

523.7
И26

В. В. ШАРОНОВ

СОЛНЦЕ
И ЕГО
НАБЛЮДЕНИЕ

ОГИЗ

ГОСТЕХИЗДАТ
1948

В. В. ШАРОНОВ

СОЛНЦЕ И ЕГО НАБЛЮДЕНИЕ

ОГИЗ

**ГОСУДАРСТВЕННОЕ ИЗДАТЕЛЬСТВО
ТЕХНИКО-ТЕОРЕТИЧЕСКОЙ ЛИТЕРАТУРЫ**

МОСКВА 1948 ЛЕНИНГРАД

Редактор *В. С. Бердичевская.*

Техн. редактор *Р. А. Негримовская*

Подписано к печати 1/XI 1948 г. 12,75 печ. л. +3 вклейки и 8 вкладок 12,26. уч.-изд. л. 36 250 тип. зн. в печ. л. А-10801. Тираж 15 000 экз. Цена книги 4 руб. Переплет 1 руб. Заказ № 4037.

3-я типография «Красный пролетарий» треста «Полиграфкнига» ОГИЗа при Совете Министров СССР. Москва, Краснопролетарская, 16.

ОГЛАВЛЕНИЕ

Предисловие	5
-----------------------	---

ЧАСТЬ ОПИСАТЕЛЬНАЯ

Глава I. Задачи и методы современной гелиофизики . .	7
§ 1. Способы исследования Солнца	7
§ 2. Слой солнечной атмосферы и наблюдаемые в них явления	12
§ 3. Спектральный анализ	15
§ 4. Солнечный спектр	20
§ 5. Форма, размеры и масса Солнца	26
§ 6. Вращение Солнца	29
§ 7. Периодичность солнечных явлений	36
§ 8. Проблема Земля — Солнце	40
Глава II. Фотосфера и наблюдаемые на ней явления .	45
§ 9. Температура фотосферы	45
§ 10. Распределение яркости и температуры по солнечному диску	50
§ 11. Грануляция	55
§ 12. Открытие солнечных пятен	58
§ 13. Строение солнечного пятна	62
§ 14. Группы пятен	65
§ 15. Физика солнечных пятен	69
§ 16. Магнитное поле пятен	73
§ 17. Факелы	78
Глава III. Внешние оболочки Солнца	81
§ 18. Хромосфера и обращающий слой	81
§ 19. Спектрогелиограф	86
§ 20. Кальциевые флоккулы	91
§ 21. Протуберанцы	93
§ 22. Природа волокон	103
§ 23. Хромосферные извержения	106
§ 24. Солнечная корона	109

ЧАСТЬ ИНСТРУКТИВНАЯ

Глава IV. Техника наблюдения фотосферы	114
§ 25. Ослабление солнечного света при помощи диафрагм	114
§ 26. Тёмные стекла	117
§ 27. Гелиоскопические окуляры	121
§ 28. Наблюдения на экране	123
§ 29. Фотографирование Солнца	131
Глава V. Статистика солнечной деятельности	135
§ 30. Статистические наблюдения и их задачи	135
§ 31. Статистика солнечной деятельности по методу Вольфа	136
§ 32. Измерение площади пятен	142
§ 33. Статистика факелов	149
Глава VI. Определение координат солнечных пятен	152
§ 34. Положение оси Солнца	152
§ 35. Определение широты и долготы пятен при помощи сеток	157
§ 36. Определение широты и долготы пятен по методу одной сетки и графическим путём	161
§ 37. Карты солнечной поверхности	168
§ 38. Изучение распределения пятен по широте	170
§ 39. Изучение распределения пятен по долготе	176
§ 40. Точное определение координат пятен путём расчёта	179
§ 41. Определение скорости вращения Солнца	186
§ 42. Изучение собственных движений пятен и пор	189
Глава VII. Изучение строения и развития пятен	192
§ 43. Изучение групп солнечных пятен	192
§ 44. Классификация групп солнечных пятен	194
§ 45. Изучение развития и структуры отдельных пятен	198
§ 46. Изучение эффекта Вильсона	201

ПРЕДИСЛОВИЕ

Эта книга предназначена для наблюдателей Солнца—как любителей, так и работников тех обсерваторий, где ведутся регулярные наблюдения Солнца. Этим определяется план построения книги. В ней основное внимание сосредоточено на описании таких явлений и методов наблюдений, которые доступны для астронома-любителя, участника школьного астрономического кружка, студента вуза или работника небольшой астрономической обсерватории, располагающей скромными наблюдательными средствами. Поэтому вопросы спектроскопии в книге почти не затрагиваются, зато солнечные пятна и классические методы их наблюдений описываются весьма детально. В то же время книга отнюдь не является инструкцией для работников, ведущих службу Солнца, поскольку составлением и изданием таких инструкций занимаются специальные ведомственные организации (комиссия по изучению Солнца при Академии Наук СССР и др.).

По своему содержанию книга разделяется на две части: описательную, где излагаются результаты наблюдений поверхности Солнца, и инструктивную, являющуюся руководством для самостоятельного выполнения наиболее простых гелиографических наблюдений. Читатель, неинтересующийся практикой наблюдения, но желающий получить общее представление о солнечных пятнах и связанных с ними явлениях, может ограничиться чтением лишь первой части книги.

В. В. Шаронов.

ГЛАВА I

ЗАДАЧИ И МЕТОДЫ СОВРЕМЕННОЙ ТЕЛИОФИЗИКИ

§ 1. Способы исследования Солнца

Изучение Солнца во многих отношениях составляет обособленную и специфическую отрасль астрономии, связанную с дневными наблюдениями. При исследовании большинства небесных светил основным затруднением является их недостаточная яркость, в то время как при изучении Солнца помехой чаще всего оказывается избыток света. Солнечный свет настолько ярок, что человек не может смотреть на Солнце незащищённым глазом; требуются специальные приспособления для ослабления чрезмерной яркости. Поэтому Солнце является своеобразным объектом наблюдения, требующим применения специальных инструментов и методов.

Прежде всего встаёт важная проблема изучения и измерения полного потока лучистой энергии, непрерывно поступающей от Солнца на Землю. Этим занимается особая отрасль измерительной техники, называемая *актинометрией* (термин происходит от греческих слов «актис» — луч и «метрон» — мера). В ней применяются особые приборы, называемые *актинометрами* или *пиргелиометрами*.

Эти приборы основаны на использовании теплового действия солнечных лучей. О количестве солнечной энергии, падающей на квадратный сантиметр Земли, можно судить, например, по повышению температуры воды в сосуде, на который падают солнечные лучи. Необходимы специ-

альные меры предосторожности, чтобы полученное тепло не осталось неучтённым, рассеявшись в воздухе.

Актинометрия занимает промежуточное положение между астрофизикой и геофизикой. С одной стороны, непосредственным объектом исследования здесь является радиация Солнца. С другой стороны, на пути к земной поверхности эта радиация проходит сквозь земную атмосферу, которая в той или иной степени рассеивает и поглощает проходящие через неё лучи. Прозрачность воздуха меняется изо дня в день. Это определяет геофизический, метеорологический элемент в актинометрии.

Актинометрия в основном обходится без телескопа, этого основного орудия астрономического исследования. Все прочие формы наблюдений Солнца связаны с употреблением телескопической оптики.

Простейший способ телескопического наблюдения Солнца состоит в том, что, наведя телескоп на солнечный диск, рассматривают последний при достаточно сильном увеличении, изучая различные мелкие детали и образования на диске. При этом необходимо, чтобы телескоп был снабжён защитным приспособлением, предохраняющим глаз от губительного действия чрезмерно яркого света. В простейшем случае это может быть достаточно тёмное стекло, пропускающее лишь очень небольшую долю лучей, а в более крупных и усовершенствованных инструментах применяются специальные гелиоскопические окуляры, в которых свет ослабляется при помощи особых оптических приспособлений.

Часто необходимо измерять размеры деталей, видимых при помощи телескопа на солнечной поверхности, или же определять точное положение детали на солнечном диске. Для этого телескоп должен быть снабжён измерительными приспособлениями.

Непосредственное наблюдение Солнца в телескоп глазом называется *визуальным* наблюдением. При всех своих достоинствах, оно во многих случаях уступает наблюдению *фотографическому*. Визуальное изучение и последовательное измерение множества деталей, нередко усеивающих солнечный диск, отнимает много времени и может растянуться даже на несколько часов. За это время на бурной и быстро меняющейся поверхности Солнца нередко совершаются заметные изменения. Между тем фотографический

снимок Солнца со всеми деталями на его поверхности можно получить за малую долю секунды. Таким образом, по сравнению с визуальным наблюдением фотография имеет два ценных преимущества: быстрота и связанная с нею одновременность регистрации всей картины Солнца.

Далее, всякий фотографический снимок представляет собою документ, который можно сохранить неопределённо долгое время. В случае сомнений или новых соображений всегда можно снова обратиться к ранее полученным снимкам и повторить их измерение или же провести их исследование под новым углом зрения. Наконец, фотография позволяет получать снимки Солнца и в лучах, невидимых для глаза, например, в инфракрасных или ультрафиолетовых.

Прибор, специально предназначенный для фотографирования Солнца, называется *гелиографом* *).

Это — телескоп, у которого в нижней части вместо окуляра приделана кассета, заключающая в себе фотографическую пластинку. Необходимой частью гелиографа является автоматический затвор, позволяющий получать снимок при очень короткой выдержке.

На многих обсерваториях, имеющих в своём распоряжении гелиограф, Солнце фотографируется каждый ясный день, причём полученные снимки тщательно сохраняются. Таким путём собирается ценнейший материал о состоянии поверхности Солнца за многие годы.

При фотографировании деталей солнечной поверхности желательно иметь достаточно большое изображение Солнца. Для этого нужно, чтобы фокусное расстояние объектива (т. е. расстояние от него до изображения Солнца) было велико. Отсюда следует, что для получения изображения Солнца в крупном масштабе надо делать телескопы очень большой длины. При этом возникает трудность установки такого инструмента. Трубы небольших телескопов делаются свободно вращающимися вокруг двух осей, что позволяет наводить трубу на любую точку небесного свода.

*) Этот астрономический инструмент не следует смешивать с одноимённым прибором, употребляемым на метеорологических станциях. Там под названием «гелиограф» понимается аппарат, позволяющий автоматически регистрировать число часов за день, в течение которых Солнце не было закрыто облаками.

Длинную трубу сделать подвижной очень трудно. Поэтому для таких инструментов применяется устройство другого рода.

Труба телескопа вместе с объективом, окуляром и касетной частью делается неподвижной и устанавливается либо горизонтально, либо вертикально. К ней добавляется особое устройство, называемое целостатом. Целостат представляет собою зеркало (или сочетание нескольких зеркал), укреплённое на вращающейся подставке так, что с его помощью при любом положении Солнца на небесном своде солнечные лучи могут быть направлены в объектив телескопа. Таким образом, вместо того, чтобы двигать громадную трубу, поворачивают вслед за Солнцем только зеркало сравнительно небольших размеров. Это осуществляется автоматически, при помощи часового механизма. Если направить зеркало так, чтобы в поле зрения телескопа оказалось изображение Солнца и пустить в ход часовой механизм, то солнечные лучи всё время будут направляться зеркалами целостата в объектив телескопа и изображение будет стоять в поле зрения телескопа неподвижно.

Большую роль в исследовании Солнца играют наблюдения полных солнечных затмений.

Несмотря на краткость полной фазы затмения учёные каждый раз выезжают в ту узкую полосу Земли, где затмение бывает полным. Такие экспедиции требуют затраты больших средств и огромных усилий, так как на место наблюдения приходится привозить крупные астрономические инструменты и устраивать временные обсерватории. Нередко все эти приготовления оказываются напрасными. Стоит маленькому облачку закрыть Солнце в момент затмения, и никаких наблюдений выполнить, конечно, не удаётся. Но зато те результаты, которые удаётся получить в случае хорошей погоды, очень важны для гелиофизики.

Дело в том, что слои разрежённой материи, обволакивающие со всех сторон солнечный шар, светятся таким слабым светом, что подле слепящего солнечного диска их наблюдать невозможно. Особенно большой помехой тут является яркое дневное небо, на фоне которого совсем неразличимо слабое свечение, окружающее Солнце — «солнечная корона». Поэтому бесполезно было бы закрывать солнечный диск каким-нибудь щитком или заслонкой, расположенными подле наблюдателя: небо при этом остаётся

попрежнему более ярким, чем свет, идущий к нам из окрестностей Солнца. Необходимо, чтобы экран, заслоняющий солнечный диск, помещался за пределами земной атмосферы. Тогда толща воздуха, сквозь которую мы смотрим на небесное светило, тоже оказывается защищённой от солнечных лучей, небо делается тёмным, и его свет не мешает нам видеть слабо светящиеся оболочки, окружающие солнечный шар. Для наблюдения этих оболочек и посылаются астрономические экспедиции в район полосы солнечного затмения.

Результаты своих наблюдений астрономы подвергают дальнейшему изучению и стараются по ним выяснить, в чём состоит наблюдаемое явление и какова его причина. Этим занимается теоретическая астрофизика — сравнительно молодая отрасль астрономии, развивающаяся за последнее время особенно быстро и плодотворно. Её отдельные разделы решают многочисленные и разнообразные задачи. Теория спектральных линий позволяет по наблюдениям солнечного спектра определять плотность, температуру и степень ионизации газов в различных слоях атмосферы Солнца, а также судить о химическом составе этих слоёв. Теоретическая гелиофизика выясняет происхождение и условия возникновения различных явлений, наблюдаемых нами на солнечной поверхности. Она даёт нам возможность судить о состоянии внутренних частей солнечного шара, недоступных для прямого наблюдения. Наконец, дальнейшее развитие теории должно объяснить нам, как образовалось Солнце, как оно эволюционировало, как будет развиваться в будущем и откуда берётся та солнечная энергия, которая так щедро разливается в окружающее пространство. Правда, дать ответ на такие глубокие вопросы нелегко, и потому в наше время теория нередко вынуждена ограничиваться гипотезами и предположениями. Можно даже сказать, что в области гелиофизики теория отстаёт от наблюдений: очень многие важные и давно известные факты остаются не объяснёнными. Но теоретическая гелиофизика быстро развивается и, вероятно, недалеко то время, когда основные вопросы, выдвигаемые наукой о Солнце, будут разрешены, и мы получим стройную теорию, описывающую строение Солнца и объясняющую наблюдаемые на нём явления.

§ 2. Слои солнечной атмосферы и наблюдаемые в них явления

Поверхность, которая ограничивает для нас солнечный диск на небесном своде, называется *фотосферой*. Этот термин составлен из двух греческих слов: «фотос» — свет и «сфера» — шар. Фотосфера — это та оболочка Солнца, которая изливает свет в окружающее пространство. Она непрозрачна, и мы не можем видеть, что находится под ней. Поэтому недра солнечного шара, расположенные под фотосферой, недоступны наблюдению и судить об их природе можно только на основании теоретических предположений.

Когда указывают диаметр, площадь поверхности или объём Солнца, то эти величины относят именно к фотосфере, т. е. к непосредственно видимой поверхности, которая кажется резко ограниченной. Однако в действительности никакой границы солнечного шара не существует. Над фотосферой лежат другие, менее плотные слои солнечной материи.

Во время полного солнечного затмения чёрный диск Луны, постепенно надвигаясь, закрывает от нас сверкающую поверхность фотосферы, и наступает такой момент, когда последний узенький краешек фотосферы скрывается. В этот момент удаётся отчётливо различить тонкий розовый ободок, который окаймляет фотосферу.

Этот ободок представляет собой атмосферу Солнца, точнее — слои разрежённых газов, лежащие поверх фотосферы. Эту оболочку газов принято делить на два слоя. Нижний из них называется *обращающим слоем*. Именно на нём впервые наблюдалось замечательное явление *обращения* линий солнечного спектра, которое будет описано в § 4.

Вторая, верхняя часть газовой оболочки называется *хромосферой*. По-гречески слово «хромос» означает цвет, окраску.

Деление солнечной атмосферы на обращающий слой и хромосферу до некоторой степени условно. Резкой границы между ними нет, и в действительности происходит постепенное изменение плотности и других свойств от поверхности фотосферы до верхней границы хромосферы. Обычно принимают, что верхняя граница обращающего слоя лежит на высоте около 500 км над фотосферой. От

этого уровня начинается хромосфера, простирающаяся до высоты в 12 000—14 000 км.

Выше этого уровня начинается область *солнечной короны* — самой внешней оболочки Солнца.

Корона имеет крайне неправильную форму. Её причудливые очертания слагаются из ряда отдельных лучей, хвостов и отростков. Самые длинные из них простираются на расстояние, превосходящее два диаметра Солнца, постепенно ослабевая и теряясь на фоне потемневшего при затмении неба. Таким образом, для короны нельзя указать никакой верхней границы. Плотность её постепенно убывает, она незаметно исчезает в мировом пространстве, окружающем Солнце.

Газы, образующие солнечную атмосферу, находятся в состоянии быстрого движения. В них протекают бурные процессы, наблюдаемые в виде различных явлений и образований.

Для поверхности фотосферы наиболее замечательными давно известными деталями являются тёмные *солнечные пятна*. Они возникают то группами, то в одиночку, быстро изменяясь и исчезая часто вскоре после своего появления. Открытые в эпоху первых телескопических наблюдений, т. е. в начале XVII века, пятна изучаются уже более трёх столетий. Но несмотря на это мы очень мало знаем о причинах их появления.

На поверхности фотосферы наблюдаются также светлые образования, такие же непостоянные, как и пятна. Их называют *факелами*. В отличие от тёмных пятен, они светлее окружающего фона фотосферы и видны лишь около края солнечного диска.

Наконец, сама фотосфера не представляет собой сплошной и однородной поверхности, но кажется нам как бы составленной из множества мелких комочков, называемых *гранулами*.

Перечисленными выше деталями исчерпывается список объектов, видимых на солнечном диске при простом наблюдении в телескоп. Применение спектральных методов наблюдения, а особенно изобретение спектрогелиографа, позволило значительно расширить круг образований солнечной атмосферы, изучаемых в гелиофизике. На снимках, полученных с этим прибором, обнаруживаются совсем новые объекты, невидимые при простом телескопическом

наблюдении. С помощью спектрогелиографа мы можем наблюдать картину отдельных слоёв обрабатывающего слоя и хромосферы в лучах, испускаемых атомами какого-нибудь одного химического элемента.

На средних уровнях хромосферы видны особые светлые образования, называемые *флоккулами*. Впрочем, при не-

Таблица 1

Высота над видимой поверхностью Солнца (км)	Название слоя	Характер слоя	Основные детали
Ниже фотосферы	Внутренняя часть Солнца	Раскалённый газ. Прямому наблюдению не доступен, изучается теоретически	
0	Фотосфера	Непрозрачный слой раскалённого газа, испускающий сильную радиацию с непрерывным спектром. Образует видимую поверхность солнечного шара	Гранулы, пятна, факелы.
0 — 500	Обрабатывающий слой	Разреженный горячий газ, дающий во время полных солнечных затмений «спектр вспышки»	
500 — 14 000	Хромосфера	Ещё более разреженный газ, наблюдаемый при затмении в виде розового ободка	Флоккулы, волокна, протуберанцы.
14 000 — 2 000 000	Корона	Разреженная материя, окружающая солнечный шар. Во время полного затмения Солнца видна в виде прозрачного серебристого сияния, выступающего из-за чёрного диска Луны	Лучи, струи, купола, шлемы.

которых условиях наблюдения эти же флоккулы выступают в виде тёмных участков на светлом фоне.

Изображения Солнца, соответствующие верхним слоям хромосферы, показывают новые детали, из которых наиболее характерны длинные и кривые тёмные гряды, называемые *волоками*. Весьма вероятно, что волокна — это не что иное, как *протуберанцы*, видимые в проекции на солнечном диске.

Протуберанцы — это выступы причудливых очертаний, поднимающиеся над уровнем хромосферы и вдающиеся в область солнечной короны. Достигая колоссальных размеров, они в тоже время составляют наиболее подвижное образование на Солнце, вырастая, изменяясь и пропадая нередко с совершенно изумительной быстротой.

Последняя зона Солнца — корона — также богата изменчивыми деталями, имеющими вид струй, лучей, куполов.

Резюмируя изложенное выше, мы можем представить схему строения доступных нашему наблюдению слоёв солнечного шара в виде таблицы (см. стр. 44).

§ 3. Спектральный анализ

Важнейшим методом гелиофизических исследований является спектральный анализ.

Прибор, позволяющий наблюдать спектр Солнца или другого источника света, называется *спектроскопом*. Если такой прибор снабжён приспособлением для точного измерения положений линий в спектре, то он называется *спектрометром*. А если он служит для фотографирования спектра, то его называют *спектрографом*.

Напомним читателю устройство простейшего спектроскопа. На переднем конце этого прибора помещается щель S , расположенная в главном фокусе объектива O_1 (рис. 1). Пучок лучей направляется на щель; пройдя щель и объектив O_1 , свет выходит в виде пучка параллельных лучей. Щель вместе с объективом O_1 и трубкой T_1 составляет часть спектроскопа, называемую *коллиматором*.

На пути пучка параллельных лучей, выходящих из коллиматора, помещается трёхгранная стеклянная призма P . В ней лучи преломляются, и вследствие этого отклоняются в сторону основания призмы. Для лучей разного цвета угол отклонения оказывается различным. Сильнее

всего отклоняются невидимые для глаза ультрафиолетовые лучи, менее сильно — фиолетовые, ещё меньше отклоняются лучи синие, голубые, зелёные, жёлтые, оранжевые, красные и, наконец, инфракрасные. Вследствие различия в преломлении, называемого *дисперсией*, белый луч света после прохождения через призму даёт на экране разноцветную полосу — спектр.

Для рассматривания спектра служит зрительная труба, состоящая из объектива O_2 , окуляра V и скрепляющей их трубки T_2 . Если прибор представляет собою спектрограф, то в нём на месте окуляра помещается кассета с фотографической пластинкой, на которой снимается спектр.

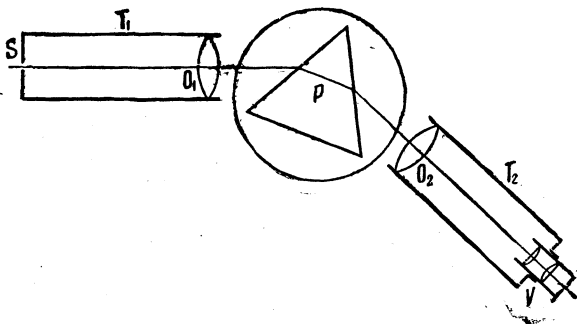


Рис. 1. Схема спектроскопа.

Пусть перед щелью спектроскопа установлена спиртовая или газовая горелка, в пламя которой введено немного обыкновенной поваренной соли или соды. Такое пламя окрашивается парами металла натрия в яркий жёлтый цвет. Если при таких условиях посмотреть в окуляр зрительной трубы, то будет видна резкая жёлтая линия. Эта линия — изображение щели S , освещённой натриевым пламенем, которое испускает только жёлтые лучи и никаких других. Такой луч называется *монохроматическим* (монос — один, хромос — цвет, монохроматический — одноцветный). Жёлтая линия натрия, о которой мы ещё не раз будем говорить дальше, обозначается в спектроскопии буквой D .

Если же направить в щель спектроскопа световой пучок, составленный из лучей нескольких цветов, то в поле зрения спектроскопа появится несколько разноцветных линий,

представляющих собою ряд изображений щели, образованных каждое лучами одного цвета и отодвинутых одно от другого вследствие дисперсии. Например, если направить спектроскоп на ртутную лампу, то будет видно несколько линий: четыре красных, одну яркую жёлтую, одну зелёную и две фиолетовых. Если же наблюдать тот яркий голубой свет, который даёт электросварочный аппарат, то в поле зрения появится множество линий разных цветов.

Спектр описанного типа называется *эмиссионным* или *линейчатым*. Его даёт свет, испускаемый достаточно разрежёнными парами и газами. Каждая линия в спектре какого-нибудь газа появляется всегда на одном и том

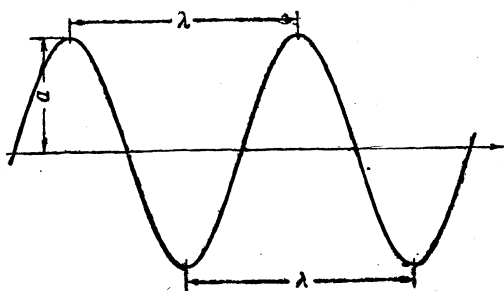


Рис. 2.

же вполне определённом месте и указывает на наличие в светящемся газе того или иного химического элемента. На этом основано спектроскопическое определение химического состава как различных земных материалов, так и отдалённых небесных тел — Солнца, звёзд, туманностей.

Свет представляет собой электромагнитные колебания. Поэтому его можно охарактеризовать двумя величинами: длиной волны и размахом или амплитудой колебания. Схематически это представлено на рис. 2. Длиной волны называется расстояние между гребнями или вершинами двух соседних волн, амплитудой — расстояние от вершины до средней линии. От амплитуды зависит интенсивность луча, его яркость. Длина волны, которую принято обозначать греческой буквой λ , определяет то качество колебания, которое наш глаз воспринимает как цвет, о яркости.



Длина тех волн, которые наш глаз воспринимает в качестве света, очень мала и составляет меньше тысячной доли миллиметра. Для измерения длины световых волн применяют особую единицу, которую называют *ангстрем*. Она обозначается через \AA и составляет $\frac{1}{100\,000\,000} \text{ см} = 10^{-8} \text{ см}$ или 10^{-10} м . Если измерить длины волн для разных цветов спектра в ангстремах, то получатся следующие значения:

Название лучей	Длина волны в ангстремах
Инфракрасные	>7800
Красные	6200 — 7800
Оранжевые	5950 — 6200
Жёлтые	5650 — 5950
Зелёные	4900 — 5650
Синие	4400 — 4900
Фиолетовые	3900 — 4400
Ультрафиолетовые	<3900

Цвет есть некоторое субъективное ощущение, возникающее в нашем органе зрения. Длина волны, напротив, представляет собою вполне объективную количественную характеристику каждого монохроматического луча. Поэтому одной из главных задач спектроскопии является точное измерение длины волны для каждой линии спектра.

