шапкой удобно изобразить в виде так называемой полярной проекции. В центре такой планисферы помещается полюс, меридианы имеют вид прямых линий, расходящихся радиусами от полюса под равными углами, а параллели и экватор представляются концентрическими окружностями. В географических атласах в такой проекции даются карты Арктики и Антарктики \*). Для полярной области составляется несколько карт, отделенных друг от друга 20—30-дневными интервалами. Протяженность полярной шапки измеряется дугой меридиана, закрытой шапкой (если на разных меридианах шапка имеет различное протяжение, то берется среднее значение). Приведем для примера результаты наблюдений Н. П. Барабашова, произведенных в 1924 г.

Дата	Протяженность шапки	Дата	Протяженность шапки
VI 24	74°	IX 4	24°
28	70	9	20
VIII 12	50	21	18
13	50	22	19
IX 1	27	X 20	17

\*) Подробнее см. Приложение 4.

## § 37. ОПРЕДЕЛЕНИЕ ПЕРИОДА ВРАЩЕНИЯ ПЛАНЕТЫ

Периоды вращения Марса, Юпитера и Сатурна можно определить из непосредственных наблюдений прохождения одних и тех же деталей через центральный меридиан планеты. Период вращения Марса определен достаточно точно и не подвержен заметным изменениям, поэтому его определение не представляет особого интереса и может производиться лишь для практики. Определение же периодов вращения Юпитера и Сатурна представляет несомненный интерес ввиду различия скоростей вращений для различных зон и даже в пределах одной и той же зоны — для различных деталей.

Поскольку периоды вращения обеих планет порядка 10 час., можно даже за короткое время наблюдать перемещение деталей по диску планеты. Так, на Юпитере деталь, находящаяся на середине между краем диска и центральным меридианом, уже через 50 мин. пройдет центральный меридиан.

Если имеется ряд наблюдений прохождений через центральный меридиан одной и той же детали (или деталей), то вычислить период вращения не представляет труда. Нужно только рассчитать число оборотов, которое сделала планета между наблюдениями (по приближенному значению периода, взятому из календаря), и разделить интервал между наблюдениями на это число. В результате мы получим так называемый *синодический период* вращения планеты (по отношению к Земле).

Для перехода к *сидерическому периоду* вращения (по отношению к звездам) нужно придать к полученному периоду поправку, равную

$$\Delta P = \frac{P(\lambda_2 - \lambda_1)}{360^\circ}, \quad (20)$$

где  $\lambda_2 - \lambda_1$  — разность геоцентрических долгот Юпитера, соответствующих датам наблюдений. Следует посмотреть, изменяется ли период той или иной детали и какой характер носит его изменение: растет он или убывает, или изменяется периодически.

Прохождения хорошо заметных деталей через центральный меридиан, однако, наблюдать удается не всег-

да (из-за непогоды, захода планеты, отсутствия времени у наблюдателя и т. д.). Несмотря на это, можно определить период вращения по имеющимся наблюдениям деталей, если эти наблюдения охватывают промежуток времени в несколько дней.

Мы уже говорили выше (§ 36) об определении собственного движения деталей. Зная собственное движение  $k$ , можно легко найти поправку, которую нужно придать к величине периода, соответствующего основной системе координат (в которой определялись долготы данной детали), чтобы получить период вращения детали.

Действительно, за один оборот планеты вокруг оси деталь передвинется по долготе на величину  $k \frac{P}{24}$ , где  $P$  — период вращения основной системы координат, выраженный в часах и их долях. Планета повернется на такой угол за время

$$\Delta P = k \frac{P}{24} \cdot \frac{P}{360^\circ}. \quad (21)$$

Подставляя числовые значения, получаем:

для Юпитера (I система)	$\Delta P = 40 k$ ,
»      »      (II система)	$\Delta P = 41 k$ ,
для Сатурна (экватор)	$\Delta P = 44 k$ .

Значения поправок  $\Delta P$  здесь получаются в секундах и будут иметь тот же знак, что и значения  $k$ . Величина  $k$  выражается в градусах за сутки.

Определение периодов вращения деталей таким способом возможно лишь в том случае, если деталь наблюдалась не менее трех раз, так как иначе ошибки наблюдений могут сильно исказить значение  $k$ , особенно если интервал между днями наблюдений невелик.

Средний период вращения детали за большой промежуток времени хорошо определить путем сравнения карт, вычислив среднее собственное движение детали за это время. Для этого надо разделить разность долгот детали на обеих картах на разность их эпох.

Периоды вращения Урана и Нептуна можно найти из фотометрических наблюдений.

Все фотометрические наблюдения планет, описанные в предыдущих параграфах, заключаются в сравнении блеска (или яркости) двух источников света одним из методов наблюдений переменных звезд.

Обработка наблюдений, произведенных методом степеней (Аргеландера или Найланда — Блажко), не отличается от обработки наблюдений переменных звезд, и мы отсылаем читателя к книгам В. П. Ц е с е в и ч а «Переменные звезды и способы их наблюдения», В. П. Ц е с е в и ч а «Что и как наблюдать на небе» и П. Г. К у л и к о в с к о г о «Справочник любителя астрономии» (см. литературу в конце книги), где приемы обработки подобных наблюдений описаны достаточно подробно.

Если мы имеем наблюдения Урана, Нептуна или астероидов, имеющие целью изучение колебаний их блеска, то, получив значения блеска  $m$  в звездных величинах, нужно прежде всего привести их к стандартным условиям. Это значит, что надо либо найти звездную величину  $g$  (для астероидов) по формуле (15) § 7, либо получить звездную величину планеты в *среднюю оппозицию* (т. е. при расстоянии от Солнца, равном большей полуоси ее орбиты). В последнем случае применяется формула

$$M_0 = g + 5 \lg a (a - 1) = m + 5 \lg \frac{a(a-1)}{r\Delta}, \quad (22)$$

где  $M_0$  — величина в среднюю оппозицию,  $g$  — абсолютная звездная величина,  $m$  — видимая величина,  $a$  — большая полуось орбиты,  $r$  — расстояние от Солнца,  $\Delta$  — расстояние от Земли (в астрономических единицах).

Далее нужно учесть влияние угла фазы. Обычно зависимость звездной величины планеты от угла фазы носит почти линейный характер и выражается формулой (12) § 7. Если пренебречь в ней последним членом, мы получим

$$\Delta m = k\varphi^\circ,$$

где  $\Delta m$  — приращение звездной величины,  $\varphi^\circ$  — угол фазы в градусах,  $k$  — коэффициент фазы, равный для

малых планет в среднем 0,03. Для Урана и Нептуна эффектом фазы можно пренебречь.

Полученные значения  $g$  или  $M_0$  нужно нанести на график в функции времени, чтобы убедиться в наличии и характере колебаний. Если намечаются периодические изменения блеска, надо постараться определить период и эпоху максимума (или минимума) блеска, как это делается при обработке наблюдений переменных звезд.

### § 39. ОРГАНИЗАЦИЯ И ПРОГРАММА РАБОТЫ

Чтобы работа любителей астрономии в деле изучения планет имела наибольший успех и научное значение, им необходим прежде всего тесный взаимный контакт и координация работы. Если каждый наблюдатель или группа наблюдателей будет работать «на свой страх и риск», от этого будет мало толку, так как может получиться распыление сил, когда наиболее важным темам будет уделено мало внимания.

В настоящее время в Советском Союзе центром, организующим научную работу любителей астрономии, является Всесоюзное астрономо-геодезическое общество (ВАГО) при Академии наук СССР. В частности, работу наблюдателей планет организует Казанское отделение ВАГО.

В нашей стране все больше растет тяга к знанию. Преподавание курса астрономии в средней школе развивает большой интерес к ней среди учеников старших классов. Во многих школах, домах пионеров, клубах и станциях юных техников, а также при планетариях и народных обсерваториях организуются астрономические кружки, члены которых пополняют кадры любителей астрономии. Если в городе имеется астрономическая обсерватория, планетарий или отделение ВАГО, следует объединить всех любителей, желающих вести научные наблюдения, в коллектив наблюдателей. Если в школе имеется телескоп, его надо использовать для наблюдений.

