

УСПЕХИ ФИЗИЧЕСКИХ НАУК

223 41'43

ПЛАНЕТЫ ЗЕМНОЙ ГРУППЫ *)

К. Саган и У. Келлог

Планеты Меркурий, Венера и Марс, которые вместе с Землей занимают внутреннюю часть Солнечной системы, во многих отношениях более доступны для исследования, чем большие планеты. Впрочем, Меркурий является довольно трудным для наблюдений объектом из-за его близости к Солнцу. Эти планеты во многом похожи на Землю и, наоборот, сильно отличаются от планет типа Юпитера. Поэтому их удобно рассматривать вместе. Наряду с Лунной планеты земной группы будут в первую очередь исследоваться с помощью космических ракет.

В настоящем обзоре мы намерены обратить особое внимание на противоречия в наших современных знаниях о планетах земной группы. Сейчас планетные исследования развиваются очень интенсивно, и многие неясные вопросы в ближайшее время, вероятно, удастся решить. Чтобы обсудить эти противоречия, нам придется резюмировать основные результаты не только последних, но и ранних наблюдательных и теоретических работ, посвященных исследованию физических условий на планетах земной группы. Это резюме дано в табл. III, однако естественно, что такая форма представления потребовала предельной лаконичности. Многие дополнительные детали и библиографию, особенно о Марсе и Венере, читатель найдет в отчете специальной конференции по атмосферам Марса и Венеры, проводившейся в 1961 г. Научным Советом по исследованию космического пространства при Национальной Академии наук США ¹.

Многое из того, что мы сейчас пишем, через некоторое время устареет. Только что американский космический корабль «Маринер R-2» прошел на близком расстоянии от Венеры, а советский космический корабль «Марс-1» находится на пути к Марсу. Список научного оборудования и задач обоих космических кораблей (табл. I и II) ^{2, 3} — прекрасная иллюстрация тех огромных возможностей, которые открывают перед планетными исследованиями космические ракеты. Было бы нереалистично рассчитывать на полный успех этих первых попыток, но то, что уже сделано, кажется весьма впечатляющим. Мы вправе ожидать, что ближайшее десятилетие начнет новую эру в планетной астрономии. Сейчас очень своевременно подвести итог всему, что мы знаем о планетах.

I. МЕРКУРИЙ

В течение двух последних лет интерес к изучению Меркурия увеличился как среди наблюдателей, так и среди теоретиков. Впервые было измерено радиоизлучение ⁴. Из антенной температуры, измеренной на 3,5 см, была вычислена яркостная T_B в предположении, что излучение

*) Carl Sagan and W. W. Kellogg, The Terrestrial Planets, Annual Review of Astronomy and Astrophysics 1, 235 (1963). Перевод и дополнение В. И. Мороза.

Таблица I

«Маринер R-2»

Прибор	Задачи эксперимента
Радиотелескоп на 13,5 и 19 мм с большим пространственным разрешением	Изучение распределения радиояркости по диску Венеры на соответствующих длинах волн; поиски водяного пара в нижней атмосфере Венеры; проверка ионосферной модели; практически одновременное определение яркостной температуры на освещенной и неосвещенной полусферах; определение яркостной температуры вблизи подсолнечной точки
Инфракрасные радиометры в полосах 8—9 и 10—10,8 мк с большим пространственным разрешением	Поиски прорывов в облачном слое Венеры; определение концентрации CO ₂ над облачным слоем; дополнительная информация о строении атмосферы Венеры над облаками
Магнетометр	Измерение межпланетного магнитного поля; измерение магнитного поля Венеры
Ионизационная камера и счетчик Гейгера—Мюллера	Измерение интенсивности потоков галактических и солнечных космических лучей и вариаций интенсивности в зависимости от времени и расстояния; поиски радиационных поясов планеты
Микрометеоритный датчик	Определение спектра импульса межпланетных пылевых частиц
Анализатор солнечной плазмы	Измерение потока и энергетического спектра положительно заряженной компоненты солнечного ветра

от темной полусферы пренебрежимо мало и что $T_B = T_0 (\cos \theta)^{1/4}$, где T_0 — температура в подсолнечной точке и θ — зенитное расстояние Солнца в данной точке. Абсолютная величина результирующей яркостной температуры в подсолнечной точке составляет $T_0 = 1050 \pm 350^\circ \text{K}$. Стандартным источником служил Лебедь-А. Полученная температура выше, чем теоретическая, вычисленная для среднего расстояния (в подсолнечной точке она составляет 620°K , если принять визуальное альbedo 0,069), и средняя температура, измеренная с помощью термонапар по излучению в окне прозрачности 8—13 мк (610°K согласно ⁵⁾ *). Если зависимость $T(\theta)$ является менее сильной, то значение T_0 уменьшится. Неясно,

*) Авторы допускают здесь неточность. При наблюдении теплового излучения Меркурия, в отличие от других планет, окна прозрачности 2,8—4,0 мк и 5—6 мк играют не меньшую роль, чем окно 8—13 мк, поскольку максимум распределения энергии в спектре лежит около 5 мк (Прим. перев.)

Т а б л и ц а II

«Марс-1»

Прибор	Задачи эксперимента
Фототелевизионная камера	Фотографирование поверхности Марса с высоким разрешением
Инфракрасный спектрометр	Исследование распределения органической материи по диску Марса
Ультрафиолетовый спектрометр	Поиски озона и определение ультрафиолетовой непрозрачности атмосферы Марса в полосах поглощения органических молекул
Магнетометр	Измерение межпланетного магнитного поля и магнитного поля Марса
Газозарядные и сцинтилляционные счетчики	Исследование ядерной компоненты первичных космических лучей, галактических и солнечных. Поиск поясов радиации Марса
Радиотелескоп на длинах волн 150 м и 1,5 км	Исследование низкочастотного галактического радиоизлучения
Ионные ловушки	Определение потока и энергетического спектра межпланетных протонов и электронов в области малых энергий; определение концентрации положительных ионов в верхних слоях марсианской атмосферы
Микрометеоритный датчик	Определение спектра импульса межпланетных пылевых частиц

можно ли этим способом полностью ликвидировать различие между наблюдаемой и ожидаемой температурами освещенной полусферы.

В последнее время теоретики обратили внимание на вопрос о температуре неосвещенной стороны планеты. Уокер ⁶ предположил (весьма произвольно), что выделение тепла в недрах Меркурия происходит с той же скоростью, что и в метеоритах типа хондритов. В условиях равновесия при этом получается на поверхности поток $3,20 \cdot 10^{-5} \text{ кал} \cdot \text{см}^{-2} \cdot \text{мин}^{-1}$. Если пренебречь теплопроводностью с освещенной полусферы, то температуру неосвещенной части планеты мы сразу получим из этой величины с помощью закона Стефана — Больцмана. Она равна 25° К . Уокер провел более детальные вычисления, приняв во внимание теплопроводность и считая, что тепловые свойства меркурианских горных пород аналогичны

земной мантии. Эти вычисления дали 28°K . Следует подчеркнуть, однако, что эта величина может бытьотячена большими ошибками. Если тепловое равновесие не достигнуто, то радиоактивный тепловой поток и, следовательно, температура неосвещенной полусферы окажутся ниже. С другой стороны, высокая средняя плотность Меркурия ($5,5 \text{ г/см}^3$) указывает на возможное присутствие металлической фазы внутри планеты и, следовательно, теплопроводность может быть больше, а скорость выделения радиоактивного тепла меньше. Поток метеоритов на темной стороне Меркурия оценивается в 10^4 г/сек и на температуру темной стороны влиять не должен ⁶.

Тот факт, что яркостная радиотемпература Меркурия вблизи дихотомии превышает инфракрасную температуру в подсолнечной точке, становится понятным, если предположить для неосвещенной полусферы достаточно высокую температуру, что-нибудь около $200\text{--}300^\circ \text{K}$ ⁸.

Филд ⁸ нашел новый интересный подход к проблеме температуры на неосвещенной полусфере. Поляризационные наблюдения Меркурия указывают на присутствие атмосферы с давлением около 1 мм Hg у поверхности. Ранние визуальные наблюдения Антониади ¹⁰ обнаружили атмосферную дымку, временами ухудшающую видимость деталей поверхности. Каков же состав атмосферы Меркурия? Скорость диссипации газов из атмосферы Меркурия критическим образом зависит от температуры в основании экзосферы. Вычислений этой температуры не производилось. Вследствие малой массы атмосферы Меркурия и его близости к Солнцу можно ожидать очень эффективной фотодиссоциации. Следовательно, охлаждение через инфракрасное излучение должно быть достаточно медленным, а температура экзосферы много выше, чем в случае Земли. Если температура экзосферы хотя бы на несколько сотен градусов выше земной, критический молекулярный вес для диссипации нейтральных частиц за $4,5 \cdot 10^9$ лет составит около 40. При таких условиях радиогенный Ar^{40} должен быть главной составляющей атмосферы ¹¹. Но в этом случае, как справедливо заметил Филд, температура в самых холодных местах неосвещенной полусферы должна быть не ниже 56°K , если давление Ar^{40} составляет около 1 мм Hg . В противном случае аргон будет вымерзать.

Если температура экзосферы Меркурия превышает 2000°K , аргон не может быть главной атмосферной компонентой, если только его диссипация не компенсируется очень быстрым выделением. Необходимо рассмотреть другие возможности. Пригодны тяжелые одноатомные газы или молекулы с очень большой энергией связи и большим коэффициентом рекомбинации, так чтобы фотодиссоциация с последующей диссипацией ее продуктов сводилась к минимуму. Среди редких газов можно назвать криптон (атомный вес 83,7, температура кипения при 1 мм Hg 74°K), ксенон (131 и 104°K соответственно) и радон (222 и 129°K). Общие требования большой массы, большого космического обилия и низкой температуры кипения создают очень серьезные трудности и возможно, что единственный выход — это предположить равновесие между быстрой скоростью выделения и диссипацией. Любопытно отметить, что оценка температуры экзосферы Меркурия может пролить свет на проблему радиоактивной генерации тепла и теплопроводности в ее глубоких недрах *).

Ранее считалось, что на темной стороне Меркурия должны собираться большие массы как атмосферного, так и межпланетного вещества

*) Это неверно, ибо даже при давлении 1 мм Hg температура неосвещенной стороны будет больше зависеть от атмосферной циркуляции, чем от потока тепла из недр планеты. (Прим. перев.)

и что этот материал, вымерзающий на неосвещенной полусфере, имеет определенную стратификацию по глубине в соответствии с возрастом. Ходж⁷ недавно показал, что метеоритная эрозия на неосвещенной стороне Меркурия не должна быть очень существенной. Однако кажется вероятным, что метеоритная бомбардировка вызывает перемешивание, нарушающее какую-либо упорядоченную стратификацию.

I. ВЕНЕРА

В последние годы планета Венера стала объектом многочисленных спекуляций, и был предпринят целый ряд попыток построить модель ее атмосферы. В идеале такая модель должна быть самосогласованной и физически обоснованной и должна объяснять все наблюдательные данные. На практике этот идеал пока не достигнут¹.

Модели атмосферы Венеры можно разделить на две основные категории: первая группа моделей предполагает, что источником интенсивного радиоизлучения является поверхность, а вторая, — что радиоизлучение образуется на тех или иных уровнях атмосферы. Первое предположение означает, что поверхность представляет собой раскаленную пустыню (температура 550—750° К) и атмосферное давление вблизи поверхности очень высокое. Вторая категория гипотез предлагает более умеренные температуры и давления.

К первой группе относятся так называемые «парниковая» и «эолосферная» модели. В парниковой модели высокая поверхностная температура, от 550 до 750° К, поддерживается солнечным излучением, значительная часть которого достигает поверхности и нагревает ее, в то время как инфракрасное излучение почти полностью поглощается облаками и толстой атмосферой. Инфракрасное поглощение создается углекислым газом, но, кроме углекислого газа, присутствие больших количеств которого установлено спектроскопическими методами, необходимо предположить присутствие других, пока неотожествленных поглощающих газов. Такая атмосфера должна быть достаточно прозрачной для солнечного излучения; наличие облачного слоя не исключает такую прозрачность. Один из выводов «парниковой» модели состоит в том, что на освещенной полусфере поверхность должна быть горячее, чем на темной. Эолосферная модель¹⁶ объясняет высокую температуру поверхности мощной атмосферной циркуляцией, которая разогревает поверхность в результате трения взаимодвижения. Атмосфера находится в постоянном движении, и вся нижняя атмосфера сильно запылена, причем пылевой слой непрозрачен как в видимой, так и в инфракрасной области спектра. Следовательно, соотношение температур на освещенной и неосвещенной полусферах зависит от характера циркуляции, и в первоначальной формулировке эолосферной модели¹⁶ обе полусферы имеют одинаковую температуру. Как парниковая, так и эолосферная модели требуют, чтобы атмосфера была очень глубокой и давления у поверхности большими, от 5 до 50 атм¹⁴. Большие давления получаются из-за того, что поверхность имеет высокую температуру, облачный слой — низкую, согласно инфракрасным радиометрическим наблюдениям — около 235° К, а градиент температуры не может быть больше, чем адиабатический, который составляет около 9° К/км.

В первоначальном варианте парниковой модели¹³ предполагалось, что инфракрасное поглощение помимо углекислого газа создается водяными парами в количестве от 1 до 10 г/см². Впоследствии высказывалось сомнение, что такое количество воды может обеспечить соответствующую непрозрачность¹⁷. С другой стороны, было показано, что непрозрачность

CO_2 сильно увеличивается при высоких давлениях и температурах, предполагаемых на поверхности^{14, 18}. Важный вклад в понимание парникового эффекта сделал Оринг¹⁵, который заметил, что инфракрасная непрозрачность облаков может играть большую роль в парниковом эффекте. Учет облачного слоя в проблеме переноса радиации приводит к заключению, что одного углекислого газа может оказаться достаточно для обеспечения необходимого парникового эффекта. Дольфус недавно обнаружил в верхней атмосфере Венеры небольшое количество водяного пара (см. ниже), 10^{-4} — 10^{-5} по массе от полной плотности (эта величина зависит от давления на верхней границе облачного слоя). Если давление у поверхности 30 атм и относительная концентрация H_2O постоянна ниже облачного слоя, то общее содержание H_2O на Венере составляет $0,3$ — $3 \text{ г} \cdot \text{см}^{-2}$. Такое количество H_2O может играть большую роль в поддержании высокой температуры поверхности.

Подобные модели рисуют условия на поверхности Венеры в очень мрачных тонах, и это наряду с определенными противоречиями в рамках самих моделей заставило некоторых авторов разрабатывать другие гипотезы, более «приемлемые» с точки зрения условий на поверхности и в атмосфере и в то же время согласующиеся с радионаблюдениями. Был принят ряд бесхитростных попыток такого рода, но сейчас, в результате определений вращательной температуры в ближней инфракрасной области спектра, проведенных Спинрадом¹⁹, большие температуры в глубине атмосферы Венеры кажутся реальным фактом.

Спинрад исследовал спектрограммы Венеры, полученные на обсерватории Маунт-Вильсон Адамсом и Данхэмом в начале тридцатых годов. По каждой пластинке были получены оценки давления и температуры — давление определялось по контурам вращательных линий, а температуры по распределению интенсивностей вращательных линий в полосе $\text{CO}_2 \lambda 7820 \text{ \AA}$. Давления и температуры меняются от пластинки к пластинке, но меняются они согласованно: большим давлениям соответствуют более высокие температуры. По-видимому, непрозрачность верхних слоев атмосферы Венеры в ближней инфракрасной области изменяется ото дня ко дню и в разное время мы наблюдаем излучение, формирующееся на различных глубинах. Чтобы определить абсолютные величины давлений и температур, необходимо задаться некоторой схемой процесса рассеяния излучения. Для того, чтобы самые низкие из найденных Спинрадом вращательных температур были не меньше, чем радиометрические, необходимо, согласно Спинраду, предположить, что рассеяние производится резко ограниченной поверхностью облачного слоя (т. е. многократное отражение несущественно. — *Прим. перев.*). Такая модель не согласуется с наблюдаемой зависимостью поглощения от фазы. Согласно Каплану²⁰, эта трудность может быть ликвидирована введением второго, более низкого слоя облаков. Максимальные температура и давление, вычисленные Спинрадом, составляют 440°K и 6 атм соответственно. Так как наблюдения относятся к уровню формирования некоторой полосы поглощения, давления и температуры на поверхности должны быть еще больше. Спинрад также оценил относительную концентрацию CO_2 ; она составляет около 5% по объему с возможной ошибкой, равной примерно удвоенному значению. Остальное, по-видимому, — азот. Койпер²¹ пришел к заключению, что интенсивность «горячих полос» CO_2 в области 1 — 2 мк много больше, чем была бы при температуре 300°K , и, следовательно, температура нижних слоев и поверхности Венеры много выше*).

*) См. Дополнение на стр. 293. (*Прим. перев.*)

Тем не менее попытки альтернативной интерпретации радиоизлучения Венеры имеют не только исторический интерес. Может оказаться, что какая-то часть радиоизлучения связана не с горячей поверхностью, а с другими источниками. Наиболее часто в качестве подобного альтернативного источника рассматривается плотная и горячая ионосфера, которая в результате свободно-свободных переходов является оптически толстой на сантиметровых волнах и оптически тонкой на миллиметровых. Эта гипотеза называется ионосферной моделью. Одна из трудностей, с ней связанных, состоит в том, что она требует очень большой электронной плотности в ионосфере — около 10^9 см^{-3} ^{22, 1}.

Пристер, Рёмер и Шмидт-Калер ²⁵ пользовались ионосферной моделью, чтобы объяснить небольшую разницу между радиолокационными расстояниями Венеры, определенными на 12,5 и 68 см, а также чтобы объяснить удивительный факт отрицательной корреляции расстояния, которое измеряется на 68 см, с солнечной активностью (мерой активности служил поток радиоизлучения Солнца на 20 см). Их вариант ионосферной модели предполагает наличие облаков с очень высокой электронной плотностью ($2 \cdot 10^9 \text{ см}^{-3}$), плавающих в ионосфере с некоторой более низкой средней плотностью ($5 \cdot 10^8 \text{ см}^{-3}$). Предполагается, что высота этих облаков изменяется в пределах 100 км с изменением солнечной активности. Как уже говорилось выше, объяснить столь большую электронную плотность трудно. Кроме того, Мьюлман ²⁶ показал, что корреляция между солнечной активностью и радиолокационным расстоянием может быть объяснена при гораздо более умеренной электронной плотности, если предположить, что увеличение корпускулярного потока вызывает уменьшение электронной плотности в ионосфере Венеры. Мьюлман заметил также, что отсутствие заметной дисперсии между радиолокационными отражениями на 12,5 и 68 см требует, чтобы электронная плотность в ионосфере Венеры не превосходила 10^8 см^{-3} .