Всякая линия спектра связана с определённым химическим элементом и указывает на его наличие в данном газе. Например, жёлтая линия D, о которой мы говорили выше, и длина волны которой равна 5893 \AA , испускается только атомами натрия; никакой другой элемент не может дать точно такую линию. Обратное, однако, не будет верным: один и тот же элемент, в зависимости от обстоятельств, может проявлять себя в спектре то теми, то другими линиями. Так, если из какого-нибудь металла, например, из железа, изготовить электроды и получить между ними электрическую дугу, то получится вполне определённый всегда одинаковый эмиссионный спектр, составленный из громадного количества ярких линий, характеризующихся каждая некоторым значением длины волны λ . Но если между этими же электродами пропустить электрическую искру, то в спектроскопе будут видны уже другие линии, иначе распределённые по спектру. Таким образом, оказывается, что каждый металл способен давать по меньшей мере два различных спектра: «дуговой» и «искровой».

Причина этого разнообразия спектров стала ясна после того, как была разработана теория строения атома и тесно связанная с нею теория происхождения спектральных линий. Атом представляет собою сложную систему, состоящую из ядра, несущего положительный электрический заряд, и окружающих это ядро электронов. Перемещение электронов в атоме происходит по строго определённым правилам и ведёт к появлению линий в спектре. Удаление электрона от ядра требует затраты энергии и потому сопровождается поглощением лучей и появлением в спектре одной из тех тёмных линий, которые подробно будут описаны ниже. Приближение электрона к ядру сопровождается выделением энергии, и это ведёт к появлению яркой линии спектра.

В нормальном или нейтральном атоме каждого элемента имеется вполне определённое количество электронов. Под влиянием различных воздействий на атом (например, высокой температуры) один из электронов может отделяться от атома. Такой процесс называется *ионизацией*. Атом, лишённый одного из электронов, называется *ионизованным* (или *ионом*). Он даёт спектр совсем другого типа, чем нормальный атом.

Если от атома отрываются два электрона, то атом называется дважды ионизованным, если нехватает трёх электронов — трижды ионизованным и т. д.

Обратный процесс присоединения электрона к ионизованному атому называется *рекомбинацией*.

Линии, которые наблюдаются в спектре электрической дуги, принадлежат в основном нейтральным атомам, а линии, наблюдаемые в спектре искры — ионизованным.

Мы до сих пор говорили о спектре лучей, испускаемых разреженными парами и газами. Напомним, что спектр раскалённого твёрдого или жидкого тела выглядит совершенно иначе. Он представляет собою сплошную радужную полосу и потому называется *непрерывным*. В непрерывном спектре присутствуют лучи всевозможных длин волн и потому такой спектр состоит из бесчисленного количества изображений щели, приставленных одно к другому и частично накладывающихся друг на друга. Такой спектр даёт, например, электрическая лампа накаливания, в которой светится раскалённый металлический волосок.

§ 4. Солнечный спектр

Спектр Солнца на первый взгляд представляется непрерывным, подобно спектру электрической лампочки. Однако в 1802 году Волластон заметил на фоне непрерывной радужной полосы этого спектра узкие тёмные поперечные линии, которых он смог насчитать 7 штук. Эти линии в дальнейшем были подробно изучены Фраунгофером и с тех пор носят название *фраунгоферовых линий*.

Фраунгофер установил, что линии эти представляют собою постоянную и характерную особенность солнечного спектра. Они всегда видны в строго определённых местах спектра, независимо от того, наблюдаем ли мы солнечный свет непосредственно или после его отражения от облаков, слоёв воздуха или земных предметов.

Чем лучше и сильнее спектроскоп, тем больше линий видно в солнечном спектре. Сам Фраунгофер зарегистрировал их свыше 500. В каталоге и атласе солнечного спектра, который был опубликован в 1888 году Роуландом, содержится свыше 20 000 линий. В новейших каталогах, охватывающих, кроме видимой, также ультрафиолетовую и инфракрасную области спектра, занесены десятки тысяч линий, причём для каждой линии даётся точное значение длины волны λ . Таким образом, выясняется, что весь солнечный спектр повсюду пересечён множеством линий разной ширины, начиная с наиболее тёмных и широких, сразу видимых в самый маленький карманный спектроскоп, и до едва заметных даже при исследовании с наиболее усовершенствованной аппаратурой.

Со времён Фраунгофера наиболее интенсивные линии солнечного спектра принято обозначать буквами латинского алфавита; так, линия, имеющая длину волны 5893 Å и соответствующая жёлтой линии, наблюдаемой в натриевом пламени, обозначается буквой D. Две наиболее интенсивные линии солнечного спектра обозначены буквами H и K; они расположены у фиолетового конца спектра и принадлежат ионизованному кальцию. Обозначения ряда других легко наблюдаемых линий приводятся в таблице 2. Мы рекомендуем читателю, в распоряжении которого имеется хотя бы самый маленький карманный спектроскоп, пронаблюдать и изучить эту номенклатуру линий, которой мы будем пользоваться ниже.

Таблица 2

Главные фразунгофевы линии солнечного спектра

Обозначение	Элемент	Длина волны Å	Цвет	Обозначение	Элемент	Длина волны Å	Цвет
A	Кислород ¹⁾	7621	Красный	c	Железо	4958	синий
a	Водяной пар ¹⁾	7185		F = H _β	Водород	4861	
B	Кислород ¹⁾	6870		d	Железо	4668	
C = H _α	Водород	6563		e	Железо	4384	
α	Кислород ¹⁾	6278	Оранжев.	f = H _γ	Водород	4340	фиолетовый
D ₁	Натрий ³⁾	5896	Жёлтый	G'	Железо	4326	
D ₂	Натрий	5890		G	Железо		
E	Железо, кальций ²⁾	5270	Зелёный	g	Кальций (нейтр.)	4227	
b ₁	Магний	5184		h = H _δ	Водород	4102	
b ₂	»	5173		H	Кальций (иониз.)	3969	
b ₃	Железо	5169		K	»	3934	
b ₄	Железо, магний ²⁾	5167					

¹⁾ Теллурические линии, вызванные поглощением в земной, а не в солнечной атмосфере.

²⁾ Линия, представляющая собою две линии различных элементов, случайно совпадающие одна с другой, называется *блендой*.

³⁾ Две близко стоящие линии натрия D₁ и D₂ при наблюдениях с слабым спектроскопом сливаются в одну линию D, для которой в тексте дана средняя длина волны 5893 Å.

Происхождение тёмных линий солнечного спектра было объяснено Кирхгофом во второй половине XIX столетия. Этот исследователь установил, что всякий разреженный газ поглощает лучи тех именно длин волн, которые испускает сам, находясь в состоянии свечения.

Для иллюстрации этого важнейшего закона служит следующий общеизвестный эксперимент. Спектроскоп направляют на пламя спиртовки, окрашенное солью натрия в жёлтый цвет, а за этим пламенем располагают источник света с непрерывным спектром очень высокой температуры, например, электрическую дугу, электроды которой сделаны

из угля. Пока дуга выключена, в поле зрения спектроскопа видна блестящая линия натрия D. Когда дуга включена, то в поле зрения спектроскопа появляется яркий непрерывный спектр и на его фоне — тёмная линия на том месте, где была светлая линия D. Эта тёмная линия получается потому, что пары натрия, содержащиеся в пламени спиртовки, из проходящего сквозь них потока лучей вольтовой дуги поглощают именно те лучи с длиной волны 5893 Å, которые соответствуют линии D.

Нечто подобное происходит и на Солнце. Там температура увеличивается с глубиной. Лучи, испускаемые более горячими глубокими слоями фотосферы, дающими непрерывный спектр, на пути к нам проходят менее горячие слои вышележащих газов. В этих газах происходит поглощение лучей тех длин волн, которые соответствуют линиям газов, входящих в состав солнечной атмосферы. В результате этого в спектре Солнца и появляются тёмные фраунгоферовы линии.

Блестящим подтверждением этого объяснения служит явление спектра вспышки, наблюдаемое при полном солнечном затмении. Оно состоит в следующем.

Если во время затмения направить спектроскоп на тот край солнечного диска, который последним скрывается в момент наступления полной фазы, то можно наблюдать замечательное явление: когда последний кусочек фотосферы скрывается за краем надвигающейся Луны, радужный фон непрерывного спектра мгновенно гаснет.

В этот момент в потемневшем поле зрения прибора на месте тёмных линий разом вспыхивают сотни ярких разноцветных линий. Это явление и называют «спектром вспышки». Слой газовой оболочки Солнца, в котором происходит это «обращение» спектральных линий, получил название *обращающего слоя*.

Причина этого явления состоит в том, что в момент вспышки яркий фон непрерывного спектра фотосферы исчезает, и потому фраунгоферовы линии появляются как светлые на тёмном фоне. Впрочем линии, наблюдаемые во время вспышки, не во всём соответствуют тёмным линиям обычного солнечного спектра. Например, соотношение в интенсивности у них другое. Некоторые линии, очень яркие в спектре вспышки, в обычном солнечном спектре очень слабы или даже вовсе не видны, и наоборот. Это значит, что образо-

вание тёмных линий обусловлено поглощением не столько в обрабатываемом слое, сколько в нижележащих слоях, а именно в самой фотосфере. Есть и другие явления, подтверждающие такой вывод.

Изучение линий спектра представляет собою необыкновенно плодотворный способ исследования природы Солнца, который сводится к следующему.

1. Каждая линия соответствует какому-либо химическому элементу и потому указывает нам на присутствие этого элемента в солнечной атмосфере. Поэтому сравнивая линии солнечного спектра с линиями различных химических элементов, наблюдаемых в лаборатории, мы получаем возможность изучать химический состав наружных слоёв Солнца. Результаты этой кропотливой работы приводят к выводу, что Солнце состоит из тех же элементов, что и наш земной шар. В настоящее время удалось отождествить с линиями, наблюдаемыми в лаборатории, около 60% линий солнечного спектра. Эти линии принадлежат 65 химическим элементам. Остальные 27 элементов (из общего числа 92 элементов таблицы Менделеева) пока не обнаружены. Возможно, что линии некоторых отсутствующих элементов лежат в недоступной для наблюдения далёкой ультрафиолетовой части спектра, либо что спектры этих элементов ещё недостаточно изучены в лаборатории. Некоторые элементы, может быть, содержатся в наружных слоях Солнца в таком малом количестве, что их линии слишком слабы и не поддаются наблюдению.

2. По ширине и степени почернения спектральных линий можно судить о количестве данного элемента в соответствующих слоях солнечной атмосферы. Уже беглое знакомство с солнечным спектром позволяет выделить следующие элементы, линии которых в нём наиболее интенсивны: водород, натрий, магний, алюминий, кремний, кальций, титан, хром, железо, никель, стронций.

Однако интенсивность линий определяется не только количеством атомов данного элемента, но и теми условиями, в которых эти атомы находятся. При одних условиях температуры и давления данное количество атомов даёт интенсивные линии спектра, при других условиях то же количество атомов даёт слабые линии или даже совсем не даёт линий. Кроме того, часть атомов данного элемента может быть ионизована и потому проявляет себя другими линиями

спектра. Поэтому количественный анализ состава солнечной атмосферы по интенсивностям линий, измеренным специальным прибором—микрофотометром, представляет собою весьма тонкое и трудное дело, требующее применения теории спектральных линий и теории ионизации.

Наиболее важным результатом этих исследований явилось открытие значительного преобладания водорода над всеми прочими элементами.

По последним данным химические элементы в солнечной атмосфере распределяются в пропорции, указанной в таблице 3.

Таблица 3

	По числу частиц в процентах	Масса (в m_e) в столбе над 1 см^2 фотосферы
Водород	81,76	1200
Гелий	18,17	1000
Кислород	0,03	10
Магний	0,02	10
Азот	0,01	2
Все остальные элементы . .	0,01	5,76

Общая масса всей солнечной атмосферы, лежащая над площадкой фотосферы в 1 квадратный сантиметр, составляет около 2 граммов, в то время как давление газа у поверхности фотосферы имеет ничтожное значение, равное $1/1000$ атмосферы. Из этого видно, что те слои, которые мы условно называем «атмосферой» Солнца и в которых возникают тёмные линии солнечного спектра, крайне разрежены.

3. Линии спектра не являются совершенно чёрными, но только тёмными по сравнению с соседними участками непрерывного спектра. Эта «остаточная» яркость излучается различными слоями солнечной атмосферы. Благодаря этому, изучая интенсивность свечения в отдельных частях линии поглощения (с помощью особого прибора — спектрогелиографа), получают сведения о физических условиях в разных слоях солнечной атмосферы.

4. Огромное значение для гелиофизики имеет так называемый эффект Доплера-Физо. Он состоит в следующем.

Если та масса газа, которая даёт линию в спектре (тёмную или светлую -- безразлично), движется по направлению к наблюдателю, то линия в спектре несколько смещается в сторону фиолетового конца спектра. В этом случае длина её волны вместо нормального значения λ будет иметь некоторое другое значение λ' :

$$\lambda' = \lambda - \Delta\lambda, \quad (1)$$

где $\Delta\lambda$ — величина смещения. Если же газ удаляется от наблюдателя, то линия смещается в сторону красного конца спектра и длина волны получает значение:

$$\lambda' = \lambda + \Delta\lambda. \quad (2)$$

Величина смещения выражается формулой:

$$\Delta\lambda = \lambda \frac{v}{c}, \quad (3)$$

где c — скорость света, равная 300 000 км/сек, а v — скорость движения газа, также выраженная в км/сек. Эта формула имеет огромное значение, так как, пользуясь ею, можно по измеренному значению смещения линии $\Delta\lambda$ найти скорость v . Если излучающая масса движется под углом к лучу зрения, то в формулу (3) входит не полная скорость v , а её составляющая по лучу зрения v_r . Скорость v_r называется *лучевой скоростью*.

Определение лучевых скоростей имеет важное значение для исследования движения материи в разных участках солнечной атмосферы, а также для изучения вращения Солнца.

5. Спектральные линии позволяют изучать также магнитное поле в разных участках солнечной поверхности. Дело в том, что под влиянием магнитных сил линии расщепляются; это явление называется эффектом Зеемана; подробное его описание будет дано в § 16.

6. Изучение непрерывного спектра фотосферы (т. е. того фона, на котором видны тёмные линии поглощения) позволяет судить о температуре верхних слоёв Солнца. Для этого сравнивают интенсивность излучения в разных частях спектра, например, в красной и синей. Теоретическая физика приписывает отношению этих интенсивностей определённое значение, зависящее от температуры.

Таким образом можно решать ряд задач, например, сравнивая распределение энергии в спектре солнечного пятна и фотосферы, можно определять разность их температур. Этот метод подробнее изложен в § 9.

§ 5. Форма, размеры и масса Солнца

Солнце, если смотреть на него через тёмное защитное стекло, всегда представляется нам маленьким диском.

Точные измерения показали, что этот диск является совершенно правильным кругом. Поэтому можно утверждать, что фигура Солнца представляет собою точный шар, без сколько-нибудь заметного сжатия.

Видимые размеры этого шара на протяжении года несколько меняются, так как орбита Земли — не круг, а

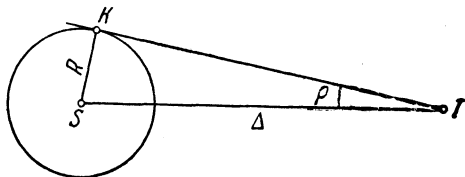


Рис. 3.

эллипс, двигаясь по которому наша планета то слегка приближается к Солнцу, то несколько удаляется от него. В январе, когда Земля проходит через ближайшую к Солнцу точку своей орбиты, называемую *перигелием*, диаметр солнечного диска бывает на 3% больше, чем в июле, когда Земля проходит через наиболее удалённую точку орбиты, называемую *афелием*.

Видимый радиус диска выражается в угловой мере. Угол, под которым мы видим с Земли радиус солнечного шара в течение года, меняется от $16' 18''$ (в январе) до $15' 46''$ (в июле). При среднем расстоянии Земли от Солнца угловой радиус солнечного диска получается равным $15' 59'',6$.

Это среднее расстояние между Солнцем и Землёй равно большей полуоси эллипса земной орбиты. Оно применяется в качестве единицы измерения межпланетных расстояний и называется *астрономической единицей*. Одна астрономическая единица равна 149 450 000 километров.

Зная расстояние от Земли до Солнца $TS = \Delta$ и угловой радиус солнечного диска ρ , из прямоугольного треуголь-

ника TSK (рис. 3) нетрудно определить и линейный радиус солнечного шара $SK = R$:

$$R = \Delta \sin \rho. \quad (4)$$

Получается:

$$R = 695\,000 \text{ км.}$$

Радиус земного шара равен приблизительно 6370 км. Отсюда следует, что по своим линейным размерам Солнце превосходит Землю в 109 раз.

Как известно, объём V шара выражается формулой:

$$V = \frac{4}{3} \pi R^3. \quad (5)$$

Для Солнца

$$V = 1,42 \cdot 10^{33} \text{ см}^3,$$

т. е. $1,42 \cdot 10^{18}$ кубических километров.

Отношение объёмов Солнца V и Земли V_3 равно отношению кубов их радиусов

$$\frac{V}{V_3} = \frac{R^3}{R_3^3} = 1\,300\,000.$$

Измеряя силу тяжести на Земле, можно определить массу земного шара. Закон всемирного тяготения позволяет также узнать массу Солнца. Решение этой задачи очень важно для астрономии, так как от массы Солнца, т. е. от его притяжения, зависят расстояния и времена обращения планет.

Эта связь устанавливается так называемым «третьим законом Кеплера» в его обобщённой форме, указанной Ньютоном. Этот закон даёт соотношение между временем T оборота планеты вокруг Солнца по эллиптической орбите, большей полуосью a эллипса этой орбиты и массами M Солнца и m планеты. Согласно этому закону величина

$$\frac{a^3}{(M + m) T^2}$$

будет одинаковой для всякой системы из двух небесных тел, связанных взаимным притяжением. Она будет иметь то же самое значение как для двух звёзд, составляющих двойную звезду, так и для системы Солнце — Земля или системы Земля — Луна.

Определение массы Солнца по отношению к массе Земли основано на применении этого закона. Обозначим массу

Солнца через M , массу Земли — через m_3 , а массу Луны — через $m_{\text{л}}$. Пусть далее, большая полуось орбиты Земли будет a_3 , а большая полуось лунной орбиты — $a_{\text{л}}$. Обозначим время обращения Земли вокруг Солнца (т. е. год) через T_3 , а время обращения Луны вокруг Земли — через $T_{\text{л}}$. Тогда можем написать соотношение

$$\frac{a_{\text{л}}^3}{(m_3 + m_{\text{л}}) T_{\text{л}}^2} = \frac{a_3^3}{(M + m_3) T_3^2}.$$

Отсюда следует:

$$\frac{M + m_3}{m_3 + m_{\text{л}}} = \frac{T_{\text{л}}^2}{T_3^2} \frac{a_3^3}{a_{\text{л}}^3}. \quad (6)$$

Но масса Земли очень мала по сравнению с массой Солнца, а масса Луны незначительна по сравнению с массой Земли. Поэтому левая часть этого равенства практически будет равна отношению M/m_3 . Подставив в правую часть равенства известные нам периоды обращений и значения больших полуосей орбит Земли и Луны, мы легко найдём нужное нам отношение масс:

$$\frac{M}{m_3} = 332\,000.$$

Масса Земли известна; она составляет $5,97 \cdot 10^{27}$ г. Отсюда нетрудно найти и абсолютное значение массы Солнца, выраженное в граммах:

$$M = 1,98 \cdot 10^{33} \text{ г.}$$

Зная массу и объём Солнца, нетрудно найти его среднюю плотность δ . Расчёт приводит к такому результату:

$$\delta = \frac{M}{V} = \frac{1,98 \cdot 10^{33}}{1,42 \cdot 10^{33}} = 1,4 \text{ г/см}^3.$$

Таким образом, средняя плотность вещества, из которого состоит Солнце, довольно низка и лишь на 40% превосходит плотность воды. Этого и следовало ожидать, поскольку Солнце состоит из раскалённой материи, находящейся в газообразном состоянии. Плотность материи на Солнце меняется в больших пределах: наружные слои, имеют ничтожную плотность, а внутренние — плотность в несколько десятков раз превосходящую среднее значение.

§ 6. Вращение Солнца

Если следить за каким-нибудь солнечным пятном из дня в день, то легко заметить, что оно непрерывно подвигается по диску в одну и ту же сторону (рис. 4). Пятно обычно появляется на восточном (левом для невооруженного глаза) крае диска. Понемногу оно отодвигается от края всё дальше и дальше и на 6—7-й день после своего появления проходит ближе всего от центра диска. После этого пятно начинает приближаться к противоположному, западному (для невооружённого глаза — правому) краю диска, и достигает его на 13—14-й день, после чего скрывается. Бывает, что по прошествии ещё двух недель то же самое пятно опять появляется у восточного края, где оно было 27 дней назад, и снова проходит по солнечному диску. Известны случаи, когда одно и то же пятно проходило по диску Солнца 7 раз подряд и лишь после этого исчезало.

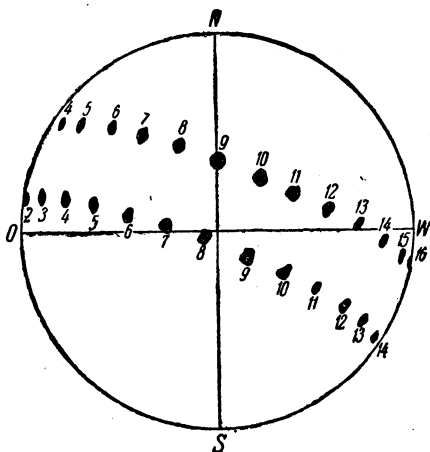


Рис. 4. Видимая траектория двух солнечных пятен по наблюдениям Шейнера со 2 по 16 марта 1627 года. Рядом с изображениями пятен стоят даты наблюдений.

Непрерывное движение слева направо, от восточного края диска к западному, свойственно не только пятнам. Факелы, флоккулы, волокна, протуберанцы, а повидимому, и отдельные детали короны — всё уносится этим непрерывным движением в одну и ту же сторону. Нетрудно догадаться, что причина этого в том, что громадный солнечный шар, подобно нашей планете, вращается вокруг своей оси, вследствие чего к Земле обращаются всё новые и новые участки его поверхности.

Следя за видимым перемещением пятна и других деталей, можно определить продолжительность полного оборота Солнца. Уже первые наблюдатели пятен установили,

что время обращения Солнца вокруг оси составляет примерно 25 суток *).

Поскольку Солнце вращается, можно также указать положение той воображаемой оси, вокруг которой это вращение происходит. Можно, далее, найти положение на Солнце двух полюсов — северного и южного. Аналогично географическим полюсам на Земле, эти полюсы представляют собою точки, в которых ось пересекает солнечную поверхность. Наконец, на Солнце, как и на Земле, можно провести воображаемую сетку кругов — экватор, параллели и меридианы. Такая сетка позволяет определить место каждого пятна или любой другой детали двумя числами: широтой и долготой. Широта и долгота на Солнце называются *гелиографическими*.

Наблюдения над перемещением пятен показывают, что ось Солнца повернута всегда в одну сторону и притом направлена так, что плоскость солнечного экватора составляет с плоскостью земной орбиты (эта плоскость называется плоскостью эклиптики) постоянный угол в 7° .

Двигаясь вместе с земным шаром, мы в течение года обходим Солнце кругом. В разные дни года мы бываем расположены по отношению к солнечной оси по-разному. В соответствии с этим для нас меняются и видимые пути пятен и других деталей на солнечном диске (рис. 5). В сентябре Земля проходит через ту часть своего пути, к которой наклонён северный конец оси Солнца. В это время мы можем обозревать область северного полюса Солнца, в то время как южный скрыт от земного наблюдателя. Видимые пути пятен, представляющие собою проекции параллелей на плоскость, перпендикулярную к лучу зрения, будут выгнуты к югу (для невооружённого глаза — книзу), и путь каждого пятна представляет собою половину эллипса. В марте мы видим южный полюс Солнца. Теперь пути пятен на диске будут дугами эллипса, выгнутыми к северу (вверх). В декабре и в июне ось Солнца будет перпендику-

*) Промежуток времени между двумя последовательными появлениями одного и того же пятна приблизительно на двое суток больше, чем время обращения Солнца вокруг оси. Разница получается оттого, что мы наблюдаем Солнце не с неподвижной точки, а с земного шара, который быстро движется по своей орбите в ту же сторону, куда поворачивается Солнце. Подробности об этом см. в § 34.

лярна к линии нашего зрения, и потому траектории пятен представляются нам прямыми линиями.

Детальное изучение вращения Солнца, выполненное Кэррингтоном по наблюдениям большого количества пятен, привело к открытию чрезвычайно интересного и важного

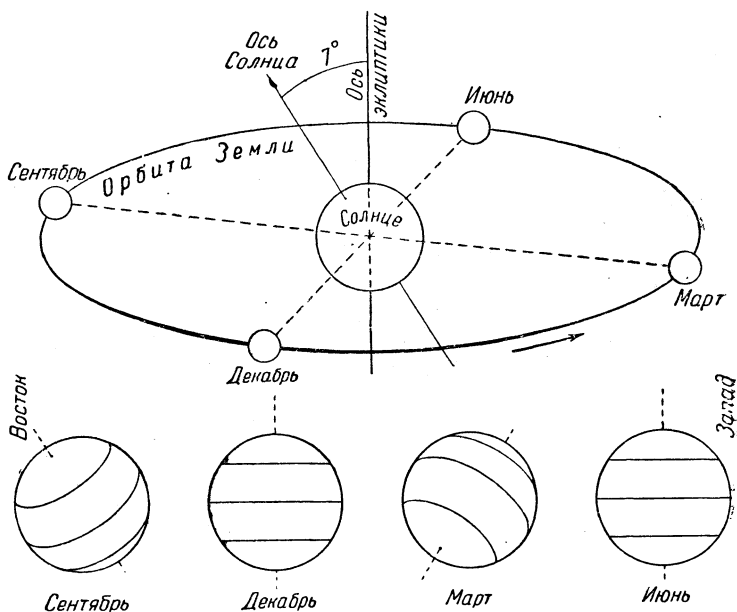


Рис. 5. Расположение Земли на разных частях орбиты по отношению к оси Солнца. Внизу: видимая траектория солнечных пятен в разные месяцы.