Как всегда бывает, интересы членов астрономического кружка или коллектива наблюдателей оказываются различными: одни больше интересуются Солнцем, другие — планетами, третьи — метеорами, четвертые —

переменными звездами и т. д. Если количество членов достаточно велико, можно разбить коллектив на ряд отделов или секций по интересующим их темам: отдел Солнца, отдел планет и т. д. Каждый отдел должен избрать заведующего и найти научного руководителя из числа астрономов-специалистов или опытных любителей (хотя бы иногородних). Если кружок небольшой, надо выделить ответственных по каждому участку работы.

Заведующий отделом планет или член кружка, выделенный ответственным по наблюдениям планет, должен связаться с Центральным советом или Казанским отделением ВАГО, получить оттуда инструкции для наблюдений, задания и нужные указания. Туда же необходимо посылать все наблюдения по окончании периода видимости данной планеты. Если коллектив захочет произвести своими силами обработку наблюдений, следует также сообщить об этом в ВАГО, чтобы получить консультацию, а также наблюдения других наблюдателей и нужную литературу.

При составлении программы кружка или отдела планет надо предусмотреть не только наблюдения и их обработку, но и повышение общей астрономической и математической подготовки членов кружка.

Каждый член кружка также должен составить себе план работы как в области наблюдений планет, так и по теоретическим занятиям и обработке наблюдений. Не следует перегружать себя или разбрасываться на много участков работы. Взяв на себя обработку наблюдений, нужно непременно доводить ее до конца, а если она окажется слишком трудной — вернуть и взять работу полегче. Можно разделить работу на двух или трех человек — это ускорит ее окончание.

Результаты работы любителей астрономии в области исследования планет при правильной их организации могут внести хотя и скромный, но реальный вклад в науку. Поэтому обязанностью наблюдателей является обмен результатами своих наблюдений и работ, что лучше всего производить через ВАГО и его отделения \*). Лучшие работы астрономов-любителей публикуются в журнале «Астрономический вестник».

---

\*) Список и адреса отделений ВАГО имеются в упоминавшейся неоднократно книге П. Г. Куликовского.

# ПРИЛОЖЕНИЯ

## 1. ТАБЛИЦЫ ДЛЯ ОБРАБОТКИ РИСУНКОВ ПЛАНЕТ

Таблица I

Поправки  $\Delta\phi$  и  $d$  (в градусах) для Юпитера

$\lambda-L$	$B_0$							$\lambda-L$	
	0°,0	0°,5	1°,0	1°,5	2°,0	2°,5	3°,0		
Аргумент для $\Delta\phi$	0°	0,0	0,5	1,0	1,5	2,0	2,5	3,0	90°
	10	0,0	0,5	1,0	1,5	2,0	2,5	3,0	80
	20	0,0	0,5	0,9	1,4	1,9	2,4	2,8	70
	30	0,0	0,4	0,9	1,3	1,7	2,2	2,6	60
	40	0,0	0,4	0,8	1,1	1,5	1,9	2,3	50
	50	0,0	0,3	0,6	1,0	1,3	1,6	1,9	40
	60	0,0	0,2	0,5	0,8	1,0	1,2	1,5	30
	70	0,0	0,2	0,3	0,5	0,7	0,9	1,0	20
	80	0,0	0,1	0,2	0,3	0,3	0,4	0,5	10
	90	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0

$\Delta\phi$  имеет тот же знак, что и  $B_0$ .

Таблица II

Поправки  $\Delta\lambda$  (в градусах) для Юпитера

$d$	$\phi$								
	0°	10°	20°	30°	40°	50°	60°	70°	80°
0°	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0
1	0,0	0,2	0,4	0,6	0,8	1,2	1,7	2,7	5,7
2	0,0	0,4	0,7	1,2	1,7	2,4	3,5	5,5	11,3
3	0,0	0,5	1,1	1,7	2,5	3,6	5,2	8,2	17,0

$\Delta\lambda$  имеет тот же знак, что и произведение  $B_0\phi$  ( $\lambda-L$ )

Определение широты  $\varphi$

B	A									
	0°	5°	10°	15°	20°	25°	30°	35°	40°	
±										
0° 180°	90,0	85,0	80,0	75,0	70,0	65,0	60,0	55,0	50,0	
5 175	85,0	83,0	78,9	74,3	69,5	64,7	59,8	54,9	49,9	
10 170	80,0	78,9	76,0	72,1	67,9	63,3	58,7	54,0	49,2	
15 165	75,0	74,3	72,1	69,0	65,3	61,3	57,0	52,5	47,9	
20 160	70,0	69,5	67,9	65,3	62,2	58,6	54,7	50,5	46,2	
25 155	65,0	64,7	63,3	61,3	58,6	55,4	51,9	48,1	44,2	
30 150	60,0	59,8	58,7	57,0	54,7	51,9	48,8	45,4	41,8	
35 145	55,0	54,9	54,0	52,5	50,5	48,1	45,4	42,3	39,1	
40 140	50,0	49,9	49,2	47,9	46,2	44,2	41,8	39,1	36,1	
45 135	45,0	45,0	44,3	43,3	41,8	40,0	37,9	35,6	33,0	
50 130	40,0	40,0	39,5	38,6	37,3	35,8	34,0	31,9	29,7	
55 125	35,0	35,0	34,6	33,8	32,8	31,5	30,0	28,2	26,2	
60 120	30,0	30,0	29,7	29,0	28,2	27,1	25,8	24,3	22,7	
65 115	25,0	25,0	24,7	24,2	23,5	22,7	21,6	20,4	19,0	
70 110	20,0	20,0	19,8	19,4	18,9	18,2	17,3	16,4	15,3	
75 105	15,0	15,0	14,9	14,6	14,2	13,7	13,0	12,3	11,5	
80 100	10,0	10,0	9,9	9,7	9,5	9,1	8,7	8,2	7,7	
85 95	5,0	5,0	5,0	4,9	4,7	4,6	4,4	4,1	3,9	
90 90	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	

$\varphi$  положительна,  
 $\varphi$  отрицательна,

для Марса и Сатурна

A									
45°	50°	55°	60°	65°	70°	75°	80°	85°	90°
45,0	40,0	35,0	30,0	25,0	20,0	15,0	10,0	5,0	0,0
45,0	40,0	35,0	30,0	25,0	20,0	15,0	10,0	5,0	0,0
44,3	39,5	34,6	29,7	24,7	19,8	14,9	9,9	5,0	0,0
43,3	38,6	33,8	29,0	24,2	19,4	14,6	9,7	4,9	0,0
41,8	37,3	32,8	28,2	23,5	18,9	14,2	9,5	4,7	0,0
40,0	35,8	31,5	27,1	22,7	18,2	13,7	9,1	4,6	0,0
37,9	34,0	30,0	25,8	21,6	17,3	13,0	8,7	4,4	0,0
35,6	31,9	28,2	24,3	20,4	16,4	12,3	8,2	4,1	0,0
33,0	29,7	26,2	22,7	19,0	15,3	11,5	7,7	3,9	0,0
30,2	27,2	24,1	20,8	17,5	14,1	10,6	7,1	3,6	0,0
27,2	24,6	21,8	18,9	15,9	12,8	9,6	6,5	3,2	0,0
24,1	21,8	19,3	16,8	14,1	11,4	8,6	5,8	2,9	0,0
20,8	18,9	16,8	14,6	12,3	9,9	7,5	5,0	2,5	0,0
17,5	15,9	14,1	12,3	10,4	8,4	6,3	4,2	2,1	0,0
14,1	12,8	11,4	9,9	8,4	6,8	5,1	3,4	1,7	0,0
10,6	9,6	8,6	7,5	6,3	5,1	3,9	2,6	1,3	0,0
7,1	6,5	5,8	5,0	4,2	3,4	2,6	1,7	0,9	0,0
3,6	3,2	2,9	2,5	2,1	1,7	1,3	0,9	0,4	0,0
0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0

если  $B < 90^\circ$ ,если  $B > 90^\circ$ .