В качестве источника радиоизлучения предполагался также электрический разряд между каплями и пылевыми частицами ²³. Необходимые количества пыли и капель, а также их заряды, намного больше, чем в земных условиях. При некоторых предположениях спектр радиоизлучения от подобных разрядов воспроизводит спектр абсолютно черного тела в диапазоне от 3 до 20 см. Минц ²⁴ обсуждал эту гипотезу с точки зрения атмосферной циркуляции, необходимой для поддержания соответствующих количеств пыли или капель во взвешенном состоянии.

Еще одну гипотезу опубликовал Скарф ²⁷, который предположил, что магнитное поле достаточно мало, чтобы солнечный корпускулярный ветер проникал непосредственно в ионосферу Венеры. При этом будет возникать в ионосферной плазме неустойчивость и будут генерироваться электромагнитные колебания, причем около 0,1% энергии падающего потока должно переизлучаться в форме электромагнитных колебаний на высоких гармониках плазменной частоты. С помощью этого механизма был приблизительно воспроизведен спектр радиоизлучения Венеры, наблюдаемый во время нижнего соединения, но из-за нелинейности задачи длины волн в теоретическом спектре фиксируются плохо. Кроме того, при таком механизме трудно объяснить малую величину фазового эффекта радиоизлучения ²⁸.

Как ионосферная модель, так и модель с плазменной неустойчивостью требуют, чтобы солнечный корпускулярный поток проникал в ионосферу Венеры. С этой точки зрения важен результат, полученный при измерении магнитного поля Венеры на американском космическом корабле «Маринер» ²⁹. Оказалось, что на расстоянии 32 000 км от поверхности напряженность поля такая же, как и в межпланетной среде на больших расстояниях

(несколько γ). Можно предположить, следовательно, что магнитное поле на поверхности Венеры не превышает 1% от земного и что в ионосферу Венеры корпускулярный поток, по крайней мере частично, проникает. Это несколько усиливает аргументацию сторонников ионосферной модели и модели с плазменной неустойчивостью, однако целый ряд фактов, в том числе высокие инфракрасные вращательные температуры, не позволяет рассматривать подобные механизмы генерации радиоизлучения в качестве основных. (Из предполагаемой корреляции геомагнитной активности с прохождением Венеры через нижнее соединение Хаутгаст и Ван-Слютерс ³⁰ сделали вывод, что магнитное поле Венеры в 5000 раз сильнее земного. Эта работа сейчас полностью опровергнута результатами «Маринера». Кроме того, при таком сильном поле было бы обязательно обнаружено зеемановское расщепление вращательных линий CO₂.)

Дрэйк ³¹ отметил, что постоянство радиоизлучения Венеры во времени говорит против какой-либо связи механизма его генерации с солнечными корпускулярными потоками. Он считает, что парниковая модель дает наиболее вероятную интерпретацию радиоизлучения Венеры.

Со времени составления нашего предыдущего обзора ¹ наблюдения радиоизлучения Венеры сильно продвинулись, особенно в смысле расширения диапазона частот и фазовых углов.

Яркостная температура Венеры на λ 1,35 см определялась на «Маринере» ³² и с более высокой точностью Гибсоном и Корбеттом ³³ с Земли. Последние дают для этой длины волны в дни с малой влажностью яркостную температуру $T_B = 520 \pm 40^\circ \text{K}$. Эта длина волны соответствует линии поглощения водяного пара. Столь высокая температура исключает модели нижней атмосферы Венеры, требующие очень большого ($\sim 1\%$) содержания водяного пара ³⁴. Однако она не противоречит ни наличию небольших количеств H₂O, ни существованию ледяных облаков или тонких облаков из водяных капель.

Национальная радиоастрономическая обсерватория провела измерения яркостной температуры на 40 см ³⁵. Яркостная температура вблизи нижнего соединения оказалась равной 400°K . Дрэйк полагает, что такая температура, более низкая, чем на более коротких волнах, объясняется уменьшением излучательной способности поверхности Венеры в середине дециметрового диапазона. Если, однако, согласиться с этой точкой зрения, то невозможно понять, почему радиолокационные коэффициенты отражения на 68 и 12,5 см приблизительно одинаковы (см. ниже).

Подтверждено наличие умеренного фазового эффекта в сантиметровом диапазоне. На 3,15 см Мейер, Мак-Каллох и Слонейкер ³⁶ нашли методом наименьших квадратов, что зависимость яркостной температуры от фазового угла представляется формулой

$$T_B = 621 + 73 \cos(\varphi - 11,7^\circ)^\circ \text{K}.$$

На 10,0 см Дрэйк нашел

$$T_B = 622 + 39 \cos(\varphi \pm 17^\circ)^\circ \text{K}.$$

Знак «+» принимается для фазовых углов φ после нижнего соединения и «—» до него. Кривая на 10,0 см сейчас непосредственно подтверждена наблюдениями вблизи верхнего соединения ³⁷. Радиолокационный коэффициент отражения Венеры на сантиметровых волнах ³⁸⁻⁴⁰ составляет около 0,1. Следовательно, по закону Кирхгофа температура поверхности должна быть примерно на 10% выше яркостной, если сантиметровое радиоизлучение есть излучение поверхности. Фазовые кривые с учетом этой поправки приведены на рис. 1. Средняя температура Венеры на освещенной стороне

щенной полусфере приближается к 750°K . Еще выше температура вблизи подсолнечной точки.

На 4,3 мм Грант, Корбетт и Гибсон ⁴¹ получили в нижнем соединении яркостную температуру 350°K с неопределенностью $+50$ и -30°K . Указаний на фазовую зависимость не было. На этой же самой длине волны Кисляков, Кузьмин и Саломонович ⁴² получили $390 \pm 120^{\circ}\text{K}$. По абсолютной величине эти результаты согласуются с прежними изменениями на 8 мм (рис. 1) и последними на 8,6 мм ⁴³, которые дали 410°K с неопределенностью $+30$ и -20°K . Однако большой фазовый эффект

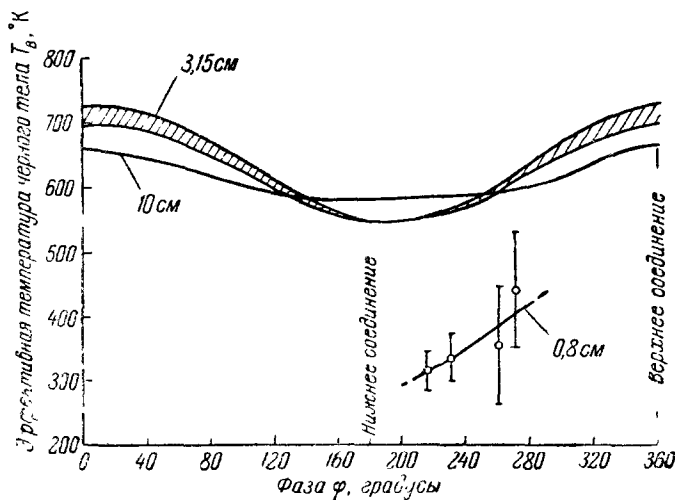


Рис. 1. Яркостная радиотемпература Венеры в функции фазового угла на различных длинах волн ^{31, 36, 42, 44}. Ширина заштрихованной области указывает вероятную ошибку на 3,15 см. Указаны также вероятные ошибки наблюдений на 0,8 см.

в области 8 мм, найденный во время нижнего соединения 1959 г. ⁴⁴ и показанный на рис. 1, не был подтвержден. Низкие яркостные температуры на миллиметровых волнах объясняются, по-видимому, присутствием в атмосфере Венеры некоторого поглощающего агента, природа которого пока не установлена.

До нижнего соединения 1962 г. радиолокационные определения периода вращения Венеры не давали достаточно достоверных результатов. Американские наблюдения давали очень большой период вращения, близкий к периоду обращения вокруг Солнца, а советские — малый, менее 11 дней ¹. Такие же противоречивые результаты о направлении вращения дали пассивные радиоастрономические наблюдения. Согласно сообщениям ФИАН минимум T_B предшествовал нижнему соединению, а по данным Морской исследовательской лаборатории и Национальной радиоастрономической обсерватории минимум T_B наступал после нижнего соединения. Минимальная температура поверхности перед нижним соединением означает прямое вращение, после нижнего соединения — обратное. Однако экспериментальный разброс во всех рядах наблюдений был слишком велик, чтобы сделать определенные заключения.

Во время нижнего соединения 1962 г. Карпентер и Голдстейн ⁴⁵ из группы исследования дальнего космического пространства Лаборатории реактивного движения (Голдстоун, Калифорния) провели на 12,5 см

три независимых ряда радиолокационных измерений периода вращения Венеры. Все три ряда дали один и тот же результат—обратное вращение с периодом 250 дней. Следовательно, Солнце восходит и заходит на Венере два раза в год. Один из методов состоял в наблюдении монотонного частотного дрейфа небольшой детали в отраженном импульсе, несомненно, соответствующей некоторой детали на поверхности, имеющей повышенную отражательную способность. Будет интересно проследить эту деталь в следующий синодический период. Эти новые результаты поразительны, и необходимо определенное время, чтобы их правильно оценить и осмыслить. Существенно, что они согласуются с данными американских пассивных радиоастрономических наблюдений. Обратное вращение, но с более коротким периодом, следовало из некоторых ранних спектроскопических наблюдений, например Ричардсона ⁴⁶.

Радиолокационный коэффициент отражения позволяет оценить диэлектрическую проницаемость поверхности Венеры ³⁶. Мьюлман ²⁶ нашел $7 \geq \epsilon \geq 3$ —величины, характерные для очень сухой земной почвы. Такое значение ϵ слишком мало, чтобы допустить существование гладких обширных океанов жидкой воды, и слишком велико для океана из жидких и простых углеводородов. Однако не исключены ни водяной океан с сильной турбулентностью, ни океан из сложных углеводородов, ни, тем более, линейная комбинация из большой диэлектрической проницаемости воды и малой диэлектрической проницаемости углеводородов, которую можно ожидать, например, для воды, покрытой пятнами нефти.

Причина медленного вращения не вполне понятна, но, по-видимому, здесь существенно приливное действие Солнца. Приливным трением объясняется, вероятно, и синхронное вращение Меркурия. Если внутри Венеры доля жидкого состояния вещества больше, чем на Земле, то и приливные силы должны тормозить Венеру сильнее. Мак-Дональд ⁴⁷ нашел, что при одинаковом внутреннем строении и равной начальной угловой скорости вращение Венеры тормозилось бы медленнее, чем Земли, из-за того, что последняя имеет спутника. Однако согласно ⁴⁷ при всех прочих равных факторах высокая температура поверхности может увеличить температуру внутри планеты до такой степени, что значительная ее часть будет в расплавленном состоянии, а это вызовет увеличение приливного торможения. Иными словами, конечной причиной медленного вращения Венеры может быть повышенное содержание углекислого газа и других поглощающих веществ в атмосфере Венеры.

Много внимания уделяется проблеме химического состава атмосферы Венеры. Спинрад ⁴⁸ искал планетарные линии H_2O вблизи $8180 \text{ \AA}$, используя метод доплеровского смещения, на тех пластинках, которые дали высокие вращательные температуры и большие давления по полосе CO_2 $\lambda 7820 \text{ \AA}$; это имело особый смысл, поскольку в данной спектральной области и в данные дни атмосфера просматривалась наиболее глубоко. Планетарные линии H_2O Спинрадом найдены не были. Это дает верхний предел объемной концентрации $10^{-6} - 10^{-5}$.

В самое последнее время Дольфус ⁴⁹ искал полосу поглощения водяного пара $1,38 \text{ мк}$ в спектре Венеры. Наблюдения велись на обсерватории Юнгфрау-Йох с помощью 50-см рефлектора и интерференционного фильтра, центрированного на $\lambda 1,38 \text{ мк}$. К счастью, удалось провести измерения вблизи момента покрытия Венеры Луной (21 января 1963 г.), что дало возможность наблюдать оба объекта (Луна служила для сравнения) на одном и том же зенитном расстоянии. Кроме того, в это же время в Швейцарию пришли массы сухого холодного воздуха из Арктики и среднее содержание водяных паров на высоте Юнгфрау-Йох ($3,5 \text{ км}$) 21 января составляло всего лишь $2 \cdot 10^{-2} \text{ г/см}^2$. Количество водяного пара в атмо-

сфере Венеры над облачным слоем было оценено равным около $1 \cdot 10^{-2} \text{ г/см}^2$ с фактором неопределенности около 3. Этот результат противоречит наземным наблюдениям Спинрада ⁴⁸, о которых говорилось выше, и многим другим более ранним работам, которые давали гораздо меньшую цифру верхнего предела содержания паров H_2O . Он также противоречит наблюдениям Стронга ⁵⁰ в полосе поглощения $1,13 \text{ мк}$, проводившимся на воздушном шаре. Согласно Стронгу количество водяного пара над облачным слоем составляет $2 \cdot 10^{-3} \text{ г/см}^2$, правда, с большой вероятной ошибкой. Природа этих противоречий пока остается непонятной *).

Спинрад подтвердил верхний предел содержания формальдегида, $0,3 \text{ см} \cdot \text{атм}$, полученный ранее Вильдтом ⁵¹. Это представляет особый интерес в свете сообщения Козырева ⁵² о наблюдениях НСНО в эмиссии. Сообщалось о предварительных отождествлениях CO ⁵³ и O_2 ⁵⁴, но другие авторы пока не подтвердили эти наблюдения. Некоторое количество CO и O_2 должно существовать в атмосфере Венеры, благодаря диссоциации CO_2 . Койпер ²¹ нашел, что отношение $\text{C}^{13}\text{O}_2/\text{C}^{12}\text{O}_2$ для Венеры и Земли приблизительно одинаково. Этот вывод интересен с точки зрения проблемы происхождения солнечной системы.

Хотя спектр отражения твердых частиц трудно поддается интерпретации, Синтон ⁵³ нашел, что в ближней инфракрасной области спектр Венеры соответствует отражению от ледяных кристаллов. Этот результат в сочетании со старыми поляризационными наблюдениями Лию позволял сделать заключение, что верхний уровень облачного слоя по крайней мере частично состоит из ледяных облаков. Однако наблюдения Синтона не были подтверждены ²¹. Если атмосфера над облачным слоем изотермична, то наличие облаков из ледяных кристаллов противоречит также малое значение верхнего предела содержания H_2O , найденное Спинрадом ⁴⁸, и, по-видимому, даже гораздо большая величина содержания H_2O , найденная Дольфюсом ⁴⁹.

Средняя наблюдаемая радиометрическая температура диска Венеры ⁵⁶ составляет 225° К . В центре диска температура равна 235° К и, следовательно, в инфракрасной области имеется некоторое потемнение к краю. В дальнейшем мы будем считать, что средняя температура верхнего уровня облаков равна 225° К . Если атмосфера изотермична и облака состоят из ледяных кристаллов, то давление насыщенных паров у верхней границы облаков составляет $0,05 \text{ мб}$. Оценки полного давления у верхней границы облачного слоя (Эпик ¹⁶, Каплан ⁵⁷ и Саган ¹⁴) колеблются в пределах от 90 до 600 мб . Следовательно, относительная объемная концентрация H_2O на этой высоте при насыщении находилась бы в пределах от $5,6 \cdot 10^{-4}$ до $8,3 \cdot 10^{-5}$, а это на один-два порядка превышает оценки Спинрада. Тот же диапазон давлений дает относительную концентрацию $1 \cdot 10^{-4} - 1,6 \cdot 10^{-5}$ по наблюдениям Дольфюса ⁴⁹ и $2 \cdot 10^{-5} - 3 \cdot 10^{-6}$ по наблюдениям Стронга ⁵⁰. При достаточно высоких давлениях у верхней границы облаков (оценка ¹⁴) наблюдения Дольфюса ⁴⁵ и Стронга ⁵⁰ можно согласовать со Спинрадом, но друг с другом они не согласуются. Не следует забывать, что наблюдения Стронга, Дольфюса и Спинрада производились в разных длинах волн и, следовательно, могут относиться к разным эффективным рассеивающим уровням в атмосфере Венеры.

*) Фильтровая методика, применявшаяся при решении этой задачи Дольфюсом, может в принципе быть сама источником больших ошибок. В атмосфере Венеры много CO_2 , причем относительные интенсивности полос не равны лабораторным. Слабая полоса CO_2 , попавшая в полосу пропускания фильтра, может привести к неправильному выводу о наличии слишком большого поглощения H_2O . Дольфюс не сообщает о своей методике настолько подробно, чтобы понять, исключена ли возможность подобной ошибки. (Прим. перев.)

Тем не менее все они не согласуются с относительной концентрацией H_2O , которая поддерживалась бы при наличии водяных облаков.

Теоретическая относительная концентрация H_2O может быть уменьшена, если предположить более низкую температуру у верхней границы облаков или допустить, что атмосфера над облаками далека от изотермии. Однако чтобы согласовать теоретическую концентрацию с наблюдаемой, надо сделать такие предположения о температуре и строении атмосферы, которые кажутся мало вероятными. И в самом деле, теоретическая концентрация, приведенная выше, дает только нижний предел, поскольку температура на меньших высотах является более высокой. Таким образом, трудно допустить, чтобы облака состояли из ледяных кристаллов в сколько-нибудь заметной доле.

Не исключено, что облака состоят в основном из карбонатов ¹⁶. Ри ⁵⁸ подтвердил, что полоса поглощения у 11.2 мк, наблюдавшаяся Синтоном и Стронгом ⁵⁶, может быть связана с карбонатами. Гораздо более сильная полоса карбонатов расположена у 7 мк, но ее можно наблюдать только вне земной атмосферы *).

В прошлом довольно значительная информация о Венере была извлечена из тщательной фотометрии в видимой области спектра. Некоторые из ранних работ Барабашева были переведены на английский язык ⁵⁹. Из индикатрисы рассеяния он сделал вывод об очень запыленной атмосфере с несколькими слоями облаков. В последнее время изменение показателя цвета с углом фазы заново определяли Наклес, Синтон и Синтон ⁶⁰. Эффект фазы хорошо заметен, причем максимум $B-V$ и $U-B$ соответствует углу фазы примерно 70° , т. е. Венера краснее всего незадолго перед нижним соединением. Вариации звездной величины и показателя цвета Венеры могут быть интерпретированы как эффекты рэлеевского рассеяния в плотной нижней атмосфере ¹⁴. Заново определенное интегральное альbedo Венеры (0,73 согласно ⁵²) приводит к равновесной температуре облачного слоя 234°K .