явления. Оказывается, что продолжительность оборота пятен различна на разных широтах. Быстрее всего вращаются пятна вблизи экватора, для которого время оборота составляет 25,0 суток, на широте 10° время оборота составляет 25,2 суток, на широте 20° —25,6, на широте 30° —26,3, на широте 40° — свыше 27 суток. В более высоких широтах пятна, как правило, не появляются, но ряд данных показывает, что в околополярных областях время оборота составляет больше 30 суток. Таким образом, продолжительность оборота прогрессивно возрастает с удалением от солнечного экватора. Это замечательное

явление называется *экваториальным ускорением*. Оно с очевидностью доказывает нам, что Солнце не может быть сплошным твёрдым шаром, но представляет собою газобразную массу.

В дальнейшем было выполнено детальное исследование вращения Солнца не только по пятнам, но и по другим объектам: по факелам, флоккулам, волокнам. Особенно плодотворным оказалось изучение солнечного вращения спектроскопическим путём. Очевидно, что вследствие вращения точки восточного края диска приближаются к наблюдателю, точки западного края удаляются. Но движение к наблюдателю или от него сопровождается смещением линий в спектре, в соответствии с принципом Доплера. Поэтому можно ожидать, что в спектре точек солнечного диска, лежащих у восточного края, спектральные линии будут слегка сдвинуты в сторону фиолетового конца спектра, а в спектре точек, лежащих у западного края — в сторону красного конца. Это, действительно, и наблюдается.

Тщательно измеряя величину смещения линий, можно определить скорость движения, а отсюда найти и время обращения. Преимущество такого метода состоит в том, что его можно применять независимо от наличия на солнечной поверхности таких изменчивых деталей, как пятна или флоккулы и притом для всех широт солнечного шара. Правда, измерения такого рода исключительно трудны, так как линейная скорость движения участков поверхности очень мала и даже на экваторе составляет всего 2 км в секунду, так что смещение линий очень мало. Ничтожные погрешности при измерениях смещения линий приводят к заметным искажениям получаемых результатов. Кроме того, в газовой среде Солнца возникают разнообразные местные течения газов, также вызывающие смещение линий и этим вносящие в измерения значительную путаницу.

Спектральные исследования вращения Солнца были начаты в конце прошлого столетия. После того они были разработаны и усовершенствованы. Систематические ежедневные наблюдения над скоростью вращения Солнца были организованы по инициативе акад. А. А. Белопольского в Пулковке, где они велись с 1930 года с помощью большого горизонтального спектрографа, разрушенного во время войны.

Изучение вращения Солнца по разным образованиям или по различным линиям солнечного спектра обнаруживает ещё одну замечательную особенность: оказывается, что скорость вращения увеличивается не только с приближением к экватору, но и с высотой над поверхностью фотосферы.

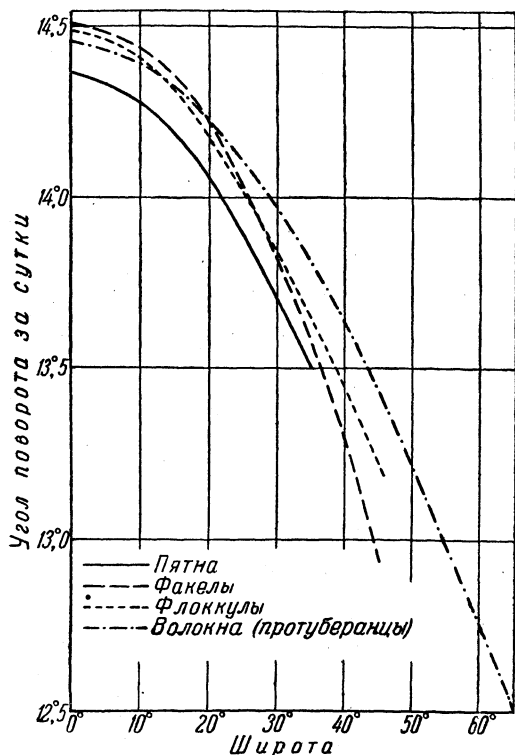


Рис. 6. График, показывающий изменение скорости вращения Солнца (угол поворота в градусах за сутки) с широтой для разных образований солнечной поверхности.

На рисунке 6 приведены кривые, показывающие изменения скорости вращения с широтой для пятен, факелов, флоккул и волокон. Мы видим, что на данной широте медленнее всего обращаются пятна, которые, как мы уже знаем, лежат ниже других образований. Факелы и флок-

кулы, расположенные выше, вращаются быстрее, а наиболее высокие образования солнечной атмосферы — волокна —

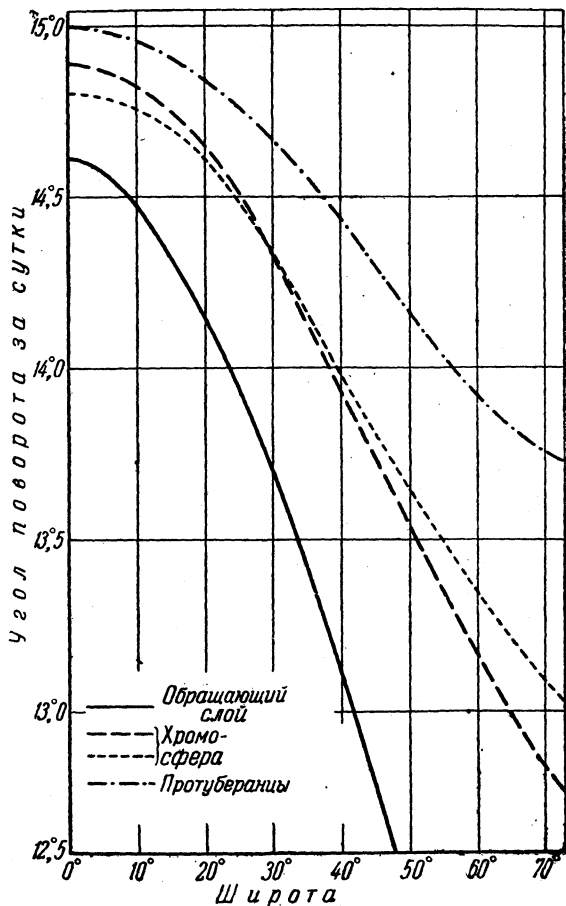


Рис. 7. График, показывающий изменение скорости вращения Солнца с широтой (угол поворота в градусах за сутки, полученный спектроскопическим путём), для разных слоёв солнечной атмосферы.

ещё быстрее. Эта зависимость скорости вращения от высоты ещё нагляднее видна на рисунке 7, где в той же форме представлены изменения скорости, найденные спектро-

скопическим путём по линиям спектра, соответствующим разным уровням солнечной атмосферы.

Заметим, что некоторые слабые линии солнечного спектра соответствуют глубоким слоям фотосферы и потому дают скорость вращения ещё меньшую, чем солнечные пятна. Сводка некоторых цифровых данных, полученных для разных глубин, приведена в таблице 4.

Т а б л и ц а 4

Объект наблюдения	Высота (от уровня фотосферы) в километрах	Продолжительность оборота на экваторе (в сутках)
Слабые линии спектра (глубокие слои фотосферы)	<0	26—28
Солнечные пятна	0	25,0
Факелы	100	24,3
Линии обращющего слоя	700	24,7
Линии кальция (хромосфера)	5 000	24,0
Линия водорода »	8 000	23,6
Линия кальция »	14 000	23,2
Протуберанцы	50 000	21—22

Таким образом, каждый уровень солнечной атмосферы вращается со своей скоростью, которая к тому же меняется с широтой. Этот удивительный закон вращения составляет одну из самых глубоких проблем, стоящих перед теоретической гелиофизикой.

Вращение всякого светила вокруг оси происходит по инерции. Например, Земля получила вращение когда-то при своём возникновении и продолжает его в течение нескольких миллиардов лет потому, что земной шар, окружённый пустотой, вращается без всякого трения или сопротивления *). На Солнце дело обстоит иначе: как ни разрежена среда хромосферы и обращющего слоя, между

*) Незначительное торможение должны вызывать приливы и отливы в земных океанах. Вследствие этого скорость вращения Земли должна медленно убывать, что ведёт к увеличению продолжительности суток (практически незаметному).

слоями и зонами, движущимися с разной скоростью, должно существовать какое-то трение, выравнивающее времена оборотов. Поразительно, что за длительную историю Солнца, несомненно охватывающую не один миллиард лет, могло сохраниться такое неравномерное вращение. Ещё менее понятно, как и почему оно возникло. Таким образом, тут открывается широкое поле для дальнейших исследований.

§ 7. Периодичность солнечных явлений

В первой половине прошлого столетия любитель астрономии Швабе сделал открытие первостепенной важности. Наблюдая Солнце из года в год и подсчитывая количество видимых на его диске пятен, он обнаружил, что эпохи, когда Солнце наиболее богато пятнами, повторяются примерно через одинаковые промежутки времени, составляющие в среднем одиннадцать лет.

Из числа следующих один за другим годов всегда можно выделить такой, когда пятен на Солнце бывает всего больше. Такой год называется годом максимума пятен. В последующие годы количество пятен понемногу спадает и на шестой год пятен становится меньше всего. Это будет год минимума пятен, когда целыми неделями, а то и месяцами на Солнце не появляется ни одного, даже маленького пятна. В последующие годы количество пятен опять начинает возрастать. Это усиление пятнообразовательной деятельности идёт сначала медленно, а потом всё быстрее и быстрее. Через пять лет после минимума, т. е. через 11 лет после предыдущего максимума наступает новый максимум.

Изменение количества пятен со временем удобно изображать графически. Построим диаграмму (рис. 8), на которой по горизонтальной оси откладываем годы, а по вертикальной — число пятен *), появившихся на Солнце за данный год. Для каждого года ставим точку на такой высоте, которая соответствует количеству наблюдавшихся пятен. Соединив все точки на чертеже плавной линией, получим

*) На рис. 8 показаны так называемые «относительные числа» пятен (смысл этих чисел объяснён ниже) в сопоставлении с их площадями.

волнообразную кривую, вершины которой соответствуют годам максимумов, а впадины — годам минимумов.

Позднее оказалось, что и другие явления на солнечной поверхности обнаруживают ту же одиннадцатилетнюю периодичность, что и пятна. Так, количество факелов и флоккул меняется так же, как количество пятен, и в те же годы достигает максимума и минимума. Количество протуберанцев и тёмных волокон также меняется с 11-летним

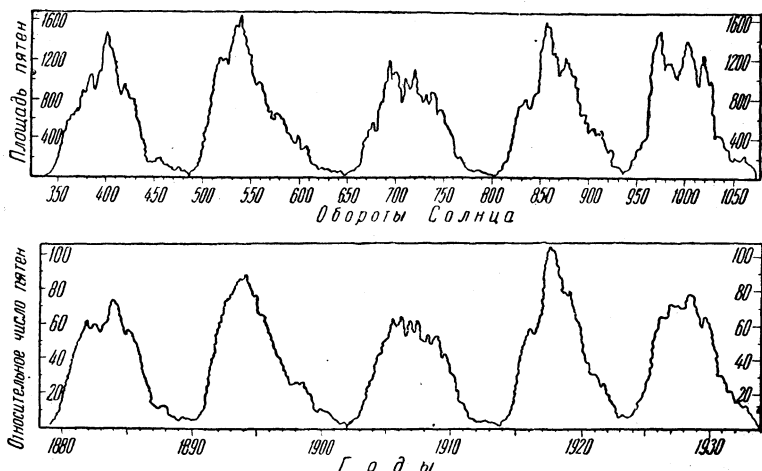


Рис. 8. График, иллюстрирующий 11-летнюю периодичность солнечной активности. Наверху — площадь, занятая солнечными пятнами (в миллионных долях площади полусферы Солнца), внизу — так называемые относительные числа Вольфа.

периодом, хотя соответствие с пятнами тут и не столь полное, как в предыдущем случае. Бывает, что больше всего протуберанцев появляется не в год максимума пятен, а за 1—2 года до этого.

Солнечная корона меняет свою форму в соответствии с 11-летним периодом. В годы максимума она имеет наибольшее развитие и её многочисленные пучки лучей и струй расходятся во всех направлениях, образуя сияние примерно округлых очертаний. В годы минимума она оказывается состоящей только из двух ограниченных

пучков, распространяющихся в плоскости экватора Солнца.

Повидимому периодическое изменение чисел пятен, флоккул и протуберанцев имеет какую-то общую причину, которая действует с тем же периодом. Поэтому часто говорят не об одиннадцатилетнем периоде пятен, а об одиннадцатилетнем периоде солнечной деятельности или солнечной активности, подразумевая под этим названием как всю совокупность наблюдаемых на Солнце образований и явлений, так и неизвестную нам причину, заставляющую их меняться периодически.

Подсчёт различных солнечных деталей и выяснение характера их изменения из месяца в месяц и из года в год составляет предмет особого вида гелиофизических исследований, называемого статистикой солнечной деятельности.

Изучая кривую, представляющую изменение количества или размеров каких-либо образований солнечной поверхности, например, тех же пятен, из года в год, мы сразу убеждаемся, что волнообразная периодичность такой кривой является довольно неправильной. Например, промежуток времени от одного максимума до другого равен 11 годам лишь в среднем. В отдельных же случаях он колеблется в весьма широких пределах от 7 до 17 лет. Точно так же и самый вид кривой, высота отдельных максимумов и глубина минимумов бывают различными. Поэтому все попытки предсказывать будущий ход кривой солнечной активности пока успеха не имели. Единственная возможность получить кривую солнечной активности состоит в непрерывном наблюдении за состоянием поверхности Солнца. Работа эта распределена между рядом обсерваторий, из которых одни ведут наблюдения за пятнами, другие регистрируют протуберанцы, третьи — флоккулы и волокна. Обсерватории эти разбросаны по всему земному шару и это особенно важно, так как наблюдения, выполняемые в одном каком-нибудь пункте, часто могут быть неполными из-за пасмурной погоды. Лишь коллективная работа нескольких обсерваторий, ведущих наблюдения по одинаковой программе, может осуществить непрерывное наблюдение за данным видом солнечных явлений.

Советский Союз покрыт сетью обсерваторий, ведущих работу по общей программе. Такая организация наблюдений Солнца называется Службой Солнца; она возглавляется Пулковской обсерваторией (руководитель — проф. М. С. Эйгенсон). Благодаря обширности территории Советского Союза наблюдения могут вестись без перерывов, вызываемых пасмурной погодой, так как всегда где-нибудь, на одной из обсерваторий Союза, стоит ясная погода.

До войны Служба Солнца работала весьма успешно, регулярно сообщая материалы о состоянии солнечной поверхности заинтересованным учреждениям и организациям. Война вывела из строя ряд обсерваторий, что, конечно, повлекло за собою и значительное сокращение работы Службы Солнца. Сейчас принимаются энергичные меры к восстановлению этого важного и ответственного участка гелиофизических исследований.

В работах Службы Солнца большую роль играет помощь наблюдателей-любителей. Наряду с очень сложными методами статистики солнечной деятельности, которые требуют наличия специальной аппаратуры (например, спектрогелиографа), существуют и простые способы, которые вполне доступны астроному-любителю, имеющему в своём распоряжении хотя бы небольшую зрительную трубу. Следует отметить замечательные наблюдения сибирского астронома-любителя С. И. Тесля, с исключительной регулярностью продолжавшего свою работу в течение 30 лет. Весьма длительные ряды статистических наблюдений дали также В. И. Соколов, работавший в разных городах, А. П. Моисеев в Москве, В. М. Воинов и др.

Наблюдения астрономов-любителей используются Советской Службой Солнца и Всесоюзным астрономо-геодезическим обществом *), объединяющим любителей астрономии Советского Союза.

Многие любители астрономии освоили технику наблюдений Солнца, например, молодой любитель Н. И. Гришин систематически фотографирует Солнце самодельной фотокамерой на маленькой трубе.

*) Адрес Всесоюзного астрономо-геодезического общества: Москва, ул. Дзержинского, д. 13.

§ 8. Проблема Земля—Солнце

Процессы, происходящие на поверхности Солнца, воздействуют на магнитное поле Земли.

Как известно, земной шар является как бы гигантским магнитом. В каждом месте земной поверхности можно обнаружить магнитные силы, составляющие магнитное поле Земли. На этом основано устройство магнитного компаса. Намагниченная стрелка компаса всегда устанавливается вдоль магнитной силовой линии, направленной приблизительно с севера на юг. Магнитные полюсы Земли с географическими полюсами не совпадают. Точно так же и магнитные меридианы не совпадают с меридианами географическими. Стрелка компаса устанавливается по магнитному меридиану и потому несколько отклоняется от географического меридиана. Угол между направлением магнитной стрелки и направлением на север называется *магнитным склонением*. Он может доходить до нескольких градусов.

Магнитное склонение, а значит, и направление магнитной стрелки в каком-нибудь месте Земли не остаётся постоянным, но со временем меняется. Для изучения таких изменений устраивают магнитные обсерватории и станции, где при помощи точных приборов непрерывно следят за положением магнитной стрелки и её колебаниями. Длительные ряды наблюдений, выполненные на таких станциях, позволили подробно изучить различные явления, связанные с изменениями магнитных сил Земли.

Направление магнитной стрелки из года в год несколько меняется и притом всё время в одну и ту же сторону, так что склонение непрерывно или растёт, или убывает. Это так называемые *вековые изменения склонения*. Далее, наблюдаются периодические колебания стрелки с годовым и суточным периодами. Кроме того, наблюдаются неправильные, как бы случайные, колебания стрелки в ту и другую сторону. В разные дни они достигают разной величины. Чаще всего они очень малы, так что заметить их можно только при помощи очень точных приборов. Бывают дни, когда колебания становятся значительно больше, а случается и так, что стрелка начинает сильно и быстро колебаться из стороны в сторону. Такие колебания стрелки указывают на быстрые изменения земного магнетизма, называемые *магнитными бурями*.

Энергия магнитных бурь бывает весьма значительна. Известно, что во время таких бурь в земной коре возникают электрические токи, часто вызывающие нарушения работы телеграфа. В отдельных случаях эти земные токи достигали такой силы, что вызывали аварии в электрических сетях.

Если подсчитывать число магнитных бурь за каждый год, а потом построить график, представляющий ход го-

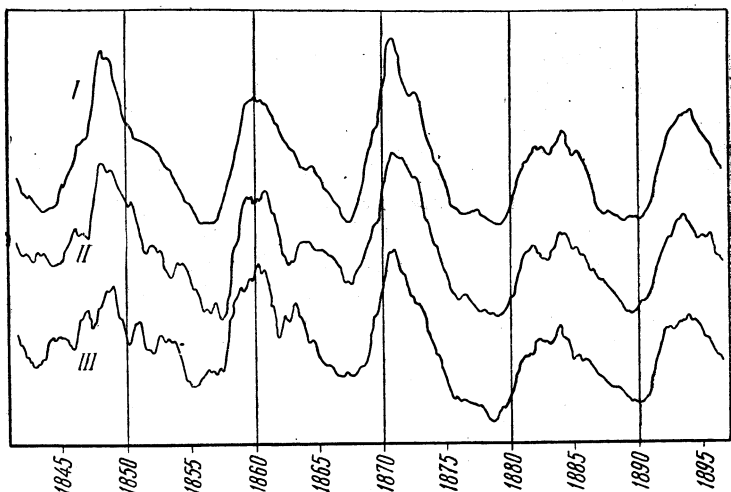


Рис. 9. Кривые изменения напряженности магнитного поля и числа солнечных пятен: *I* — амплитуды суточных колебаний склонения магнитной стрелки, *II* — амплитуды суточных колебаний горизонтальной составляющей магнитного поля, *III* — относительные числа солнечных пятен.

дового числа бурь со временем, то получится кривая с максимумами, чередующимися через 11 лет. Такая же кривая и с тем же периодом в 11 лет получится и в том случае, если мы будем подсчитывать среднюю величину размаха колебаний стрелки. При этом максимумы кривой представляющей ход магнитных возмущений, приходится на годы с максимальным числом солнечных пятен. Для иллюстрации этого на рис. 9 кривая пятен сопоставлена с кривой магнитных возмущений. Мы видим, что эти кривые обнаруживают совершенно одинаковый ход и даже отдельные небольшие изгибы и зубчики на них часто совпадают.

Таким образом, зависимость между магнитными явлениями на Земле и пятнами на Солнце оказывается несомненным фактом. Замечательно, что магнитная буря случается чаще всего после того, как через середину видимого полушария Солнца проходит группа крупных и бурно изменяющихся пятен. Таким образом, почти каждое магнитное возмущение на Земле удаётся поставить в непосредственную связь с возмущением солнечной фотосферы.

Жителям дальнего севера — города Архангельска, побережья Белого моря, а особенно Мурманского края, хорошо известно явление северного или полярного сияния. Оно состоит в том, что ночью северная часть небесного свода озаряется мягким зеленоватым светом. Это своеобразное свечение часто образует красивые дуги или арки, своими концами опирающиеся на горизонт. Из них кверху поднимаются длинные светлые лучи, несколько напоминающие лучи прожектора. Лучи эти быстро передвигаются по небу, сменяясь один другим. Когда полярное сияние достигает наибольшей силы, вся северная половина неба пылает зелёными и малиновыми огнями, непрерывно меняющими свою форму и положение. В более южных широтах сияния наблюдаются значительно реже. В Ленинграде их отмечают в среднем 8—10 раз в год, на более южных широтах полярные сияния представляют исключительную редкость. В экваториальном поясе Земли полярные сияния никогда не наблюдаются, а в Антарктике они так же часты, как и в северных полярных областях.

Если из года в год подсчитывать число полярных сияний, особенно в таком пункте, где они не слишком часты, например, на широте Ленинграда, то сразу обнаруживается резко выраженная 11-летняя периодичность: сияния бывают наиболее часты в годы максимума солнечных пятен и их бывает всего меньше в годы минимума пятен. Так что и в этом атмосферном явлении отчётливо проявляется 11-летний солнечный ритм.

С развитием радиотехники было обнаружено ещё одно влияние солнечной активности, имеющее большое практическое значение. Известно, что условия приёма далёких радиостанций непостоянны: иногда станцию слышно хорошо, а иногда очень плохо. При передаче радиосигналов на далёкие расстояния большое значение имеет отражение радиоволн от наэлектризованных слоёв атмосферы, составляю-

щих так называемую *ионосферу*. Состояние этих слоёв, влияющее на условия радиопередачи, зависит от колебаний солнечной активности. Замечено, что ухудшение слышимости радиосигналов обычно следует за прохождением активных областей вблизи центра солнечного диска.

Было выполнено множество работ, в которых пытались найти зависимость между солнечной активностью и другими явлениями земной атмосферы. Пытались, например, доказать, что грозы бывают чаще в годы максимума, что в эти годы появляется на небе больше так называемых перистых облаков, а общая температура земного шара бывает выше, чем в годы минимумов. Множество исследований посвящено поискам зависимости между солнечными пятнами и погодой. Наконец, пытались обнаружить признаки 11-летней периодичности в колебаниях уровня некоторых озёр, роста деревьев и во многих других явлениях природы. Однако все эти попытки пока не дали достаточно определённых результатов.

Таким образом, в настоящее время достоверно установленным может считаться только влияние солнечных пятен на явления электрического и магнитного характера: на магнитное поле Земли и состояние ионосферы.

Точные наблюдения показывают, что земные явления, как правило, немного запаздывают против соответствующих им явлений на Солнце. Величина этого запаздывания составляет 1—2 суток. Это значит, что не солнечные лучи, доходящие от Солнца до Земли за 8 минут, несут с собою эти влияния. Тут действует какой-то другой механизм передачи, преодолевающий пространство гораздо медленнее, чем световой луч.

Мы пока с достоверностью не знаем, в чём состоит этот механизм. В настоящее время наиболее вероятной считается гипотеза корпускулярного воздействия Солнца на Землю.

Согласно этой теории, активные области солнечной поверхности, т. е. её участки, занятые пятнами, флоккулами и протуберанцами, выбрасывают в мировое пространство потоки частиц — *корпускул*, несущих электрические заряды. Сейчас трудно сказать, что это такое. Это могут быть свободные электроны, несущие отрицательные заряды, положительно заряженные ионы или что-нибудь другое. Возможно, что те пучки и струи, из которых состоит солнечная

корона, как раз и представляют собою потоки таких частиц.

Непрерывно удаляясь от Солнца, частицы эти долетают до Земли. Магнитное поле нашей планеты отклоняет их путь, направляя поток преимущественно в северную и южную полярные области. Там они вторгаются в атмосферу и в её наиболее высоких слоях вызывают наблюдаемые нами полярные сияния.

Если земной шар на своём пути пересекает особенно сильную струю корпускул, то заряженные частицы попадают не только в близполюсные зоны, но и в умеренные широты. В результате этого яркие полярные сияния вспыхивают в сравнительно далёких от полюса местах. Вместе с тем корпускулы разрушают слои ионосферы, от которых отражаются радиоволны, в результате чего условия радиопередачи значительно ухудшаются. Наконец, «корпускулярный дождь», осыпавший нашу планету, изменяет магнитное поле Земли, вызывая магнитные бури и порождая земные токи. Исходя из времени запаздывания, указанного выше, приходится принять, что скорость движения корпускул в пространстве должна составлять 1600 км в секунду.

Из всего сказанного вытекает большое практическое значение Службы Солнца для радиосвязи. Заметив на восточном краю солнечного диска активную область и следя за её развитием и видимым передвижением по диску, можно предсказать день, когда выбрасываемые ею корпускулы достигнут Земли и вызовут нарушения радиосвязи. Такой прогноз позволяет работникам связи заблаговременно принять нужные меры. Большой теоретический интерес и важность практических приложений заставляют развивать научно-исследовательскую работу по изысканию новых связей (корреляций) между солнечными и земными явлениями и по выяснению механизма таких связей.