Определение ( $\lambda-L$ )

B	A									
	0°	5°	10°	15°	20°	25°	30°	35°	40°	
±										
0° 180°	—	90,0	90,0	90,0	90,0	90,0	90,0	90,0	90,0	90,0
5 175	0,0	45,1	63,7	72,0	76,5	79,4	81,4	82,9	84,1	
10 170	0,0	26,7	45,4	57,1	64,5	69,6	73,3	76,1	78,3	
15 165	0,0	18,7	34,3	46,0	54,6	61,0	65,9	69,7	72,9	
20 160	0,0	14,3	27,3	38,1	46,8	53,7	59,4	64,0	67,8	
25 155	0,0	11,7	22,6	32,4	40,7	47,8	53,8	58,9	63,3	
30 150	0,0	9,9	19,4	28,2	36,1	43,0	49,1	54,5	59,2	
35 145	0,0	8,7	17,1	25,0	32,4	39,1	45,2	50,7	55,6	
40 140	0,0	7,8	15,3	22,6	29,5	36,0	41,9	47,4	52,5	
45 135	0,0	7,1	14,0	20,8	27,2	33,4	39,2	44,7	49,9	
50 130	0,0	6,5	13,0	19,3	25,4	31,3	37,0	42,4	47,6	
55 125	0,0	6,1	12,1	18,1	24,0	29,7	35,2	40,5	45,7	
60 120	0,0	5,8	11,5	17,2	22,8	28,3	33,7	39,0	44,1	
65 115	0,0	5,5	11,0	16,5	21,9	27,2	32,5	37,7	42,8	
70 110	0,0	5,3	10,6	15,9	21,2	26,4	31,6	36,7	41,8	
75 105	0,0	5,2	10,3	15,5	20,6	25,8	30,9	35,9	41,0	
80 100	0,0	5,1	10,2	15,2	20,3	25,3	30,4	35,4	40,4	
85 95	0,0	5,0	10,0	15,1	20,1	25,1	30,1	35,1	40,1	
90 90	0,0	5,0	10,0	15,0	20,0	25,0	30,0	35,0	40,0	

$\lambda-L$  имеет тот

для Марса и Сатурна

A									
45°	50°	55°	60°	65°	70°	75°	80°	85°	90°
90,0	90,0	90,0	90,0	90,0	90,0	90,0	90,0	90,0	90,0
85,0	85,8	86,5	87,1	87,7	88,2	88,7	89,1	89,6	90,0
80,1	81,7	83,1	84,3	85,4	86,4	87,3	88,2	89,1	90,0
75,5	77,7	79,7	81,5	83,1	84,6	86,0	87,4	88,7	90,0
71,1	74,0	76,5	78,8	81,0	82,9	84,8	86,5	88,3	90,0
67,1	70,5	73,5	76,3	78,9	81,3	83,5	85,7	87,9	90,0
63,4	67,2	70,7	73,9	76,9	79,7	82,4	85,0	87,5	90,0
60,2	64,3	68,1	71,7	75,0	78,2	81,3	84,2	87,1	90,0
57,3	61,7	65,8	69,6	73,3	76,8	80,2	83,5	86,8	90,0
54,7	59,3	63,7	67,8	71,8	75,6	79,3	82,9	86,5	90,0
52,5	57,3	61,8	66,1	70,3	74,4	78,4	82,3	86,2	90,0
50,7	55,5	60,2	64,7	69,1	73,4	77,6	81,8	85,9	90,0
49,1	54,0	58,8	63,4	68,0	72,5	76,9	81,3	85,7	90,0
47,8	52,7	57,6	62,4	67,1	71,7	76,4	80,9	85,5	90,0
46,8	51,7	56,7	61,5	66,3	71,1	75,9	80,6	85,3	90,0
46,0	51,0	55,9	60,9	65,8	70,6	75,5	80,3	85,2	90,0
45,4	50,4	55,4	60,4	65,3	70,3	75,2	80,1	85,1	90,0
45,1	50,1	55,1	60,1	65,1	70,1	75,1	80,0	85,0	90,0
45,0	50,0	55,0	60,0	65,0	70,0	75,0	80,0	85,0	90,0

же знак, что и A.

Таблица V

Поправки  $\Delta A$  (в градусах) для Сатурна

B	A										
	0°	10°	20°	30°	40°	50°	60°	70°	80°	90°	
±											
0° 180°	0,0	1,1	2,1	3,1	3,4	3,5	3,2	2,3	1,6	0,0	
10 170	0,0	1,1	2,1	2,9	3,3	3,5	3,3	2,3	1,6	0,0	
20 160	0,0	1,0	1,9	2,6	3,0	3,0	2,8	2,1	1,5	0,0	
30 150	0,0	0,9	1,6	2,2	2,7	2,6	2,3	1,9	1,4	0,0	
40 140	0,0	0,7	1,3	1,8	2,1	2,1	1,9	1,5	1,1	0,0	
50 130	0,0	0,5	0,9	1,3	1,5	1,4	1,3	1,1	0,8	0,0	
60 120	0,0	0,3	0,6	0,8	0,9	0,9	0,9	0,8	0,5	0,0	
70 110	0,0	0,1	0,3	0,4	0,4	0,4	0,5	0,5	0,2	0,0	
80 100	0,0	0,1	0,1	0,2	0,2	0,2	0,2	0,3	0,1	0,0	
90 90	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	

Поправки прибавляются к абсолютному значению A.

Таблица VI

Вспомогательная величина C для Сатурна

B	A										
	0°	10°	20°	30°	40°	50°	60°	70°	80°	90°	
±											
0° 180°	46	45	42	37	29	21	13	6	2	0	
10 170	45	44	40	36	28	21	13	6	2	0	
20 160	42	40	38	33	26	19	11	6	2	0	
30 150	37	36	33	28	23	16	10	5	2	0	
40 140	29	28	26	23	16	13	8	4	1	0	
50 130	21	21	19	16	13	9	6	3	1	0	
60 120	13	13	11	10	8	6	4	2	1	0	
70 110	6	6	6	5	4	3	2	1	0	0	
80 100	2	2	2	2	1	1	1	0	0	0	
90 90	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0	

Поправки  $\Delta B$  (в градусах) для Сатурна

C	$B+B_0$									
	0° 180°	10° 170°	20° 160°	30° 150°	40° 140°	50° 130°	60° 120°	70° 110°	80° 100°	90° 90°
0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0
2	—	1,6	0,7	0,5	0,3	0,2	0,2	0,1	0,0	0,0
4	—	3,7	1,5	0,9	0,6	0,4	0,3	0,2	0,1	0,0
6	—	6,9	2,3	1,4	1,0	0,7	0,5	0,3	0,1	0,0
8	—	—	3,2	1,9	1,3	0,9	0,6	0,4	0,2	0,0
10	—	—	4,1	2,4	1,6	1,1	0,8	0,5	0,2	0,0
12	—	—	5,0	2,9	2,0	1,4	0,9	0,6	0,3	0,0
14	—	—	6,0	3,4	2,3	1,6	1,1	0,7	0,3	0,0
16	—	—	7,2	4,0	2,6	1,8	1,2	0,8	0,4	0,0
18	—	—	8,4	4,5	3,0	2,1	1,4	0,9	0,4	0,0
20	—	—	9,8	5,1	3,3	2,3	1,6	1,0	0,5	0,0
22	—	—	11,3	5,6	3,7	2,5	1,7	1,1	0,5	0,0
24	—	—	13,3	6,2	4,1	2,8	1,9	1,2	0,6	0,0
26	—	—	16,1	6,8	4,4	3,0	2,1	1,3	0,6	0,0
28	—	—	—	7,5	4,8	3,3	2,2	1,4	0,7	0,0
30	—	—	—	8,1	5,2	3,5	2,4	1,5	0,7	0,0
32	—	—	—	8,8	5,5	3,8	2,6	1,6	0,8	0,0
34	—	—	—	9,5	5,9	4,0	2,7	1,7	0,8	0,0
36	—	—	—	10,2	6,3	4,3	2,9	1,8	0,9	0,0
38	—	—	—	10,9	6,7	4,6	3,1	1,9	0,9	0,0
40	—	—	—	11,7	7,1	4,8	3,2	2,0	1,0	0,0
42	—	—	—	12,5	7,5	5,1	3,4	2,1	1,0	0,0
44	—	—	—	13,4	8,0	5,3	3,6	2,2	1,1	0,0
46	—	—	—	14,3	8,4	5,6	3,8	2,3	1,1	0,0

Если  $B+B_0 < 90^\circ$ , поправка отрицательна,  
если  $B+B_0 > 90^\circ$ , поправка положительна.