Синтон ⁵³ нашел среднюю яркостную температуру 236°K по измерениям в сравнительно узкой полосе у 3,75 мк, очень близкую к средней величине интегральной температуры диска, измеренной в области 8—13 мк. Это означает, что в обоих участках спектра излучает один и тот же слой облаков. Эпик ¹⁶ и другие авторы полагают, что этот же слой ответствен и за рассеяние видимого света

Вращательные температуры, определенные по полосе CO_2 λ 7820 Å, оказываются примерно такими же в те дни, когда облачный слой был наиболее плотным ¹⁹. Однако в некоторые дни мы видим в области λ 7820 Å гораздо глубже обычного верхнего слоя облаков. Каплан ²⁰ подверг дополнительному исследованию пластинки, изучавшиеся Спинрадом, и нашел, что больцмановское распределение вращательных энергетических уровней имеет два максимума. один из них соответствует 300°K , другой 700°K . Он интерпретировал этот результат как эффект наличия двух слоев, один из которых имеет температуру $300 < T < 350^\circ\text{K}$, другой $T \simeq 700^\circ\text{K}$ и, возможно, представляет собой не что иное, как твердую поверхность планеты. За длинноволновое инфракрасное излучение, дающее $T \simeq 230^\circ\text{K}$, ответствен некоторый более высокий уровень облаков. Эта картина очень похожа на ту, которую Эпик предложил в своей волосферной модели ¹⁶. Если облачный слой $T \simeq 325^\circ\text{K}$ состоит не из пыли, а из кристаллов, то составляющее их вещество должно кристаллизоваться, конденсироваться или полимеризоваться при этой темпе-

*) «Баллонные» высоты (20—25 км) являются вполне достаточными для этой задачи. (Прим. пер.)

ратуре. По мнению Каплана, это, скорее всего, углеводороды. Полоса поглощения углеводородов около 3,5 мк довольно близка к той области, которую необходимо заэкранировать в парниковой модели, если водяных паров на Венере мало.

Эти интересные предположения встречают некоторые трудности. Ри⁵⁸ показал, что при таком строении облаков зависимость относительной интенсивности вращательных линий и вращательной температуры от фазы не соответствовала бы наблюдаемой. Кроме того, наблюдения Синтона⁵⁹ непосредственно показывают, что вблизи 3,5 мк непрозрачность определяется верхним слоем облаков, имеющим температуру $T \approx 230^\circ \text{K}$,

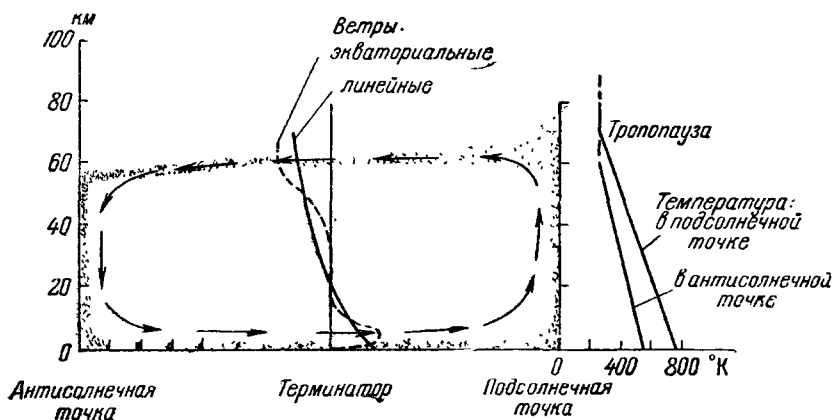


Рис. 2. Предполагаемая схема циркуляции в атмосфере Венеры, позволяющая объяснить наличие тонкого слоя пыли на большой высоте.

Высоты и градиенты указаны в самом грубом приближении.

а не нижним ($T \approx 325^\circ \text{K}$). Ясно, тем не менее, что в области спектра около 8000 Å мы можем иногда заглядывать в атмосферу Венеры на очень большие глубины, и повторение и систематическое проведение наблюдений в этой области спектра представляется крайне желательным. Одно из возможных применений — это фотографирование поверхности Венеры¹⁴.

Природа облачного слоя с температурой 230°K и слоя с температурой 325°K является особой проблемой. Как уже указывалось, температуры и давления вблизи поверхности Венеры почти несомненно являются высокими. Наличие фазового эффекта в радиоизлучении указывает, кроме того, на справедливость парниковой модели, а не эолосферной. Ледяные кристаллы вряд ли можно сейчас рассматривать как основной материал верхнего слоя облаков. С другой стороны, какие-либо другие конденсаты в качестве такого материала пока не предлагались⁶¹. Неясен вопрос, может ли верхний слой облаков состоять из пыли.

И в самом деле, чтобы пыль, находящаяся в высоких слоях атмосферы, была непрозрачна в инфракрасной области, необходима, по-видимому, очень турбулизованная и запыленная нижняя атмосфера, подобная описанной Эпиком в эолосферной модели. Спиряд же, по-видимому, исследовал излучение, которое пришло с очень больших глубин, быть может, даже (как это считает Каплан) от самой поверхности. Очень трудно понять, как это могло бы иметь место в сильно запыленной атмосфере. Значит, слой пыли тонок, а каким образом можно объяснить существование

на больших высотах тонкого, но сплошного слоя пыли, непрозрачного в дальней инфракрасной области спектра и прозрачного, по крайней мере частично, для видимого и ближнего инфракрасного излучения? Эпик¹⁶ сделал попытку показать, что с оптической точки зрения существование подобного слоя не исключено (пылевые частицы с преимущественным рассеянием вперед на коротких волнах и поглощением на длинных), но не объяснил, как такой облачный слой мог бы сформироваться.

Между тем такая возможность может быть связана с особым характером атмосферной циркуляции на синхронно или очень медленно вращающейся планете с мощной атмосферой. На такой планете циркуляционные токи будут замкнуты в меридиональной плоскости и массы воздуха будут перемещаться в верхних слоях от подсолнечной точки к антисолнечной, а в нижних наоборот (рис. 2). Исследование экваториального меридионального потока⁶² показывает, что ветры вблизи поверхности и тропопаузы сильнее на медленно вращающейся планете (когда кориолисовы силы малы), чем при линейной зависимости скорости ветра от давления, предполагавшейся в модели Минца^{24 *}). Позднее будет опубликовано более детальное изложение этой модели циркуляции в атмосфере Венеры.

III. МАРС

Объем наших знаний о Марсе с момента опубликования работы¹ возрастал главным образом за счет критического пересмотра уже известных данных и теоретических исследований, основанных на общих принципах. Снова обсуждались некоторые давно известные противоречия и выяснялась роль различных факторов, определяющих структуру атмосферы. Наши представления о Марсе в целом и его нижней атмосфере изменились мало; в основном внимание было сконцентрировано на верхней атмосфере и на проблемах, связанных с возможностью существования жизни на поверхности Марса.

Несомненно, что в нижней части атмосферы температура должна уменьшаться с увеличением высоты вплоть до некоторого уровня, который (по аналогии с Землей) мы называем «тропопаузой» или «мезопаузой»^{**}). Над этим уровнем температура должна возрастать вследствие поглощения солнечного ультрафиолетового и рентгеновского излучений. Область над мезопаузой (опять по аналогии с Землей) называется термосферой. Над некоторым уровнем термосферы марсианская атмосфера становится столь тонкой, что атомы и молекулы, имеющие достаточно высокую энергию (за счет «хвоста» максвелловского распределения) могут уходить в межпланетное пространство, если они двигаются наружу. Над этим критическим уровнем находится экзосфера.

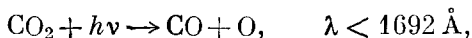
В своих последних работах по верхней атмосфере Марса Чемберлен⁶³ и Эпик⁶⁴ пришли к очень различным заключениям относительно температуры экзосферы и скорости диссипации. Поток тепла вниз, определяю-

*) Авторы благодарны Йэлу Минцу, обратившему их внимание на это метеорологическое исследование.

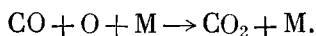
**) Понятия «тропопауза» и «мезопауза» отнюдь не являются синонимами. Тропопауза — верхняя граница приповерхностной конвективной зоны, выше которой перенос теплоты осуществляется главным образом через излучение. На уровне вибрационной релаксации, где частота соударений становится слишком малой, лучистое равновесие нарушается. Выше этого уровня находится область минимальной температуры, которая называется мезопаузой. Мезопауза разогревается конвекцией или теплопроводностью и охлаждается через излучение в молекулярных полосах. (Прим. перев.)

ций градиент температуры в марсианской термосфере, зависит от двух факторов — солнечного ультрафиолетового излучения, которое поглощается в более высоких слоях термосферы, и от потери на излучение, главным образом инфракрасное, некоторых атмосферных составляющих в нижних слоях термосферы. Углекислый газ почти полностью фотодиссоциирован в мезопаузе и единственным эффективным излучателем в термосфере Марса является окись углерода, которая излучает в состоянии вибрационной релаксации, когда дезактивацией столкновениями можно пренебречь. Для излучательной способности окиси углерода как Чемберлен, так и Эпик воспользовались соотношениями, вычисленными впервые Бейтсом ⁶⁵ для верхней атмосферы Земли. Чемберлен применял численное интегрирование, Эпик — более простой алгебраический метод. Выводы о температуре термосферы разошлись главным образом из-за различных предположений о концентрации окиси углерода. Если над мезопаузой окиси углерода много, то термосфера будет терять много энергии на излучение и равновесная температура термосферы будет низкой, если мало, то температура будет высокой.

Окись углерода образуется главным образом в результате фотодиссоциации углекислого газа



и исчезает в результате реакции рекомбинации с участием третьего тела



Согласно Чемберлену эти реакции и определяют обилие СО над мезопаузой. Вычисленная в результате температура в основании экзосферы (1500 км) составляет, по Чемберлену, около 1100° К. Он принял среднюю относительную концентрацию СО 0,02 по объему. При малой температуре экзосферы плотность кислорода должна уменьшаться в e раз по сравнению с начальной за 10^9 лет. Следовательно, 99% полного количества непрореагировавшего кислорода, образованного в атмосфере Марса за время геологической эволюции, должно было диссипировать из атмосферы Марса. Эпик нашел для той же относительной концентрации СО температуру гораздо более высокую — около 2200° К; при такой температуре за $4,5 \cdot 10^9$ лет диссипирует практически весь непрореагировавший кислород. Однако согласно Эпику концентрация СО должна уменьшаться в результате некоторого дополнительного процесса, связанного с возможным проникновением паров в термосферу. Если пренебречь вымораживанием в мезопаузе, то относительная концентрация Н₂О должна сохраняться постоянной вплоть до уровня, на котором начинается диффузионное разделение. Фотодиссоциация Н₂О с последующей быстрой диссипацией водорода приведет к появлению в атмосфере кислорода некомпенсированного СО. Этот кислород будет реагировать с окисью углерода (в результате, например, тройной рекомбинации), и концентрация окиси углерода будет при этом уменьшаться. В результате экзосфера будет разогреваться, а диссипация кислорода ускоряться. Эпик считает, что наиболее вероятное значение объемной концентрации СО₂ находится в пределах 0,03—0,06 и отсюда получается температура в основании экзосферы в пределах 2000—1800° К *).

Чемберлен показал, однако, что в марсианской мезопаузе (уровень, где $n \approx 10^{14}$) температура должна быть очень низкой, 76° К. При такой

*) В самое последнее время было установлено, что объемная концентрация СО₂ выше (см. Дополнение). (Прим. перев.)

температуре мезопауза должна действовать как холодная ловушка, не пропускающая водяной пар в термосферу. Следовательно, он не может быть источником некомпенсированного атомного кислорода. Концентрация окиси углерода будет расти со временем, и температура в основании экзосферы окажется много ниже, чем предсказанная Эпиком. Концентрация СО в термосфере может уменьшиться, если в мезопаузе происходит кристаллизация углекислого газа.

Отметим некоторые дополнительные факторы, усложняющие задачу. Чемберленовская модель экзосферы основана на модели нижней атмосферы, предложенной Гуди ⁶⁶, где задана температура поверхности около 270° К. Это слишком много для средней температуры поверхности Марса и тем более для средней температуры воздуха вблизи поверхности ⁶⁷. Следовательно, температура мезопаузы может быть даже ниже и ловушка будет еще более эффективной. С другой стороны, ни Чемберлен, ни Эпик не учитывали реакции рекомбинации СО с возбужденным атомом кислорода $O(^3P)$ ⁶⁸



которая в некоторых случаях более эффективна, чем механизм тройной рекомбинации. Эта реакция приведет к уменьшению концентрации окиси углерода в термосфере и увеличению ее температуры. Подобные вопросы требуют дальнейшего исследования.

Ионизация O_2 в мезопаузе приведет к образованию зоны ионизации, которую Чемберлен называет E_1 ⁶³, с полуденной электронной плотностью $< 10^5 \text{ см}^{-3}$. На высоте 200 км формируется область E_2 с электронной плотностью $< 5 \cdot 10^4 \text{ см}^{-3}$. Она образуется главным образом рентгеновским излучением Солнца. Ультрафиолетовая ионизация N_2 и O , вероятно, образует слой F на высоте около 320 км с полуденной электронной плотностью порядка 10^5 см^{-3} . Следовательно, дневная критическая частота марсианской ионосферы (минимальная частота, на которой радиоволны проходят сквозь ионосферу при вертикальном зондировании) составляет около 3 Мгц. Ночью марсианская ионосфера, вероятно, разрушается, главным образом, диссоциативной рекомбинацией, и тогда сквозь атмосферу могут проходить очень длинные радиоволны.

Значительная часть современных исследований деталей поверхности Марса прямо или косвенно связана с проблемой существования жизни на этой планете. Синтон ⁶⁹ отождествил три полосы поглощения в спектре отражения темных областей Марса, которые отсутствуют в спектре ярких областей. Он полагает, что эти полосы принадлежат углеводородам. Недавно Синтон ⁷⁰ дал уточненные длины волн этих полос. Новые значения равны 3,45; 3,58 и 3,69 мк *). Колсэп ⁷¹ показал, что отождествление полосы 3,69 мк с углеводородами, по-видимому, ошибочно и что эта полоса принадлежит скорее ацетальдегиду и высшим альдегидам. Возможную роль альдегидов в марсианской биологии обсуждали Саган и Поннамперума ⁷². Сама по себе реальность полос Синтона кажется почти несомненной, однако их отождествление и интерпретация остаются весьма проблематичными.

Большой интерес представляет недавно опубликованная Слайфером ⁷³ большая коллекция лучших фотографий планеты Марс, полученных за последние 55 лет. Этот богатейший материал заслуживает самого тщательного изучения. Например, рис. 47 книги Слайфера представляет собой набор 19 сопровождаемых рисунками фотографий, цель которого — продемонстрировать реальность марсианских «каналов». Нет сомне-

*) См. Дополнение (Прим. перев.)

ния, что подобные тонкие детали существуют и по крайней мере в некоторых случаях глаз видит прямые линии, простирающиеся на значительные расстояния. Дольфус ⁷⁴, однако, не согласен с этой точкой зрения; он утверждает, что при оптимальных условиях видимости каналы распадаются на цепочку связанных между собой тонких деталей; при обычных условиях эта цепочка воспринимается глазом как тонкая прямая линия. Даже фотографии при достаточном увеличении показывают подобный эффект, однако зернистость эмульсии затрудняет его интерпретацию. В любом случае ясно, что на поверхности Марса существуют такие характерные детали, которые при хороших (но не самых лучших) условиях видимости выглядят тонкими прямыми линиями как на фотографиях, так и при визуальных наблюдениях.

Рис. 3 и 4 демонстрируют контраст, который может быть достигнут при наблюдениях с поверхности Земли с помощью составных фотографий Марса. Эти составные фотографии получены Юнгом в результате последовательного печатания через красный фильтр избранных кадров цветного кинофильма, снимавшегося Лейтоном на 60-дюймовом рефлекторе обсерватории Маунт-Вильсон. Каждая составная фотография скомпонована из 10 различных кадров. Такое последовательное печатание позволяет сильно увеличить контраст. Так как для получения разных составных фотографий использовались разные кадры и все составные изображения независимы, сравнение их позволяет легко отделить реальные детали от случайных флуктуаций почернения, связанных с зернистостью эмульсии. Все кадры были получены около 9^h30^m по Гринвичу 23 августа 1956 г. Долгота центрального меридиана около 245°. Особенно бросаются в глаза детали в областях Thoth-Nepenthes, Libia и Cyclopa в северной (нижней) полусфере. Очевидно, подобная техника дает возможность очень тщательно исследовать сезонные и вековые изменения в марсианских темных областях.

Фокас ⁷⁵ выполнял на Пик дю Миди весьма подробное исследование сезонной волны потемнения марсианских морей. Темные области в средних и высоких широтах показывают один сезонный максимум потемнения, который в каждой полусфере начинается весной вместе с таянием полярной шапки. В низких широтах темные области возмущаются сезонными волнами, движущимися как с севера, так и с юга. Эффект каждой волны потемнения уменьшается от высоких широт к низким, но зато на экваторе за год проходит две волны потемнения. Средняя скорость распространения волны потемнения составляет около 35 км за сутки, что грубо согласуется с ожидаемой скоростью переноса водяных паров от полярной шапки, испаряющейся в одном полушарии, к полярной шапке, которая формируется в это время в другом полушарии.

Наиболее общепринятая интерпретация волны потемнения — реакция растительного покрова на увеличение концентрации водяных паров. Слайфер ⁷³ продемонстрировал ряд примеров, когда темные области сильно уменьшали альбедо после того как над ними проходили облака. Это может объясняться либо увлажнением поверхности, либо очень быстрой реакцией марсианских организмов на увеличение концентрации водяных паров вблизи поверхности.