ГЛАВА 2

ФОТОСФЕРА И НАБЛЮДАЕМЫЕ НА НЕЙ ЯВЛЕНИЯ

§ 9. Температура фотосферы

Основной особенностью фотосферы является её исключительная яркость, несомненно связанная с высокой температурой этого слоя солнечного шара. Действительно, из повседневного опыта мы знаем, что, чем выше температура, тем больше лучистой энергии испускает накали́нная поверхность и тем ярче она светит. Но вместе с температурой меняется не только интенсивность свечения, но и его цвет. Слабо накали́нный металл даёт тёмнокрасное свечение. При более высокой температуре появляется желтоватокрасный оттенок, как у углей, светящихся в глубине печки. При температуре порядка 2000° мы видим тёмножёлтое свечение. При температуре около 3000° , до которой накаляется волосок в крупных электрических лампах, цвет свечения получается светложёлтым. Ещё более белый цвет даёт пламя электрической дуги, которая горит, например, в мощном прожекторе. Но и этот ослепительно белый свет, соответствующий температуре около 4000° , в яркий солнечный день кажется нам тусклым и желтоватым в сравнении с сильным белым светом Солнца. Это значит, что температура фотосферы выше температуры в электрической дуге.

Для определения температуры Солнца можно использовать два ряда наблюдательных данных.

Во-первых, данные актинометрии позволяют определить общую интенсивность лучей Солнца за пределами земной атмосферы.

То количество тепла, которое поступает от Солнца за одну минуту на каждый квадратный сантиметр плоскости, расположенной перпендикулярно к солнечным лучам на расстоянии в 1 астрономическую единицу от центра Солнца, называют *солнечной постоянной*. Точные измерения показывают, что никакие явления на солнечной поверхности заметно не влияют на её значение. Измеряя количество тепла в малых калориях, получаем для величины солнечной постоянной E_0 значение:

$$E_0 = 1,94 \frac{\text{кал}}{\text{см}^2 \text{мин}}.$$

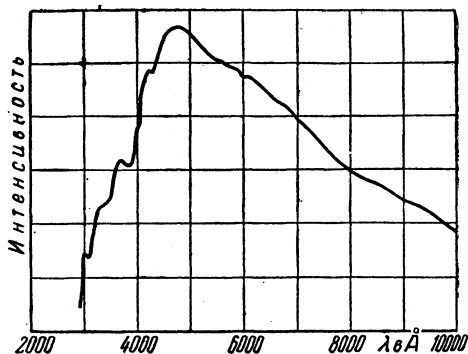


Рис. 10. Распределение энергии в спектре солнечных лучей (за атмосферой).

Далее, при измерении интенсивности солнечных лучей для различных участков спектра (интенсивность монохроматической радиации для разных длин волн λ), мы получим кривую, представляющую рас-

пределение энергии по солнечному спектру. Эта кривая приведена на рис. 10. Как мы видим, эта кривая имеет резкий максимум, соответствующий длине волны 4700 Å . От этого максимума она круто спадает в сторону фиолетового конца спектра и сравнительно полого в сторону красного конца.

Эта кривая сравнивается с распределением энергии в спектре идеального излучателя, так называемого «абсолютно чёрного тела».

Для лучей абсолютно чёрного тела распределение энергии по спектру, т. е. зависимость интенсивности от длины волны, при любой температуре может быть вычислено чисто теоретическим путём, на основании надёжно установленных законов излучения. Изобразив эту зависимость графически, можно по виду кривой судить о температуре «чёрного тела». Фотосфера не яв-

ляется абсолютно чёрным телом. Тем не менее, при вычислении температуры Солнца по данным актиметрических наблюдений условно принимают, что поверхность фотосферы обладает свойствами абсолютно чёрного тела. Температура, полученная при таком допущении, может несколько отличаться от действительной температуры фотосферы. Да и самое понятие «температура фотосферы» в значительной мере является неопределённым. Ведь Солнце состоит из большого количества слоёв газа, обладающих разной степенью прозрачности. Поэтому поток лучей, который мы получаем от Солнца, представляет собою смесь радиации, исходящей из различных глубин, т. е. от слоёв с разной температурой. Температура, выведенная на основании применения к изучению Солнца законов абсолютно чёрного тела, представляет собою условную величину, называемую *эффективной температурой*. Таким образом, эффективная температура — это температура абсолютно чёрного тела, при которой оно даёт такое же излучение, как и фотосфера.

Эффективную температуру можно определять по величине солнечной постоянной. Для этого пользуются так называемым законом Стефана. Согласно этому закону поверхность абсолютно чёрного тела, накаливаемого до температуры T , испускает с каждого квадратного сантиметра площади количество энергии I , пропорциональное четвёртой степени температуры:

$$I = \sigma T^4. \quad (7)$$

Здесь σ — постоянный коэффициент, величина которого зависит от того, в каких мерах мы выражаем T *).

Зная величину солнечной постоянной E_0 , нетрудно рассчитать интенсивность I излучения для одного квадратного сантиметра поверхности фотосферы. Действительно, E_0 — это то количество энергии, которое приносят солнечные лучи за 1 минуту на площадку в 1 см^2 при расстоянии

*) Здесь и в дальнейшем температура отсчитывается от абсолютного нуля, т. е. от -273°C (так называемая «абсолютная шкала» или «шкала Кельвина»). Абсолютная температура обозначается $T^\circ \text{K}$. В этой шкале точка замерзания воды (0°C) соответствует 273°K .

от Солнца до Земли, равном среднему расстоянию a . Построим вокруг Солнца шар с радиусом, равным a . Площадь всей поверхности этого шара равна $4\pi a^2$ квадратных сантиметров (если a выразить в сантиметрах). Но каждый квадратный сантиметр получает в минуту энергию E_0 . Поэтому, умножив площадь шара на E_0 , мы получим полное количество энергии Q , которое испускает Солнце во всех направлениях:

$$Q = 4\pi a^2 E_0.$$

Вся эта энергия испускается поверхностью фотосферы, площадь которой равна $4\pi R^2$, если радиус солнечного шара обозначить через R . Для того чтобы найти, какое количество энергии в минуту испускает единица площади фотосферы, например, один квадратный сантиметр, надо всё количество энергии Q разделить на площадь фотосферы:

$$I = \frac{Q}{4\pi R^2} = \frac{a^2}{R^2} E_0$$

Подставляя значение I в формулу Стефана, находим интересующую нас температуру T

$$T = \sqrt[4]{\frac{E_0 a^2}{\sigma R^2}} \quad (8)$$

Произведя подсчёты по этой формуле, получим:

$$T = 5744^\circ \text{ K}.$$

Другой способ определения температуры фотосферы основан на использовании кривой распределения энергии по спектру, приведённой на рис. 10. Для абсолютно чёрного тела длина волны λ_m , на которой лежит максимум излучения, связана с температурой T формулой

$$\lambda_m T = C = 0,2884, \quad (9)$$

где C — постоянное число. Это — «закон смещения», установленный Вином. Применяя его к излучению Солнца,

для которого максимум лежит на $\lambda=4700 \text{ \AA}$, находим температуру $T=6136^\circ \text{ K}$.

Существует ещё ряд способов определять температуру Солнца по различным характеристикам солнечного излучения. Например, можно сравнивать отдельные участки кривой, выражающей распределение энергии в солнечном спектре, с теоретическим распределением энергии в спектре абсолютно чёрного тела, выражаемым формулой Планка. Приведём в таблице 5 сводку основных результатов.

Таблица 5

Характеристика, использованная для расчёта	$T^\circ \text{ K}$
Солнечная постоянная (1,938)	5744
Положение максимума в спектре (4700 \AA)	6136
Кривая распределения энергии на участке 2930—3940 \AA	5830
» » » » » 3100—5070 \AA	5835
» » » » » 4000—6800 \AA	6060
» » » » » 4200—7000 \AA	6075
Сравнение света Солнца со светом звёзд	5982
Степень ионизации атомов, найденная по линиям спектра	6180

Мы видим, что разные методы дают для температуры фотосферы довольно близкие значения. Это значит, что вещество фотосферы по своим оптическим свойствам отличается от абсолютно чёрного тела не очень сильно, а потому и найденная оптическим путём эффективная температура должна быть близкой к истинной.

Повидимому, мы не сделаем большой ошибки, если скажем, что истинная температура фотосферы составляет 6000° . При этой температуре всякое вещество должно обратиться в пар. Именно определения температуры Солнца, служат неоспоримым доказательством того, что Солнце целиком состоит из газа. На нём не может быть вещества не только в твёрдом, но и в капельно-жидком состоянии.

Солнечный газ состоит из электронов и ионизованных атомов, поглощающих радиацию и обуславливающих непрозрачность фотосферных слоёв. Излучение этого газа создаёт непрерывный солнечный спектр, на фоне которого видны фраунгоферовы линии.

§ 10. Распределение яркости и температуры по солнечному диску

Рассматривая солнечный диск на экране или на фотографии, легко заметить, что яркость его неравномерна: середина несколько ярче, чем края. Это явление потемнения к краю представляет очень большой интерес для гелиофизики. Для выяснения его природы выполнено большое количество наблюдений и теоретических работ.

Уменьшение яркости от центра диска к его краю совершается постепенно и плавно, причём в центральных частях оно идёт медленно, а с приближением к краю всё быстрее и быстрее. В таблице 6 приводится распределение яркости

Таблица 6

Расстояние от центра диска (в долях радиуса)	Яркость		Температура
	Центр диска = 1,0	В абсолютных мерах: свечах с см ² (стильбы)	
0,00	1,000	247 000	6300°
0,10	0,995	246 000	6290
0,20	0,988	244 000	6279
0,30	0,976	241 000	6261
0,40	0,953	236 000	6225
0,50	0,926	229 000	6183
0,60	0,887	219 000	6122
0,70	0,833	206 000	6033
0,80	0,758	189 000	5919
0,90	0,650	161 000	5705
0,95	0,563	139 000	5531

вдоль радиуса солнечного диска в белом свете. Из этой таблицы видно, как велика яркость солнечной фотосферы: в центре диска каждый квадратный сантиметр солнечной поверхности даёт силу света почти в 250 000 свечей.

В правом столбце таблицы 6 приведена температура абсолютно чёрного тела, при которой оно светится с той же яркостью, что и поверхность Солнца. Поскольку яр-

ность к краю понижается, естественно, что уменьшается найденная таким способом температура: от значения 6300° в центре диска она снижается до 5530° у края, так что средняя температура всего диска соответствует числу 6000° , выведенному в предыдущем параграфе.

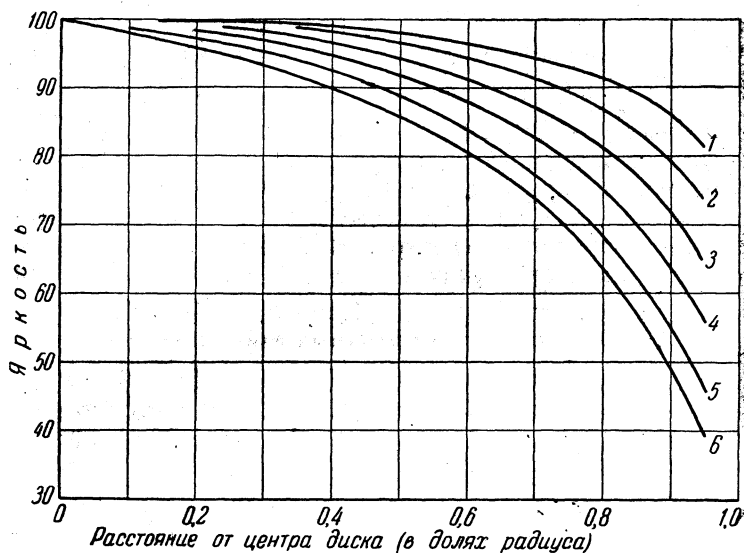


Рис. 11. Распределение монохроматической яркости по солнечному диску для различных длин волн: 1 — $16\,550\text{ Å}$, 2 — $10\,310\text{ Å}$, 3 — 6990 Å , 4 — 5340 Å , 5 — 4330 Å , 6 — 3220 Å .

Реально ли такое распределение температуры по солнечному диску? Внимательно изучая цвет фотосферы, легко заметить, что края диска не только темнее, но и краснее его центра, как это и должно получаться при более низкой температуре. Это различие в цвете удобнее всего наблюдать при проектировании Солнца на белый экран, как это описано в § 28.

Более точные данные о составе излучения получаемого нами от разных зон солнечного диска содержат измерения, выполненные Абботом. Они дают изменение яркости вдоль радиуса диска для монохроматической радиации; соответствующие данные приведены в таблице 7, а в графической форме — на рис. 11. Изучая этот материал, мы видим,

что происходит плавное и закономерное изменение потемнения к краю при переходе от одного участка спектра к другому. Именно, чем ближе к фиолетовому концу спектра, тем сильнее потемнение. Например, на расстоянии 0,95 от центра интенсивность в ультрафиолетовых лучах ($\lambda=3220 \text{ \AA}$) составляет 38% от интенсивности в центре, в середине видимого участка спектра (зелёные лучи $\lambda=5340 \text{ \AA}$)—55%, а в далёкой инфракрасной части спектра ($\lambda=20970 \text{ \AA}$)—84%. Таким образом, для каждого расстояния от центра диска получается своя особая кривая распределения яркости по спектру и чем ближе к краю, тем сильнее смещается максимум этой кривой в сторону красного конца спектра. В таблице 7 под каждым столбцом написано значение λ_{max} —длины волны, на

Таблица 7

Энергия в относительных единицах

r/R λ (в \AA)	0,00	0,20	0,40	0,55	0,65	0,75	0,825	0,885	0,92	0,95
3 220	144	140	129	120	112	99	86	76	65	55
3 860	338	331	312	289	267	240	214	188	163	141
4 330	456	447	423	395	368	333	296	266	233	205
4 560	515	507	486	455	428	390	351	317	277	242
4 810	511	503	483	456	430	394	358	324	299	255
5 010	489	482	463	437	414	380	347	323	286	254
5 340	463	457	440	417	396	366	337	312	251	254
6 040	399	395	382	365	348	326	304	284	259	257
6 700	333	330	320	308	295	281	262	247	227	210
6 990	307	304	295	284	273	258	243	229	212	195
8 660	174	172	169	163	159	152	145	138	130	122
10 310	111	110	108	106	103	99	94	90	86	81
12 250	78	77	76	74	72	70	67	65	62	59
16 550	40	39	39	38	38	37	36	35	34	32
20 970	14	14	14	14	13	13	13	12	12	12
λ_{max}	4 580	4 630	4 670	4 710	4 740	4 780	4 830	4 890	4 960	5 050
$T^{\circ} \text{K}$	6 296	6 229	6 176	6 124	6 084	6 034	5 971	5 898	5 815	5 711

которую приходится максимум энергии для данной зоны солнечного диска. Применяя закон Вина, мы можем вычислить температуру T по положению максимума, причём

Такая температура тоже приводится в таблице 7. Сравнивая её с той температурой, которая была получена по яркости (таблица 6), мы находим достаточное соответствие. Таким образом, изменение яркости и изменение кривой распределения энергии по спектру заставляют приписывать центру Солнца более высокую эффективную температуру, чем его краям.

Но как же это может быть? Ведь центр и край Солнца определяются положением Земли по отношению к солнеч-

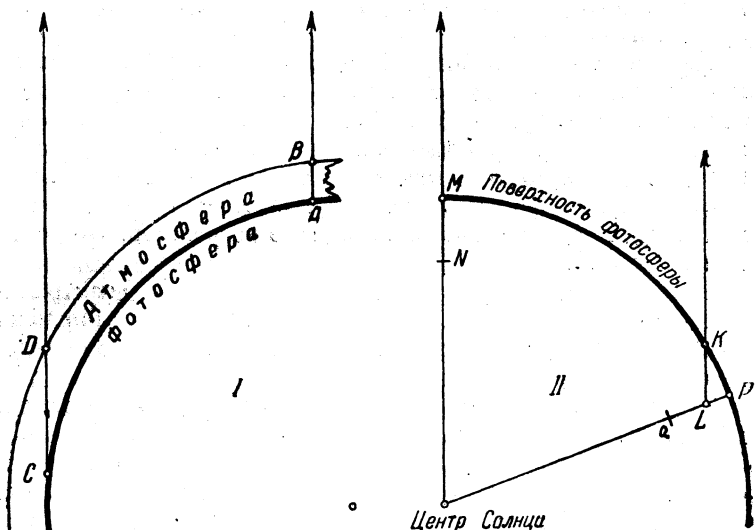


Рис. 12. Объяснение потемнения к краю солнечного диска. I — неправильное; II — правильное.

ному шару в данный момент. Области фотосферы, в данный день лежащие, скажем, около восточного края диска и, следовательно, представляющиеся нам сравнительно тёмными и мало нагретыми, через неделю, вследствие вращения Солнца вокруг оси, придут в центр диска и будут казаться более светлыми, а ещё неделю спустя приблизятся к западному краю, где опять станут более тёмными. Всё различие состоит лишь в условиях наблюдения, а именно в том, что в центре диска луч зрения встречается выпуклую поверхность Солнца перпендикулярно, а близ края — под очень косым углом (рис. 12).

В прежнее время, когда фотосферу рассматривали как слой раскалённых облаков, составленных из жидких капель, явление потемнения к краю диска объясняли следующим образом. Лучи, испускаемые фотосферой, на пути к нам проходят через газы солнечной атмосферы и в них поглощаются. Но путь в атмосфере для луча, испускаемого центром диска (рис. 12, *AB*), гораздо короче, чем для луча, идущего от края диска (рис. 12, *CD*). Из этого следует, что краевые лучи на пути к наблюдателю должны испытывать гораздо большее ослабление, чем лучи центральные.

Дальнейшие исследования показали, что такое объяснение неправильно. Дело в том, что поглощение газами солнечной атмосферы проявляет себя прежде всего в появлении тёмных фрэунгоферовых линий. Поэтому если бы дело обстояло так, как было только что описано, то интенсивность фрэунгоферовых линий с приближением к краю диска должна была бы быстро возрастать. Но этого не наблюдается.

Первое надёжное сравнение интенсивности спектральных линий для центра диска и на краю было выполнено во время кольцеобразного солнечного затмения 1836 года. Как известно, при таком затмении видимый угловой диаметр диска Луны меньше, чем диаметр диска Солнца. Поэтому Луна, располагаясь центрально перед Солнцем, оставляет открытым узкое кольцо краевых частей фотосферы. Понятно, что в таких условиях особенно удобно изучать яркость и спектр края солнечного диска. При этом никакого усиления линий на краю не было обнаружено. Это показалось настолько удивительным, что некоторые учёные готовы были усомниться в самой природе фрэунгоферовых линий и отнести их к разряду теллурических линий, порождаемых земной атмосферой.

Дальнейшие исследования показали, что некоторое изменение линий с приближением к краю диска всё же происходит. Однако оно выражено довольно слабо, а, главное, для разных линий происходит различно. В то время как одни линии с приближением к краю немного усиливаются, другие, наоборот, ослабевают, а третьи вообще остаются постоянными.

Правильное объяснение потемнения к краю было дано лишь современной астрофизикой. В основу этого объясне-

ния положена теория лучистого равновесия слоев фотосферы. Согласно этой теории каждый слой получает из глубины Солнца ровно столько лучистой энергии, сколько испускает сам. Поглощаясь и снова испускаясь в каждом слое, энергия постепенно передаётся из недр Солнца к поверхности фотосферы и только там, наконец, излучается в мировое пространство. При таком переносе энергии изнутри наружу всякий нижележащий слой должен быть нагрет сильнее, чем вышележащий. В то же время среда фотосферы является мало прозрачной. К чему всё это ведёт?

Предположим для простоты, что степень непрозрачности на разных глубинах фотосферы одинакова (что в действительности не так) и притом такая, что мы можем видеть сквозь вещество до некоторой глубины MN (рис. 12, справа). В точке солнечной поверхности K , расположенной ближе к краю, мы тоже сможем видеть до такой же глубины, теперь представленной отрезком $KL=MN$. Но конечная точка L этого отрезка будет лежать под поверхностью фотосферы на глубине PL , которая значительно меньше, чем глубина $MN=PQ$ точки N , до которой мы могли видеть в центральной части диска. Таким образом, лучи, идущие из центра диска, исходят из более глубоких и, следовательно, более горячих слоёв фотосферы, чем на краю. Поэтому температура в центре диска и кажется нам более высокой.

При таком взгляде на природу потемнения к краю становится понятным и поведение спектральных линий. Те из них, которые связаны с более горячими слоями (например, «искровые линии» ионизованных атомов), на краю будут слабее, чем в центре. Зато линии, интенсивность которых с понижением температуры возрастает (многие «дуговые линии» нейтральных атомов), на краю диска будут усилены.

§ 11. Грануляция

Для невооружённого (но защищённого тёмным стеклом) глаза поверхность фотосферы представляется сплошной и однородной. Иное получается, если её рассматривать в телескоп. Уже при незначительном увеличении в 20—30 раз, какое даёт маленькая зрительная

труба, легко заметить, что солнечный диск как бы покрыт рябью, несколько напоминающей жидкую рисовую кашу. В сильные телескопы с большим увеличением при спокойном воздухе удаётся детально рассмотреть зернистую структуру фотосферы, образованную слегка удлинёнными яркими комочками или зёрнами, разбросанными по менее яркому равномерному фону.

Эти зёрна называют *гранулами*, а самое явление неоднородной зернистости фотосферы — *грануляцией*.

Наблюдение грануляции дело крайне трудное, поскольку здесь приходится изучать мелкие и тонкие детали, сравнительно слабо выделяющиеся на окружающем, менее ярком фоне. Эту тонкую и мало отчётливую картину к тому же приходится наблюдать сквозь вечно волнующуюся земную атмосферу, которая днём бывает особенно неспокойна. Неудивительно, что наши сведения о гранулах не отличаются полнотой.

Например, некоторые наблюдатели XIX века описывают гранулы как сильно удлинённые образования, своей продолговатой формой напоминающие ивовые листья. В то же время на превосходных снимках, полученных А. П. Ганским в Пулкове, они представляются почти круглыми (рис. 13).

Ещё меньше согласия мы находим по вопросу о размерах гранул. По наблюдениям Ганского в Пулкове и Шевалье в Китае, диаметр гранулы составляет от $0'',5$ до $3''$, так что в среднем его можно принять равным $1'',5$, что соответствует линейному протяжению около 1200 км. В то же время другие наблюдатели на основании промера снимков фотосферы на саморегистрирующем микрофотометре, получали диаметры гранул в $5''$, $10''$ и даже до $25''$. Несомненно, что это не соответствует действительным размерам гранул и скорее даёт поперечник тех кучек или сгущений, которые случайно возникают среди беспорядочно разбросанного множества гранул. Та зернистость строения фотосферы, которую замечает наблюдатель, рассматривающий Солнце в небольшой телескоп при увеличении в 30 — 50 раз, тоже не составляет истинной грануляции, но должна быть отнесена на счёт появления случайных кучек и скоплений гранул, образующих своего рода «фальшивую грануляцию» с отдельными образованиями поперечником в $10''$ — $20''$.

Новейшие, тщательно выполненные исследования снова подтверждают старые выводы Ганского о том, что истинные гранулы очень мелкие и дают для них диаметры от 1" до 3", в среднем 1",4, а расстояние между гранулами несколько больше этого. При таких условиях общее количество гранул на Солнце должно составлять около 2,5 миллионов; ими занято 35% площади фотосферы, остальное приходится на тёмные промежутки.

Самой поразительной особенностью грануляции, без сомнения, является её необычайная изменчивость. Гранулы образуются и разрушаются буквально на глазах. Снимки Ганского, полученные через 5—7 минут один после другого, показывают грануляцию каждый раз в совершенно новом виде. Статистические подсчёты показывают, что за каждые 2—3 минуты половина всех гранул исчезает и заменяется новыми. По наблюдениям Шевалье через 7 минут нельзя найти ни одной прежней гранулы. А ведь каждая гранула — это громадное светлое образование размером в небольшое государство. Вот где с изумительной наглядностью проявляется динамичность явлений, протекающих на раскалённой поверхности Солнца!

Вновь появившаяся гранула сначала бывает менее яркой; она быстро растёт, оттесняя окружающие старые гранулы. Вместе с этим она становится ярче. Однако, достигнув своего предельного развития, гранула вскоре начинает разрушаться. Она уменьшается, как бы тает, яркость её снижается и вскоре она исчезает среди вновь возникающих молодых гранул.

Гранулы видны наиболее отчётливо в центре солнечного диска. С приближением к краю они представляются менее резкими, а на расстоянии около 0,9 радиуса от центра становятся вообще неразличимыми. Размеры промежутков между гранулами также меняются. Эти промежутки в центральных частях в $1\frac{1}{2}$ —2 раза превосходят поперечник гранулы, к краю же они сжимаются, так что гранулы кажутся расположенными более тесно.

Повидимому, при наблюдении поверхности фотосферы под острым углом промежутки между гранулами кажутся укороченными вследствие явления перспективы. Это явление аналогично тому, что мы наблюдаем для слоя кучевых облаков: в зените эти облака представляются нам разделёнными большими промежутками ясного голубого неба,

а у горизонта вследствие перспективы смыкаются в сплошной облачный покров.

Что же представляет собою грануляция? В настоящее время принято считать, что она является следствием конвекции, происходящей в поверхностном слое фотосферы. Горячие массы газа или жидкости поднимаются из глубины к поверхности, там отдают свою теплоту, охлаждаются и опускаются вниз, на смену же им снизу поднимаются новые порции горячего газа. Таким путём осуществляется перенос тепла из более горячих глубоких слоёв к менее горячей наружной поверхности.

Если в верхних слоях фотосферы действительно происходит конвекция, то гранулы можно рассматривать как вершины бьющих снизу струй сильно раскалённого газа, а промежутки между ними — как область опускающейся охлаждённой материи.

Фотометрические измерения показывают, что по яркости гранулы на 10—15% превосходят среднюю яркость фотосферы. Этому соответствует разность температур в 100—200°. В некоторых случаях находили, что указанное различие яркости доходит до 30—40%, и значит, температура гранул повышена против окружающей среды приблизительно на 500°.