## 2. ДАННЫЕ О ПЛАНЕТАХ И СПУТНИКАХ

### Элементы планетных орбит

Планета	Среднее расстояние от Солнца		Сидерический период обращения		Синодический период в ср. сутках	Экцентриситет, $e$	Наклон орбиты, $i$	Долгота восходящего узла, $\Omega$	Долгота перигелия $\lambda$	Средняя долгота в нач. эпоху (1970,0)	Расстояние от Земли в млн. км	
	в астр. ед.	в млн. км	в тропич. годах	в средних сутках							наименьшее	большее
Меркурий	0,387	57,9	0,241	87,97	115,88	0,206	7°00'	47°59'	76°59'	47°59'	82	217
Венера	0,723	108,2	0,615	224,70	583,92	0,007	3 24	76 25	131 09	265 25	39	260
Земля	1,000	149,6	1,000	365,26	—	0,017	0 00	—	102 25	99 45	—	—
Марс	1,524	227,9	1,880	686,98	779,94	0,093	1 51	49 14	335 30	12 40	56	400
Юпитер	5,203	778,3	11,862	4 332,59	398,88	0,048	1 18	100 09	13 50	203 25	591	965
Сатурн	9,539	1427,0	29,458	10 759,20	378,09	0,054	2 29	113 24	92 28	43 00	1199	1653
Уран	19,191	2874,0	84,015	30 685,93	369,66	0,046	0 46	73 51	170 10	184 17	2586	3153
Нептун	30,071	4498,6	164,788	60 187,64	367,48	0,008	1 46	131 27	44 22	238 55	4309	4682
Плутон	39,518	5908,9	247,697	90 471,85	366,72	0,253	17 08	109 54	223 05	195 15	4249	7558

Физические характеристики больших планет

Планета	Экваториальный диаметр		Полярное сжатие	Объем (Земля=1)	Масса		Средняя плотность, г/см <sup>3</sup>	Период вращения вокруг оси	Наклон экватора к плоскости орбиты	Звездная величина в среднем противостоянии *)
	в км	Земля=1			10 <sup>27</sup> г	Земля=1				
Меркурий	4 879	0,38	0	0,055	0,33	0,054	5,45	58 с. 15 ч. 30 м.	0°	+0,16
Венера	12 104	0,95	0	0,84	4,87	0,845	5,25	243 03 50 **)	0	-4,07
Земля	12 756	1,00	1:298	1,00	5,97	1,000	5,52	23 56 04	23°27'	-3,5
Марс	6 794	0,53	1:191	0,15	0,64	0,107	3,89	24 37 23	24 48	-1,85
Юпитер	141 796	11,11	1:16,5	1293	1898	317,88	1,35	9 50 40	3 07	-2,23
Сатурн	120 000	9,43	1:10,4	747	568	95,17	0,70	10 14 24	26 45	+0,89
Уран	50 800	3,98	1:18,7	62	87	14,54	1,30	10 49 **)	98 00	+5,74
Нептун	48 600	3,82	1:47	57	103	17,25	1,71	15 48	29 36	+7,65
Плутон	2 600	0,20	?	0,008	0,01	0,002	1,4	6 09 17	?	+14,7

\*) Для Меркурия и Венеры — в элонгации, для Земли — видимая с Солнца, для Сатурна даны два значения: при наименьшем и наибольшем раскрытии колец.

\*\*\*) Вращение обратное.

Элементы спутников планет

Планета	Спутник	Кто и когда открыл	Зв. величина в ср. про-тивост.	Расстоя-ние от планеты, тыс. км	Сидерич. период обра-щения, ср. сут.	Эксцен-триситет орбиты	Наклон орбиты к экватору планеты	Ди-аметр, км	Угловое рассто-яние от планеты в среднем противост.
Земля	Луна	—	—12,7	384,4	27,322	0,055	5°09'*)	3478	—
Марс	Фобос	} Холл	11,5	9,4	0,319	0,017	1 06	27	0'25"
	Деймос		13,0	23,6	1,262	0,003	1 48	16	1 02
Юпитер	V Амальтея	} Барнард	13,0	181,3	0,498	0,003	0 24	240	0 59
	I Ио		5,0	421,6	1,769	0,000	0 00	3640	2 18
	II Европа		5,3	670,9	3,551	0,000	0 30	3050	3 40
	III Ганимед		4,6	1070	7,155	0,001	0 12	5270	5 51
	IV Каллисто		5,6	1880	16,689	0,01	0 12	5000	10 18
	XIII Леда		20	11110	240	0,146	26 40	15	60 55
	VI Гималия		14,8	11470	250,6	0,158	27 36	170	62 40
	X Лиситея		18,4	11710	260	0,130	29 00	30	64 04
	VII Элара		16,4	11740	260,1	0,207	24 48	80	64 13
	XII Ананке**)		18,8	20700	617	0,17	147	25	116 04
XI Карме**)	18,0	22350	692	0,21	164	40	123 24		
VIII Пасифе**)	17,7	23300	735	0,38	145	45	128 35		
IX Синопе**)	18,3	23700	758	0,28	153	35	128 58		
Сатурн	Янус	} Дольфус	14,0	157,5	0,750	0,000	0 00	350	0 25
	Мимас		12,1	185,4	0,942	0,020	1 30	580	0 30
	Энцелад	} В. Гершель	11,8	237,9	1,370	0,004	0 00	680	0 38

Планета	Спутник	Кто и когда открыл	Зв. величина в ср. про- тивост.	Расстоя- ние от планеты, тыс. км	Сидерич. период обраще- ния, ср. сут.	Эксцен- триситет орбиты	Наклон орбиты к экватору планеты	Диа- метр, км	Угловое рассто- яние от планеты в среднем противост.
Сатурн	Тефия	} Ж. Кассини 1684	10,3	294,8	1,888	0,000	1°06"	1040	0'48"
	Диона		10,4	377,7	2,757	0,002	0 00	825	1 01
	Рея	} Гюйгенс Бонд Ж. Кассини 1671 Пикеринг 1898	9,8	526,7	4,518	0,001	0 24	1575	1 25
	Титан		8,4	1 221	15,945	0,029	0 24	5830	3 17
	Гиперион		1655	1 484	21,277	0,104	0 36	350	3 59
	Япет		1848	3 563	79,331	0,028	14	1595	9 35
Феба **)	1671	11,0	12 961	550,45	0,166	30	300	34 52	
Уран	Миранда **)	} Койпер	18,0	130,4	1,414	0,00?	0	500	0 09
	Ариэль **)		14,9	191,9	2,520	0,007	0	1330	0 14
	Умбриэль **)	} Лассель	15,8	267,3	4,144	0,008	0	880	0 20
	Титания **)		14,0	439,2	8,706	0,002	0	1600	0 33
	Оберон **)		14,2	587,0	13,463	0,001	0	1460	0 44
Нептун	Тритон **)	} Лассель Койпер	13,6	353,4	5,877	0,000	20	3770?	0 17
	Нереида		1949	19,5	5 570	359,9	0,75	5	300
Плутон	—	Дж. Кристи 1978	17,2	17,0	6,4	?	?	500?	0 06

\*) У Луны указан наклон к плоскости земной орбиты.

\*\*) Движение обратное.