Маленькая средняя концентрация водяных паров в атмосфере Марса, а также другие серьезные физические ограничения заставили некоторых авторов ^{76, 77} отнестись с большим сомнением к возможности существования в какой-либо форме жизни на Марсе. Однако были проведены работы ^{78, 79}, подтвердившие, что некоторые виды земных микроорганизмов не погибают при типичных для Марса физических условиях, воспроизведенных в лаборатории. Недавно было найдено даже, что в средних

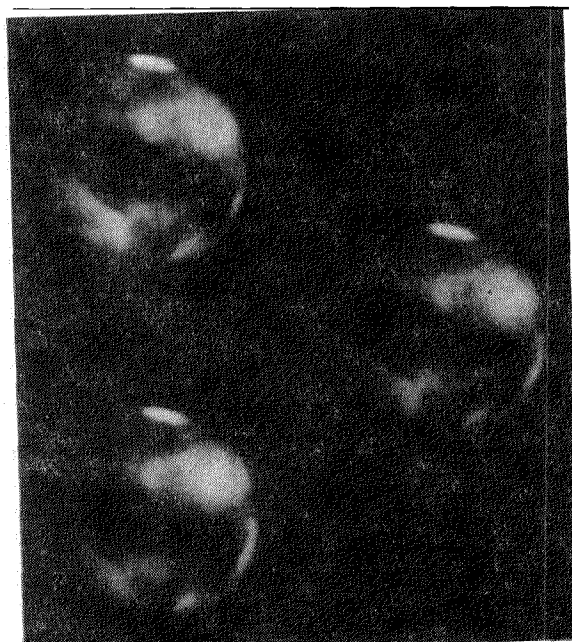
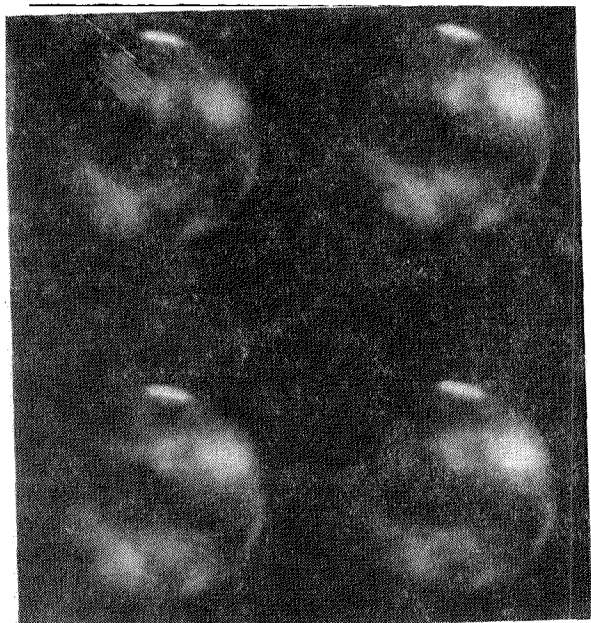
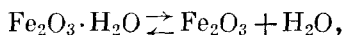


Рис. 3 и 4. Контрастные фотографии Марса, полученные методом составной печати.

образцах земных почв всегда имеется определенное количество таких микроорганизмов, которые легко переносят марсианскую температуру, концентрацию водяных паров и состав атмосферы⁸⁰. Конечно, подобные эксперименты не доказывают существования жизни на Марсе. Как легко себе представить, если бы земные микроорганизмы могли функционировать в марсианских условиях, марсианские организмы, вся эволюция которых протекала в соответствующей обстановке, могли бы тем более.

Приспособляемость земных микроорганизмов к марсианским условиям накладывает очень строгие требования на биологическую стерилизацию межпланетных станций, которые будут направляться к Марсу. Если мы позволим земным микроорганизмам проникнуть на Марс до того, как изучим «туземные» организмы, это будет очень серьезной научной катастрофой. При изучении проблемы жизни на Марсе надо учитывать, что в отдельных районах может создаться особо благоприятный микроклимат; например, в результате локальной геотермической активности температура может быть выше средней и подповерхностный ископаемый лед может увеличить концентрацию водяных паров в данном районе⁸¹.

Адамчик⁸² сделал новую оценку средней концентрации водяного пара в атмосфере Марса, основываясь на наблюдениях Дольфюса⁸³, который с помощью поляризационных наблюдений отождествил материал поверхности светлых областей Марса с лимонитом. Адамчик рассмотрел термодинамическое равновесие основной составляющей лимонита гетита,



и нашел, что равновесная концентрация H_2O в атмосфере над лимонитом должна находиться в пределах $6 \cdot 10^{-2} - 2 \cdot 10^{-4} \text{ г} \cdot \text{см}^{-2}$ в согласии с более ранними теоретическими и полуэмпирическими оценками.

Скорость этой обратной химической реакции является экспоненциальной функцией температуры; следовательно, равновесное давление H_2O над гетитом должно быть больше в тех районах, где температура поверхности выше. Значит, если расчеты Адамчика правильны, следует учитывать три источника H_2O на планете: испарение полярных шапок, выделение подповерхностных вод и равновесная концентрация H_2O над гетитом. Последний источник может быть особенно существенным в горячих экваториальных областях планеты в дневное время. Для проверки этих выводов (а также с точки зрения их биологических приложений) было бы очень важно исследовать возможные неоднородности в распределении водяного пара над планетой.

Вопрос о воде на Марсе обсуждали Лебединский и Салова⁸⁴. Зная оптическую толщу марсианской атмосферы над полярной шапкой, можно вычислить количество взвешенных ледяных кристаллов, если непрозрачность обусловлена ими. Радиус этих кристаллов определяется равновесием между скоростью роста и законом Стокса. Он получается около 10 мк. Если оптическая толща полярной шапки 0,1, то плотность ее должна быть около $10^{-2} \text{ г} \cdot \text{см}^{-2}$. Эта величина является верхним пределом, поскольку могут играть роль и другие источники непрозрачности (пыль). Из скорости разрушения полярной шапки авторы оценивают плотность льда в $10^{-3} - 1 \text{ г} \cdot \text{см}^{-2}$, предполагая, что разрушение вызывается непосредственным испарением льда, вызванным инсоляцией. Возможно, что большая часть льда находится во взвешенном состоянии и образует полупрозрачную дымку из ледяных кристаллов над полярными областями; естественно, что обе оценки в этом случае должны совпадать.

Последний спектроскопический предел среднего содержания водяных паров в атмосфере Марса основан на измерениях в полосе поглощения около $7200 \text{ \AA}$, использующих эффект Допплера. Полученная предварительная величина $3,5 \cdot 10^{-3} \text{ г} \cdot \text{см}^{-2}$ ⁸⁵ мало отличается от классической оценки Адамса и Данхэма⁸⁶. С другой стороны, Дольфус, наблюдавший Марс в полосе поглощения H_2O $14,38 \text{ мк}$ на Юнгфрау-Йох в ночь с очень малым содержанием водяного пара в земной атмосфере ($\sim 10^{-2} \text{ г} \cdot \text{см}^{-2}$), нашел, что среднее по диску содержание водяного пара на Марсе составляет около $2 \cdot 10^{-2} \text{ г} \cdot \text{см}^{-2}$. Возможность, что среднее содержание водяного пара на Марсе испытывает сильные сезонные изменения, существует, но в данном случае такая возможность ничего не объясняет, поскольку оба результата получены почти одновременно (Ричардсон и Спинрад наблюдали в декабре 1962 г., Дольфус в январе 1963 г.). В северном полушарии Марса в это время был конец весны. Пока причины этого расхождения непонятны. Совсем недавно в спектре Марса, полученном на обсерватории Маунт-Вильсон, были отождествлены 11 слабых вращательных линий H_2O в полосе поглощения $8200 \text{ \AA}$ ^{88a}. Эти линии четко отделяются от теллурических благодаря эффекту Допплера. Предварительная оценка содержания H_2O составляет $1,5 \cdot 10^{-3} \text{ г} \cdot \text{см}^{-2}$ с фактором неопределенности около 2. Эти наблюдения представляют собой, по-видимому, наиболее достоверную информацию о содержании водяного пара на Марсе.

Снова обсуждалась проблема синей дымки. Слайфер⁷³ исследовал около 60 000 фотографий Марса в синих лучах, полученных Лоуэллской обсерваторией с 1922 по 1960 г. Он нашел слабую корреляцию синих проявлений с долготой центрального меридиана Марса, марсианскими сезонами и временным интервалом между проявлением и противостоянием. Все три эффекта частично (не исключено, что и целиком) могут быть обусловлены наблюдательной селекцией. Ранее была сделана попытка объяснить возможную корреляцию проявлений с противостояниями ролью солнечного корпускулярного излучения в образовании синей дымки. Предполагалось, что под действием солнечных протонов в атмосфере Марса образуются некоторые ионы, поглощающие в синей и ультрафиолетовой областях спектра, и что во время противостояния магнитное поле Земли экранирует Марс от корпускулярных потоков, и в результате синие проявления становятся чаще. Современные данные о магнитном поле Земли и корпускулярных потоках заставляют отбросить эту гипотезу⁸⁸.

Слабая корреляция синих проявлений с противостояниями может ожидать, если по фотометрическим свойствам поверхность Марса похожа на лунную. Тогда вблизи полной фазы количество света, отраженного от поверхности, должно сильно возрастать, а это может приводить к увеличению контраста деталей поверхности, давая кажущийся эффект увеличения прозрачности синей дымки⁶⁴. Сходство лунной и марсианской поверхностей в отношении фотометрического фазового закона давно известно; оно, например, было четко показано Гаррисом⁸⁹.

Природа синей дымки остается по-прежнему спорным вопросом. Эпик⁶⁴ нашел дополнительные аргументы в пользу того, что синяя дымка является главным образом эффектом истинного поглощения в атмосфере Марса. Шаронов⁹⁰ со своей стороны настаивает, что чистое рассеяние необходимо и достаточно для объяснения синей дымки. Альтернатива «рассеяние или поглощение» может быть сейчас решена на основе наблюдательных данных. Если синяя дымка объясняется истинным поглощением, то в синих лучах должно наблюдаться потемнение к краю, если рассеянием, то — увеличение яркости. При наличии и поглощения и рассея-

ния может наблюдаться в зависимости от относительного веса того или иного процесса либо уярчение, либо потемнение. Это было прекрасно проиллюстрировано вычислениями Гарриса⁸⁹. Он вычислил эффект края для оптически тонкой атмосферы и подстилающей поверхности, которая рассеивает по Ламберту. Предполагалось альbedo поверхности порядка 0,1 и альbedo атмосферной составляющей $\tilde{\omega}_0 = 0,95$ *). Следовательно, учитывалось как рассеяние, так и истинное поглощение. При очень тонкой атмосфере ($\tau = 0,05$) должно возникать хорошо выраженное уярчение к краю. При более толстой атмосфере ($\tau = 0,25$) имеет место некоторое увеличение яркости по направлению к краю, но около самого края яркость падает. Избыток яркости образует своеобразный серп, расположенный вблизи края. Оптически толстая атмосфера ($\tau \geq 1,0$) дает только потемнение к краю. Подобные эффекты существуют и при других фазовых законах, отличных от ламбертова, например, близких к лунному.

Закключение Эпика о большой роли истинного поглощения в марсианской атмосфере основано на наблюдениях Барабашева и Чекирды⁹¹, производившихся с малым инструментом. Они сообщили о потемнении к краю. В действительности давно известно, что в синих лучах изображение Марса часто показывает хорошо выраженное уярчение к краю⁹².

Хороший пример подобной фотографии Марса с уярчением диска к краю приведен на рис. 5. Эта фотография была получена А. Вильсоном на 60-дюймовом рефлекторе обсерватории Маунт-Вильсон в 1959 г. Как можно видеть, возрастание яркости не продолжается до самого края планеты. На самом краю имеется темный ободок. Это соответствует рассмотренному Гаррисом случаю промежуточной оптической толщи ($\tau = 0,25$). С другой стороны, некоторый вклад в наблюдаемое увеличение яркости может вносить на утренней стороне планеты предполагаемый нижний слой дымки. Пока эти эффекты не разделены, противоречие остается спорным. Некоторые другие аспекты проблемы «рассеяние или поглощение» уже рассматривались авторами в работе¹.

В модели Чемберлена⁹³ температура мезопаузы настолько низка, что должна происходить кристаллизация углекислого газа. Чемберлен предполагает, что синяя дымка может быть связана с этой кристаллизацией. Согласно другой модели атмосферы Марса⁹³, в которой задана более



Рис. 5. Фотография Марса в синих лучах, на которой кажется заметным уярчение к краю.

*) $\tilde{\omega}_0$ — средняя доля энергии, которая сохраняется при каждом акте рассеяния. Остальная переходит в теплоту в результате истинного поглощения. (Прим. перев.)

Таблица III

Сводка современных данных о физических условиях на планетах земной группы

Метод наблюдений	Результаты и интерпретация		
	Меркурий	Венера	Марс
Визуальные и фотографические наблюдения			
Облачный слой: строение облаков, циркуляция облаков	Отдельные сообщения о временном ухудшении видимости деталей поверхности	Хорошо выраженная структура типа параллельных полос в ультрафиолетовых лучах. Слабо выраженная система лучей, расходящихся радиально от подсолнечной точки в желтых лучах. Слабые детали в инфракрасных лучах	Иногда появляется протяженная яркая дымка над утренним краем. Белые облака имеют тенденцию формироваться в некоторых специфических областях и иногда сутками остаются без движения. Иногда они перемещаются, что свидетельствует о наличии системы ветров в нижних слоях атмосферы. Над пустынями возникают желтые облака, иногда закрывающие большие площади. Предполагается, что это пылевые бури. Детали поверхности обычно не видны в синей и ультрафиолетовой областях спектра. Иногда на короткое время возникают более или менее широкие разрывы в синей дымке, и детали становятся наблюдаемыми и в этих областях спектра
Детали поверхности, основные элементы топографии	На поверхности различаются темные и яркие области. Фотографическое картографирование не производилось; существуют визуальные карты с разрешением в несколько сотен км. Сидерический период вращения — $87^d 23^h 15^m 43^s$ (равен сидерическому периоду обращения)	Поверхность не видна в визуальных лучах из-за сплошного непрозрачного облачного покрова	Хорошо выраженные темные области, яркие области и полярные шапки. Сезонные вариации альбеда, цвета и очертаний темных областей. Вековые вариации альбеда и протяженности темных областей. Сезонные рост и разрушение полярных шапок. Поверхность картографирована фотографическим способом с разрешением 100 км. Период вращения $24^h 37^m 23^s$
Фотометрия			
Альbedo: отражательная способность диска в зависимости от топографии, длины волны и фазового угла.	Визуальное альbedo 0,069 (интегральное альbedo 0,09)	Ультрафиолетовое 0,5, визуальное 0,8, интегральное 0,75. Зависимость альbedo от длины волны указывает на размеры частиц в облачном слое порядка нескольких микрон	Ультрафиолетовое 0,05; визуальное в темных областях 0,12, в светлых 0,15 (интегральное альbedo 0,22)

Продолжение табл. III

Метод наблюдений	Результаты и интерпретация		
	Меркурий	Венера	Марс
Необходимо для определения природы облачного слоя и поверхности и расчета теплового баланса			
Покрывают звезды и затмения спутников; дают шкалу высот, градиент шкалы высот и давление на высоте затмения	Наблюдений нет	Затмение Регула: 55 ± 15 км над облачным слоем, шкала высот $6,8 \pm 0,2$ км. Давление на уровне затмения $2,6 \times 10^{-3} \pm 1,3 \cdot 10^{-4}$ мб	Наблюдений нет
Эффекты края: градиент яркости в направлении края в функции длины волны дает информацию о строении атмосферы, о высоте и природе облаков и дымки	Сообщения о более частых случаях вулканизации деталей в западном полушарии, нежели в восточном	Протяженность рогов вблизи нижнего соединения указывает на высокие облака или слой дымки	Потемнение к краю в видимой области; в ультрафиолетовой, вероятно, уярчение к краю
Поляриметрия			
Степень поляризации в зависимости от топографии, длины волны и угла фазы может быть использована для определения атмосферного давления и природы рассеивающих частиц	Атмосферное давление у поверхности около 1 мм. Поверхность покрыта малыми непрозрачными частицами аналогично поверхности Луны	Давление над верхним уровнем облаков на освещенной полусфере в пределах 0,1—1 атм. Облака состоят, по крайней мере частично, из прозрачных частиц размером порядка нескольких микрон. Водяные капли и некоторые минералы дают приблизительное (но не детальное) согласие с наблюдаемыми поляризационными кривыми	Поверхность, по-видимому, покрыта малыми, почти непрозрачными частицами; в темных областях наблюдаются сезонные изменения степени поляризации, связанные, вероятно, с сезонными изменениями размеров частиц. Поляризация полярных шапок белых облаков и дымки на утреннем крае соответствует иному. Поляризация ярких областей указывает на лимонит

Продолжение табл. II

Метод наблюдений	Результаты и интерпретация		
	Меркурий	Венера	Марс
Спектроскопия			
Визуальные и инфракрасные спектры отраженного солнечного света дают следующую информацию:	(Полосы CO_2 , λ 1,57, 1,61, 2,01 и 2,06 $\mu\text{м}$ в спектре Меркурия, согласно предварительным данным, усилены по сравнению с теллурическими.)	Полоса CO_2 λ 7820 $\text{\AA}$ указывает на вариации температуры и давления; увеличение давления сопровождается увеличением температуры. Величины p , T меняются в диапазоне от (1 атм , 214° K) до (5,6 атм , 433° K), однако оценки зависят от некоторых дополнительных предположений (пренебрегается многократным рассеянием). Относительная концентрация CO_2 в пределах 2—10%. Химическая природа остальной части атмосферы неизвестна; по-видимому, это N_2 с небольшой примесью Ar . Полоса 1,6 $\mu\text{м}$ дает давление на эффективном уровне рассеяния около 0,3 атм (на освещенной полусфере). Спектроскопические поиски водяных паров дали неопределенные результаты: наблюдения на воздушном шаре в полосе 1,13 $\mu\text{м}$ дали $2 \cdot 10^{-3} \text{ г} \cdot \text{см}^{-2}$ над облачным слоем с большой вероятной ошибкой; отсутствие поглощения в полосе 8180 $\text{\AA}$ дает верхний предел относительной концентрации 10^{-5} вплоть до уровня, где давление 5,6 атм (наземные наблюдения в полосе 1,38 $\mu\text{м}$ дали содержание $2 \cdot 10^{-2} \text{ г} \cdot \text{см}^{-2}$ H_2O над облачным слоем, что резко расходится со всеми предыдущими	Объемная относительная концентрация CO_2 около 8% и полное давление у поверхности около 20 мб . Химическая природа остальной части атмосферы неизвестна; по-видимому, это N_2 с небольшой примесью Ar . Безуспешные поиски O_2 , O_3 , N_2O , CH_4 , C_2H_4 , C_2H_6 , NH_3 и CO . Найдены следы поглощения O_2 . Поглощение в полосе 8200 $\text{\AA}$ дало содержание водяных паров $10^{-3} \text{ г} \cdot \text{см}^{-2}$. Спектры отражения полярной шапки вблизи 1,5 $\mu\text{м}$ указывают на иней и не согласуются с сухим льдом. Спектр ярких областей согласуется с лимонитом. В темных областях полосы поглощения у 3,43; 3,56 и 3,68 $\mu\text{м}$, часть которых, возможно, отождествляется с CN и CH_3CHO . Эти детали отсутствуют в ярких областях
а) анализ химического состава атмосферы над эффективным уровнем рассеяния с помощью отождествления полос и линий;			
б) температура атмосферы вблизи эффективного уровня рассеяния по распределению интенсивностей вращательных линий;			
в) атмосферное давление над эффективным уровнем рассеяния по уширению линий и форме контуров полос. Может быть получена также некоторая информация о химическом составе поверхности и облачного слоя, однако спектральные характеристики жидкостей и твердых тел			