По теоретическим расчётам толщина слоя, в котором идёт круговорот поднимающихся и опускающихся газов, составляет около 500 км. Газы поднимаются в нём со скоростью около 2 км/сек и завершают подъём за 4 минуты.

§ 12. Открытие солнечных пятен

Пятна на Солнце были замечены ещё в глубокой древности. Наиболее крупные из них достигают таких угловых размеров, при которых их иногда удаётся различать невооружённым глазом. Правда, чрезмерная яркость солнечного диска служит серьёзным препятствием к их наблюдению. Поэтому в минувшие века человеческой истории пятна замечали только при наличии особых обстоятельств, благоприятствующих их видимости. Например, это возможно при прохождении солнечного диска за полупрозрачными облаками, достаточно густыми, чтобы ослабить его свет, но позволяющими различать очертания диска («белое

Солнце», часто наблюдаемое сквозь низкие облака умеренной плотности). Такое же действие оказывает туман или мгла, с тем отличием, что тут ослабленный солнечный диск представляется окрашенным в более или менее густой красный цвет. Наконец, просто при низком положении Солнца у горизонта яркость его нередко настолько ослабляется поглощением лучей в воздухе, что представляется возможность смотреть на Солнце без опасности для зрения.

Самые ранние упоминания о солнечных пятнах мы находим в древних китайских летописях. Так, мы узнаём, что, например, 14-го февраля 188 года (нашей эры) китайским летописцем была сделана такая запись: «Цвет Солнца красноватый, пятнышко на Солнце, похожее на птицу». В том же источнике указаны пятна, замеченные в 299, 301 и 302 гг., а в 311 году — пятно, похожее «на летящую птицу». В других случаях указывается пятно, похожее «на большое куриное яйцо» (354 г.), «на персик» (355 г.), «на утку» (374 г.) и др. Таким образом, наблюдатели не только видели пятна, но отчасти различали и их форму.

Древние русские летописцы тоже не раз отмечали случаи появления тёмных пятен на солнечном диске. Так, в Никоновской летописи под 6873 годом (1365 г. нашей эры) читаем:

«Того же лета бысть знамение на небеси, Солнце бысть аки кровь и по нём места черны и мгла стояла с поллета, и зной и жары бяху велицы, лесы и болота и земля горяше и реки перезхоша».

Это красочное описание показывает, что лето 1365 года было жарким и засушливым, а это всегда сопровождается обильными лесными и торфяными пожарами. Дым от горящих лесов и болот создаёт в атмосфере густые сухие туманы, сквозь которые Солнце представляется неярким, тёмнокрасным диском. Вот это и позволило увидеть невооружённым глазом солнечные пятна, которые суеверная молва объявила «знамением» и поставила в связь с бедствиями, вызванными засухой.

В той же летописи под 6879 годом (1371 год) сказано: «Того же лета бысть знамение в Солнце, места черны по Солнцу аки гвозди, и мгла велика была, яко за едину сажень перед собою не видати...»

Все эти летописные сообщения о тёмных объектах, которые в разное время видели на солнечном диске, всё же не являются ещё настоящим открытием солнечных пятен в научном понимании этого явления. Во всяком случае как древняя, так и средневековая астрономия в число изучаемых ею объектов пятна не включала и обсуждением их природы не занималась. Поэтому справедливо будет считать, что солнечные пятна были по-настоящему открыты лишь во втором десятилетии XVII века, в эпоху первых телескопических открытий.

Честь открытия пятен на Солнце трудно приписать кому-либо из наблюдателей, действовавших в это замечательное время. Повидимому, это открытие было сделано совершенно независимо и приблизительно одновременно тремя, а может быть и четырьмя лицами.

Одним из главных претендентов на первенство в открытии пятен был великий Галилей. В одном из своих сочинений он утверждает, что впервые наблюдал пятна в 1610 году в городе Падуе. Однако первое печатное сообщение об этом он сделал лишь во введении к трактату «О плавающих телах», вышедшему в мае 1612 года.

Но к этому времени, а именно в январе 1612 года, уже вышло из печати сочинение о солнечных пятнах, составленное автором, который пожелал остаться неизвестным. Лишь впоследствии выяснилось, что этим автором был иезуит Христофор Шейнер.

Шейнер, согласно его сообщению, впервые наблюдал пятна в городе Ингольштадте, в Германии, в марте 1611 года и был немало озадачен этим своим открытием, которое как ему самому, так и многим другим казалось опасным и еретическим. В те времена Солнце считалось символом неизменности и идеальной чистоты, а потому наличие на нём быстро меняющихся тёмных пятен казалось оскорбительным для ревнителей господствовавшего в то время схоластического мировоззрения.

Чтобы рассеять свои сомнения, Шейнер обратился к своему начальнику, руководителю местного отдела ордена иезуитов и получил от него такой ответ: «Я несколько раз перечитал всего Аристотеля и могу Вас заверить, что не встретил там ничего подобного. Идите, сын мой, успокойтесь и будьте уверены, что Вы принимаете за солнечные

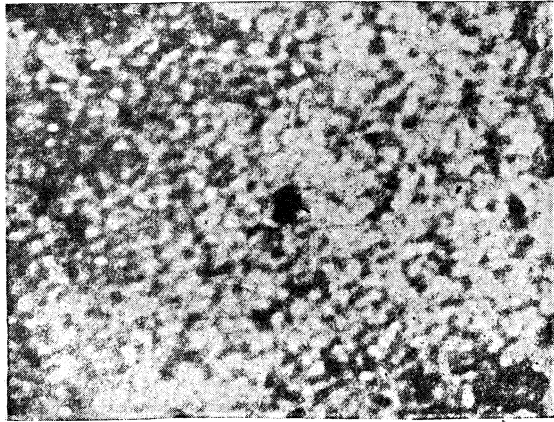


Рис. 13. Грануляция. Снимок
А. П. Ганского в Пулкове.

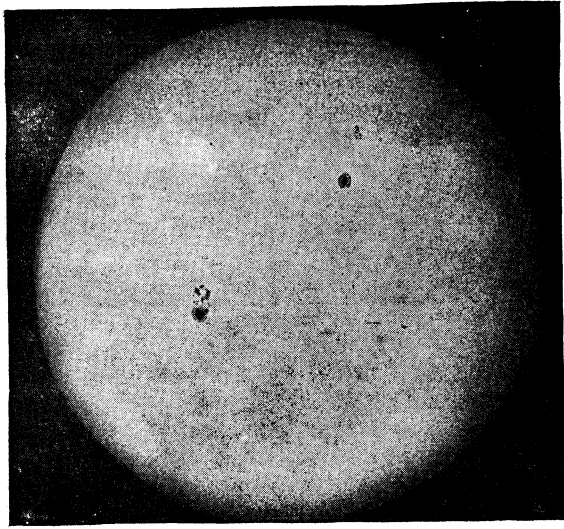


Рис. 14. Снимок Солнца с пятнами.

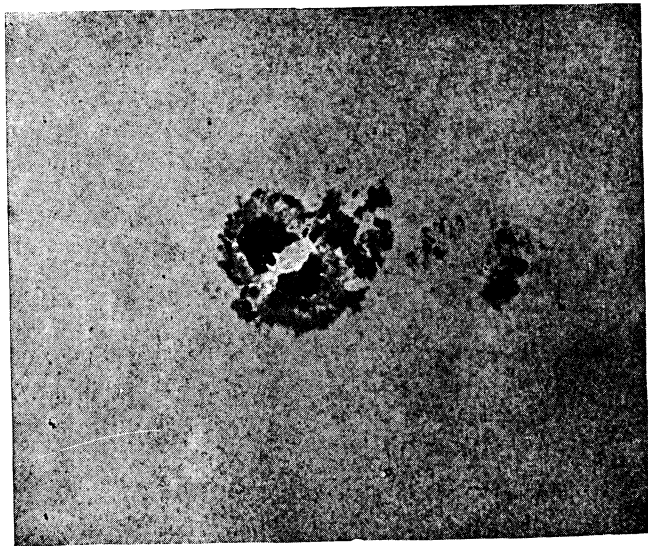


Рис. 15. Снимок солнечных пятен (большой масштаб).

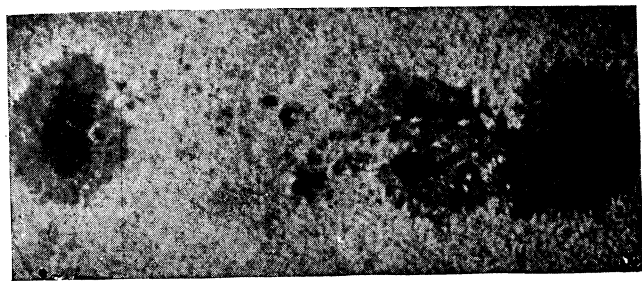


Рис. 16. Группа солнечных пятен.

пятна недостатки Ваших стёкол или Ваших глаз». Но пятна несомненно существовали и с этим ничего нельзя было поделать. Тогда Шейнер нашёл выход из положения в том, что признал пятна не образованиями солнечной поверхности, а какими-то тёмными телами, которые обращаются вокруг Солнца на некотором расстоянии от него и при этом проходят перед солнечным диском.

Третьим претендентом на открытие пятен был голландец Иоганн Фабрициус. В июне 1611 года он выпустил в городе Виттенберге специальное сочинение о пятнах, в котором указывал, что в первый раз заметил их 9 марта 1611 года. Есть указания, что в это же примерно время и тоже независимо, пятна были замечены Гарриотом в Англии.

Таким образом, Фабрициус раньше других опубликовал сообщение о наблюдениях пятен. Но в силу плохих условий связи того времени сочинение голландского наблюдателя осталось неизвестным как Галилею, так и Шейнеру, оспаривавшим между собой первенство. Это столкновение потом перешло в острую личную вражду между ними. Весьма вероятно, что эта вражда сильно вредила Галилею в дальнейшем, особенно в тяжёлое для него время судебных преследований со стороны инквизиции, поскольку влиятельный орден иезуитов, к которому принадлежал Шейнер, должен был поддерживать своего сочлена.

Впрочем, дело тут было не только в соперничестве из-за приоритета. Важнейшим поводом для спора было то, что Галилей решительно восстал против высказанного Шейнером взгляда на пятна, как на тела, проходящие перед Солнцем. Изучая видимую траекторию и скорость движения пятен по солнечному диску, Галилей строгим математическим расчётом доказывал, что пятна лежат непосредственно на солнечной поверхности или по крайней мере очень близко от неё. Дело в том, что у края диска перемещение пятна представляется нам медленным, а в центре — быстрым. Если пятно находится непосредственно на солнечной поверхности, то это является естественным следствием перспективы, благодаря которой на шарообразной поверхности Солнца отрезок, проходимый пятном за сутки, у края диска представляется нам укороченным. Если же стать на точку зрения Шейнера и считать пятна тёмными телами, проходящими перед Солнцем, то этому явлению трудно дать естественное объяснение.

Далее, изменение вида траектории солнечных пятен в течение года (рис. 5) Галилей рассматривал как следствие движения Земли вокруг Солнца и в пылу полемики выставлял его как доказательство гелиоцентрической системы мира Коперника, столь ненавистой многим церковным руководителям того времени. Впрочем, в этих своих рассуждениях Галилей был неправ, ибо в действительности видимое перемещение пятен на солнечном диске будет происходить совершенно одинаково как в том случае, когда наблюдатель движется вместе с земным шаром вокруг неподвижного Солнца, так и в том случае, когда Солнце движется вокруг неподвижного наблюдателя. Соображения и расчёты Галилея, относящиеся к виду пятен, их изменениям и строению (в частности — о наличии ядра и полутени), а также определение времени оборота Солнца вокруг оси и угла наклона этой оси к плоскости эклиптики содержатся в сочинении Галилея, озаглавленном: «Описания и доказательства, относящиеся к солнечным пятнам» («Istorie e dimonstrazioni intorno alle macchie solari»), изданном в Риме в 1613 году. Галилею принадлежит также открытие простейших способов наблюдения Солнца, а именно, применение тёмных стёкол и получение изображения на экране, которыми доныне пользуются наблюдатели. Он первый также заметил, что пятна появляются лишь в ограниченных зонах солнечного шара, симметрично расположенных относительно экватора. С другой стороны, Шейнер получил наиболее точные данные о вращении солнечного шара.

§ 13. Строение солнечного пятна

Отдельное солнечное пятно, как правило, состоит из двух частей: внутренней, очень тёмной части, называемой *тенью* или *ядром*, и наружной, значительно менее тёмной зоны, именуемой *полутенью*. Границы между фотосферой и полутенью и между полутенью и ядром — очень резкие. Никакого постепенного перехода яркости между ними нет.

В нормально развитом пятне полутень охватывает ядро со всех сторон, окружая его более или менее симметричной широкой каймой. Её ширина обычно бывает несколько больше половины поперечника ядра. Много-

численные измерения пятен, выполненные по фотографическим снимкам, показывают, что в среднем диаметр ядра равен 0,4 диаметра полутени, а его площадь составляет 16% всей площади пятна. Впрочем, относительные размеры тени и полутени меняются с размером пятна: чем оно крупнее, тем больше доля площади, занятая ядром, и меньше доля, занятая полутенью.

Правильная форма пятен наблюдается далеко не всегда. Часто встречаются пятна, у которых полутень с одной стороны шире, чем с другой. Иногда полутень охватывает ядро только с одного края. Нередко бывает, что пятно имеет несколько ядер неправильных очертаний, охваченных общей полутенью. В больших пятнах этого типа ядра иногда располагаются рядами или цепочками. Иногда можно наблюдать неправильные клочки и обрывки полутени, совсем не содержащие ядер, однако гораздо чаще встречается небольшое ядро без всяких признаков полутени. Такое образование, называемое *пóрой*, очень распространённое и обычное явление на поверхности фотосферы.

Размеры пятен крайне разнообразны. Самые малые пóры имеют угловой поперечник в несколько секунд дуги, чему соответствуют линейные размеры в несколько тысяч километров. Пятно с поперечником в 10"—20" (7000—15000 км) считается средним. Пятна размером, начиная с одной минуты (40 000 км), видны невооружённым глазом. В качестве рекордно крупного обычно указывается пятно 1858 года, имевшее 230 000 км в поперечнике, что в 18 раз превосходит диаметр земного шара. Но по существу, это была скорее группа пятен, а не одиночное пятно.

Изучая пятна при помощи телескопа с достаточно сильным увеличением и при спокойном воздухе, мы находим в них новые детали. Внутри ядра нередко удаётся различать обширные участки с тонкими градациями яркости: одни части ядра представляются несколько более светлыми, другие — тёмными. Этим и ограничивается структура ядра. Полутень, напротив, богата деталями. Уже в небольшой телескоп легко заметить её как бы волокнистую структуру, причём на темноватом фоне обычно радиально располагаются светлые прожилки. Ширина этих прожилок всего 1—2", но длина составляет 10—15" и больше, поэтому замечать их легче, чем гранулы. В отличие от последних

тонкие детали строения полутени представляют собою стойкие образования, существующие часами. На границе с ядром жилки полутени как бы нависают над тёмной областью тени, придавая этой границе зубчатый, бахромчатый вид.

Как же совершается появление и исчезновение солнечных пятен? Об этом мы знаем не так много, как хотелось бы. В описаниях, оставленных нам наблюдателями XIX века, содержатся основные сведения об этих явлениях, многократно подтверждённые последующими наблюдениями.

Появление пятна начинается с того, что гранулы как бы раздвигаются, освобождая небольшой тёмный участок. Чернея и разрастаясь, этот участок обращается в пёр — маленькое, лишённое полутени очень тёмное образование. В подавляющем большинстве случаев дело на этом останавливается и развитие дальше не идёт. Именно пёры являются наиболее распространёнными тёмными объектами на фотосфере.

В более редких случаях рост пёры продолжается, и она сравнительно быстро превращается в ядро пятна, кругом обрастающее полутенью. Этот период роста и оформления пятна бывает бурным и коротким, завершаясь в несколько дней. После этого пятно некоторое время не меняется. Постепенно размеры его начинают уменьшаться, светлое вещество врывается на его площадь, вдаваясь в неё блестящими заливами, «фотосферными языками». Продолжая удлиняться, «язык» пересекает всё пятно поперёк, рассекая его ядро на две части. Так образуется «фотосферный мост» — деталь, особенно характерная для старых, разрушающихся пятен. В других случаях «мост» получается от слияния двух фотосферных «языков», надвигающихся на пятно с двух сторон сразу. Далее «языки» и «мосты» расширяются, края их сближаются и, наконец, смыкаются. Светлая материя фотосферы окончательно заливает пятно и оно исчезает совсем.

Конечно, то, что здесь было описано, представляет собою весьма общую схему развития отдельного пятна. В действительности бывают самые разнообразные случаи. Описывать их мы не будем, предоставляя читателю самому ознакомиться с ними при наблюдениях Солнца в телескоп.

§ 14. Группы пятен

Пятна на Солнце чаще всего появляются не в одиночку, а группами; группы пятен различаются размерами, числом и расположением отдельных пятен. Случается, что многочисленные пятна, составляющие группу, располагаются совсем близко одно от другого или даже соединяются одно с другим хвостами и обрывками полутени. Но бывает и так, что пятна одной и той же группы находятся так далеко друг от друга, что трудно определить, группа это или несколько одиноких пятен.

Таким образом, с формальной точки зрения, группа — понятие несколько неопределённое, условное и в её распознавании многое зависит от наблюдателя. Тем не менее группа — отнюдь не искусственное сочетание пятен, случайно оказавшихся близко одно от другого, но некое физически цельное образование на солнечной поверхности.

Изучая группы пятен, легко заметить, что развитие и расположение пятен в них подчинено вполне определённым закономерностям. Чаще всего группа представляет собою нечто вроде короткой цепочки из пятен, выстроившихся неправильным рядом под острым углом к солнечной параллели. В начале и в конце этой цепочки располагаются самые крупные пятна, посредине идут пятна помельче (рис. 16).

Наклон цепочки всегда такой, что тот её конец, который по вращению Солнца идёт впереди, располагается ближе к экватору, задний конец — дальше от экватора. Угол, образуемый осью группы с параллелью, заключается между 0 и 30°. Он зависит от широты: чем дальше от экватора расположена группа, тем больше угол её наклона. Кроме того, этот угол меняется со временем: чем дольше существует группа, чем она старше, тем меньше её наклон к параллели. Это явление — прямое следствие различия скорости вращения на разных широтах. Поскольку передний конец расположен ближе к экватору, он уносится вращением Солнца быстрее, чем задний. От этого вся группа понемногу растягивается по долготе, а так как разность широт её концов при этом не меняется, то наклон уменьшается.

Переднее (по вращению Солнца) пятно группы часто бывает не только крупным, но также правильным, округ-

лым, с ровными краями. Его называют *головным*. Нередко встречаются группы, в которых только одно головное пятно имеет значительные размеры и определённые очертания. Остальная часть группы состоит из мелких пор и бесформенных обрывков полутени. В других случаях группа замыкается сзади (с востока) другим крупным, хотя обычно и менее правильным пятном, которое называют *хвостовым*. Таким образом, типичная, нормально развитая группа имеет два центра, два основных пятна: головное и хвостовое и, кроме того, множество второстепенных пятен и пор. Группу такого строения обычно называют *двухполюсной* или *биполярной*. Ниже (§ 16) будет выяснено важное физическое значение такой структуры.

Строение группы, описанное выше, наблюдается далеко не всегда. Бывает, что в цепочке пятен, составляющих группу, переднее и заднее пятна не выделяются из остальных ни размером, ни правильной формой. Иногда можно видеть группу, у которой наиболее крупное и правильное пятно расположено на середине цепочки. Наконец, бывают группы, у которых удлинённого строения не замечается и участок, занятый пятнами, имеет неправильные очертания.

Поры тоже чаще всего появляются по несколько вместе, составляя небольшие группы. И в этих группах, так же как и в группах пятен, намечается тенденция к образованию цепочек и рядов, вытянутых примерно по направлению вращения Солнца.

При всём разнообразии в строении групп солнечных пятен они легко поддаются разделению на различные типы или классы. Варианты классификации групп, основанные на внешнем их виде, предлагались несколькими исследователями. Подробное описание одной из таких классификаций будет дано во второй части этой книги, а именно, в § 44.

В развитии группы также наблюдается вполне определённая закономерность. Сначала образуются факелы, потом среди них возникает одна пара, рядом с ней появляются другие поры, так что получается кучка пор. Вскоре к западу (впереди по движению Солнца) возникает вторая кучка пор. Обе кучки быстро развиваются и превращаются в настоящие пятна, обрамлённые полутенями, так что уже через сутки получается настоящая группа пятен.

Хвостовое пятно развивается быстрее, чем головное и уже на третьи-четвёртые сутки достигает своего полного развития. В это время группа состоит из огромного, часто неправильного и бесформенного пятна на заднем (восточном) конце и сравнительно небольшого на переднем (западном) конце.

В дальнейшем хвостовое пятно начинает уменьшаться и разрушаться, а головное продолжает расти, постепенно

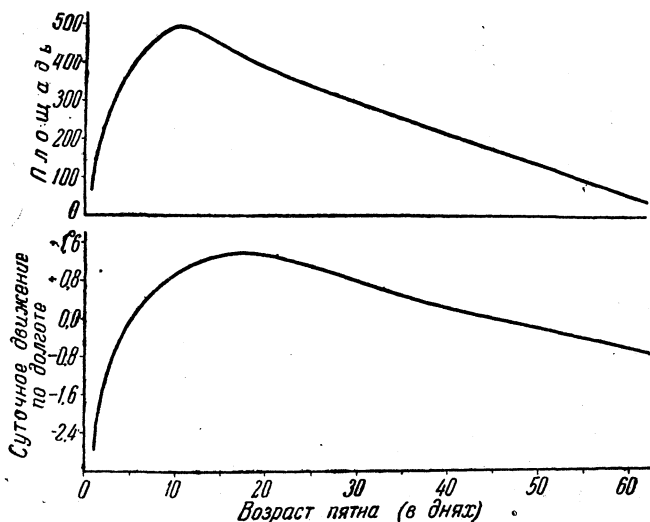


Рис. 17. График развития головного пятна группы. Вверху — изменение площади пятна, внизу — собственное движение (смещение пятна по длине относительно его среднего положения).

приобретая в группе господствующее положение. Максимальных размеров головное пятно достигает в среднем на девятый-десятый день со времени возникновения группы (рис. 17). Вместе с тем наступает кульминационный пункт в развитии всей группы в целом. В это время в ней бывает больше всего пятен, а общая площадь всех пятен достигает своего максимума.

В период роста группы головное пятно движется в направлении вращения Солнца несколько быстрее, чем

окружающая фотосфера на той же широте. Позднее, по мере разрушения пятна, это движение замедляется и пятно начинает отставать от движения фотосферы.

Вслед за этим начинается период разрушения группы. Средние пятна в ней уменьшаются и исчезают, затем исчезает хвостовое пятно, так что к концу остаётся одно головное пятно, которое к этому времени обычно принимает правильную круглую форму. В таком виде оно может существовать ещё долго, иногда появляясь в течение нескольких оборотов Солнца и мало меняясь от одного оборота к следующему. Случаи особенно долгого существования пятен относятся именно к этим бывшим головным пятнам. Известны случаи, когда такое пятно существовало в течение семи оборотов Солнца.

Тот путь развития, который был здесь описан, представляет собою лишь типичную, но отнюдь не обязательную схему эволюции группы. На практике встречается самый разнообразный ход развития групп, в том числе и такой, при котором одна и та же группа несколько раз возрождается после более или менее длительных периодов упадка. Наблюдение за жизнью групп, благодаря разнообразию их развития, составляет одну из самых увлекательных сторон солнечных наблюдений вообще.

Следует, однако, заметить, что полного развития достигают лишь очень немногие группы. Подавляющее большинство групп представляет собою одиночные пёры или маленькие кучки пор, существующие меньше суток. Если за какой-либо достаточно долгий промежуток времени сосчитать количество групп, существовавших 1 день, 2 дня, 3 дня и т. д., то окажется, что группы с коротким временем жизни гораздо многочисленнее, чем группы, существующие продолжительный срок. Такие подсчёты были выполнены М. Н. Гневышевым в Пулкове. При этом было выяснено, что относительное количество (процент) групп с разной продолжительностью существования зависит от широты: чем дальше от зон наибольшего количества пятен, тем мельче и недолговечнее становятся группы. На широтах больше 40° настоящие пятна вообще не образуются и там появляются только однодневные пёры.

Установлена также зависимость между продолжительностью существования группы и её размерами: чем больше и богаче группа, тем дольше она существует.

В эпохи минимума солнечной активности появляется меньше стойких групп, чем в эпохи максимума. Так, по подсчётам М. С. Эйгенсона, отношение числа групп, существовавших более одного оборота, к числу групп, существовавших один оборот и менее, выражается такими числами:

В годы максимума . . . 0,65
В годы минимума . . . 0,36

Если же взять данные за весь одиннадцатилетний цикл, то получаются результаты, приведённые в таблице 8.

Таблица 8

Продолжительность существования группы (в оборотах Солнца) .	1	2	3	4	5	6	7
%% групп	84,4	11,4	2,9	0,86	0,26	0,15	0,03

Необходимо заметить, что в эту сводку не вошли недолговечные пёры. Если бы они были учтены, то процент групп, существующих не более 1 оборота, был бы значительно больше.

§ 15. Физика солнечных пятен

На первый взгляд по контрасту с фотосферой ядро пятна кажется чёрным. В действительности оно тоже светится, но только менее ярко, чем фотосфера.

Из этого следует, что пятна представляют собою менее горячие участки солнечной поверхности, нечто вроде облаков охладившегося газа. Такой взгляд на природу пятен подтверждается также их цветом: рассматривая пятна в проекции на экран (§ 28) или, ещё лучше, при помощи специального гелиоскопического окуляра (§ 27), легко заметить, что ядра по сравнению с белой поверхностью фотосферы представляются нам красноватыми.