Элементы некоторых малых планет

№ планеты	Название	Абсолютная звездная величина *)	Большая полуось орбиты $a$ , астр. ед.	Период обращения (троп. годы)	Эксцентриситет орбиты $e$	Наклон к эклиптике $i$	Диаметр, км	Альbedo
1	Церера	3,76	2,77	4,60	0,080	10,6	1003	0,054
2	Паллада	4,53	2,77	4,61	0,239	34,8	608	0,074
3	Юнона	5,69	2,67	4,36	0,257	13,0	247	0,159
4	Веста	3,55	2,36	3,63	0,089	7,1	538	0,229
5	Астрея	7,40	2,58	4,13	0,186	5,3	117	0,140
6	Геба	6,06	2,42	3,77	0,202	14,8	201	0,164
7	Ирида	6,03	2,39	3,69	0,231	5,5	209	0,154
8	Флора	6,83	2,20	3,27	0,157	5,9	151	0,144
9	Метиса	6,88	2,39	3,69	0,123	5,6	151	0,139
10	Гигея	5,80	3,15	5,60	0,100	3,8	450	0,041
15	Эвномия	5,48	2,64	4,30	0,187	11,8	272	0,155
16	Психея	6,19	2,93	4,98	0,130	3,1	250	0,093
31	Евфрозина	6,57	3,16	5,62	0,240	26,3	370	0,03
44	Низа	7,15	2,42	3,78	0,150	3,7	82	0,377
52	Европа	6,94	3,10	5,44	0,111	7,5	289	0,035
64	Ангелина	8,07	2,68	4,39	0,125	1,3	56	0,342
65	Кибела	7,29	3,42	6,30	0,132	3,5	309	0,022
95	Арегуза	8,08	3,07	5,36	0,149	13,0	230	0,019
313	Халдея	9,23	2,38	3,68	0,177	11,6	160	0,014
324	Бамберга	7,38	2,69	4,39	0,335	11,3	246	0,032
349	Дембовска	6,28	2,92	5,00	0,088	8,0	144	0,260
433	Эрот	11,6	1,46	1,76	0,223	10,8	23	0,174

№ планеты	Название	Абсолютная звездная величина *)	Большая полуось орбиты $a$ , астр. ед.	Период обращения (троп. годы)	Эксцентриситет орбиты $e$	Наклон к эклиптике $i$	Диаметр, км	Альbedo
434	Венгрия	11,76	1,94	2,71	0,072	22,5	11	0,300
451	Пациенция	7,37	3,06	5,35	0,077	15,2	276	0,026
511	Давида	6,63	3,19	5,69	0,176	15,7	323	0,037
537	Паули	9,12	3,07	5,37	0,232	9,9	136	0,021
617	Патрокл	8,34	5,21	11,85	0,141	22,1	147	0,037
624	Гектор	7,89	5,12	11,77	0,026	18,3	179	0,038
704	Интерамния	6,60	3,06	5,35	0,148	17,3	350	0,033
887	Алинда	14,50	2,52	4,01	0,539	9,0	4	0,166
1221	Амур	17	1,92	2,67	0,437	11,9	?	?
1566	Икар	16,82	1,08	1,12	0,827	23,0	1	0,166
1620	Географ	15,10	1,24	1,38	0,335	13,3	3	0,181
1685	Торо	15,32	1,37	1,60	0,436	9,4	3	0,124
1976 AA		17,56	0,97	0,95	0,179	18,9	1	0,166
	Аполлон	16	1,49	1,81	0,566	6,4	3?	?
	Адонис	18	1,87	2,56	0,764	1,5	1?	?
	Гермес	17	1,29	1,47	0,475	4,7	2?	?
1977 UB	Хирон	6,1	13,70	50,70	0,379	6,9	400?	?

\*) Абсолютная звездная величина астероида — гипотетическая звездная величина, которую имел бы астероид, находясь на расстоянии в 1 астрономическую единицу от Солнца и от Земли при фазовом угле  $0^\circ$ .

### 3. СПИСОК ЗОДИАКАЛЬНЫХ СОЗВЕЗДИЙ

В список включены созвездия, через которые проходит эклиптика, в соответствии с границами созвездий, утвержденными Международным астрономическим союзом. Поэтому, кроме двенадцати классических созвездий пояса Зодиака, в список включено также созвездие Змееносца.

Созвездие	Символ	Латинское название	Сокращенное обозначение	Границы эклиптики по долготе	Срок пребывания Солнца
Рыбы		Pisces	Psc	352° — 27°	III 13 — IV 17
Овен		Aries	Ari	27 — 53	IV 17 — V 14
Телец		Taurus	Tau	53 — 88	V 14 — VI 18
Близнецы		Gemini	Gem	88 — 116	VI 18 — VII 17
Рак		Cancer	Cnc	116 — 138	VII 17 — VIII 8
Лев		Leo	Leo	138 — 172	VIII 8 — IX 12
Дева		Virgo	Vir	172 — 217	IX 12 — X 27
Весы		Libra	Lib	217 — 238	X 27 — XI 17
Скорпион		Scorpius	Sco	238 — 246	XI 17 — XI 25
Змееносец		Ophiuchus	Oph	246 — 265	XI 25 — XII 15
Стрелец		Sagittarius	Sgr	265 — 300	XII 15 — I 19
Козерог		Capricornus	Cap	300 — 325	I 19 — II 14
Водолей		Aquarius	Aqr	325 — 352	II 14 — III 13

#### 4. КООРДИНАТНЫЕ СЕТКИ ДЛЯ ПОСТРОЕНИЯ КАРТ ПЛАНЕТ

В книге помещены шесть координатных сеток в различных проекциях, необходимых для построения карт планет \*).

*Проекция Меркатора* (сетка 1). Масштаб вдоль меридиана в этой проекции не остается постоянным, а возрастает к полюсам. Ввиду этого расстояния между параллелями быстро растут к полюсам, и изобразить в этой проекции полярные области планет невозможно.

Проекция Меркатора удобна для построения карт Юпитера и Сатурна. Впрочем, иногда она используется и для построения карт Марса.

*Проекция Мольвейде* (сетка 2) изображает каждое полушарие планеты в виде круга. Все параллели и центральный меридиан в ней изображаются прямыми линиями, а остальные меридианы — дугами эллипсов. В проекции Мольвейде можно изобразить всю поверхность планеты, но к краям карт сильно возрастают искажения контуров. Эта проекция особенно удобна для составления карт Марса.

*Зенитальная проекция Ламберта* (сетка 3), как и проекция Мольвейде, является равновеликой. В центре сетки находится один из полюсов планеты. Меридианы изображаются прямыми линиями, сходящимися в полюсе, а параллели — концентрическими окружностями.

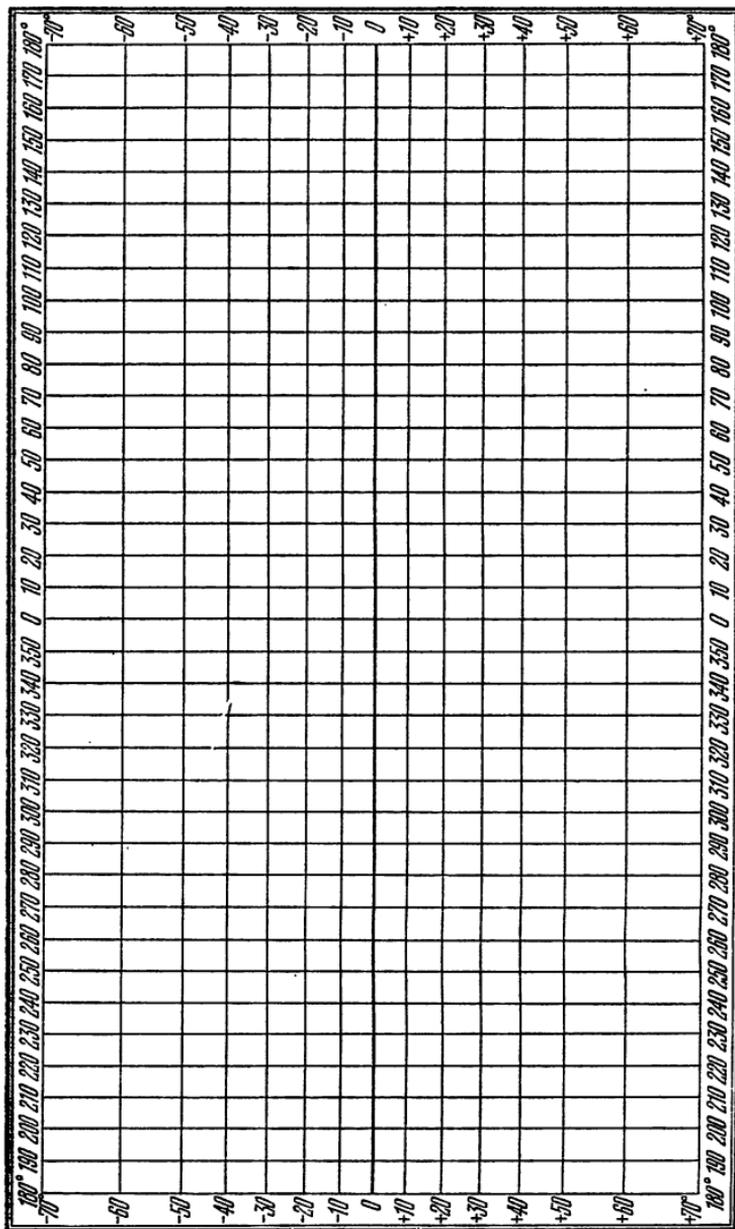
Проекция Ламберта используется для изображения полярных областей Марса и особенно удобна для изучения изменений площади его полярных шапок.