Продолжение табл. III

Метод наблюдений	Результаты и интерпретация		
	Меркурий	Венера	Марс
менее определено связаны с химическим составом, чем в случае газов Спектры в далекой инфракрасной области, т. е. спектры собственного излучения атмосферы, облаков и поверхности, могут в принципе давать информацию о химическом составе, температуре и давлении, но интерпретация встречается трудности	Наблюдения спектра собственного излучения в области 2—4 мк дали вблизи перигелия цветовую температуру около 670° K и яркостную температуру в подсолнечной точке около 650° K	результатами); N_2O, CH_4, C_2H_4, C_2H_6, NH_3 не найдены. Предварительным образом отождествлены CO (около 5 см·атм) и O_2. Частицы облачного слоя не ледяные Найдена полоса поглощения у 11,2 мк, интенсивность которой изменяется во времени. Возможное отождествление — $(C_3O_2)_n$ или карбонаты. Полосы CO_2, имеющиеся в области 8—13 мк, в спектре Венеры не обнаружены	Полосы поглощения CO_2 9,4 и 10,4 мк
Радиометрия			
Инфракрасная: абсолютные измерения интенсивности с широкими фильтрами в окне прозрачности 8—13 мк и других окнах позволяют определить эффективную температуру излучающего слоя	Средняя температура в окне 8—13 мк в подсолнечной точке 600° K. Наблюдаются довольно большие вариации, связанные с эксцентриситетом орбиты. Для неосвещенной полусферы данных нет	$236 \pm 8^\circ K$ на темной полусфере в 13,75 мк, $234 \pm 5^\circ K$ в окне 8—13 мк, на освещенной и неосвещенной полусфере одно и то же, за исключением временных увеличений, обусловленных, вероятно, прорывами в облаках. Заметное потемнение к краю, около $30^\circ K$ от экватора к полюсу. Изотермы заметно сплюснуты к экватору. Тепловые карты показывают отдельные холодные и горячие детали В нижнем соединении (4—8 мм) 350—$400^\circ K$, (3 см) $550^\circ K$, (10 см) $590^\circ K$. Между 1,35 и 20 см спектр тепловой.	Все наблюдения в окне 8—10 мк. Среднегодовая температура, осредненная по всему диску, $240^\circ K$. Максимальная температура около $300^\circ K$. Суточная экваториальная вариация температуры $\sim 90^\circ K$, сезонная для средних широт $\sim 60^\circ K$
Микроволновая: из абсолютных измерений средней яркости в интервале	$T_B = 1050 \pm 350^\circ K$ у 3,5 см на освещенной полусфере. Температура приведена к подсолнечной точке. Атмосфера (даже 10—3		У 3,15 см $241 \pm 28^\circ K$. Эффективный излучающий уровень расположен на некоторой глубине под поверхностью. Температура является средней по диску

Метод наблюдений	Результаты и интерпретация		
	Меркурий	Венера	Марс
3 м.м—70 см можно определить яркостную температуру эффективных уровней излучения. Можно ожидать наличия некоторых абсорбционных деталей. Эффекты края могут дать информацию об уровне и механизме генерации. Нетепловые механизмы могут быть выделены по виду зависимости от частоты	от земной) должна эффективно переносить теплоту на неосвещенную полусферу; вклад неосвещенной полусферы в среднюю яркостную радиотемпературу может быть достаточно большим и в подсолнечной точке тогда T_B намного ниже	Около 40 см последние измерения дают заметно ниже, чем в диапазоне 1,35—20 см. Значительный фазовый эффект (70° К; см. рис. 1). Имеются указания на потемнение к краю, и это означает, что излучает сама поверхность. Высокая температура на λ 1,35 см говорит против большого количества H_2O в нижней атмосфере. Уменьшение на миллиметровых волнах объясняется скорее всего присутствием неотожествленного поглотителя	
Радиолокация			
Кроме определения расстояния до планеты по времени задержки отраженного импульса, можно получить информацию о вращении и характере поверхности по длительности, амплитуде и частотному спектру отраженного импульса. Достаточно мощная ионосфера также влияет на амплитуду и длительность импульса	По отражательной способности сравним с Луной	Отражательная способность вблизи нижнего соединения $0,10 \pm 0,02$ на 12,5; 43 и 68 см. Данные относительно периода вращения противоречивы. Советский эксперимент 1961 г. дал прямое вращение с периодом 11 дней. Эксперимент Лаборатории реактивного движения (США) дал в 1962 г. обратное вращение с периодом 250 дней	По отражательной способности сравним с Луной

низкая и более правдоподобная температура приповерхностного слоя, кристаллизация углекислого газа происходит на еще более низких высотах, 30—40 км.

Герен⁹⁴ нашел несколько небольших относительных минимумов в спектре Марса в области коротких длин волн. Вильсон⁹⁵ тоже нахо-

дил подобные минимумы, но они не согласуются по длинам волн с теми, которые обнаружил Герен. Герен не отождествил эти минимумы с полосами поглощения каких-либо известных молекул, но по каким-то не вполне ясным причинам утверждает, что эти детали связаны с органическими молекулами, якобы присутствующими в атмосфере. В работе ⁹⁶ показано, что все эти «минимумы» скорее всего нереальны.

Слайфер ⁷³ полагает, что синяя дымка есть совместный эффект рассеяния и истинного поглощения. Он считает, что некоторые поглощающие пылинки, например углеродные, могут быть ответственными за низкое альbedo синей дымки и в то же время служить ядрами кристаллизации, необходимыми для объяснения синих прояснений. Квиц ⁹⁷ тоже указывает на возможную роль ядер кристаллизации в синих прояснениях и связывает увеличение их концентрации с метеорными потоками. Однако сильной корреляции между синими прояснениями и гелиоцентрической долготой Марса ⁷³ нет. Приходится констатировать, что природа синей дымки остается пока весьма не ясным вопросом.

ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. W. W. Kellogg and C. Sagan, Eds., *The Atmospheres of Mars and Venus*, Natl. Acad. Sci.—Natl. Res. Council Publ. 944 (1961) (см. перевод: У. Келлог и К. Сэган, Атмосферы Марса и Венеры, М., ИЛ, 1963).
2. R. C. Wusckoff, Ed., *Scientific Experiments for Mariner R-1 and R-2*, Tech. Rept., No. 32—315, Jet Propulsion Lab., Calif. Inst. Technol., Pasadena, Calif., 1962.
3. Radio Broadcast in English to Europe by TASS, Radio Moscow, December 14, 1962.
4. W. E. Howard, A. H. Barrett and F. T. Haddock, *Astron. J.* **66**, 287 (1961).
5. E. Pettit and S. B. Nicholson, *Astrophys. J.* **83**, 84 (1936).
6. J. C. Walker, *Astrophys. J.* **133**, 274 (1961).
7. P. Hodge, *Proc. Intern. Astrophys. Collog.*, 11th, Liege, 1963, стр. 261.
8. G. B. Field, *Astron. J.* **67**, 575 (1962).
9. A. Dollfus, *Compt. rend.* **231**, 1430 (1950).
10. E. M. Antoniadis, *Astronomie* **49**, 449 (1935).
11. G. P. Kuiper, *Atmospheres of the Earth and Planets*, Univ. of Chicago Press, Chicago, Ill., 1952, гл. 12.
12. E. J. Öpik, *Proc. Intern. Astrophys. Collog.*, 11th, Liège, 1963 (в печати).
13. C. Sagan, *Jet Propulsion Lab. Tech. Rept.*, No. 32—34 (1960).
14. C. Sagan, *Icarus* **1**, 151 (1962).
15. G. Öhring and O. Cote, *Geophys. Corp. Amer. Tech. Rept.*, No. 63-6-N (1963).
16. E. J. Öpik, *J. Geophys. Res.* **66**, 2807 (1961).
17. R. Jastrow, S. I. Rasool, *Proc. III COSPAR Symp.*, 1963 (в печати).
18. G. N. Plass, V. R. Stull, *Carbon Dioxide Absorption for Path Lengths Applicable to the Atmosphere of Venus*, Ford Motor Co. Publ. No. U-1844, 1962.
19. H. Spinrad, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **74**, 187 (1962).
20. L. D. Kaplan, частное сообщение, 1962.
21. G. P. Kuiper, *Commun. Lunar Planetary Lab.* **1**, 83 (1962).
22. D. E. Jones, *Planet. and Space Sci.* **5**, 166 (1961).
23. C. W. Tolbert and A. W. Straiton, *J. Geophys. Res.* **67**, 1741 (1962).
24. Y. Mintz, *Icarus* **1**, 172 (1962).
25. W. Priester, M. Roemer and T. Schmidt-Kaler, *Nature* **196**, 464 (1962).
26. D. Muhleman, *Icarus* **1**, 12 (1963).
27. F. L. Scarf, *J. Geophys. Res.* **68**, 141 (1963).
28. F. L. Scarf, частное сообщение, 1963.
29. E. J. Smith, L. Davis, P. J. Coleman and C. P. Sonett, *Science* **139**, 909 (1963).
30. J. Houtgast and A. van Sluiter, *Nature* **196**, 462 (1962).
31. F. D. Drake, *Publ. Natl. Radio Astron. Obs.* **1**, 165 (1962).
32. F. T. Barath, A. H. Barrett, J. Copeland, D. E. Jones and A. E. Lilley, *Science* **139**, 908 (1963).
33. J. E. Gibson, and H. H. Corbett, *Sky and Tel.* **25** (3), 2 (1963).
34. A. H. Barrett, *Astrophys. J.* **133**, 281 (1961).

35. F. D. Drake, частное сообщение, 1963.
36. C. H. Mayer, T. P. McCullough and R. M. Sloanaker, Proc. Intern. Astrophys. Colloq., 11th, Liège, 1963, стр. 357.
37. F. D. Drake, Nature **195**, 894 (1962).
38. G. Pettengill, H. W. Briscoe, J. V. Evans, E. Gehrels, G. M. Hyde, L. G. Kraft, R. Price and W. B. Smith, Astron. J. **67**, 181 (1962).
39. W. Victor, R. Stevens and S. W. Golomb, Eds., Radar Exploration of Venus, Jet Propulsion Lab. Tech. Rept., No. 32—132 (1961).
40. В. А. Котельников, Доклад на 12 Астронавтическом конгрессе (Вашингтон, октябрь 1961).
41. C. R. Grant, H. H. Corbett and J. E. Gibson, Astrophys. J. **137**, 620 (1963).
42. А. Г. Кисляков, А. Д. Кузьмин и А. Е. Саломонович, Астрон. ж. **37**, 297 (1960).
43. J. E. Gibson, Astrophys. J. **137**, 611 (1963).
44. А. Д. Кузьмин и А. Е. Саломонович, Астрон. ж. **37**, 297 (1960).
45. R. L. Carpenter and R. Goldstein, Science **139**, 910 (1963).
46. R. S. Richardson, Publ. Astron. Soc. Pacific **70**, 251 (1958).
47. G. J. F. MacDonald, J. Geophys. Res. **67**, 2945 (1962).
48. H. Spinrad, Icarus **1**, 266 (1962).
49. A. Dollfus, Compt. rend. **256**, 3250 (1963).
50. J. Strong, H. D. Ross and C. B. Moore, J. Geophys. Res. **65**, 2626 (1960); частное сообщение, 1960.
51. R. Wildt, Astrophys. J. **92**, 247 (1940).
52. Н. А. Козырев, «Правда» за 15 июля 1961.
53. W. M. Sinton, Proc. Intern. Astrophys. Colloq., 11th, Liège 1963, стр. 300.
54. В. К. Прокофьев, Доклад на 11 Астрофиз. симпозиуме в Льеже, 1962.
55. B. Lyot, Ann. Obs. Meudon **8**, 66 (1929).
56. W. M. Sinton, and J. Strong, Astrophys. J. **131**, 470 (1960).
57. L. D. Kaplan, Planetary Space Sci. **8**, 23 (1961).
58. D. G. Rea, Space Sci. Rev. **1**, 159 (1962).
59. Н. П. Варабашев, Исследование физических условий на Луне и планетах, Харьков, 1952.
60. C. F. Knuckles, M. K. Sinton and W. M. Sinton, Lowell Obs. Bull. No. **115** 5, 153 (1961).
61. C. Sagan, Science **133**, 849 (1961).
62. J. Bjerknes and S. V. Venkateswaran, Large Scale Synoptic Processes, 3-я статья в Final Rept. Meteorol. Dept., Univ. of California, Los Angeles, 1957.
63. J. W. Chamberlain, Astrophys. J. **136**, 582 (1962).
64. E. J. Öpik, Progress in the Astronautical Sciences, vol. 1 (S. F. Singer, Ed.), North-Holland, Amsterdam, 1962.
65. D. R. Bates, Proc. Phys. Soc. (London) **B64**, 805 (1951).
66. R. M. Goody, Weather **12**, 3 (1957).
67. Y. Mintz, Studies of the Physical Properties for the Moon and the Planets, Quart. Tech. Progr. Rept. 3, Contr. RM-2769—JPL, RAND Corp., 1961.
68. P. Warnock, Photochemistry of Carbon — Oxygen Systems, 4-я таблица в Planetary Atmosphere Studies, VIII, Geophys. Corp. Amer. Tech. Rept., 61—20-N (1961).
69. W. M. Sinton, Science **130**, 1234 (1959).
70. W. M. Sinton, Science **132**, 529 (1961).
71. N. B. Colthup, Science **132**, 529 (1961).
72. C. Sagan and C. Ponnampetuna, частное сообщение.
73. E. C. Slipher, A Photographic History of Mars, 1905—1961, Lowell Obs., Flagstaff, Ariz., 1962, стр. 168.
74. A. Dollfus, Planets and Satellites. (G. P. Kuiper, B. M. Middlehurst, Eds.), Univ. of Chicago Press, Chicago, Ill., 1961, гл. 15.
75. J. H. Focas, Planetary Space Sci. **9**, 371 (1962).
76. A. R. Wallace, Is Mars Habitable?, Macmillan, London, 1907.
77. P. H. Abelson, Proc. Natl. Acad. Sci. U. S. **47**, 575 (1961).
78. G. D. Fulton, Physics and Medicine of the Atmosphere and Space (O. O. Benson and H. Strughold, Eds.), J. Wiley, New York, 1960.
79. E. Hawrylewicz, B. Gowdy and R. Ehrlich, Nature **193**, 497 (1962).
80. E. Packer, S. Scher and C. Sagan, частное сообщение.
81. J. Lederberg and C. Sagan, Proc. Natl. Acad. Sci. U. S. **48**, 1473 (1962).
82. J. Adamchik, Planetary Space Sci. **11**, 355 (1963).
83. A. Dollfus, Ann. Astrophys., Suppl. **4** (1957).
84. А. И. Лебединский и Г. Л. Салова, Астрон. ж. **39**, 494 (1962).
85. E. Richardson and H. Spinrad, частное сообщение.
86. T. Dunham, The Atmospheres of the Earth and Planets, revised ed. (G. P. Kuiper, ed.), Univ. of Chicago Press, Chicago, Ill., 1952, гл. II.
87. A. Dollfus, Compt. rend. **256**, 3009 (1963).

88. C. Sagan, *Icarus* 1, 70 (1962).
- 88a. H. Spinrad, G. Münch and L. D. Kaplan, *Astrophys. J.* 138, 1319 (1963).
89. D. L. Harris, *Planets and Satellites* (G. P. Kuiper and B. M. Middlehurst, Eds.), Univ. of Chicago Press, Chicago Ill., 1961.
90. В. В. Шапонов, Доклад на 11 Астрофиз. симпозиуме в Льеже, 1962.
91. Н. П. Барабашев и А. Г. Чекирда, *Астрон. цирк. Харьковской обл.* 9, 3 (1963).
92. E. C. Slipher, *A Photographic History of Mars, 1905—1961*, Lowell Obs., Flagstaff, Ariz., 1962, стр. 112.
93. G. Ohring, *Icarus* 1, 328 (1963).
94. P. Guérin, *Planetary Space Sci.* 9, 81 (1962).
95. A. G. Wilson, RAND Corp. Paper P—1509 (1958).
96. P. Guérin, *Ann. Astrophys.* 25, 429 (1962).
97. Z. Kviz, *Publ. Astron. Inst. Czech.* 12, 150 (1961).

ДОПОЛНЕНИЕ ПЕРЕВОДЧИКА

Обзор Сагана и Келлога¹ был написан недавно — в него вошли многие результаты, полученные в самое последнее время. Тем не менее за прошедшие полгода объем информации в этой области знания ощутимым образом увеличился. Опубликованы основные результаты экспериментов, проводившихся на американском космическом корабле «Маринер R-2». Был проведен ряд новых спектроскопических исследований методами наземной астрономии. Продолжаются интенсивные радиоастрономические исследования Венеры. Опубликованы результаты радиолокации Марса и Меркурия. Цель настоящего дополнения — рассказать об этих последних работах, чтобы сделать картину современных (на декабрь 1963 г.) знаний о планетах земной группы по возможности исчерпывающей. Таблица физических характеристик планет земной группы, приведенная в обзоре Сагана и Келлога (см. табл. III), была дополнена автором в тех местах, где использованные Саганом и Келлогом данные устарели или где данные отсутствовали ранее, но были получены в самое последнее время.

1. МЕРКУРИЙ

В 1963 г. были впервые получены более или менее определенные положительные данные о химическом составе атмосферы Меркурия. Эти результаты представляются совершенно неожиданными с точки зрения прежних представлений¹, и мы остановимся на них подробно.