Изучение спектра пятен очень интересно и поучительно. Вследствие менее высокой температуры в спектре пятна фиолетовый конец заметно слабее, чем в спектре фотосферы, интенсивности же спектральных линий совершенно иные, чем для нормальных участков фотосферы. Именно, «искровые» линии, вызываемые возбуждением ионизованных

атомов, в пятнах выступают менее резко, а некоторые и совсем не видны. Это и понятно: в менее горячей среде газов, составляющих пятно, процент ионизованных атомов должен быть меньше, чем в фотосфере, вследствие чего и линии таких атомов будут ослаблены. Наоборот, «дуговые» линии, т. е. линии нейтральных атомов, в спектре пятна представляются чаще всего усиленными. Полосы молекул, т. е. химических соединений, тоже выступают в пятнах более отчётливо. Кроме того, есть целый ряд линий и полос, которые видны только в спектре пятен и не видны в обычном спектре фотосферы. Присутствие многих химических элементов, как, например, лития, рубидия, индия, установлено только путём изучения спектра пятен, поскольку в обычном солнечном спектре их линии не заметны. То же можно сказать про значительную часть полос, принадлежащих молекулам.

Любопытно, что по характеру спектра и яркости все пятна совершенно одинаковы и вполне подобны одно другому. Кроме того, при видимом перемещении пятна по солнечному диску отношение его яркости к яркости соседних участков фотосферы не меняется, так что закон потемнения к краю диска для пятна такой же, как и для фотосферы.

Фотометрические и спектроскопические исследования пятен позволяют определять температуру теми же методами, которые применяются и к фотосфере. Для ядра получаются такие числа:

Таблица 9

Метод определения температуры	Температура в °К
Полное излучение	4620
Яркость в отдельных спектральных участках .	4720
Распределение энергии по спектру	4750
Соотношение интенсивности спектральных линий для ионизованных и нейтральных атомов . .	4720
Молекулярные полосы углерода	4700

Таким образом, в среднем температуру ядра пятна можно принять равной 4700°. Возможно, что это число несколько преувеличено, поскольку яркий свет фото-

сферы, рассеиваясь в воздухе и в различных частях прибора, накладывается и на изучаемый свет пятна. Некоторые авторы считают, что действительная температура пятен не выше $4000-4500^{\circ}$.

В чём же состоит причина появления на солнечной поверхности громадных скоплений относительно холодного газа, наблюдаемых в виде тёмных пятен? Для того чтобы дать ответ на этот трудный вопрос, необходимо прежде всего изучить движение материи в пятнах.

В разное время было сделано немало попыток обнаружить перемещение газа в пятне путём непосредственных наблюдений в телескоп. Для этого тщательно зарисовывали отдельные заметные детали в полутени и в ядрах, что давало возможность сопоставлять их относительное расположение изо дня в день. Однако таким путём удавалось изучать лишь ход развития пятна, действительная же циркуляция вещества в пятне оставалась невыясненной. Лишь в начале нынешнего столетия А. П. Ганскому в Пулковке удалось установить путём точного измерения фотографий крупных пятен, что отдельные жилки полутени движутся вдоль радиуса пятна от центра к краю. Скорость этого движения оказалась равной 2 км/сек .

Этот результат был в дальнейшем подтверждён более надёжным способом наблюдения, — спектроскопическим путём, основанным на принципе Доплера.

Астроном Эвершед, выполняя точные измерения положения спектральных линий в разных частях пятна и при различном удалении пятна от видимого центра солнечного диска, нашёл, что когда пятно расположено в центральных частях диска, линии в его спектре не обнаруживают заметного смещения. Это значит, что в пятне нет сколько-нибудь быстрого перемещения газа в вертикальном направлении. Зато когда пятно расположено ближе к краю, линии смещаются вполне заметно. Это смещение для двух краёв пятна происходит в противоположные стороны и указывает, что на том краю пятна, который обращён к центру диска, газы всегда приближаются к нам, в то время как на противоположном краю они всегда удаляются от нас. Скорости, наблюдаемые при этом, могут достигать двух километров в секунду (рис. 18).

Такое распределение скоростей называется «эффектом Эвершеда». Оно означает, что в пятне имеется мощное

течение газов от центра к краям. Вещество, растекающееся во все стороны из середины, должно пополняться, поэтому приходится допустить, что в центральных частях пятна происходит непрерывное выбрасывание газа из более глубоких слоёв Солнца. Повидимому, этот непрерывный подъём газа с глубины происходит довольно медленно (иначе его можно было бы обнаружить по смещению линий),

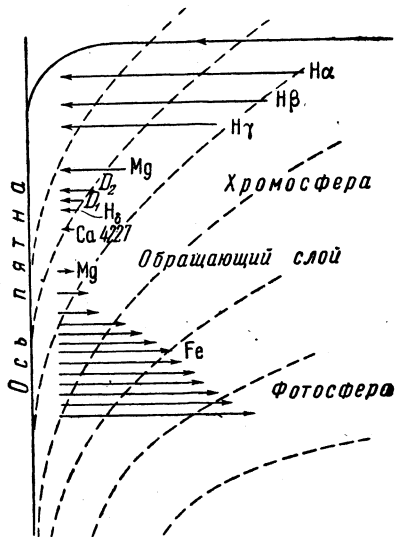


Рис. 18. Схема движения газов в солнечном пятне. Стрелки пропорциональны скорости движения газа на данном уровне. Для каждой стрелки указаны спектральные линии, по которым выведены скорости.

но поскольку выделение газа происходит с большой площади пятна, причём далее этот газ распределяется в тонком поверхностном слое, получается быстрое и сильное течение вдоль поверхности фотосферы, нечто вроде огненного ветра, дующего из центральных частей пятна к периферии.

Следует, впрочем, заметить, что наблюдения Эвершеда относятся к немногочисленным пятнам правильной формы и как

обстоит дело со сложными образованиями, нам неизвестно.

Итак, солнечное пятно — это облако охлаждённого газа, с большой скоростью растекающегося вдоль солнечной поверхности. Откуда же оно берётся, как образуется? К сожалению, эта фундаментальная проблема гелиофизики в настоящее время ещё не решена.

Одно из предположений состоит в следующем. Известно, что если газ быстро расширяется, то его температура понижается, хотя потери тепла при этом и не происходит. Это так называемое адиабатическое расширение газа, легко

наблюдаемое, например, в цилиндре с поршнем и широко используемое в технике при устройстве холодильных машин, изготавливающих в жаркую погоду искусственный лёд.

На Солнце давление газа очень быстро увеличивается с погружением под поверхность фотосферы. Поэтому, если какая-нибудь масса газа поднимается снизу вверх, то она попадает в значительно менее плотные, разреженные слои и в них быстро расширяется, причём её температура понижается. Правда, температура на Солнце быстро повышается с глубиной, а потому исходная температура поднимающейся массы будет много выше, чем в том поверхностном слое, куда она окончательно попадает. Поэтому тут возникает сложный вопрос: окажется ли всплывающий кверху газ холоднее или горячее окружающей среды? Ответ на этот вопрос был дан в работах норвежского учёного Бьеркнеса. Этот исследователь показал, что при том стрессии наружных слоёв Солнца, которое можно считать вероятным, поднявшееся вещество будет на $1000 - 2000^\circ$ холоднее фотосферы, что вполне соответствует результатам наблюдений, приведённым выше.

Конечно, такая теория, если даже она в дальнейшем окажется правильной, вопроса о происхождении пятен не исчерпывает, ибо остаётся объяснить ещё самое главное, а именно, почему же начинается поднятие газов в некоторых определённых участках солнечной поверхности, наблюдаемых нами в виде тёмных пятен. Надёжного объяснения этого мы пока не имеем.

§ 16. Магнитное поле пятен

Известный исследователь спектров небесных тел Локиер сделал в 1866 году важное открытие. Изучая спектр солнечного пятна, он обнаружил, что некоторые его линии представляются раздвоенными, как бы расщеплёнными на две отдельные линии. Это любопытное явление было объяснено много позднее, лишь после того, как физиком Зееманом было исследовано влияние магнитного поля на спектральные линии.

Зееман установил, что одиночные линии в спектре газа, находящегося в магнитном поле, расщепляются на три составляющих, превращаясь в так называемый триплет,

если лучи, идущие в спектроскоп, перпендикулярны к магнитному полю («поперечный» эффект). Крайние линии этого триплета будут раздвинуты тем шире, чем больше напряжённость магнитного поля. Расстояние между ними, выраженное в разности длин волн, может быть представлено формулой:

$$\Delta\lambda = 4,8 \cdot 10^{-11} \lambda^2 H, \quad (10)$$

где H — напряжённость поля, выраженная в «гауссах»*), а λ — длина волны в ангстремах. Пользуясь этой формулой, можно по измеренному расстоянию крайних линий $\Delta\lambda$ определить напряжённость поля.

Вторая особенность поперечного эффекта Зеемана состоит в том, что все линии, составляющие триплет, — поляризованы. При этом крайние две поляризованы в одной плоскости, а центральная — в плоскости, к ней перпендикулярной. Поэтому, если смотреть на такую расщеплённую линию сквозь поляризационную призму — анализатор (например, через призму Николя) и эту призму поворачивать вокруг её оси, то при этом будут попеременно гаснуть то центральная линия, то две боковые. От направления силовых линий зависит, при каком положении призмы гаснет центральная линия и при каком — боковые. Это позволяет воспользоваться анализом поляризации линий для того, чтобы определять направление магнитного поля.

Если свет распространяется вдоль силовых линий («продольный» эффект), то картина получается иная. Средняя линия в этом случае не видна, а обе крайние, находясь на том же удалении одна от другой, как и в предыдущем случае [соответственно формуле (10)], будут поляризованы по кругу во взаимно противоположном направлении. Анализ направления поляризации и в этом случае позволяет определить знак магнитного поля. Практически это выполняется при помощи особой пластинки из слюды

*) Единицей напряжённости магнитного поля служит так называемый «эрстед», представляющий собою такую напряжённость, при которой сила действия поля на единицу магнитной массы равна одной дине. «Гаусс» представляет собою единицу магнитной индукции, равной напряжённости поля, умноженной на магнитную проницаемость. Для пустого пространства последняя равна единице и индукция равна напряжённости поля.

(так называемая пластинка — «четверть волны»), которая превращает круговую поляризацию в плоскую.

Исследователь Солнца Хэль высказал мысль, что расщепление линий, наблюдаемое в спектре солнечных пятен, представляет собою именно эффект Зеемана и указывает на наличие в пятнах сильного магнитного поля. Для того чтобы подробно исследовать этот вопрос, Хэль построил большой башенный телескоп, дающий крупное изображение Солнца на столике, расположенном у основания башни. В плоскости столика помещалась щель спектроскопа. Луч света, прошедший через эту щель, направлялся в глубокий колодец, где встречал объектив коллиматора, далее проходил через расположенные под землёй призмы, в которых преломлялся, после чего опять шёл наверх и давал изображение спектра в плоскости того же столика. Спектр рассматривался здесь через сильный окуляр, снабжённый необходимыми приспособлениями для измерения расщепления линий и их поляризации. Таким образом, наблюдатель, сидящий у столика, видел перед собой изображение Солнца и мог по своему усмотрению перемещать это изображение по отношению к щели спектроскопа. Рядом находился окуляр, с помощью которого велись наблюдения и измерения эффекта Зеемана для участка Солнца, расположенного на щели.

Наблюдения с этим прибором привели к целому ряду важных открытий.* Во-первых, было обнаружено магнитное поле пятен. Во-вторых, для пятен, расположенных в центральных частях диска, наблюдались две линии, а для пятен, расположенных у края диска — все три компонента. Из этого следовало, что когда пятно находится на краю, то мы смотрим перпендикулярно к силовым линиям магнитного поля, а когда оно в центре — то вдоль них. Следовательно, магнитные линии в поле центральных частей пятна перпендикулярны к поверхности фотосферы, и ось того гигантского магнита, каким является каждое пятно, расположена вертикально.

Более тщательные наблюдения показали, что направление магнитных силовых линий меняется вдоль радиуса пятна. В центре ядра линии идут вертикально, с удалением от него — наклоняются наружу и у края полутени располагаются под углом около 20° к поверхности фотосферы.

В таблице 10 приведены углы, образуемые силовыми линиями с вертикалью (по данным Никольсона).

Таблица 10

Расстояние от центра пятна в долях его радиуса	0,0	0,3	0,6	0,9
Угол наклона силовых линий	0°	18°	49°	73°

Далее оказалось, что одиночное пятно обычно во всех своих частях имеет одну и ту же полярность: либо северную, либо южную. Иначе обстоит дело для групп пятен. В них, как правило, головное и хвостовое пятна имеют противоположную полярность. Таким образом, группа пятен представляет собою как бы целый магнит с противоположными полюсами на концах.

Замечательно, что расположение этих полюсов было весьма закономерным. В эпоху первых наблюдений, в годы 1908—1912 (предшествующие минимуму пятен в 1913 г.), в северном полушарии Солнца все передние (головные) пятна имели южную полярность, а задние (хвостовые) — северную. В южном полушарии было наоборот: там передние пятна групп имели северную полярность, а задние — южную.

В 1913 г. наступил минимум солнечной деятельности, пятен в это время почти не было, и потому наблюдения магнетизма были прекращены; в 1914 году они были возобновлены с новым башенным телескопом ещё больших размеров.

К крайнему изумлению наблюдателей распределение полярности магнетизма в группах получилось противоположным тому, что было до 1912 года: теперь передние пятна групп в северном полушарии имели северную полярность, а в южном — южную. Эта перемена показалась настолько невероятной, что её никак не хотели признать реальной. Для проверки пересмотрели всю аппаратуру и даже снова собрали всю старую установку на малом башенном телескопе, которой пользовались до 1913 года. Однако всё подтверждало перемену полярности пятен.

Тем не менее вопрос считали открытым до следующего минимума, который наступил в 1923 году.

Когда в 1924 году появились группы пятен нового цикла, то в них расположение полюсов оказалось опять таким же, каким оно было до 1912 года. Иными словами, новый минимум солнечной деятельности принёс с собою новую перемену в расположении полюсов.

Таким образом, окончательно было установлено замечательное явление: каждые 11 лет, после очередного минимума солнечной деятельности, северный и южный полюсы меняются в группах местами. Из этого следует, что полное повторение процессов пятнообразования совершается не через 11 лет, а через 22 года.

Перемена в расположении магнитных полюсов наблюдалась и при последующих минимумах, соответственно данным, приводимым в таблице 11.

Таблица 11

Цикл солнечной деятельности	Северное полушарие		Южное полушарие	
	Головное пятно	Хвостовое пятно	Головное пятно	Хвостовое пятно
1901—1913	S	N	N	S
1913—1923	N	S	S	N
1923—1933	S	N	N	S
1933—1944	N	S	S	N
1944—	S	N	N	S

Напряжённость магнитного поля колеблется от 500 до 4000 гаусс, в отдельных случаях достигая 4500. Это в 2000 раз больше напряжённости того магнитного поля Земли, под влиянием которого поворачивается стрелка магнитного компаса.

Многолетние наблюдения показали, что по магнитным свойствам группы солнечных пятен можно разделить на три класса, для обозначения которых были приняты буквы греческого алфавита. Первый класс, обозначаемый буквой α , состояют однополюсные (униполярные) группы, в которых наблюдается магнетизм какой-нибудь одной полярности (или северной или южной). По большей части это одиночные пятна, представляющие собою остаток исчезающей группы,

но иногда и кучки небольших близко расположенных пятен. Второй класс, обозначаемый буквой β , составляют двух-полюсные (биполярные) группы. Это в основном ряды и цепочки пятен, концы которых имеют магнетизм противоположной полярности. Третий класс— γ —составляют много-полюсные группы, в которых наблюдаются несколько неправильно разбросанных участков различной полярности.

Магнитные наблюдения позволили значительно расширить наши представления о процессах, связанных с пятнами. Например, часто случается, что к западу от одиночного пятна удаётся открыть второй, не обозначенный пятном слабый магнитный полюс группы, которая в действительности является биполярной, а не униполярной, как это кажется с первого взгляда. Такой полюс представляет собою как бы невидимое пятно. Очень часто на его месте впоследствии развивается настоящее видимое пятно или кучка пятен. Равным образом бывает, что на месте исчезнувшего пятна ещё долго держится магнитное возмущение, регистрируемое прибором.

§ 17. Факелы

После пятен факелы являются наиболее заметной подробностью, наблюдаемой нами на фоне фотосферы. Они имеют вид отдельных светлых червячков и жилок, иногда бесформенных округлых образований, отчётливо выделяющихся на сравнительно тёмном фоне краевых частей солнечного диска. Отодвигаясь вследствие вращения Солнца от края, факелы становятся видны всё хуже и на расстоянии 0,6—0,7 радиуса от центра диска исчезают совершенно. Нередко бывает, что факел, наблюдавшийся на восточном краю диска и ставший затем невидимым, снова становится заметен у западного края последнего.

Эти наблюдения показывают, что в средних частях диска факелы не видны, так как яркость их не отличается от яркости фотосферы. У края они ярче, чем окружающие части солнечной поверхности, так как диск Солнца к краю менее ярок. Таким образом, факелы—это такие участки солнечной поверхности, для которых потемнение к краю (см. § 10) идёт медленнее, чем для нормальной фотосферы. Факелы, подобно пятнам, образуют группы или *факель-*

ные поля. Последние представляют собою участки солнечной поверхности, покрытые множеством факелов, составляющих сложный узор, нередко напоминающий сеть из светлых полос и жилок, разделённых промежутками нормальной яркости.

Поля факелов часто бывают связаны с группами пятен. Почти каждое собрание пятен, появляясь на восточном краю или, заходя за западный край, бывает окружено светлым венцом факелов. Но часто появляются также факельные поля без пятен. Нередко в таком поле впоследствии образуются отдельные пёры или же развивается группа пятен. В других случаях факелы остаются и долго существуют на месте исчезнувших пятен. По данным Гринвичской гелиографической службы процент групп факелов, в которых совсем не наблюдалось пятен, составляет 6% в годы максимума солнечной деятельности и 30% в годы минимума. Однако относительно вошедших в это число групп нельзя, конечно, утверждать, что в них не появлялись пятна или хотя бы недолговечные пёры в то время, когда они находились на невидимой для нас стороне солнечного шара.

Статистика количества и площади факелов даёт для них точно такой же 11-летний ход, как и для пятен. Однако зона, в которой наблюдаются факелы, несколько шире, чем для пятен: мелкие и слабые факелы иногда наблюдаются в таких высоких широтах, где пятна никогда не появляются.

Поля факелов и группы пятен в большинстве случаев совпадают друг с другом, составляя то, что некоторые исследователи называют *активной областью*. Естественно поэтому предположить, что и пятна и факелы являются порождением одного и того же неизвестного нам процесса, скрытого под поверхностью фотосферы. Но факелы появляются при менее интенсивном развитии этого процесса. Поэтому в случаях слабого развития последнего могут появляться только факелы, в других же случаях факелы появляются задолго до пятен и пропадают лишь много времени спустя после них. В результате оказывается, что средняя продолжительность существования факелов в 2—3 раза больше, чем группы пятен, но максимум развития факельного поля обычно совпадает с моментом максимального развития группы пятен.

Долгое время не было определённых данных по вопросу о структуре факелов. Новейшие наблюдения показали, что факелы, как и нормальные участки фотосферы, состоят из мелких деталей, напоминающих собою гранулы и имеющих поперечник порядка 2". В отличие от обычных гранул они очень ярки и располагаются рядами или цепочками, напоминая своим видом жемчужные ожерелья. Кроме того, они представляют собою сравнительно стойкие образования, существующие часами; по крайней мере на снимках, полученных через 2 часа один после другого, их удавалось уверенно отождествить.

Фотометрические измерения факелов, пока немногочисленные, показывают, что их яркость превосходит яркость соседних частей фотосферы у самого края диска на 10—15%, причём различие в яркости возрастает с переходом от красного конца спектра к фиолетовому. Однако уже на расстоянии 0,6 радиуса от центра диска отличие яркости факелов от окружающего фона составляет лишь 2—4%, а в центральных частях диска оно оказывается ещё меньше, благодаря чему факелы и становятся для нас невидимыми. Все эти данные относятся к средней яркости факела в целом; составляющие факелы отдельные гранулоподобные зёрна должны быть гораздо ярче.

Спектр факелов пока изучен мало. В нём немного усилены искровые линии и ослаблены дуговые. Это указывает на несколько повышенную температуру. По фотометрическим оценкам температура факелов превосходит температуру фотосферы на 100—200°. Однако, если бы факелы были просто более накалёнными участками солнечной поверхности, то они должны были бы хорошо выделяться и в центре диска, а не только на краях. В прежние время эту их особенность пытались объяснить тем, что факелы представляют собою небольшие возвышения на поверхности фотосферы. Последнее весьма вероятно, но всё же не может объяснить фотометрических особенностей факелов.

ГЛАВА III

ВНЕШНИЕ ОБОЛОЧКИ СОЛНЦА

§ 18. Хромосфера и обращающий слой

Выше (§ 2) мы упоминали о хромосфере — о том слое солнечной атмосферы, который лежит над поверхностью фотосферы и во время полной фазы солнечного затмения бывает виден как розовый ободок, высовывающийся из-за лунного диска (рис. 19). В настоящее время для наблюдения этого слоя нет необходимости ждать очередного затмения, так как ещё в 1868 году французский учёный Жансен и английский исследователь Локиер, независимо один от другого, открыли описываемый ниже способ, позволяющий наблюдать как хромосферу, так и тесно связанные с ней протуберанцы в любой день.

Фотосфера даёт сильный свет с непрерывным спектром. Хромосфера испускает слабое излучение, но с эмиссионным, линейчатым спектром. Если направить телескоп на край солнечного диска и, закрыв фотосферу какой-нибудь заслонкой, рассматривать небо непосредственно у самого её края, то ни хромосферы, ни протуберанцев видно не будет. Это происходит оттого, что небо по соседству с солнечным диском сияет очень ярким светом и этот свет подавляет слабое свечение хромосферы. Перейдём к наблюдению этого же участка неба при помощи спектроскопа. Свет небесного свода представляет собою солнечный свет, рассеянный в атмосфере Земли; это тот же самый непрерывный спектр с тёмными линиями. Пройдя сквозь спектральный прибор, энергия светового луча распределяется по длинной полосе, поэтому в каждом участке полученного спектра яркость будет ослаблена тем сильнее, чем длиннее

спектр. Иное получится для лучей хромосферы. Узкие линии, из которых состоит их спектр, в спектроскопе шире не станут, но только отодвинутся одна от другой, располагаясь каждая на присущей ей длине волны. Поэтому и яркость этих линий с переходом к спектральному наблюдению не уменьшается или, если и уменьшается, то в гораздо меньшей степени, чем для света неба. В итоге оказывается, что на фоне ослабленного спектра неба свет хромосферы и протуберанцев становится вполне заметным.

Каждая яркая линия хромосферы совпадает с тёмной фраунгоферовой линией обычного спектра Солнца. По-

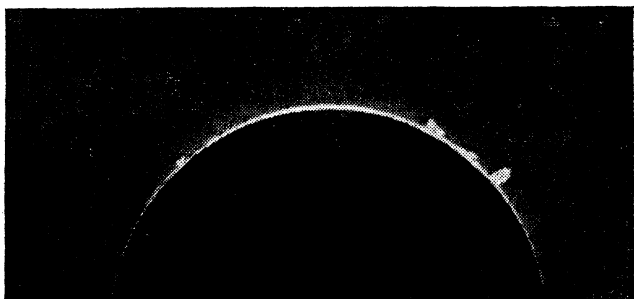


Рис. 19. Фотография хромосферы и протуберанцев, полученная во время полного солнечного затмения 29 мая 1900 года.

этому и эффект хромосферы будет проявляться только в линиях некоторых определённых элементов. Если щель спектроскопа расположена касательно к краю изображения солнечного диска, то там, где она пересекает хромосферу или протуберанец, линия будет казаться светлой, а там, где нет яркого выступа — тёмной. Таким образом, по виду линии сразу можно сказать, где хромосфера продолжается, а где её нет. Далее, раздвинув щель спектроскопа, мы сделаем линии спектра соответственно шире (хотя и бледнее) и на фоне такой широкой линии нередко сможем рассмотреть целый участок хромосферы или весь протуберанец. Этим методом, т. е. наблюдением внутри спектральной линии, и ведётся на многих обсерваториях ежедневная регистрация как протуберанцев, так и состояния хромосферы. Вести подобное наблюдение можно,

конечно, только в линии такого элемента, который достаточно ярко излучает в хромосфере. Чаще всего используется линия водорода H_α , расположенная в красной части спектра. При этом и протуберанец будет виден красным. Рисунки протуберанцев, часто встречающиеся в иллюстрированных изданиях на хромофотографиях, на которых протуберанцы изображаются яркокрасными, воспроизводят ту окраску, которая получается при наблюдении в линии H_α . Действительный же цвет протуберанцев совсем не такой: наблюдателю, рассматривающему их в телескоп во время солнечного затмения, они представляются розоватолиловыми — следствие сочетания света нескольких линий, расположенных в различных участках спектра.

Для наблюдения хромосферы и протуберанцев спектроскопическим путём применяется особый прибор, называемый *протуберанц-спектроскопом*. Он представляет собою спектроскоп, навинчиваемый на окулярный конец телескопа и устроенный так, что, поворачивая его вокруг оси, можно удобно обводить щель кругом всего солнечного диска и таким путём обозревать всё кольцо хромосферы.

Наблюдая хромосферу при помощи такого прибора, легко заметить, что она не представляет собой сплошного слоя, но составлена из множества тонких жилок и язычков, придающих ей сходство со щёткой или с «огненной травой». Благодаря такой структуре наружный край фотосферы не гладкий, но зубчатый, с множеством маленьких и больших выступов. Более крупные из таких выступов похожи на маленькие протуберанцы. Вообще резкой границы между выступами хромосферы и протуберанцами нет и при подсчётах чисто условно принято считать протуберанцами лишь те выступы, которые поднимаются над нормальным уровнем хромосферы не менее, чем на $20''$.

Жилки и волокна, из которых состоит хромосфера, крайне изменчивы и непостоянны. Средняя продолжительность их существования измеряется минутами.