*Полярная стереографическая проекция* (сетка 4) внешне мало отличается от предыдущей, но радиусы параллелей у нее изменяются по иному закону, чем в проекции Ламберта. Стереографическая проекция не является равновеликой, зато обладает замечательным свойством: каждый большой или малый круг на шаре планеты изобразится на карте также кругом. Кроме того, масштабы в ней одинаковы по всем направлениям и углы не искажаются, т. е. она является конформной. Эта проекция тоже применяется для изображения полярных областей Марса в тех случаях, когда нас интересует не площадь полярных шапок, а их форма и протяженность по различным меридианам.

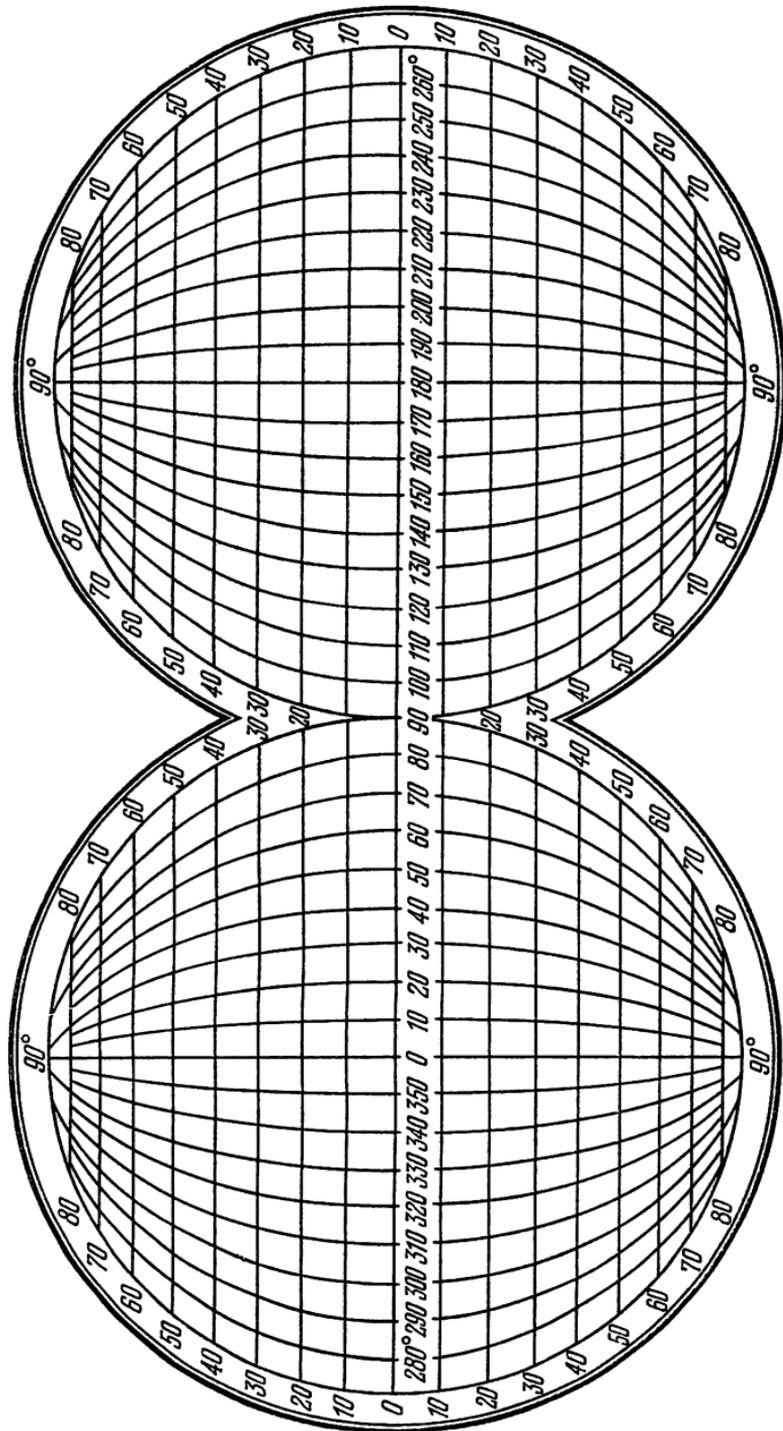
*Ортографическая проекция* (сетки 5 и 6) изображает диски планет так, как они нам видны в телескоп, если ось планеты находится в картинной плоскости. Параллели в ней изображаются параллельными прямыми, а меридианы — дугами эллипсов. Однако ортографическая проекция не является ни конформной, ни равновеликой. В ней составляются обычно карты Луны, обращенной к нам одной стороной. Иногда в ней составляют карты деталей облачного слоя Венеры, если таковые наблюдались. Сетки 5 и 6 применяются при измерении координат деталей на рисунках планет.

---

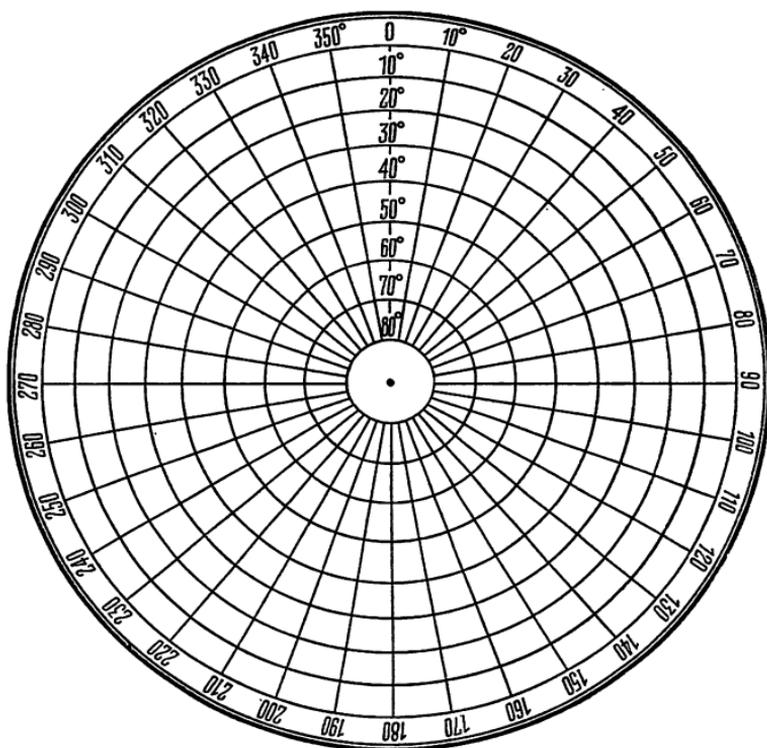
\*) Сетки 1—4 рекомендуется перечерчивать или делать с них фото- или ксерокопии, сетки 5—6 надо переснять на позитивную пленку.