Н. А. Козырев² в конце апреля — начале мая, а затем в октябре 1963 г. получил спектрограммы Меркурия в видимой и ближней ультрафиолетовой областях спектра на 122-см рефлекторе Крымской астрофизической обсерватории. Он обнаружил, что контуры водородных линий H_β , H_γ , H_δ в спектре солнечного излучения, отраженного освещенной полусферой планеты, несколько отличаются от контуров этих же линий в спектре Солнца. Различие находится на пределе чувствительности, но имеет систематический характер, повторяясь на большом количестве спектрограмм. Н. А. Козырев полагает, что оно объясняется наложением планетарной водородной эмиссии с яркостью около $1 \text{ эрг, см}^2 \text{ сек}^{-1} \text{ стер}$, т. е. около $3 \cdot 10^{11} \text{ см}^{-2} \text{ ст}^{-1} \text{ сек}^{-1}$. В спектре излучения ночного неба Земли присутствует слабая эмиссия H_α , а в спектре полярных сияний наблюдается также H_β и H_γ , однако яркости в этом случае несравненно меньше (ночная эмиссия H_α составляет около $10^6 \text{ квант} \cdot \text{см}^{-2} \text{ ст}^{-1} \text{ сек}^{-1}$). Ночная эмиссия H_α объясняется рассеянием солнечных L_β -квантов в водородной короне Земли, при котором L_β -кванты перерабатываются в H_α и L_α в результате каскадных переходов. Верхняя атмосфера Меркурия должна содержать некоторое количество водорода в результате аккумуляции солнечных корпускулярных потоков, однако яркость водородной эмиссии, которую может дать подобный механизм в случае Меркурия, совершенно недостаточна.

Водородные эмиссии в полярных сияниях объясняются перезарядкой протонов солнечных корпускулярных потоков и нейтральных атомов кислорода. Этот механизм в случае Меркурия при наличии кислорода в его верхней атмосфере (см. ниже) мог бы, возможно, обеспечить яркости, сравнимые с наблюдаемыми, однако он дает эмиссионные линии сильно смещенные вследствие большой скорости корпускулярных потоков ($\sim 1000 \text{ км/сек}$) и размытые. Поэтому он вряд ли годится для интерпретации наблюдений Н. А. Козырева. Было бы очень важно исследовать контуры линий бальмеровской серии в спектре Меркурия с максимальной точностью и выяснить форму и смещение эмиссионного ядра, если его существование подтвердится. Н. А. Козырев делает из своих наблюдений далеко идущие выводы, утверждая, что водород является основной

составляющей атмосферы Меркурия. Для этого парадоксального заключения нет никаких оснований, поскольку мы не знаем механизма возбуждения и можем вычислить из наблюдений только число атомов на исходном уровне.

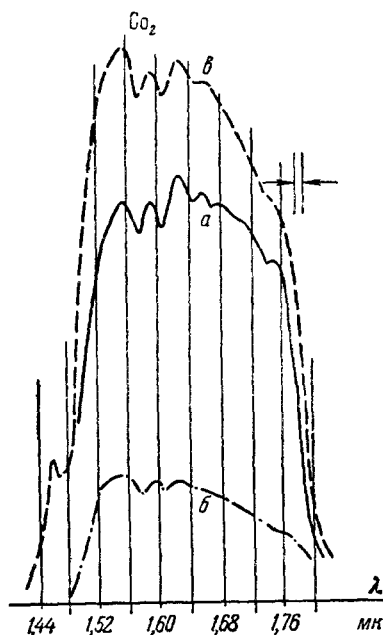


Рис. 1. а) Спектр Меркурия λ 1,4—1,7 мк с разрешением $\Delta \lambda$ 100 Å, 14.X 1963; б) фон неба (наблюдения производились днем), в) спектр Солнца на том же зенитном расстоянии ⁴.

точно низкой ($T \leq 800^\circ \text{K}$); существенно также, чтобы критический уровень располагался не очень высоко ($z \leq 2500 \text{ км}$). На основе имеющихся данных об интенсивности

В. И. Мороз ^{3, 4} в октябре 1963 г. наблюдал инфракрасный спектр Меркурия в области 1,0—3,9 мк с помощью 125-см рефлектора и инфракрасных спектрометров с охлаждаемыми сернисто-свинцовыми фотосопротивлениями. Впервые было обнаружено, что полосы поглощения CO_2 λ 1,57; 1,61; 2,01 и 2,06 мк несколько усилены в спектре Меркурия по сравнению с теллурическими. Так как уширение давлением в атмосфере Меркурия мало, небольшие наблюдаемые поглощения соответствуют большим количествам CO_2 . Количество CO_2 в атмосфере Меркурия над 1 см² поверхности находится в пределах 0,3—5 г/см². Дольфус ⁵ нашел из поляризационных наблюдений, что атмосфера Меркурия составляет $3 \cdot 10^{-3}$ от земной, таким образом относительная концентрация CO_2 в атмосфере Меркурия может быть весьма значительной (от 10 до 100%).

На рис. 1 показан спектр Меркурия в области 1,4—1,7 мк, на рис. 2 — зависимость суммарной эквивалентной ширины полос CO_2 λ 1,57 и 1,61 мк от зенитного расстояния в спектре Меркурия и спектре Солнца. Из рис. 7 видно, что полосы Меркурия усилены по сравнению с теллурическими.

В самом первом приближении был рассмотрен вопрос о возможном строении атмосферы Меркурия при условии, что она содержит значительное количество CO_2 ⁴. В верхних слоях (согласно расчетам фотохимического равновесия выше 100—130 км) такой атмосферы CO_2 должен быть диссоциирован, и, чтобы диссипация кислорода была достаточно медленной, необходимо иметь температуру на критическом уровне доста-

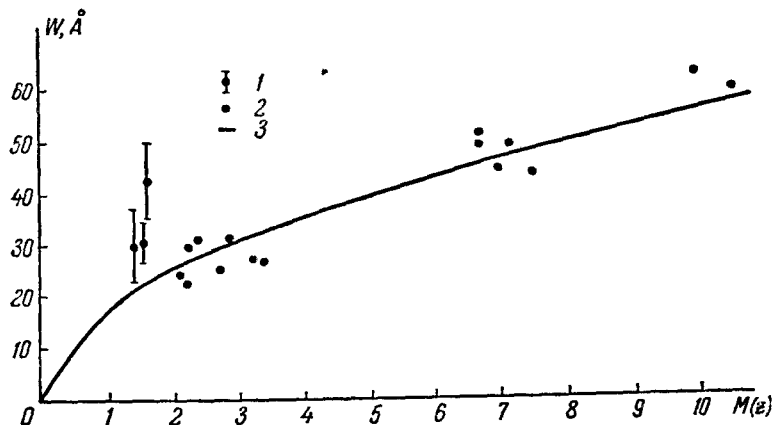


Рис. 2. Суммарная эквивалентная ширина полос CO_2 λ 1,57 и 1,61 мк в зависимости от зенитного расстояния (9.X 1963), 1 — Меркурий, 2 — Солнце, 3 — теоретическая кривая роста ⁴.

солнечного ультрафиолетового излучения, коэффициентах поглощения О и СО в ультрафиолетовой области, излучательной способности СО в инфракрасной области спек-

тра и теплопроводности газов были грубо оценены температуры верхней атмосферы Меркурия при различных предположениях об исходной концентрации CO_2 . Оказалось, например, что атмосфера из чистого CO_2 должна разогреваться гораздо сильнее, чем атмосфера, состоящая на 10% из CO_2 и на 90% из N_2 . Вторая модель, по-видимому, более правдоподобна, хотя и она дает для термосферы $T \approx 2000^\circ \text{K}$.

При расчете температуры было принято, как и в случае Земли, что в термосфере при рекомбинациях высвобождается около 15% поглощенной энергии ультрафиолетового излучения. Эта цифра может быть завышенной. Возможно также, что относительная концентрация CO_2 еще меньше либо термосфера Меркурия, в отличие от земной, не изотермична и ее температура падает, начиная с определенной высоты. Это может быть связано с тем, что Меркурий вращается синхронно. В атмосфере такой планеты на разных уровнях должен существовать поток тепла с освещенной на неосвещенную полусферу, а это будет уменьшать температуру на освещенной полусфере. Легко видеть, например, что в экзосфере обмен молекулами, движущимися по эллиптическим орбитам между освещенной и неосвещенной полусферами, приведет к утечке тепла порядка $0,1-1 \text{ эрг см}^2$. Чтобы подвести к экзосфере это количество тепла при ожидаемом коэффициенте теплопроводности $0,1-0,2 \text{ эрг см}^2 \text{ сек}$, необходим перепад температуры порядка тысячи градусов, а это значит, что температура на критическом уровне и темп диссипации могут быть гораздо меньше.

Нижняя атмосфера Меркурия также может иметь не совсем обычные свойства. Сильное инфракрасное излучение молекулы CO_2 , обусловленное относительно высокими температурами в нижней атмосфере, должно привести к образованию конвективной зоны, значительно более протяженной, чем в земной атмосфере. Вероятно, она простирается до мезопаузы, которая практически совпадает с уровнем диссоциации.

Подобным спекуляциям не следует придавать большого значения, пока атмосфера Меркурия не будет исследована более подробно. В частности, необходимо измерить радиометрическую температуру на темной стороне планеты. В результате атмосферной циркуляции она должна быть определенно выше 200°K .

С помощью инфракрасных спектров были сделаны оценки верхнего предела содержания CO , N_2O , NH_3 и CH_4 в атмосфере Меркурия. Они дают 10, 2, 1 и 0,3 см. атм соответственно. В той же работе получены новые оценки инфракрасной температуры Меркурия, впервые после классических измерений Петтита и Никольсена⁶. Максимум в спектре собственного теплового излучения Меркурия находится, по-видимому, около 5 мк (600°K). Спектры отраженного и собственного излучений пересекаются у 1,9 мк, и здесь находится минимум интенсивности. Около 2,2 мк вклад собственного излучения составляет приблизительно 70%. Точно оценить его величину невозможно, и все же этой областью спектра удобно пользоваться для определения яркостной температуры, поскольку большие относительные ошибки в яркости соответствуют здесь гораздо меньшим ошибкам в температуре.

Средняя яркостная температура у 2,2 мк составляет $590 \pm 20^\circ \text{K}$. Это соответствует температуре 650°K в подсолнечной точке. Цветовая температура, вычисленная по отношению интенсивностей у 2,2 и 3,4 мк, составляет 670°K . Таким образом, по радиационным свойствам поверхность Меркурия близка к абсолютно черному телу. По спектру в области $\lambda < 1,6 \text{ мк}$ была оценена величина интегрального (теплового) альбедо планеты: $A_{\text{инт}} \approx 0,09$.

Радиолокация Меркурия, проведенная в 1962 г. в СССР⁷, показала, что отражательные свойства поверхности Меркурия и Луны на дециметровых волнах аналогичны. Сходство оптических характеристик (поляризация, фазовая кривая, альбедо) и топографии уже неоднократно отмечались ранее (см., например,³).

2. ВЕНЕРА

Наиболее острой проблемой в исследованиях Венеры остается интерпретация наблюдаемого спектра радиоизлучения (рис. 3). Альтернатива «горячая поверхность — ионосфера», подробно обсуждавшаяся в¹ (см. также⁸), по-прежнему не находит окончательного решения, хотя чаша весов склоняется в пользу горячей поверхности. Предполагалось, что радиоастрономические и инфракрасные наблюдения Венеры с близкого расстояния, проведенные на «Маринере», дадут существенный вклад в решение этой проблемы, однако надежды оправдались лишь весьма частичным образом. О результатах наблюдений, проведенных на «Маринере», писалось очень много, однако главным образом в популярной прессе, и иногда информация была противоречивой.

Радиотелескоп, установленный на «Маринере», должен был работать на двух длинах волн, 13,5 и 19 мм, расположенных в «переходной» области спектра (см. рис. 3); предполагалось с помощью сканирования получить распределение радиояркости по диску планеты. Этот эксперимент должен был дать ответ на ряд вопросов. Если справедлива ионосферная модель, то на этих длинах волн ионосфера должна быть оптически тонкой и на краю диска яркость должна возрастать. Если справедлива гипотеза горя-

чей поверхности, то должно наблюдаться потемнение к краю. Если поверхность нагревается парниковым эффектом и в создании парникового эффекта принимают участие водяные пары, то яркостная температура на $13,5 \text{ мкм}$ должна быть низкой. К сожалению, программа была выполнена не полностью. Результаты наблюдений на $13,5 \text{ мкм}$ не публиковались вообще, и, по-видимому, аппаратура на этой длине волны работала неудовлетворительно. На 19 мкм ^{10, 11} Венера была просканирована всего три раза, хотя планировалось значительно большее число сканирований. Один разрез был сделан на темной стороне (6 точек), один в области терминатора (8 точек) и один на освещенной (5 точек).

Результаты измерений резюмируются следующим образом ¹¹ : 1) радиотемпература одинакова на освещенной и неосвещенной частях планеты (этот вывод очень

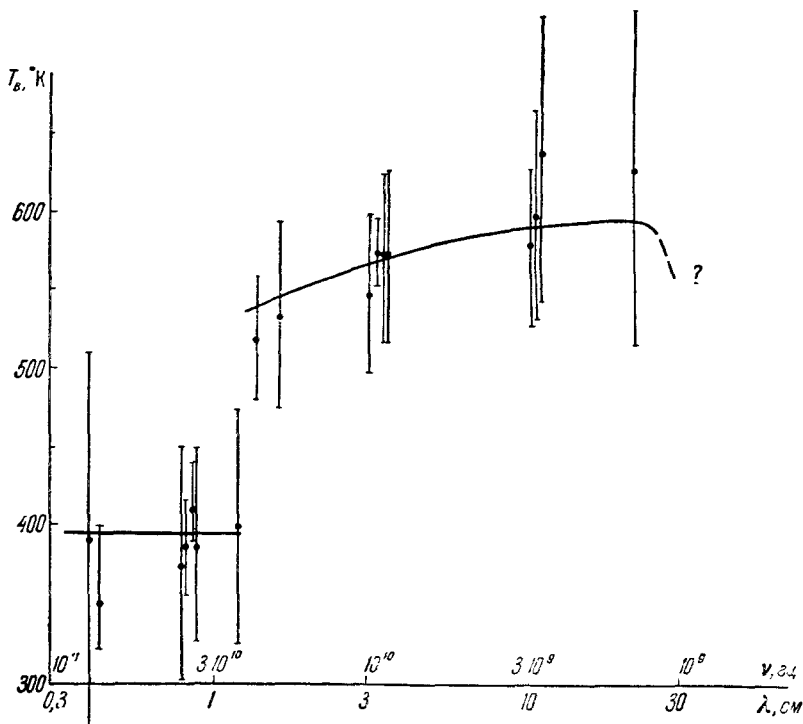


Рис. 3. Спектр радионизлучения Венеры.

важен, поскольку радиояркость освещенной и неосвещенной сторон была впервые измерена одновременно; ранее можно было сравнивать только яркость в нижнем и верхнем соединениях); 2) яркость уменьшается от центра к краю, и по-видимому, справедлива гипотеза горячей поверхности; 3) температура поверхности в центре диска $T = 700^\circ \text{ K}$ «после освобождения от эффекта потемнения к краю и деления яркостной температуры на предполагаемую излучательную способность».

Эффект потемнения к краю, может быть, не является очень уверенным, но, во всяком случае, увеличение яркости к краю отсутствует. Наземные наблюдения распределения радиояркости по диску Венеры, проведенные на большом Пулковском радиотелескопе ($\lambda 3,02 \text{ см}$), привели к аналогичному результату ¹².

В инфракрасном эксперименте на «Маринере» ¹¹ предполагалось получить распределения яркости по диску планеты в двух длинах волны — $10,4$ и $8,4 \text{ мкм}$. Первая из них соответствует полосе поглощения CO_2 , вторая находится в области, свободной от поглощения CO_2 . Предполагалось, что при сканировании поверхности планеты в разрывы между облаками радиометр с фильтром $8,4 \text{ мкм}$ «увидит» горячую поверхность или более горячие нижние слои облаков и будет давать в соответствующих точках увеличенные отсчеты, а радиометр с фильтром $10,4 \text{ мкм}$ не будет чувствовать этих разрывов, так как они скрыты углекислым газом, находящимся над облачным слоем. На самом деле ничего подобного не произошло. Оба радиометра дали одну и ту же температуру 240° K в центре диска и 220° K вблизи края, и не было обнаружено никаких разрывов между облаками. Могут быть два различных объяснения этого результата: 1) облачный слой

весьма однороден и поглощение CO_2 в λ 8,4 мк над ним слишком мало, чтобы дать ощутимую разность температур; 2) кроме углекислого газа, в атмосфере Венеры присутствует какой-то другой газ, поглощающий излучение в широком диапазоне длин волн и маскирующий полосы CO_2 . Второе объяснение кажется более вероятным, если вспомнить результаты сравнительно старых (наблюдения 1953—1954 гг.) наземных спектроскопических исследований Венеры в области 8—13 мк, проведенных Синтоном и Стронгом¹³. К удивлению авторов, в этой области спектра полосы CO_2 , хорошо заметные в земной атмосфере, практически не были усилены в спектре Венеры, в то время как в области $\lambda < 2,5$ мк полосы CO_2 в спектре Венеры исключительно сильны. Синтон и Стронг предположили для объяснения этого факта, что в атмосфере Венеры присутствует поглощающий газ, который маскирует CO_2 в области 8—13 мк. Каплан¹⁴ считал, что подобного газа не существует и соответствующие полосы CO_2 ослаблены из-за более низкой температуры. Эти полосы являются «горячими» (т. е. образуются в результате поглощения с возбужденного уровня), и при уменьшении температуры их интенсивность действительно должна быстро падать, однако этот эффект совершенно недостаточен, чтобы объяснить их полное отсутствие. Таким образом, можно было заранее предсказать с большой долей уверенности, что оба радиометра не почувствуют разрывов в облачном слое и с этой точки зрения постановку инфракрасного эксперимента на «Маринере» нельзя назвать вполне оправданной. Кажется, что простой радиометр с сернисто-свинцовым фотоспротивлением и узкополосным интерференционным фильтром, центрированным на какую-либо длину волны (выбранную вне полос поглощения CO_2 и CO) в области 2,2—2,5 мк был бы более подходящим прибором для такой задачи. Даже на освещенной стороне планеты он смог бы обнаружить горячую поверхность сквозь разрывы облаков, ибо при температуре 700° К ее яркость была бы больше, чем яркость облаков. На неосвещенной стороне он смог бы обнаруживать не только горячую поверхность, но и нижние слои облаков с температурой $T \geq 300^\circ \text{K}$. Большое альбедо Венеры в этой области спектра¹⁵⁻¹⁸ означает, что здесь отсутствует какое-либо неизвестное поглощение.