Измерения ширины ободка хромосферы, т. е. высоты её поверхности над уровнем фотосферы, ведутся систематически. В линии H_α угловая ширина составляет $10-11''$, причём каких-либо резких колебаний с широтой или во времени не замечается. Гораздо интереснее сопоставление той предельной высоты, до которой в атмосфере Солнца распространяются различные химические элементы. Опре-

деление этой высоты выполняется или по спектру вспышки во время затмения или путём изучения с помощью спектроскопа линий различных элементов. Результаты приводятся в таблице 12.

Таблица 12

Элемент	Предельная высота в километрах
Кальций (ионизованный)	14 000
Водород	12 000
Гелий (нейтральный)	7 500
Натрий, магний	1 500
Железо, титан, хром (ионизованные) .	2 500
» » » (нейтральные) . .	300

Такое распределение элементов по высоте представляется удивительным. В самом деле, над уровнем фотосферы наибольшей высоты достигают тяжёлые атомы кальция, тогда как атомы лёгких газов — водорода и гелия наблюдаются значительно ниже.

Нижний слой хромосферы образуют пары нейтральных металлов, дающих в спектре огромное количество линий. Этот слой носит специальное название обрабатывающего слоя, однако никакой резкой границы между ним и остальной частью хромосферы нет.

Спектроскопические исследования хромосферы составляют один из важнейших разделов гелиофизики. При каждом полном затмении Солнца предпринимается фотографирование спектра вспышки с последующим тщательным изучением и измерением полученных линий. Наиболее интенсивными оказываются линии следующих элементов: ионизованного кальция (особенно линии H и K), водорода (серия Бальмера, в которой наблюдается до 40 линий), нейтрального и ионизованного гелия и ионизованных металлов (стронция, бария, железа, титана, хрома). В большом количестве встречаются линии ионизованных редких земель. Всего в спектре вспышки зарегистрировано свыше 3000 линий, причём многие из них не отождествлены.

Сравнение с тёмными линиями фFraunhoferового спектра обнаруживает большие различия в соотношении интенсивностей линий. Наиболее разительный пример—жёлтая линия нейтрального гелия (D_3). В спектре вспышки она является одной из самых ярких, в то время как в фFraunhoferовом спектре её не видно совсем. Вообще для спектра хромосферы характерно усиление так называемых «искровых» линий, т. е. линий ионизованных атомов.

Переход от нормального солнечного спектра к спектру вспышки происходит не сразу, а в известной последовательности. Так, линии водорода и редких земель обращаются в светлые ещё на краю фотосферы (некоторые из них — уже на расстоянии $40''$ внутрь от края), в то время как линии нейтральных металлов выглядят тёмными ещё на расстоянии $0'', 5$ от края солнечного диска.

Измеряя яркость линий различных элементов, можно последующим расчётом найти плотность паров данного элемента и далее оценить общую плотность материи в хромосфере. Получается совершенно ничтожная величина порядка 10^{-12} г/см³, причём уменьшение плотности с высотой над поверхностью фотосферы идёт крайне медленно, во всяком случае гораздо медленнее, чем это должно было бы быть по законам аэростатического равновесия. Иными словами, под действием огромного ускорения силы тяжести, которое у поверхности Солнца в 28 раз больше, чем на Земле, газы хромосферы должны были бы сжаться в тонкий плотный слой. Но этого не происходит. Из этого можно сделать вывод, что силе тяжести противодействует какая-то другая сила, направленная вверх. Действие этой силы на атомы разных элементов должно быть различным. Этим можно объяснить, почему разные элементы распространяются в хромосфере до разных высот.

Что же это за сила? Над решением этой проблемы теоретики трудились очень много. Лет 20 тому назад большим успехом пользовалась теория, согласно которой силой, определяющей строение хромосферы, считалось давление световых лучей, мощным потоком распространяющихся от раскалённой поверхности фотосферы. Однако в дальнейшем эта теория встретила с большими затруднениями, преодолеть которые она оказалась не в состоянии. Наблюдения показывают, что хромосфера представляет собою собрание бесчисленных языков и струй вещества, непре-

равно выбрасываемого вверх с поверхности фотосферы и сразу же вслед затем падающего обратно. Она представляется зубчатой, колеблющейся полосой вокруг диска Солнца, напоминающей «огненную прерию». К тому же измерения, основанные на применении принципа Доплера-Физо, указывают, что материя хромосферы находится в непрерывном движении, средняя скорость которого составляет 10—15 км/сек. Однако в настоящее время природа сил, действующих в хромосфере, ещё не выяснена. Для решения вопроса нужны дальнейшие исследования.

§ 19. Спектрогелиограф

Линия поглощения в солнечном спектре не бывает совершенно чёрной; даже в её средней наиболее тёмной части она имеет яркость, отличную от нуля. Эта «остаточная» яркость бывает различна у линий разных элементов. Если направлять щель спектроскопа на различные части солнечного диска, то наблюдаемый спектр также будет не вполне одинаков. Например, изучая линии кальция для разных участков солнечной поверхности, мы находим на Солнце такие места, где они очень темны, но зато в других точках солнечного диска они кажутся ярче соседних участков непрерывного спектра (по крайней мере в средней своей части).

Всё это вполне понятно, если мы вспомним, что в условиях солнечной атмосферы всякий газ с одной стороны поглощает определённые монохроматические лучи от более глубоких слоёв и этим вызывает появление в спектре тёмных линий, а с другой — сам испускает лучи той же длины волны, которые частично восполняют убыль яркости, вызванную поглощением. В беспокойной среде солнечных газов условия температуры и давления всё время меняются, а вместе с этим меняется как способность газа к поглощению, так и его собственное свечение. Эти перемены мы и наблюдаем в виде изменений черноты линий от одной точки солнечного диска к другой.

Для того чтобы удобно изучать распределение по солнечному диску яркости, отнесённой к определённой линии спектра, построен особый прибор, который называется *спектрогелиографом*. Он позволяет получить снимок всего солнечного диска в монохроматическом свете какой-нибудь

одной спектральной линии. Схема этого довольно сложного инструмента представлена на рис. 20. Основную часть спектрогелиографа составляет спектрограф. Он состоит из щели S_1 , объектива коллиматора O_1 , призм P_1 , P_2 , плоского зеркала R и второго объектива O_2 , дающего изображение спектра в фокальной плоскости. В этой плоскости расположена непрозрачная заслонка, в которой

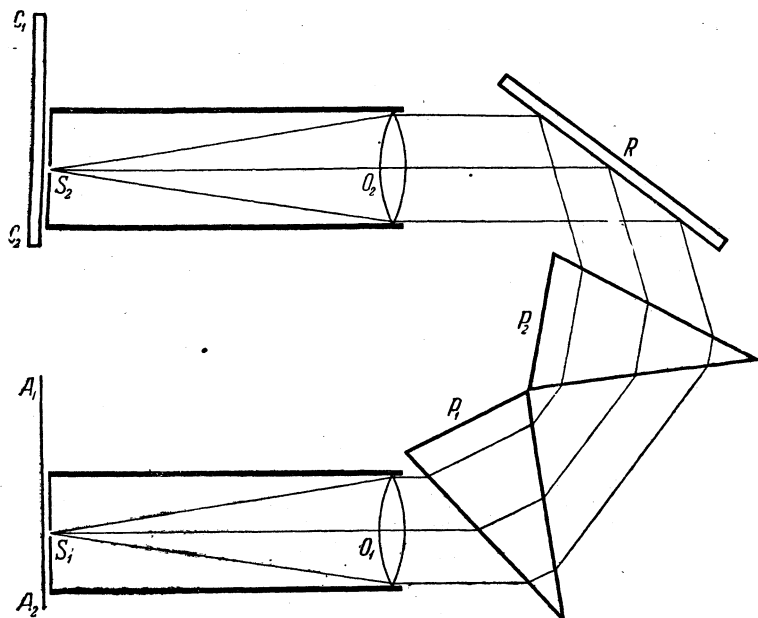


Рис. 20. Схема спектрогелиографа.

прорезана вторая узкая щель S_2 . Эта заслонка закрывает весь спектр и только очень узкая полоса спектра, ограниченная шириной щели S_2 , пропускается дальше. Поскольку эта щель расположена перпендикулярно к спектру (т. е. параллельно спектральным линиям), проходящий через неё свет можно считать монохроматическим. За второй щелью устанавливается фотографическая пластинка C_1C_2 .

При помощи телескопического объектива (а иногда зеркала или ряда зеркал) на первой щели получается изображение солнечного диска A_1A_2 такого размера, чтобы

его диаметр равнялся высоте щели. В этом случае узкая полоса пластинки, расположенная против второй щели S_2 , освещается монохроматическим светом. Каждой точке солнечного диска соответствует определённая точка на пластинке. Если в данной точке Солнца монохроматическая яркость велика, то и соответствующая точка пластинки получит яркое освещение. Если же точка Солнца даёт слабый свет, то и освещение соответствующей точки на пластинке тоже будет слабым. Таким образом, яркость освещения пластинки вдоль щели S_2 будет меняться в соответствии с яркостью полосы солнечной поверхности, приходящейся на щель S_1 . Это даёт нам возможность изучить распределение яркости только вдоль этого одного узкого участка Солнца. Если рядом с первой полоской мы надлежащим перемещением прибора проложим вторую, от соседнего участка Солнца, за нею — третью и т. д.; то полоса за полосой мы сможем заснять весь солнечный диск в строго монохроматическом свете.

Для того чтобы это выполнить, необходимо иметь в приборе такое устройство, при котором вся система $S_1, O_1, P_1, P_2, R, O_2, S_2$, т. е. весь спектрограф с обеими щелями, при помощи особого механизма плавно перемещалась параллельно направлению C_1C_2 . Очевидно, что изображение Солнца и пластинка при этом должны остаться на месте.

Таким образом, в спектрогелиографе первая щель перемещается по изображению Солнца, а вторая щель по пластинке. Свет, пропущенный этой второй щелью, полоса за полосой, вырисовывает на пластинке изображение Солнца в лучах какой-нибудь одной спектральной линии. Такой снимок называется *спектрогелиограммой*.

Если при получении спектрогелиограммы расположить вторую щель так, чтобы она приходилась против участка непрерывного спектра, то монохроматическое изображение будет похоже на обыкновенную картину солнечной поверхности, какую мы видим при непосредственном наблюдении в телескоп или на обычных снимках Солнца.

Совсем другое получится, если совместить щель с достаточно широкой линией какого-нибудь химического элемента. Свет фотосферы в такой линии будет поглощён выпележащими слоями солнечной атмосферы. Зато на его месте появится собственное свечение газа, содержащегося в этой атмосфере. Поэтому полученная спектро-

гелиограмма даст нам картину свечения паров этого элемента в разных частях солнечной атмосферы.

Линии некоторых элементов, как, например, главные линии ионизованного кальция (так называемые линии Н и К) или основные линии водорода настолько широки, что можно при получении спектрогелиограммы по желанию ставить вторую щель либо на середине линии, либо у её края, либо между краем и центром. Оказывается, что при этом изображения будут получаться совершенно различными. В соответствии с этим спектроскописты делают, например, широкую линию кальция К на 5 зон: две крайние зоны (так называемые «крылья»), обозначаемые буквой K_1 , две средние зоны K_2 и одну центральную зону K_3 . Зоны эти легко отличаются одна от другой, так как K_2 светлее своих соседей и выступает в виде двух светлых полосок.

Снимки, полученные в краевых частях линии K_1 , в общем похожи на обычные снимки солнечной поверхности; во всяком случае пятна на них видны вполне отчётливо. Однако особенностью этих снимков является то, что области, занятые факелами, на них видны не только по краям, но и в средних частях диска. Таким образом, по всему солнечному диску оказываются разбросанными светлые образования неправильных очертаний, напоминающие комки ваты или хлопья белой шерсти. Их принято называть флоккулами. Кроме того, структура грануляции на спектрогелиограмме оказывается более грубой: вместо тонких и мелких гранул, наблюдаемых на обычных снимках, мы здесь видим сравнительно грубую сеть из светлых образований, имеющих поперечник до $10''$ *).

Спектрогелиограммы, соответствующие промежуточным зонам K_2 , отличаются от обычных снимков сильнее. Пятна на них видны менее отчётливо, зато флоккулы выступают более резко. Многие мелкие пятна, а также зона полутени у крупных пятен совсем не видны, так как их покрывают

*) Некоторые авторы применяют термин «флоккулы» именно к этим образованиям, покрывающим весь солнечный диск сплошной сетью, сохраняя для сплошных белых образований наименование «факелы» и добавляя к нему название того элемента, в линии которого они сфотографированы («кальциевые факелы», «железные факелы» и т. д.).

светлые массы флоккул. Сеть светлых ячеек, одевающих всю площадь солнечного диска, здесь ещё грубее.

Совсем иную картину дают спектрогелиограммы, снятые в свете центральных частей линий, т. е. в K_3 . Флоккул здесь ещё крупнее и шире, чем в предыдущих случаях, и почти полностью закрывают пятна. Из последних можно различить только наиболее крупные. Таким образом, те обычные солнечные пятна, которые являются наиболее резкой и заметной особенностью фотосферы, на таких спектрогелиограммах отступают на второй план. Зато вместо них тут появляются совершенно новые удивительные образования. Они имеют вид вытянутых тёмных гряд и полос, беспорядочно разбросанных по фону солнечного диска. Эти образования называют волокнами.

В чём же причина таких изменений вида солнечной поверхности с переходом от одной части линии к другой? Что случается, если мы передвигаем вторую щель спектрогелиографа от края линии к её центру?

Оказывается, что краевые части линии, её «крылья», соответствуют нижним слоям поглощающего слоя газа, а середина — верхним. Таким образом, спектрогелиограммы, полученные в краевых частях линии кальция K_1 , дают разрез нижнего слоя кальциевой атмосферы, снимки, соответствующие средним частям линии K_2 , показывают нам средний уровень, а фотографии, для которых была использована центральная зона линии K_3 , дают структуру самого верхнего слоя кальция в солнечной атмосфере.

То, что мы рассказали про спектрогелиограммы, полученные в линиях кальция, относится и к спектрогелиограммам, для которых были использованы линии других элементов, например, водорода, железа, гелия. Там тоже краевые части линии дают картину свечения для нижнего слоя газа, а центральные — для верхнего слоя. Тёмные волокна, о которых мы говорили выше, отчётливо видны и на снимках, полученных в свете центральной части линии водорода.

Таким образом, передвигая вторую щель спектрогелиографа от края линии к её центру, мы как бы совершаем восхождение по солнечной атмосфере, исследуя всё более и более высокие её слои. В этом заключается большая ценность спектрогелиографических исследований.

Как ни велики достоинства фотографии, всё же визуальное наблюдение в некоторых случаях оказывается удобнее и проще. Это заставило построить прибор, который позволяет непосредственно видеть глазом ту картину, которую фотографирует спектрогелиограф. Прибор этот называется *спектрогелиоскопом*.

Устройство его аналогично спектрогелиографу, но на месте кассеты с пластинкой поставлен окуляр для наблюдения глазом. Кроме того, имеется ещё добавочное приспособление, с помощью которого обе щели приводятся в быстрое колебание взад и вперёд в своей плоскости. Если это колебание совершается с достаточной быстротой, то колеблющаяся щель сливается для глаза в сплошную полосу — изображение солнечной поверхности, образованное монохроматическим светом одной спектральной линии. На нём будут отчётливо выступать флоккулы, волокна или другие детали, получающиеся на спектрогелиограммах.

§ 20. Кальциевые флоккулы

Те обширные светлые образования, которые так резко выделяются на спектрогелиограммах, снятых в линии K_1 и особенно K_2 (рис. 21), и которые мы выше назвали «флоккулами», являются наиболее заметной и замечательной особенностью таких снимков Солнца. По виду и расположению на солнечной поверхности они очень похожи на факелы, с которыми всегда бывают тесно связаны. Как правило, флоккулы бывают крупнее, чем факелы, и занимают большую площадь. По мере передвижения щели спектрогелиографа от края линии к её центру (переход: $K_1 \rightarrow K_2 \rightarrow K_3$), т. е. с перенесением наблюдения в более высокие слои солнечной атмосферы, флоккулы становятся всё больше и ярче, а очертания их всё сильнее размываются.

Из всего этого следует, что неправильно отождествлять факелы и флоккулы. К тому же факелы принадлежат фотосфере и излучают непрерывный спектр. Флоккулы же лежат в хромосфере и дают свечение только в спектральных линиях, так что на занятых ими участках солнечного диска яркость непрерывного спектра может и не увеличиваться. Этим и объясняется, почему их не видно при наблюдении обычными способами, когда изображение Солнца получается в лучах непрерывного спектра.

Подобно факелам, флоккулы тесно связаны с солнечными пятнами. Всякое пятно обязательно бывает окружено ими. Обычно вся область группы солнечных пятен бывает сплошь занята флоккулами, как бы соединяющими отдельные компоненты группы в единое целое. В наиболее распространённых группах двухполюсного типа флоккулы часто тянутся цепочкой или широкой полосой от переднего пятна к заднему. Когда последнее исчезает, то флоккулы часто остаются, так что по их контурам можно угадывать бывшие очертания разрушающейся группы. Даже после исчезновения переднего пятна флоккулы нередко ещё долго существуют на старом месте. Кроме того, они всегда появляются раньше возникновения пятен и притом иногда задолго. Этим объясняется, почему группы флоккул без пятен можно наблюдать довольно часто, в то время как обратное — пятно без флоккул не наблюдается никогда. Таким образом, флоккулы представляют собою нечто более стойкое, чем группы пятен.

Образование новой области флоккул иногда происходит медленно и постепенно, иногда быстро. Однако раз возникнув, группа флоккул, как правило, существует в этом месте долго. Наименее долговечные из них держатся дней 7—10, очень многие наблюдаются в течение нескольких оборотов Солнца. Разрушение и исчезновение собрания флоккул всегда происходит медленно и постепенно.

Тесная связь флоккул с группами пятен проявляется в структуре областей, занятых флоккулами. Прежде всего, эти области обычно имеют удлинённую форму (от длинной полосы до овала, лишь мало отличающегося от круга). Ось или наибольший диаметр такого образования составляет с гелиографической параллелью угол, чаще всего заключающийся в пределах от 0 до 40°, причём наклон бывает такой, что передний (западный) конец группы расположен ближе к экватору, чем задний (восточный). Угол наклона, как и в случае пятен, имеет тенденцию увеличиваться с расстоянием от солнечного экватора, что видно, например, из следующей таблицы, полученной по наблюдениям за 1915—1920 гг.:

Широта . .	0—5°	10—15°	20—25°	30—35°
Наклон . .	6°,6	12°,6	20°,2	22°,3

Для недавно возникших флоккульных полей этот угол больше, чем для старых, — естественное следствие неодн-

наковой скорости вращения на разных параллелях — явление, которое, как было указано в § 6, распространяется также и на флоккулы.

При изучении собственных движений флоккул по солнечной поверхности замечено, что часть флоккул медленно вращается вокруг расположенных среди них пятен. В некоторых случаях скорость этого вращения достигала до 1° в день. Наряду с этим замечается постепенное удаление флоккул от пятна со средней скоростью 11 км в секунду. Нередко это удаление происходит значительно быстрее.

Флоккулы появляются лишь в тех зонах, где образуются пятна. В течение солнечного цикла средняя широта флоккул непрерывно убывает и активная зона смещается к экватору (см. § 14). Количество и общая площадь групп флоккул меняется также с 11-летней периодичностью.

В начале этого параграфа мы говорили о виде флоккул, снятых в линиях K_1 и K_2 .

Светлые, кальциевые флоккулы, снятые в линиях других элементов, имеют совершенно иной вид. На спектрогелиограммах, снятых в свете отдельных участков линий водорода, гелия и некоторых металлов, они выступают в виде тёмных областей, сохраняя при этом не только своё местоположение, но и очертания. Эти тёмные изображения флоккул не следует смешивать с волокнами, которые тоже кажутся тёмными, но представляют собою образования совершенно другой природы, находящиеся на большей высоте, чем флоккулы.

§ 21. Протуберанцы

Существование протуберанцев, повидимому, известно очень давно. Некоторые изображения, обнаруженные археологами на памятниках древнего Египта, дают основания предполагать, что протуберанцы были замечены уже в эту отдалённую от нас эпоху. Первым письменным упоминанием о протуберанцах считается следующее сообщение Лаврентьевской летописи по поводу полного затмения Солнца, наблюдавшегося в Новгороде 1 мая 1185 года:

«Месяца мая в 1 день, на память святого пророка Иеремия, в середу на вечерни бысть знамение в солнци и морочно бысть велми, яко и звезды видети, человеком в очю яко

зелено бяше и в солнци учинися яко мѣсяць, из рог его яко угль жаров исхожаше: страшно бо видети человеком знаменье божье».

Нельзя не согласиться, что выражение «угль жаров» действительно очень близко соответствует тому впечатлению, которое производят протуберанцы на зрителя, наблюдающего затмение невооружённым глазом. Крохотные тёмно-розовые огоньки солнечных выступов действительно напоминают тлеющие угольки, торчащие из-за чёрного края Луны.

Первые научные описания протуберанцев мы встречаем лишь в XVIII веке, а именно, в отчётах по наблюдениям затмений 1706, 1733 и 1778 годов. Однако ещё в начале XIX века шёл спор о том, к какому классу явлений принадлежат протуберанцы, причём высказывались самые странные взгляды. Так, протуберанцы считали извержением лунных вулканов, углублениями лунного края, сквозь которые пробиваются лучи Солнца, миражем в лунной атмосфере. И лишь на затмении 1851 года пулковский астроном Струве точными микрометрическими измерениями доказал их солнечную природу. Измеряя расстояние вершин протуберанцев от края быстро подвигающейся Луны, он смог установить, что Луна проходит перед протуберанцами, покрывая их с одной стороны и открывая с другой, чего, конечно, не могло бы быть, если бы протуберанцы принадлежали Луне, а не Солнцу.

В 1848 году Жансен и Локиер открыли способ наблюдения хромосферы и протуберанцев вне затмения, спектроскопическим путём (см. § 18). В настоящее время на многих обсерваториях ведутся ежедневные наблюдения протуберанцев при помощи специального прибора, называемого протуберанц-спектроскопом. У нас в СССР такие наблюдения выполнялись в нескольких пунктах; наиболее систематично они ведутся на Ташкентской обсерватории, где благоприятный, богатый солнечными днями климат, позволяет собирать обширный материал.

Параллельно с визуальными наблюдениями протуберанцев регулярно ведётся и их фотографирование, для этого служит спектрогелиограф — прибор, описанный в § 19.

Внешняя форма протуберанцев причудлива и разнообразна. Они имеют очертания то струй и фонтанов, как бы выбрасываемых с солнечной поверхности, то округлых

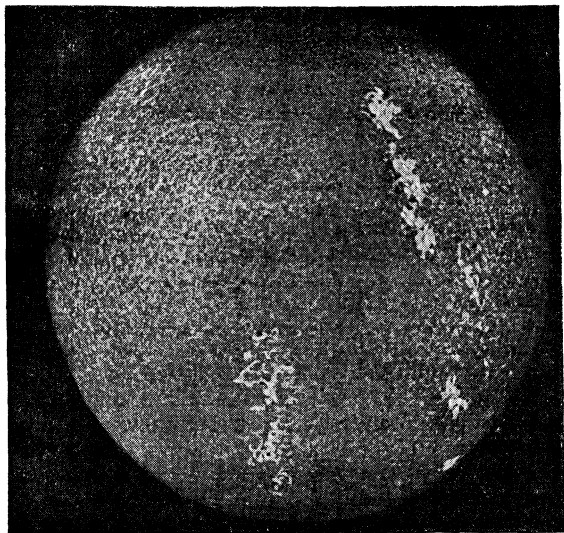


Рис. 21. Спектрограмма, полученная в линии K_2 .
Видны светлые флоккулы.

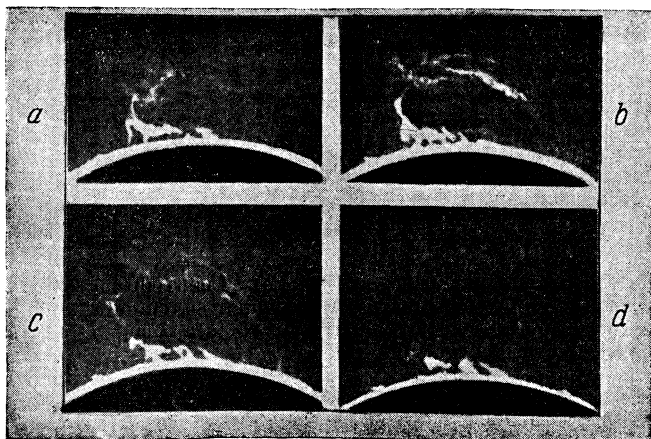


Рис. 22. Снимки быстро меняющегося протуберанца:
a — 8 ч. 50 м.; *b* — 10 ч. 15 м.; *c* — 10 ч. 53 м.;
d — 11 ч. 23 м.



Рис. 23. Подъём независимого протуберанца, наблюдавшийся 25 марта 1910 года. Два других протуберанца, наблюдавшихся в то же время (нижняя часть рисунка), оставались без изменения.

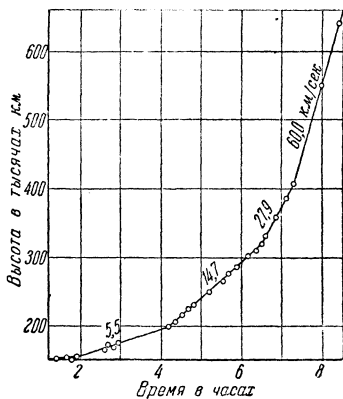


Рис. 24. Изменение скорости поднимающегося протуберанца со временем. Скорость меняется скачками, между которыми остаётся постоянной (прямолинейные отрезки).

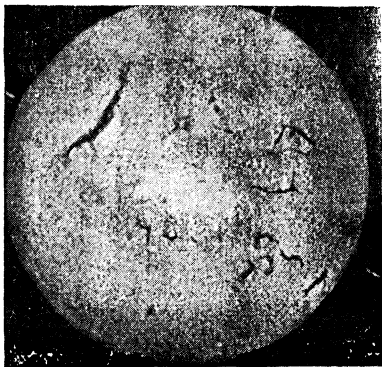


Рис. 25. Спектрогелиограмма, полученная в линии K_{β} . Видны тёмные волокна.