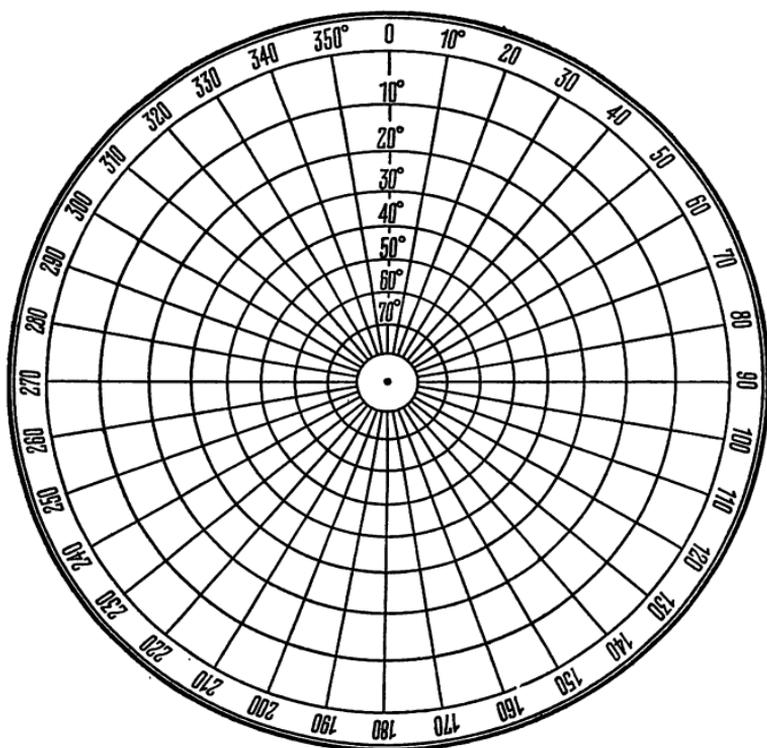
Сетка 1. Проекция Меркатора.



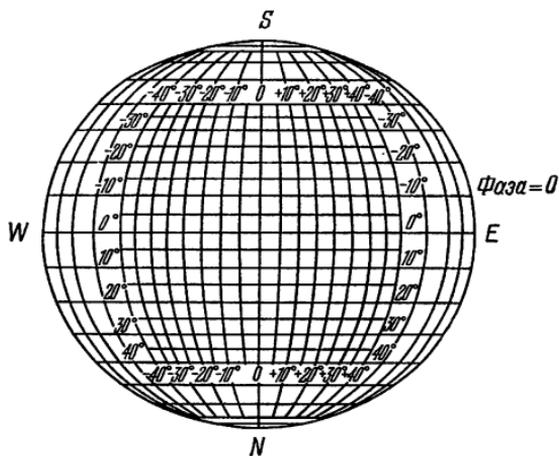
Сетка 2. Проекция Мольвейде.



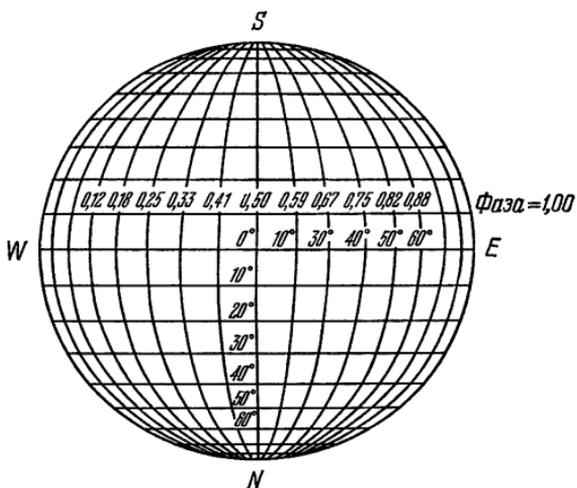
Сетка 3. Равновеликая зенитальная проекция Ламберта.



Сетка 4. Полярная стереографическая проекция.



Сетка 5. Ортографическая сетка для обработки наблюдений Юпитера.



Сетка 6. Ортографическая сетка для обработки наблюдений Венеры и Марса.

## ЛИТЕРАТУРА

### К главе I

- Берри А.* Краткая история астрономии.— М.: Гостехиздат, 1946.
- Бронштэн В. А.* Планеты и спутники.— В кн.: Развитие астрономии в СССР.— М.: Наука, 1967.
- Гребеников Е. А., Рябов Ю. А.* Поиски и открытия планет.— М.: Наука, 1975.
- Демин В. Г.* Судьба Солнечной системы.— М.: Наука, 1969.
- Куликовский П. Г.* Ломоносов — астроном и астрофизик.— М.: Изд-во МГУ, 1947.
- Ньето М. М.* Закон Тициуса — Боде.— М.: Мир, 1976.
- Паннекук А.* История астрономии.— М.: Наука, 1966.
- Уиппл Ф.* Земля, Луна, планеты.— 2-е изд.— М.: Наука, 1967.
- Шаронов В. В.* Явление Ломоносова и его значение для астрономии.— Астрон. журнал, 1952, т. 29, № 6.
- Шмидт О. Ю.* Четыре лекции о теории происхождения Земли.— 3-е изд.— М.: Изд-во АН СССР, 1957.

### К главе II

- Вокулер Ж.* Астрономическая фотография.— М.: Наука, 1975.
- Крупенио Н. Н.* Радиофизические исследования Луны и планет.— М.: Знание, 1976.
- Мартьянов Д. Я.* Курс практической астрофизики.— 3-е изд.— М.: Наука, 1977.
- Мартьянов Д. Я.* Курс общей астрофизики.— 3-е изд.— М.: Наука, 1979.
- Мельников О. А., Слюсарев Г. Г., Марков А. В., Купревич Н. Ф.* Современный телескоп.— М.: Наука, 1968.
- Методы астрономии / Под ред. В. А. Хилтнера; Пер. с англ. под ред. В. А. Крапа.— М.: Мир, 1967.
- Михельсон Н. Н.* Оптические телескопы: Теория и конструкция.— М.: Наука, 1976.
- \**Парийский Ю. Н.* РАТАН-600: Первые наблюдения.— Земля и Вселенная, 1977, № 6.
- Телескопы / Под ред. Дж. Койпера и Б. Миддлхерст; Пер. с англ. под ред. В. А. Крапа и Н. Л. Кайдановского.— М.: ИЛ, 1963.
- Шаронов В. В.* Природа планет.— М.: Физматгиз, 1958.

- Бобров М. С. Кольца Сатурна.— М.: Наука, 1970.
- Бронштэн В. А. Планета Марс.— М.: Наука, 1977.
- \*Бронштэн В. А. Полет двух «десяток».— Земля и Вселенная, 1974, № 5.
- Бронштэн В. А. Новости планетной астрономии. Успехи физики планет: Ежегодные обзоры.— Астрономический Календарь (на соотв. год)— М.: Наука.
- Бронштэн В. А. Природа астероидов.— Природа, 1976, № 5.
- \*Вайсберг О. Л. Новое о плазменных оболочках Марса и Венеры.— Земля и Вселенная, 1974, № 2.
- \*Гольдовский Д. Ю. Поиски жизни на Марсе.— Земля и Вселенная, 1977, № 3.
- Долгинов Ш. Ш. Магнетизм планет.— М.: Знание, 1974.
- Жарков В. Н. Внутреннее строение Земли, Луны и планет.— М.: Знание, 1973.
- Жарков В. Н., Трубицын В. П., Самсоенко Л. В. Физика Земли и планет: Фигуры и внутреннее строение.— М.: Наука, 1971.
- Каула У. Введение в физику планет земной группы / Пер. с англ.— М.: Мир, 1971.
- Кондратьев К. Я. Сравнительная метеорология планет.— М.: Гидрометеониздат, 1975.
- Кондратьев К. Я., Бунакова А. М. Метеорология Марса.— М.: Гидрометеониздат, 1973.
- \*Крупенио Н. Н. Грунт и ландшафт Венеры.— Земля и Вселенная, 1977, № 1.
- \*Ксанфомалити Л. В. Меркурий — брат Луны.— Земля и Вселенная, 1976, № 1.
- Ксанфомалити Л. В. Планеты, открытые заново.— М.: Наука, 1978.
- Кузьмин А. Д., Маров М. Я. Физика планеты Венеры.— М.: Наука, 1974.
- Малые планеты / Под ред. Н. С. Самойловой-Яхонтовой.— М.: Наука, 1973.
- Маров М. Я. Новый облик Марса.— Природа, 1974, № 8.
- \*Маров М. Я. Венера: что о ней известно сегодня.— Земля и Вселенная, 1976, № 3.
- \*Маров М. Я. Новое о Марсе, о Юпитере.— Земля и Вселенная, 1977, № 2, 3.
- Мартынов Д. Я. Планеты: Решенные и нерешенные проблемы.— М.: Наука, 1970.
- Мишо Ш. Планета Марс / Пер. с англ.— М.: Мир, 1970.
- Мишо Ш. Планета Юпитер / Пер. с англ.— М.: Мир, 1970.
- Мороз В. И. Физика планет.— М.: «Наука», 1967.
- Мороз В. И. Физика планеты Марс.— М.: Наука, 1978.
- Мурзаков Б. Г. Проблемы обнаружения жизни на планетах.— М.: Знание, 1977.
- Новое о Марсе: Сборник статей / Под. ред. В. И. Мороза.— М.: Мир, 1974.
- Оринг Дж. Погода на планетах.— М.: Гидрометеониздат, 1968.
- Планеты и спутники / Под ред. О. Дольфюса; Пер. с англ. и фр. яз. под ред. В. Г. Курта.— М.: Мир, 1974.