Сильное уменьшение альбедо (см. рис. 6) начинается приблизительно с 2,5—3 мк^{16, 17, 20}, и этот факт с нашей точки зрения является не последней важности аргументом в пользу парниковой модели. И в самом деле, если атмосфера и облачный слой Венеры, начиная с 2,5—3,0 мк, сильно поглощают солнечное излучение, падающее сверху, они должны сильно поглощать и тепловое излучение планеты. Отсюда ясно, что мощный парниковый эффект в атмосфере Венеры должен обязательно существовать, хотя мы не знаем пока, какой именно агент его создает. Знаем только, что это не H_2O и, вероятно, не только CO_2 (см., например, ¹).

В последнее время были проведены наземные радионаблюдения Венеры в «переходной» области спектра, в которой яркостная температура падает с уменьшением длины волны, а именно на длинах волн 11,8 мм²¹, 13,5 мм²² и 16 мм²³. Если нанести эти точки на спектр (см. рис. 3), то создается определенное впечатление, что на длине волны около 1,25 см зависимость яркостной температуры от длины волны образует резкую ступеньку. Такая ступенька в принципе может быть объяснена каким-либо молекулярным поглощением и никак не может быть объяснена тепловым излучением ионосферы, интенсивность которого меняется с длиной волны гораздо более плавно²⁴. К сожалению, ошибки измерений пока слишком велики. Очень важно продолжать измерения в этом участке радиоспектра, чтобы выяснить, насколько крутой является ступенька.

Главный минус парниковой модели состоит в том, что мы пока еще не можем назвать поглощающее вещество, ответственное за парниковый эффект, хотя и наблюдаем вполне достоверное сильное инфракрасное поглощение. Это позволяет сторонникам различных вариантов ионосферной модели удерживать позиции. Трудности, связанные с простой однослойной ионосферной моделью, общеизвестны (см. ⁹), и мы их не будем перечислять снова. В последнее время были разработаны усложненные модели, но ни одна из них не кажется удовлетворительной. Так, например, в работах А. Д. Данилова и С. П. Яценко^{25, 26} строится сложная двухслойная «дырчатая» модель ионосферы, излучение которой согласуется приблизительно с наблюдаемой яркостной температурой на 3, 10 и 20 см, а также на миллиметровых волнах, может давать потемнение к краю и согласуется, кроме того, с радиолокацией. Однако эта сложная модель резко не согласуется с наблюдениями на 13,5 и 16 мм. Чтобы объяснить в однослойной ионосферной модели отсутствие зависимости радиолокационного коэффициента отражения от длины волны и вместе с тем хотя бы приблизительно объяснить наблюдаемый радиоспектр, приходится либо считать ионосферу не сплошной, «дырчатой», либо предполагать, что она полупрозрачна и расположена в нижней атмосфере, где частота столкновений настолько велика, что τ не зависит от λ (А. Д. Кузьмин²⁷). В обоих случаях отсутствие уярчения к краю можно объяснить, лишь только предположив, что температуры поверхности и ионосферы практически одинаковы; не исключается даже, что поверхность горячее, чем ионосфера²⁷. Если этот вывод правилен, то становится не совсем понятным, зачем вообще нужна ионосферная модель, если она заставляет вернуться к гипотезе горячей поверхности. В. И. Слыш²⁸ привел к одной системе радиолокацион-

ные расстояния до Венеры; оказалось, что они зависят от частоты: на более длинных волнах расстояния получаются несколько меньше. Это можно было бы объяснить отражением более длинных волн от ионосферы, однако соответствующая ионосфера не согласуется со спектром радиоизлучения.

Новую страницу в истории инфракрасных радиометрических наблюдений планет, которые проводятся уже более 30 лет (см., например, ⁶⁾ открыли Мэррей, Уилди и Уэстфол ^{28, 30}. Они получили прекрасные карты распределения инфракрасной яркости

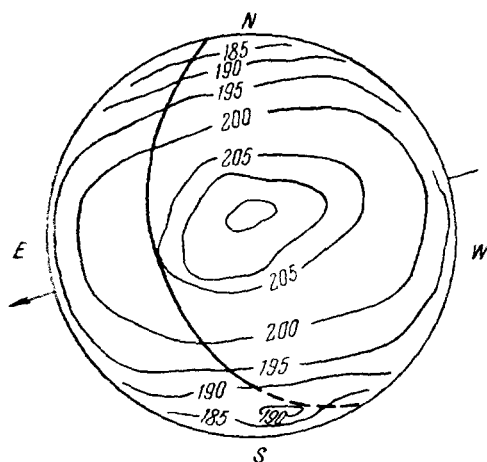


Рис. 4. Распределение радиометрической температуры по диску Венеры ³⁰.

Венеры вблизи нижнего соединения с разрешением около $1'',5$ в спектральном интервале λ 8—13 $\mu\text{м}$. Наблюдения велись с 13 по 16 декабря 1962 г. (во время пролета «Маринера» около Венеры) на 5-м рефлекторе обсерватории Маунт-Паломар с помощью инфракрасного радиометра Калифорнийского технологического института. Приемником излучения служило фотосопротивление из германия, легированного ртутью. Фотосопротивление охлаждалось жидким водородом. Одна из четырех карт, полученных при этих наблюдениях, воспроизведена на рис. 4. Уменьшение яркости к краю свидетельствует о том, что излучение формируется в среде, в которой температура падает с увеличением высоты. Изотермы вытянуты, по-видимому, вдоль экватора. Вероятно, по форме изотерм можно определить с неплохой точностью положение оси вращения планеты, но авторы этого не сделали. Вблизи Южного полюса четко выделяется горячее пятно ($\Delta T \approx +5^\circ$).

Весьма удивительно, что инфракрасный эксперимент на «Маринере» показал в то же время вблизи Южного полюса холодное пятно ³¹. Абсолютные значения температуры, полученные в работе Мэррея, Уилди и Уэстфала примерно на 20° ниже, чем было принято ранее (235—240° K в центре диска), однако эта коррекция вряд ли является правильной, ибо такие низкие температуры не согласуются с вычисленными по тепловому балансу ¹².

Отсутствие полос поглощения CO_2 в области 8—13 $\mu\text{м}$, как уже отмечалось выше, означает, что над облачным слоем, кроме CO_2 , имеется еще некоторый неизвестный поглощающий агент. Чрезвычайно малая величина альбеда в интервале 2,9—3,8 $\mu\text{м}$ ^{15, 17-20} тоже указывает на присутствие некоторого поглощающего агента. Радиометрические инфракрасные температуры, измеренные в λ 3,75 $\mu\text{м}$ ¹⁵ и в интервале 8—13 $\mu\text{м}$ ^{6, 13, 32}, одинаковы. Совокупность этих трех фактов означает, во-первых, что за поглощение в интервалах 2,9—3,8 и 8—13 $\mu\text{м}$, по-видимому, отвечает один и тот же агент и, во-вторых, что его оптическая толщина над облачным слоем больше единицы, и, следовательно, радиометрическая температура относится не к облачному слою, рассеивающему солнечный свет в видимой и ближней инфракрасной (до 2,5 $\mu\text{м}$) областях, а к некоторому более высокому уровню. Ясно, что градиент температуры между этим уровнем и облачным слоем в среднем меньше адиабатического, и в то же время эффект потемнения края показывает, что он заметно отличается от нуля, т. е. атмосфера над облачным слоем далека от изотермии.

Дж. Койпер ^{33, 34} и В. И. Мороз ¹⁶⁻²⁰ в 1962—1963 гг. посредством спектрометров с охлаждаемыми сернисто-свинцовыми фотосопротивлениями независимо получили инфракрасный спектр Венеры до 2,5 $\mu\text{м}$ с разрешением значительно более высоким, чем это было сделано раньше (достигнута разрешающая сила $\lambda/\Delta\lambda$ около 1500 до 1,7 $\mu\text{м}$, около 800 до 2,5 $\mu\text{м}$ вместо прежних значений 250 до 1,7 $\mu\text{м}$ и 80 до 2,5 $\mu\text{м}$). Дж. Койпер получил в лаборатории спектр углекислого газа в том же интервале, пользуясь кюветой длиной 80 м при давлении 5 атм. Почти все полосы, найденные в спектре Венеры, отождествляются с $\text{C}^{12}\text{O}_2^6$, $\text{C}^{12}\text{O}^{16}\text{O}^{18}$, $\text{C}^{13}\text{O}_2^6$ и даже имеется одна полоса $\text{C}^{13}\text{O}^{16}\text{O}^{18}$. Полоса λ 2,15 $\mu\text{м}$ была обнаружена в спектре Венеры и в лабораторных спектрах CO_2 уже давно ^{35, 36}, однако ее природа была непонятна. Дж. Койпер показал, что она принадлежит $\text{C}^{12}\text{O}^{16}\text{O}^{18}$ ^{33, 34}. Неотождествленные полосы, отмеченные в ранней работе ¹⁶, как было позднее установлено ¹⁸⁻²⁰, почти все оказались слабыми полосами $\text{C}^{12}\text{O}_2^6$ и $\text{C}^{13}\text{O}_2^6$. Исключение составляет абсорбция у 1,55 $\mu\text{м}$. Участок 1,53—1,57 $\mu\text{м}$ записывался много раз, и было установлено, что эта слабая абсорбция, по-видимому, реальна и распадается на три полосы с эквивалентными ширинами менее 1 Å. Новые записи выявили несколько новых неотожествленных полос, реальность которых предполагается в дальнейшем проверить дополнительными наблюдениями.

На рис. 5 представлена зависимость между наблюдаемыми W_{φ}^{18} и лабораторными W_{λ}^{33} эквивалентными ширинами CO_2 . Изотопические полосы не выходят за пределы общего разброса точек. Это обстоятельство, впервые отмеченное в работе ³³, свидетельствует о том, что отношения $\text{C}^{12}/\text{C}^{13}$ и $\text{O}^{16}/\text{O}^{18}$ на Венере и на Земле одинаковы. Непосредственный анализ эквивалентных ширин полос $\text{C}^{13}\text{O}_2^{16}$ приводил к такому же выводу относительно $\text{C}^{12}/\text{C}^{13}$ в работе ¹⁶. «Горячие» полосы CO_2 , т. е. полосы, которые образуются в результате переходов вверх с возбужденного уровня, лежат на графике рис. 5 ниже, чем обычные, имеющие ту же лабораторную интенсивность. Отсюда следует, что температура в области, где формируются полосы поглощения, во всяком

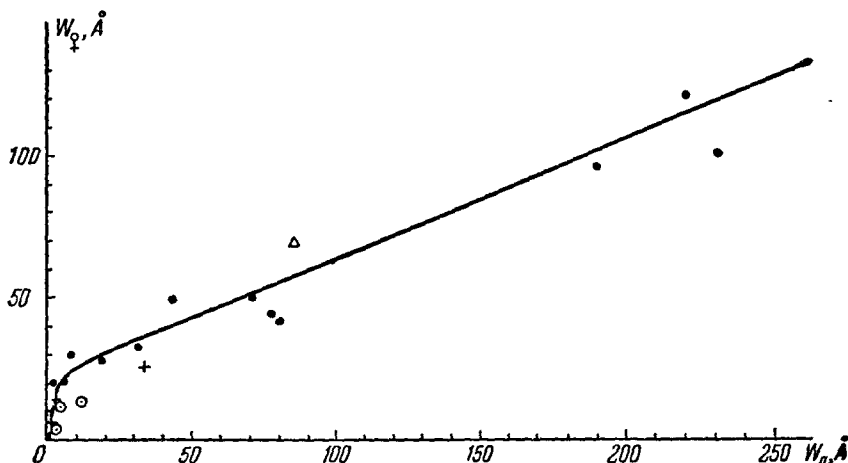


Рис. 5. Зависимость между наблюдаемыми в спектре Венеры и лабораторными эквивалентными ширинами CO_2^{18} .

● — $\text{C}^{12}\text{O}_2^{16}$, ⊙ — горячие полосы $\text{C}^{12}\text{O}_2^{16}$, + $\text{C}^{13}\text{O}_2^{16}$, Δ — $\text{C}^{12}\text{O}_2^{18}$.

случае меньше 300°K . Утверждение Койпера, что интенсивности горячих полос указывают на более высокую температуру ^{33, 34}, лишено оснований. Ошибка связана с тем, что сопоставлялись «горячие» и «холодные» полосы очень разной интенсивности, а этого делать нельзя, так как для слабых и сильных полос зависимость между W_{φ} и W_{λ} неодинакова. По трем горячим полосам, отмеченным на рис. 5, получается «колебательная» температура $T_K = 250 \pm 20^\circ \text{K}$, если их сравнивать с «холодными» полосами равной интенсивности. Таким образом, к трем ранее известным типам «венерианских» температур (инфракрасные радиометрические, инфракрасные вращательные и яркостные радиотемпературы) прибавляется температура четвертого типа, найденная из отношения интенсивностей «горячих» и «холодных» полос. К сожалению, она определена пока с недостаточно высокой точностью.

Для полос с эквивалентной шириной W_{λ} , превышающей $10 \text{ \AA}$, зависимость W_{φ} от W_{λ} является линейной. Это означает, что многократное рассеяние не играет существенной роли в формировании этих полос, т. е. иными словами, поглощение имеет место над облачным слоем, границу которого можно считать резкой. В работах ^{3, 4, 37, 38} была определена зависимость суммарной эквивалентной ширины полос $\lambda 1,575$ и $1,606 \text{ мк}$ в спектре поглощения земной атмосферы от зенитного расстояния. Эта зависимость хорошо представляется формулой Эльзассера ³⁹

$$A = \operatorname{erf} \left(\frac{\sqrt{2\pi\gamma S u}}{d} \right), \quad (1)$$

где

$$\gamma = \gamma_0 \left(\frac{p}{p_0} \right) \left(\frac{T_0}{T} \right)^{1/2}$$

— постоянная затухания, которая является функцией температуры и давления, u — количество поглощающего вещества в г/см^2 , d — среднее расстояние между вращательными линиями и A — среднее поглощение в пределах полосы. Удельная интенсивность S ($\text{г}^{-1}\text{см}^{-1}$) была определена из наблюдений теллурических полос поглощения и использовалась затем для вычисления содержания CO_2 в атмосферах Марса ^{37, 38}, Меркурия ^{3, 4}

и Венеры ^{18*}). Вычисленное количество CO_2 зависит от полного давления и температуры (как через γ , так и через вращательную температуру, от которой зависит связь эквивалентной ширины W и среднего поглощения A). От температуры зависимость относительно слабая, а от давления сильная. В случае Венеры известна из независимых наблюдений ⁴⁰ относительная объемная концентрация CO_2 ($k = 0,05$ с неопределенностью около 2), поэтому здесь u и p можно определить отдельно, если предположить, что остальная часть атмосферы состоит из азота:

$$u_{\text{CO}_2} = 110 \sqrt{k} \approx 25 \text{ г/см}^2, \quad (2)$$

$$p = \frac{6,4 \cdot 10^{-2}}{\sqrt{k}} \approx 0,3 \text{ атм.} \quad (3)$$

Принималось, что $\gamma = 0,075 \text{ см}^{-1}$ (столкновения $\text{CO}_2 \rightarrow \text{N}_2$) и $S = 0,20 \text{ г}^{-1} \text{ см}^{-1}$. Приведенная оценка давления больше, чем получал Дольфус ⁵ из поляризационных наблюдений (0,09 атм), но меньше, чем принимал Саган ⁴¹ (0,6 атм). Увеличение крутизны кривой на участке $W_d < 10 \text{ \AA}$, по-видимому, вызвано тем, что слабые полосы формируются внутри облачного слоя при многократном рассеянии, а самые слабые, может быть, и ниже облачного слоя.

По-видимому, многократное рассеяние существенно для таких полос поглощения, которые интенсивны на путях порядка 10^5 см . Длина свободного пробега кванта между двумя актами рассеяния должна быть тоже порядка 10^5 см , и объемный коэффициент рассеяния равен

$$\alpha \approx \frac{1}{l} \approx 10^{-5} \text{ см}^{-1}. \quad (4)$$

Б. Либ ⁴² с помощью поляризационной кривой и В. И. Мороз ¹⁶ по положению максимума кривой зависимости альбеда от длины волны оценили радиус рассеивающих частиц

$$r \approx 1 \text{ мк.} \quad (5)$$

Принимая эффективное сечение рассеяния σ равным геометрическому (при $r \approx \lambda$ это не очень грубо), можем оценить среднюю концентрацию частиц в облаках:

$$n = \frac{\alpha}{\sigma} \approx 3 \cdot 10^2 \text{ см}^{-3}. \quad (6)$$

Вопрос о химическом составе этих частиц остается открытым. Как уже отмечалось ¹, отсутствие полос поглощения льда 1,5 и 2,1 мк означает, что частицы не могут быть ледяными кристаллами, а низкое содержание паров H_2O над облачным слоем показывает, что они не могут быть водяными каплями. Оценка α , полученная выше, является нижним пределом, поскольку она предполагает облачный слой сплошным. При бесконечно большом коэффициенте рассеяния кривая рис. 5 может быть объяснена скважностью облачного слоя.

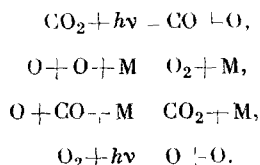
Г. В. Розенберг ⁴³ указал на некоторые новые возможности извлечения информации о свойствах облачного слоя и атмосферы Венеры из оптических наблюдений. В частности, он отметил, что на дне сильных линий поглощения CO_2 следует ожидать заметно большую поляризацию, чем в непрерывном спектре. Пробные наблюдения такого рода ¹⁸ производились и привели к отрицательному результату, однако они имели спорадический характер и должны быть повторены при разных фазовых углах.

Синтон ¹⁵ обнаружил в 1961 г. полосу поглощения CO λ 2,35 мк. Он оценил эквивалентный путь равным 79 см·атм при давлении в кювете 7,1 см (без поправки за двойное прохождение и $\sec z$). Мороз из наблюдений, проводившихся летом 1962 г. ¹⁶, нашел в области λ 2,35 мк лишь весьма неуверенные следы планетарного поглощения и оценил эквивалентный путь CO равным 5 см·атм при нормальном давлении. Койпер из своих летних наблюдений 1962 г. ^{33, 34} не обнаружил поглощения у 2,35 мк и оценил верхний предел 10 см·атм (3 см·атм с учетом двойного прохождения и наклонного хода лучей). В области 2,35 мк довольно сильное поглощение дает край теллурической полосы $\nu_3 \text{ H}_2\text{O}$ (полоса X , которая при наземных наблюдениях полностью маскирует интервал 2,55—2,80 мк). Поэтому было существенно пронаблюдать эту область зимой, когда абсолютная влажность и теллурическое поглощение H_2O малы. Такие наблюдения были проведены ¹⁷⁻²⁰, и было показано, что в спектре Венеры после деления его на солнечный остается депрессия, состоящая из двух минимумов и центрального пика около 2,35 мк, т. е. она по длине волны и конфигурации приблизительно соответствует

*) В случае Марса и Венеры для вычисления содержания CO_2 можно пользоваться формулой Эльзассера непосредственно. В случае Меркурия A и γ — малые величины и эквивалентная ширина определяется главным образом эффектом Доплера и надо пользоваться кривой роста с логарифмической частью.

полосе CO 2,35 $\mu\text{м}$. Общее количество CO в вертикальном столбе атмосферы Венеры над облачным слоем равно 1,5—2 $\text{см} \cdot \text{атм}$ (если лабораторный спектр брать при давлении 1 атм).

Интересно оценить, какое количество CO может дать диссоциация CO_2 . Соответствующие расчеты фотохимического равновесия провели Шимицу⁴⁴ и Мороз¹⁷⁻²⁰, которые рассматривали цепь реакций



Диссоциация CO_2 происходит на высоте около 70 км над облачным слоем. Оба автора пользовались одними и теми же эффективными сечениями и получили сходные результаты. В работе²⁴ предполагалось, что относительная объемная концентрация CO_2 равна $k = 0,1$ и что остальная часть атмосферы состоит из азота. Эта модель дает $1,5 \cdot 10^{19}$ молекул CO в вертикальном столбе, или 0,5 $\text{см} \cdot \text{атм}$, если не учитывать эффектов давления. Диффузия и перемешивание приведут к увеличению общего количества CO в атмосфере. Таким образом, в самом грубом приближении наблюдаемое количество CO можно объяснить фотодиссоциацией.

Такой же вопрос можно поставить и относительно O_2 , обнаруженного в атмосфере Венеры В. К. Прокофьевым и Н. П. Петровой²⁵ методом доплеровского смещения. Фотохимическое равновесие дает для содержания O_2 также цифры, близкие к 10^{19} см^{-2} . Очевидно, что диффузия и перемешивание будут влиять на содержание CO и O_2 почти одинаковым образом (концентрация на исходном уровне и молекулярные веса очень близки). Поэтому можно утверждать, что фотохимические процессы даже с учетом диффузии и перемешивания не могут дать больше чем несколько $\text{атм} \cdot \text{см}$ O_2 . Это означает, что кислород, найденный в работе⁴⁵, имеет не фотохимическое происхождение.

Г. Н. Полякова, Я. М. Фогель и Цю Ю-мэй провели лабораторное исследование свечения разреженных молекулярных газов (N_2 , O_2 , воздух, CO_2 , CO , H_2O , H_2 , NH_3 и CH_4), возбужденных смешанным пучком протонов и атомов водорода с энергией 38 кэВ ⁴⁶. Оно представляет значительный интерес с точки зрения исследований спектров излучения верхних атмосфер планет, поскольку энергия пучка примерно соответствует энергии протонов в корпускулярных потоках, а список изученных газов хорошо представляет обычные компоненты планетных атмосфер. Они сопоставили спектр свечения CO_2 , возбуждаемый такого рода пучком, с эмиссионным спектром ночной стороны Венеры, полученным Н. А. Козыревым⁴⁷, и нашли очень хорошее согласие с ним. Козырев сам отождествлял этот спектр с полосами излучения N_2^+ . Новое отождествление кажется более обоснованным.

И. Н. Глушневa исследовала зависимость альбедо Венеры от длины волны в ближней ультрафиолетовой области спектра (до 3200 $\text{\AA}$)⁵⁶. Сравнение с более ранними наблюдениями других авторов показывает, что альбедо Венеры в синей и ближней ультрафиолетовой частях спектра является, по-видимому, переменной величиной.

Сейчас главная задача спектроскопических исследований Венеры — найти поглощающий материал, ответственный за парниковый эффект. Высказывались предположения, что какие-либо углеводородные молекулы могут быть этим поглощающим агентом, однако спектроскопические верхние пределы для простейших углеводородов¹⁶ заставляют сильно сомневаться в этой возможности.

3. МАРС

Наиболее впечатляющим достижением является открытие Спинрадом, Мюнхом и Капланом полос водяного пара на Марсе⁴⁸. Наблюдения проводились методом доплеровского смещения. Точно содержание H_2O в атмосфере Марса не указывается, но оно, по-видимому, близко к 10^{-3} г/см^2 . Этот материал не оставляет места для каких-либо сомнений, чего нельзя сказать об измерениях Дольфюса⁵⁰, которые проводились гораздо менее надежным фильтровым методом и дали непомерно большую цифру для содержания H_2O в атмосфере Марса ($\approx 10^{-2} \text{ г/см}^2$). Во время первых полетов нового американского телескопа на воздушном шаре «Стратоскоп II»¹⁰ производилась регистрация инфракрасного спектра Марса в области 2—7 $\mu\text{м}$, однако эти измерения дали только верхний предел содержания H_2O ($5 \cdot 10^{-3} \text{ г/см}^2$).

Некоторые новые данные были получены в результате наземных наблюдений инфракрасного спектра Марса^{37, 38}, проведенных вблизи противостояния 1963 г. В области 1,1—2,5 $\mu\text{м}$ с помощью дифракционного спектрометра был получен спектр

всего диска с разрешающей силой около 400 и с помощью призменного спектрометра (призма LiF) — спектр полярной шапки с разрешающей силой около 10. Приемником измерения при этих наблюдениях служило фотосопротивление PbS, охлаждаемое твердой углекислотой. Посредством призменного спектрометра с фотосопротивлением PbS, охлаждаемым жидким азотом, был записан спектр всего диска в интервале 2,9—4,1 мк с разрешающей силой около 40.

В области 1,1—2,5 мк были зарегистрированы 12 планетарных полос поглощения CO₂, семь из которых в спектре Марса ранее не наблюдались. Одна из новых полос является изотопической (λ 2,10 мк). Полосы CO₂ λ 1,6 мк менее интенсивны, чем это

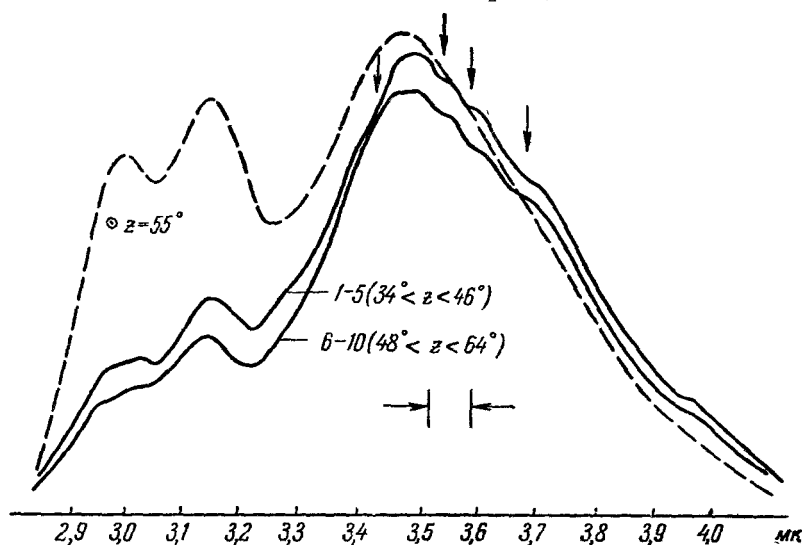


Рис. 6. Спектр Марса в области 2,8 — 4,1 мк, два осреднения из группы по пять записей (9.III 1963), $z \approx 40^\circ$ и 56° , $\Delta\lambda = 900 \text{ \AA}$ у 3,5 мк; пунктиром дан спектр Солнца ³⁸.

считалось ранее, однако по этим полосам можно определить только произведение содержания CO₂ на полное давление: $u p = 175 \text{ г} \cdot \text{см}^{-2} \cdot \text{мб}$. Относительная концентрация CO₂ составляет $k = \frac{40}{p^2} \text{ г} \cdot \text{см}^{-2}$, где p тоже в мб (Гранжан и Гуди ⁵¹ нашли ранее из наблюдений Койпера ³⁵ $k = \frac{160}{p^2}$). Спиррад, Мюнх и Каплан ⁴⁹ обнаружили очень слабую полосу

поглощения CO₂ λ 8600 $\text{\AA}$. По нашим самым предварительным оценкам для ее наблюдения необходимо иметь на луче зрения не менее $20 \text{ г} \cdot \text{см}^{-2}$ CO₂. Эта величина практически не зависит от давления, поскольку полоса является весьма слабой, и, таким образом, оказывается возможным получить новую оценку полного давления у поверхности планеты. Предполагая в зените $u = 7 \text{ г} \cdot \text{см}^{-2}$, находим $p = 20 \text{ мб}$ и $k = 0,08$. Несомненно, что общепринятые оценки давления у поверхности Марса должны быть понижены в несколько раз.

В области 2,9—4,1 мк (рис. 6) найдено четыре неотжествленные полосы поглощения: 3,43; 3,53; 3,59; 3,69 мк. Они приблизительно соответствуют по положению «полосам жизни» Синтона (3,45; 3,58 и 3,69 мк) ^{52, 53}. Связь этих полос с органическими молекулами в свете последних лабораторных исследований Ри, Бельского и Сальвина ⁵⁴ вызывает большие сомнения. Помимо полос поглощения CO₂ и неотжествленных полос 3,43—3,69 мк каких-либо уверенных абсорбционных деталей обнаружено не было. Были получены верхние пределы содержания в атмосфере ряда соединений по отсутствию полос поглощения:

$$\text{CO} < 5, \text{ NO}_2 < 0,1, \text{ N}_2\text{O} < 5, \text{ NH}_3 < 1,$$

$$\text{CH}_4 < 0,3, \text{ C}_2\text{H}_2 < 0,1, \text{ C}_2\text{H}_6 < 0,05 \text{ см} \cdot \text{атм.}$$

При наблюдениях полярной шапки входная щель имела размеры $0,15 \times 0,3 \text{ мм}^2$ и устанавливалась касательно к краю. Попеременно записывались спектры полярной области и центра диска. Отдельные записи полярной области иногда сильно отличались друг от друга. Тем не менее в среднем оказывается, что минимум у 1,4 мк

смещен в длинноволновую сторону, а интенсивность в области 1,6—1,7 μ меньше, чем в спектре центра. Такой эффект должна давать замерзшая вода. По-видимому, полярные шапки состоят из иней, снега или ледяных облаков, в согласии с ранними наблюдениями Койпера³⁵ и Дольфуса⁵.

Получена в первом приближении зависимость геометрического альbedo от длины волны в области 0,4—4 μ . Эта зависимость удовлетворительно согласуется со спектрами отражения лимонитов: характерное уменьшение альbedo с увеличением длины волны в области $\lambda > 2,5 \mu$ свидетельствует о присутствии кристаллизационной воды, а уменьшение альbedo с уменьшением длины волны в области $\lambda < 0,8 \mu$ типично для красноватых окислов железа. Из этих же наблюдений найдено интегральное (тепловое) альbedo Марса $A_{\text{инт}} \approx 0,22$.

Кисс, Карпер и Кисс⁵⁵, единственные, по-видимому, сторонники своей «химической» гипотезы сезонных изменений на Марсе⁵⁶, объясняющей все то, что на Марсе наблюдается, химическими и физическими свойствами окислов азота, нашли в спектре Марса уверенные следы NO_2 , однако количество NO_2 , по-видимому, недостаточно для того, чтобы рассматривать эту гипотезу серьезно.

Шиллинг^{57, 58} провел вычисления «предельных» моделей атмосферы Марса, интересные с точки зрения проблемы посадки на Марс космических кораблей. Шимицу⁵⁹ рассчитал фотохимическое равновесие CO_2 в атмосфере Марса так же, как это было сделано ранее Чемберленом⁶⁰ при нескольких других предположениях.

В 1963 г. в СССР была проведена радиолокация Марса на частоте 700 Мгц. Было найдено, что коэффициент отражения на этой частоте составляет около 7%⁶¹.

В. И. Мороз

ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. К. Саган и У. Келлог (см. стр. 259 в этом же номере).
2. Н. А. Козырев, Пленум комиссии по планетам АН СССР, Москва, 1963.
3. В. И. Мороз, Астрон. цирк. № 270, 22 ноября 1963.
4. В. И. Мороз, Астрон. ж. 41, № 6 (1964) (в печати).
5. A. Dollfus, в сб. Planets and Satellites (ed. by G. P. Kuiper and B. M. Middlehurst), Univ. Chicago Press, 1961.
6. E. Pettit, там же.
7. В. А. Котельников, Г. Я. Куськов и др., ДАН СССР 147, № 6 (1962).
8. Planets and Satellites, ed. by G. P. Kuiper and B. M. Middlehurst, Univ. Chicago Press, 1961.
9. У. Келлог и К. Саган, Атмосферы Марса и Венеры, М., изд. АН СССР, 1963.
10. United Space Science Program, Report to COSPAR, Warsaw, June 1963, стр. 73.
11. L. D. Kaplan, Trans. Geophys. Union 44 (3), 721, 1963.
12. Д. В. Корольков, Ю. П. Парийский, Г. М. Тимофеева, С. Э. Хайкин, ДАН СССР 149, 65 (1963).
13. W. M. Sinton, J. Strong, Astrophys. J. 131, 470 (1960).
14. L. D. Kaplan, Planet. and Space Sci. 8, 23 (1961).
15. W. M. Sinton, La physique des planètes, Univ. Liège, 1963, стр. 300.
16. В. И. Мороз, Астрон. ж. 40, 144 (1963).
17. В. И. Мороз, Астрон. цирк. № 262, 5.X 1963 г., стр. 6.
18. В. И. Мороз, Астрон. ж. 41, № 4 (1964) (в печати).
19. В. И. Мороз, Симпозиум по инфракрасной астрономии, Льеж, 1963.
20. В. И. Мороз, Конгресс КОСПАР, Варшава, 1963.
21. D. H. Staelin, A. H. Barrett and B. R. Kusse, Astron. J. 68 (5), 294 (1963).
22. J. E. Gibson and H. N. Corbett, Sky and Telescope 25, No. 3 (1963).
23. А. Д. Кузьмин и др., Конференция по радиоастрономии, Горький, 1963.
24. А. Е. Соломонович, Конференция по радиоастрономии, Горький, 1963.
25. А. Д. Данилов и С. П. Яценко, Геомагнетизм и аэрономия 3, 585 (1963).
26. А. Д. Данилов и С. П. Яценко, Геомагнетизм и аэрономия 3, 593 (1963).
27. А. Д. Кузьмин, Конгресс КОСПАР, Варшава, 1963.
28. В. И. Слыш, Природа, № 9, 68 (1963).
29. B. C. Murray, R. L. Wilder and J. A. Westphal, J. Geophys. Res. 68, 4813 (1963).
30. Sky and Telescope 25, 320 (1963).
31. Пресс-конференция НАСА 26.II 1963 г. в Вашингтоне.
32. W. M. Sinton, в сб. Planets and Satellites (ed. by G. P. Kuiper and B. M. Middlehurst), Univ. Chicago Press, 1961.
33. G. P. Kuiper, Comm. of Lunar and Planetary Lab. 14, 83 (1963).

34. G. P. Kuiper, *La physique des planètes*, Univ. Lieje, 1963, стр. 269.
35. Дж. Койпер, в сб. «Атмосферы Земли и планет», под ред. Дж. Койпера, М., ИЛ, 1951, стр. 341.
36. Г. Герцберг, там же, стр. 387.
37. В. И. Мороз, *Астрон. цирк.*, № 262, 5.X 1963, стр. 4.
38. В. И. Мороз, *Астрон. ж.* **51**, 252 (1964).
39. Elzasser, *Harvard Meteor. Studies*, No. 6, 1 (1942).
40. H. Spinrad, *PASP* **74**, 156 (1962).
41. C. Sagan, *Icarus* **1**, 151 (1962).
42. B. Lyot, *Compt. rend.* **177**, 1015 (1923).
43. Г. В. Розенберг, *ДАН СССР* **148**, 300 (1963).
44. Mikie Shimizu, *Planet. and Space Sci.* **11**, 269 (1963).
45. В. К. Прокофьев и Н. П. Петрова, *Изв. КрАО* **29**, 3 (1963).
46. Г. Н. Полякова, Я. М. Фогель и Цю Ю-мэй, *Астрон. ж.* **40**, 351 (1963).
47. Н. А. Козырев, *Изв. КрАО* **12**, 169 (1954).
48. Н. Н. Глушнев, *Пленум комиссии по планетам АН СССР*, Москва, 1963.
49. H. Spinrad, G. Münch and, L. D. Kaplan, *Astrophys. J.* **138**, 1319 (1963).
50. A. Dollfus, *Compt. rend.* **256**, 3009 (1963).
51. J. Grandjean and R. M. Goody, *Astrophys. J.* **121**, 548 (1955).
52. W. M. Sinton, *Lowell Obs. Bull.*, No. 103, Sept. 25 (1959).
53. W. M. Sinton, *Science* **134**, 529 (1961).
54. D. G. Rea, T. Belsky, M. Salvin, *Preprint, Space Science Laboratory*, 1963.
55. O. C. Kiess, S. Karrer and H. N. Kiess, *PASP* **76**, 50 (1963).
56. C. C. Kiess, S. Karrer and H. K. Kiess, *PASP* **65**, 348 (1960).
57. G. F. Schulling, *J. Geophys. Res.* **67**, 1170 (1962).
58. G. F. Schilling, *J. Geophys. Res.* **68**, 4875 (1963).
59. Mikie Shimizu, *Report of Ionosphere and Space Res. Japan* **16**, 425 (1963).
60. J. W. Chamberlain, *Astrophys. J.* **136**, 582 (1962).
61. В. А. Котельников, В. М. Дубровин и др., *ДАН СССР* **151**, 811 (1963).