- Проблемы космической биологии.— М.: Наука, 1976.— Т. 32.  
 Марс как среда обитания.  
*Рускол Е. Л.* Спутники Марса.— Земля и Вселенная, 1978, № 1.  
 \**Рускол Е. Л.* Спутники Юпитера.— Земля и Вселенная, 1978, № 3.  
*Симоненко А. Н.* Пояс астероидов.— М.: Знание, 1977.  
 \**Сурков Ю. А., Андрейчиков Б. М.* Исследование атмосферы Венеры советскими автоматическими станциями.— Земля и Вселенная, 1974, № 1.  
 \**Тейфель В. Г.* Атмосфера планеты Юпитер.— М.: Наука, 1969.  
*Тейфель В. Г.* Юпитер и Сатурн — гиганты Солнечной системы.— М.: Знание, 1976.  
 \**Трубицын В. П.* Внутреннее строение планет-гигантов.— Земля и Вселенная, 1974, № 1.  
 Физика Луны и планет: Сборник статей / Под ред. Д. Я. Мартынова и В. А. Бронштэна.— М.: Наука, 1972.  
 Физические характеристики планет-гигантов: Справочник-обзор.— Алма-Ата: Наука, 1971.

#### К главе IV

- \**Андрианов Н. К.* Юпитер в 1963 г.— Бюллетень ВАГО, 1965, № 37.  
 \**Андрианов Н. К.* Визуальное картографирование и фотометрирование Сатурна в эпоху «исчезновения» его колец.— Астрон. вестник, 1968, т. 2, № 3.  
 \**Андрианов Н. К.* Некоторые результаты визуальных наблюдений Красного пятна на Юпитере в 1966—1967 гг.— Астрон. вестник, 1968, Т. 2, № 4.  
 \**Андрианов Н. К., Вишнякова Л. А.* Юпитер по наблюдениям 1966—1967 гг. Астрон. вестник, 1969, Т. 3, № 2.  
 \**Андрианов Н. К.* Визуальные наблюдения Сатурна в 1971—1972 гг.— Астрон. вестник, 1973, Т. 7, № 4.  
 \**Андрианов Н. К.* Марс в эпоху противостояния 1965 г.— Астрон. вестник, 1974, Т. 8, № 1.  
 \**Андрианов Н. К.* Визуальное картографирование и фотометрирование Сатурна в 1973 г.— Астрон. вестник, 1974, Т. 8, № 4.  
 \**Андрианов Н. К.* Визуальные наблюдения Сатурна в 1973—1974 гг.— Астрон. вестник, 1976, Т. 10, № 4.  
*Андрианов Н. К., Марленский А. Д.* Школьная астрономическая обсерватория.— М.: Просвещение, 1977.  
 \**Бараненко В. А., Катагаров Ф. К.* Наблюдения Юпитера в 1960 году.— Бюллетень ВАГО, 1962, № 31(38).  
 \**Безуголова В. Д., Бондарь Н. Т., Новак Э. Л.* Юпитер в 1966—1968 гг.— Астрон. вестник, 1972, Т. 6, № 3.  
 \**Бронштэн В. А.* Когда наступит противостояние Марса? — Земля и Вселенная, 1974, № 3 (См. также Квант, 1974, № 11).  
*Вокулер Ж., Тексеро Ж.* Фотографирование небесных тел для любителей астрономии / Пер. с франц.— М.: Наука, 1967.  
 \**Волков В. В.* Венера весной 1940 г.— Бюллетень ВАГО, 1949, № 5(12).  
 \**Всехсвятский С. К., Карпенко А. В.* Активность Юпитера в 1965—1970 годах.— Астрон. вестник, 1972, Т. 6, № 2.

- \**Зиновьев В. А.* Микрометрические измерения Венеры в 1964—1966 гг.— *Астрон. вестник*, 1967, Т. 1, № 2.
- \**Зиновьев В. А.* Марс в 1964—1965 гг.— *Астрон. вестник*, 1967, Т. 1, № 3.
- \**Зиновьев В. А.* Наблюдения Венеры в 1964—1967 гг.— *Астрон. вестник*, 1970, Т. 4, № 1.
- \**Зиновьев В. А.* Наблюдения Меркурия в 1964—1967 гг.— *Астрон. вестник*, 1970, Т. 4, № 2.
- \**Зиновьев В. А.* Синоптические наблюдения Юпитера,— *Астрон. вестник*, 1972, Т. 6, № 2.
- \**Зиновьев В. А.* Движение Красного пятна и белых пятен южной умеренной полосы Юпитера,— *Астрон. вестник*, 1976, Т. 10, № 2.
- \**Зоткин И. Т., Эйдук Р. А., Поповкина Р. В.* Венера в 1948 г.— *Бюллетень ВАГО*, 1949, № 7(14)
- \*Исследования планеты Юпитер: Сборник статей / Под ред. В. А. Бронштэна,— М.: Наука, 1967.
- \**Лозицкий В. Г.* О наблюдениях дихотомии Венеры.— *Астрон. вестник*, 1969, Т. 3, № 2.
- \**Любительские телескопы* / Под. ред. М. М. Шемякина,— М.: Наука, 1975.
- \**Мартынов Д. Я.* Русские наименования деталей альbedo на поверхности Марса.— *Астрон. вестник*, 1973, Т. 7, № 4; Что есть что на Марсе.— *Земля и Вселенная*, 1974, № 3.
- Медведев Ю. Л.* Фотоэлектрические методы исследования звезд.— *Астрон. календарь. Постоянная часть*.— 6-е изд.— М.: Наука, 1973.
- \**Павашин М. С.* Телескоп астронома-любителя / Под ред. В. П. Цесевича.— 3-е изд., доп.— М.: Наука, 1975.
- Результаты наблюдений Марса во время великого противостояния 1956 г. в СССР: Сборник статей / Под. ред. Н. П. Барабашова.— М.: Изд-во АН СССР, 1959.
- \**Сазанов А. А.* Марс в 1963 г.— *Астрон. вестник*, 1967, Т. 1, № 2.
- \**Тапкина Н. М., Звягинцева Г. П.* Лабораторное изучение отклонений фаз Венеры.— *Бюллетень ВАГО*, 1949, № 7(14).
- Цесевич В. П.* Переменные звезды и способы их исследования.— М.: Педагогика, 1970.

#### К главе V

- Агекян Т. А.* Основы теории ошибок для астрономов и физиков.— М.: Наука, 1972.
- Астрономический календарь. Постоянная часть* / Под. ред. П. И. Бакулина.— 6-е изд.— М.: Наука, 1973.
- Куликовский П. Г.* Справочник любителя астрономии.— 4-е изд.— М.: Наука, 1971.
- Цесевич В. П.* Что и как наблюдать на небе.— 5-е изд.— М.: Наука, 1973.

---

Издания, отмеченные знаком \*, можно выписать по адресу: 103009, Москва, К-9, а/я 918, Центральный совет ВАГО.