облаков, плавающих над уровнем хромосферы и соединённых с ним тонкими отростками. Нередко появляются протуберанцы ветвистой формы или напоминающие языки пламени, но бывают и такие, которые имеют вид больших глыб или гор, поднимающихся из хромосферы. Рисунки, приведённые здесь, дают некоторое представление об этом разнообразии форм.

Протуберанцы, в зависимости от характера их развития, нередко делят на два основных типа: спокойные и эруптивные или изверженные. Первые существуют неделями и месяцами, обнаруживая лишь очень медленные изменения, в то время как вторые развиваются и изменяются чрезвычайно быстро, за несколько часов, так что весь процесс их появления и исчезновения носит характер взрыва. Однако теперь такое деление признаётся недостаточно удобным, так как нередко спокойный протуберанец неожиданно начинает весьма бурно и быстро изменяться. Поэтому было бы правильнее говорить о спокойной и активной стадиях в развитии протуберанца.

Более удобным является разделение протуберанцев на связанные с солнечными пятнами и независимые от них. Начнём описание о последних.

Наиболее крупные и замечательные протуберанцы появляются над невозмущёнными участками фотосферы, т. е. там, где нет ни пятен, ни факелов. Они имеют вид длинных облакообразных масс, возвышающихся над хромосферой и нередко отделённых от неё узким промежутком. В последнем случае свешивающиеся вниз отростки соединяют протуберанец с хромосферным слоем.

Образование такого протуберанца может происходить двумя путями. Иногда из хромосферы возникает выступ, постепенно вырастающий до больших размеров. В других случаях на некоторой высоте над хромосферой появляется облачко, которое постепенно разрастается и, выпуская отростки книзу, соединяется с хромосферой. При полном развитии протуберанец возвышается над уровнем хромосферы на 30 000—50 000 км, в некоторых случаях—до 100 000 км. Вместе с тем он может иметь большое протяжение вдоль солнечного края, достигая в длину десятков и сотен тысяч километров.

Протуберанец наблюдается нами сравнительно короткое время, так как вращение скоро выносит его на

фон диска или уводит на противоположную сторону Солнца. Однако часто случается, что протуберанец, наблюдавшийся над восточным краем диска, через 2 недели снова появляется в прежнем виде на западном краю. Ещё через 2 недели он может снова появиться на восточном краю, потом опять на западном, продолжая своё существование в течение нескольких оборотов Солнца и лишь незначительно меняясь от появления к появлению. Это будет спокойная стадия в развитии протуберанца.

Нередко такое вялое существование внезапно прерывается наступлением активной стадии развития. Из вершины протуберанца вырастают длинные изогнутые дуги, своими концами упирающиеся в поверхность хромосферы. Вдоль этих струй быстро движется материя, которая как бы изливается из протуберанца в хромосферу, причём скорость движения может быть очень большой, составляя десятки и даже сотни километров в секунду. Струи, выходящие из протуберанцев, обычно направлены к определённым участкам хромосферы — «центрам притяжения», которые, впрочем, ничем не отличаются от фона. Нередко такой «центр» находится от протуберанца очень далеко, так что струи и потоки направляющегося к нему вещества бывают очень длинными, охватывая дугу солнечной поверхности в $40-50^\circ$ и больше.

Дальнейшее развитие протуберанца может протекать различно. Иногда истечение прекращается, бурные процессы останавливаются, и протуберанец возвращается в спокойную стадию. Бывает, что на протяжении существования протуберанца бурная и спокойная стадии несколько раз сменяют одна другую. В других случаях вся масса протуберанца как бы изливается через струи в хромосферу, так что протуберанец исчезает, постепенно бледнея и уменьшаясь.

Замечательное явление представляет собою выброс или подъём протуберанца. Оно всегда начинается внезапно и состоит в том, что спокойный протуберанец после довольно длительного существования вдруг становится ярче, отрывается от хромосферы и начинает быстро подниматься вверх. Чем больше высота над поверхностью Солнца, тем больше и скорость движения, так что к концу явления быстрота, с которой несётся вверх протуберанец, составляет сотни километров в секунду. Наибольшая наблюдав-

шаяся скорость составляет 720 км/сек. Всё явление длится обычно от 2 до 6 часов.

Поднимаясь всё выше, протуберанец бледнеет, распадается на части, отдельные его куски падают обратно к хромосфере, но основная часть продолжает подъём и постепенно исчезает на высоте приблизительно $400\,000\text{—}600\,000 \text{ км.}$ В отдельных случаях протуберанцы наблюдались на ещё больших высотах ($900\,000 \text{ км.}$).

Замечательно, что скорость поднимающегося протуберанца возрастает не постепенно, а скачками (рис. 24). Происходит это так, как если бы через некоторые промежутки времени протуберанец получал снизу толчки или импульсы, в результате которых скорость сразу увеличивалась бы в 2—3 раза.

В прежнее время поднимающиеся вверх протуберанцы называли эруптивными. Теперь окончательно установлено, что это лишь определённое событие в жизни спокойного протуберанца, который нередко именно этим кончает своё существование. Замечательно, что даже такое бурное и динамическое явление, как взлёт протуберанца, ничем не отмечается в нижележащих слоях хромосферы и фотосферы.

Протуберанцы описываемого типа, не будучи связаны с фотосферными явлениями, наблюдаются по всей поверхности Солнца, а не только в зоне пятнообразовательной деятельности. Их не раз видели в непосредственной окрестности полюсов, хотя там они и бывают обычно менее развиты, чем в средних широтах. Подробнее этот вопрос рассматривается ниже.

Спектроскопическое исследование независимых протуберанцев показывает, что они состоят в основном из водорода и ионизованного кальция, отчасти из гелия. Таким образом, их состав совпадает с составом верхних слоёв хромосферы, частью которых они как бы являются. Форма протуберанца в линиях различных элементов одинакова, что указывает на постоянство состава.

Лучевые скорости, определяемые по линиям спектра независимых протуберанцев, невелики. Наступление активной стадии сопровождается значительным увеличением скорости движения газов. Спектроскопические наблюдения в полном согласии с прямым измерением дают значения скорости до 700 км/сек.

Ко второму типу мы относим протуберанцы, возникающие над группами солнечных пятен и факельными полями, вообще в активных областях Солнца. Протуберанцы этого типа всегда динамичны и подвержены быстрому изменению. Другой их особенностью является наличие в спектре блестящих линий металлов: натрия, магния, стронция, железа, титана. Поэтому протуберанцы этого типа нередко называют «металлическими», в отличие от водородно-кальциевых протуберанцев ранее рассмотренного типа, что, впрочем, не вполне удачно, так как кальций — тоже металл.

Протуберанцы, связанные с пятнами, довольно быстро поднимаются до значительных высот. Однако в отличие от подъёма или выброса независимых протуберанцев, скорость движения вещества в них с высотой не увеличивается, а напротив, уменьшается, так что на предельной высоте протуберанец совсем останавливается, после чего образующее его вещество начинает опускаться вниз, к хромосфере. Таким образом, в данном случае мы имеем действительное извержение вещества, которое взлетает вверх, а потом падает вниз. На обратном пути падение нередко замедляется, причём образуются сгустки, долгое время плавающие над уровнем хромосферы. Материя этих сгустков медленно стекает вниз до полного их исчезновения. В других случаях прямо над солнечными пятнами образуются светлые узлы и сгустки, расположенные рядами на одном и том же уровне. Из них свешиваются к пятну отростки струящейся вниз материи. Бывали также случаи, когда верхушка подобного протуберанца совсем отрывалась и уносилась прочь.

Существование двух различных типов протуберанцев, из которых одни связаны с пятнами, а другие — независимы, отражается на статистических закономерностях, связанных с 11-летним циклом. Количество протуберанцев и их общая площадь меняется из года в год с 11-летним периодом. Однако в то время как площадь пятен в годы максимума бывает в 20—50 раз больше, чем в годы минимума, для площади протуберанцев это отношение составляет лишь около 3. К тому же и моменты максимумов обычно не совпадают: для протуберанцев максимум наступает раньше, чем для пятен.

В распределении протуберанцев по широтам проявляется различие двух типов. Протуберанцы независимого

типа распространены по всей окружности солнечного диска. В то же время протуберанцы второго типа, будучи тесно связаны с пятнами, появляются преимущественно в зонах пятен.

Во время максимума солнечных пятен зоны наибольшего количества протуберанцев лежат в каждом полушарии на широте 25° , т. е. на 10° дальше от экватора, чем зоны, наиболее обильные пятнами. Это так называемые главные зоны протуберанцев. Зоны распространения протуберанцев оказываются при этом более широкими и менее ясно ограниченными, чем зоны пятен, так что область появления протуберанцев простирается по крайней мере до 60° широты. С течением времени зоны наибольшего количества протуберанцев смещаются к экватору, следуя в этом своём движении за зонами пятен, от которых они продолжают отстоять на 10° . За год до минимума эти протуберанцы постепенно исчезают. Но за два года до минимума образуются новые зоны появления протуберанцев, которые лежат примерно на 50° широты. В течение двух-трёх лет эти зоны остаются на том же месте, а после минимума начинают смещаться, причём каждая подвигается к своему полюсу. Вместе с тем активность обеих полярных областей быстро возрастает и достигает наибольшей интенсивности за 2 года до максимума пятен, после чего начинает ослабевать. При этом обе зоны полярных протуберанцев продолжают двигаться к полюсам, которых и достигают в год максимума пятен, после чего пропадают.

За два года до максимума пятен, т. е. во время наибольшей активности зон полярных протуберанцев, появляются новые главные зоны, расположенные на широте 30° и имеющие ширину до 20° каждая. Число протуберанцев быстро увеличивается и они постепенно смещаются к экватору. Наибольшего своего развития главные зоны протуберанцев достигают одновременно с максимумом пятен, после чего, продолжая подвигаться к экватору, понемногу затухают.

Обе зоны протуберанцев — главная и полярная — не разграничены резко и выявляются лишь статистически. Последнее выражается в том, что на широтах 40° количество протуберанцев бывает наименьшим.

Что же представляют собою солнечные протуберанцы. Какие силы поднимают их на такую большую высоту и

заставляют двигаться с такой огромной скоростью? Об этом мы пока знаем очень немного.

Материя протуберанцев находится в крайне разреженном состоянии. Оценки, сделанные на основании яркости свечения, приводят к значению плотности порядка $2 \cdot 10^{-14}$ г/см³. В основном масса протуберанца состоит из водорода, второе место занимает гелий, на третьем месте стоит кальций. Значительная часть атомов в протуберанцах должна быть ионизована, атомы кальция в основном должны быть ионизованы дважды.

Поскольку протуберанец висит в пространстве над уровнем хромосферы, должна существовать какая-то сила, которая уравнивает силу тяжести и удерживает его в этом положении. Если эта сила ослабевает, то протуберанец опускается вниз, а если усиливается, — то поднимается кверху. Что же это за сила?

Авторы многих теорий, претендовавших на объяснение явления протуберанцев, видели причину подъема протуберанцев в световом давлении. Если в каком-то участке Солнца излучение (особенно — в крайней ультрафиолетовой части спектра) возрастает, то увеличивается и сила давления этих лучей на выпележающие слои солнечной атмосферы. В результате целые куски хромосферы поднимаются вверх, образуя протуберанцы.

Таковы общие основы современных воззрений на природу протуберанцев. Однако разработка детальной и математически обоснованной теории протуберанцев наталкивается на большие затруднения. Например, атомы разных элементов под действием потока лучей данной интенсивности должны испытывать различное давление. Вследствие этого они должны двигаться с неодинаковой скоростью и подниматься на разную высоту. Но этого на самом деле нет. Мы уже говорили, что химический состав протуберанцев на всех высотах одинаков, вследствие чего форма протуберанца в линиях разных элементов одна и та же. Значит, в действительности все газы, образующие протуберанец, движутся вместе. Одно из возможных объяснений состоит в следующем. Основная масса протуберанца состоит из водорода, среди многочисленных атомов которого лишь кое-где вкраплены атомы других элементов. Поэтому движение и форма протуберанца должны определяться силой давления лучей именно на водородные

атомы. Остальные атомы захватываются и увлекаются окружающим их водородом, так что их движение не является самостоятельным. Как бы то ни было, проблема протуберанцев в настоящее время ещё далека от своего разрешения.

§ 22. Природа волокон

Ещё первыми спектрогелиографическими наблюдениями Хэля и Деландра было установлено, что волокна тесно связаны с протуберанцами. Часто можно наблюдать, как после появления большого протуберанца на восточном краю диска, на соответствующем участке солнечной поверхности оказывается большое волокно. И обратно, в тот день, когда волокно, уносимое вращением солнечного шара, заворачивает за западный край диска, на этом краю появляется протуберанец.

Множество наблюдений такого рода постепенно привело к заключению, что волокно есть не что иное, как протуберанец, наблюдаемый нами на фоне солнечного диска. В самом деле, протуберанец представляет собою громадное облако сравнительно слабо нагретого газа, которое горой вздымается над общим уровнем хромосферы. В таком облаке происходит поглощение света, отчего спектральные линии, соответствующие газам протуберанца, становятся относительно темнее, чем фотосфера. Поэтому при фотографировании в центральных частях линий водорода и кальция — элементов, из которых в основном состоят протуберанцы, область протуберанца выходит на спектрогелиограмме в виде тёмного образования.

Таким образом, изучение волокон значительно дополняет те исследования протуберанцев, которые ведутся путём наблюдения солнечного края. Заметим, что волокна выступают наиболее резко и отчётливо на спектрогелиограммах, снятых в линиях водорода, особенно в линии H_{α} . В линиях H и K ионизованного кальция они тоже видны, но выделяются менее резко.

В соответствии с двумя типами протуберанцев и волокна можно разделить на два класса. Один из них соответствует независимым протуберанцам. Это стойкие, медленно изменяющиеся образования громадных размеров. Они нередко достигают в длину миллиона километров и более. Область их появления не ограничена зоной пятен, но охватывает

всю поверхность Солнца. Средние и нижние слои хромосферы, а также фотосфера под волокнами этого типа, оказываются ничем не возмущёнными. Прямой связи больших волокон с пятнами не наблюдается. Впрочем, нередко замечали, что появление группы солнечных пятен под волокном ведёт к его разрушению и исчезновению.

Много внимания было уделено изучению высоты волокон и скорости их вращения. Оказывается, что средний уровень, на котором они находятся, составляет около 30 000 км.

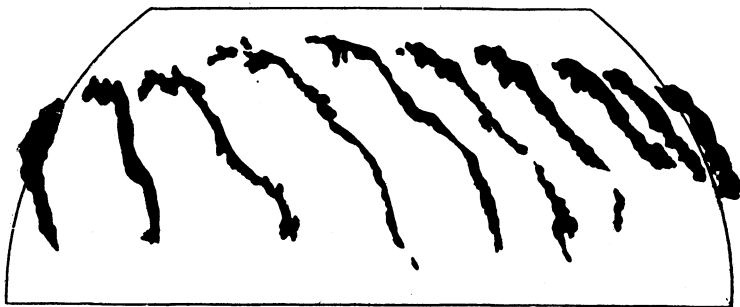


Рис. 26. Последовательные изменения вида протуберанца — волокна при его прохождении по солнечному диску.

Если вспомнить, что предел хромосферы лежит на высоте 14 000 км, то становится ясно, что волокна лежат уже за пределами газовой оболочки Солнца и потому могут быть только выступами протуберанцев. В соответствии с этим и время оборота для них получается наиболее коротким.

Условия возникновения больших волокон изучены пока мало. Повидимому, дело начинается с появления небольшого тёмного пятнышка, которое довольно быстро разрастается, вытягиваясь в длину. Достигнув полного развития, волокно длительное время остаётся в более или менее стационарном состоянии. Бывали случаи, что одно и то же волокно держалось несколько оборотов. Затем начинается стадия разрушения, причём иногда волокно распадается на части и исчезает постепенно, а иногда, напротив, очень быстро, за несколько часов. Повидимому, последний случай соответствует подъёму независимого протуберанца.

В краевых зонах солнечного диска волокна имеют большую ширину. С приближением к центру диска они

становятся уже, обращаются в тёмную линию, а с приближением к противоположному краю диска опять становятся широкими. Из этого следует, что волокно имеет форму плоской стоячей гряды, нечто вроде вертикально установленного забора или (более удачное сравнение) плоского пламени керосиновой горелки. Данные, полученные из большого наблюдательного материала о размерах и форме волокон приведены в таблице 13.

Т а б л и ц а 13

Протяжённость в км	Наимень- шая	Наиболь- шая	Средняя
Длина	60 000	600 000	200 000
Высота	30 000	100 000	50 000
Толщина	6 000	12 000	10 000

Плоскость волокна обычно не вертикальна, но несколько наклонена к западу, т. е. вперёд по вращению Солнца; из 170 исследованных волокон 134 были наклонены именно таким образом, причём угол наклона в среднем составлял 16° , и только 36 волокон были наклонены в противоположную сторону.

Направление волокон обычно бывает таким, что передний (западный) конец лежит ближе к экватору, чем задний (восточный). Однако, в отличие от групп пятен и флоккул, угол между осью волокна и параллелью с удалением от экватора не растёт, а уменьшается, как это можно видеть из таблицы 14.

Т а б л и ц а 14

Широта	Угол с парал- лелью	Широта	Угол с парал- лелью
0—5°	86°	30—35°	32°
5—10	79	35—40	29
10—15	73	40—45	17
15—20	62	45—50	20
20—25	46	50—55	23
25—30	45	55—60	17

Благодаря большому протяжению концы волокна часто лежат на удалённых параллелях и поэтому обращаются

с различной скоростью. В результате волокно постепенно поворачивается так, что угол с параллелью при каждом новом появлении волокна становится всё меньше и меньше. Так, для одного волокна, наблюдавшегося в течение шести оборотов Солнца, при последовательных появлениях углы были такие: 60° , 50° , 47° , 42° , 32° и 26° .

На спектрогелиограммах, снятых в красной водородной линии H_α , удастся заметить узкую светлую полосу, идущую

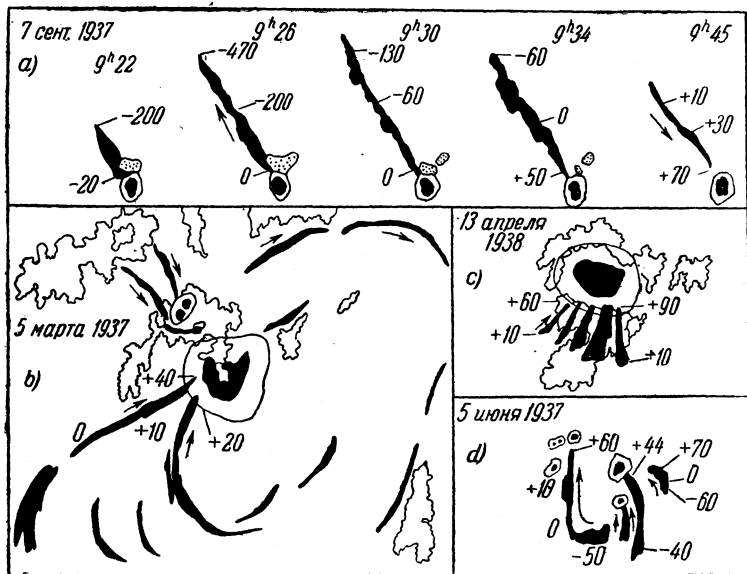


Рис. 27. Волокна, окружающие солнечные пятна.

вдоль края волокна. Пока волокно находится в восточной части диска, эта полоска окаймляет его с западной стороны, когда же оно переходит в западную половину диска, то с восточной. Вблизи центра иногда удаётся заметить эту каёмку с обеих сторон. Очевидно, что мы имеем здесь перед собой какое-то светлое основание, на котором возвышается гряда волокна.

Второй тип волокон тесно связан с группами солнечных пятен. Волокна этого рода гораздо мельче и отличаются недолговечностью. Они имеют вид кривых хвостов, дужек или запятых, окружающих крупные пятна (рис. 27).

Все волокна, окружающие данное пятно, обычно бывают выгнуты в одну и ту же сторону. Это придаёт всей области хромосферы, окружающей пятно, структуру, напоминающую вихрь или водоворот. Направление, в котором закручен такой вихрь, не зависит от магнитной полярности пятен, но определяется тем полушарием, в котором лежит пятно. Оказывается, что 80% всех вихрей северного полушария были закручены против часовой стрелки, а 84% вихрей южного полушария — по часовой стрелке. Это соответствует направлению вращения земных циклонов.

Такие результаты привели к выводу, что в тех слоях водорода, в которых наблюдаются вихри, происходит течение газов к солнечному пятну. Вращение Солнца отклоняет это течение в северном полушарии вправо, а в южном — влево, придавая всей массе текущего газа структуру гигантского вихря, вращающегося аналогично циклонам земной атмосферы. В пользу такого взгляда говорили и наблюдения над перемещением волокон; не удавалось наблюдать, что волокно движется к пятну, как бы притягиваясь им и постепенно скрывается, поглощаясь пятном. Однако в дальнейшем многие из этих выводов не подтвердились. В частности, в большинстве случаев тёмные и светлые водородные флоккулы, образующие как бы вихрь, не обнаруживают ни течения в сторону пятна, ни вращения вокруг последнего. Кроме того, на спектрогелиограммах тех же, примерно, уровней хромосферы, но снятых в линиях кальция, вихревой структуры незаметно. Таким образом, вопрос о природе водородных вихрей вокруг пятен в настоящее время следует считать открытым.

Если большие волокна представляли собою независимые протуберанцы, то волокна, окружающие группы пятен, повидимому, представляют собою не что иное, как протуберанцы, связанные с пятнами.

Можно ожидать, что изменение числа и площади волокон с 11-летним периодом солнечной активности, их распределение по широте и все прочие статистические закономерности будут такими же, как для протуберанцев. Наблюдения это подтверждают.

Для волокон, как и для протуберанцев, в каждом полушарии существует две зоны видимости. Одна из них

возникает вскоре после максимума на широте $40-50^\circ$ и до минимума неизменно держится именно на этой широте. После минимума эта зона волокон начинает смещаться в сторону полюса и исчезает на широте 80° незадолго до наступления следующего максимума. Вторая зона образования волокон появляется на широте $30-40^\circ$ вместе с первыми пятнами нового цикла, т. е. во время минимума солнечной активности и вместе с зоной пятен передвигается к экватору, вблизи которого и исчезает перед следующим минимумом.

§ 23. Хромосферные извержения

1 сентября 1859 года два наблюдателя — Кэррингтон и Ходжсон совершенно независимо один от другого (они находились в разных городах) наблюдали замечательное явление. Оно состояло в том, что на краю большого солнечного пятна внезапно появились два круглых образования исключительной яркости. Они быстро перемещались параллельно одно другому, постепенно ослабевая, и через 5 минут исчезли. В момент максимума яркость их была значительно выше яркости фотосферы.

После этого не раз появлялись сообщения о наблюдении подобных явлений. Однако всегда оставалась какая-то доля неуверенности в их реальности. И только после изобретения спектрогелиографа и спектрогелиоскопа вопрос приобрёл полную ясность.

На спектрогелиограммах, полученных в линиях кальция или водорода, иногда обнаруживаются особенно яркие объекты. Это как бы флоккулы, которые светятся с исключительной силой. Но главное отличие этих образований от обычных флоккул состоит в необычайной скорости развития: в то время как флоккулы образуются и разрушаются крайне медленно и постепенно, яркое хромосферное образование возникает исключительно быстро, даже внезапно: время его роста чаще всего измеряется несколькими минутами, а продолжительность существования составляет минут 20—40, редко несколько часов. Таким образом мы здесь имеем перед собою короткую вспышку, что дало повод назвать такое явление *извержением*. Впрочем, термин этот нельзя признать особенно удачным, так как он указывает на какое-то истечение,

выбрасывание материала, чего, повидимому, здесь нет. Светлое пятно извержения чаще всего не обнаруживает заметного перемещения ни по высоте, ни вдоль солнечной поверхности. Наблюдения, выполненные в тот момент, когда область вспышки заворачивает за край диска, показывают, что в этой области получается лишь небольшое возвышение хромосферы (наибольшая зарегистрированная высота — 30 000 км). В отличие от протуберанцев, с большой скоростью вздымающихся на большую высоту, извержения представляют собою плоские образования, сосредоточенные в верхних слоях хромосферы, быстро появляющиеся и исчезающие.

Таким образом, извержение представляет собою участок хромосферы, в котором внезапно возникает интенсивное свечение. Оно сосредоточено главным образом в основных линиях водорода (H_α и H_β балмеровской серии) и ионизованного кальция (H и K). Свечение в этих линиях нередко бывает настолько сильным, что происходит обращение линии: линия из тёмной становится блестящей, более яркой, чем прилегающие к ней участки спектра. Нередко наблюдали, что явление вспышки распространяется и на другие элементы солнечной атмосферы. Иногда усиливаются некоторые линии гелия, жёлтая линия натрия, линии железа, магния и других металлов. В то же время яркость непрерывного спектра не увеличивается. Этим и объясняется, почему при обычном телескопическом наблюдении вспышки, как правило, не видны, и только в исключительных случаях их удаётся обнаружить.

Раньше считали, что извержения представляют собою редкое явление. Широкое распространение спектроскопа, позволившее вести монохроматические наблюдения хромосферы во многих пунктах в течение продолжительных промежутков времени, показало, что это не так. В эпоху максимума пятен, когда извержения особенно часты, их удаётся зарегистрировать до 10 в день, так что это, напротив, весьма обыденное явление. Большой наблюдательный материал, накопленный за последнее время, позволил детально выяснить условия появления извержений.

Площадь, захватываемая вспышкой, составляет от 40 до 4000 миллионных долей солнечной полусферы. Обычно вначале она бывает небольшой, но по мере роста яркости свечение быстро распространяется в стороны, образуя

большое яркое облако неправильных очертаний. При убывании яркости сокращаются и размеры занимаемой этим облаком площади. Обычно возрастание яркости протекает значительно быстрее, чем последующее разрушение яркого облака.

Наблюдатели-практики делят извержения по их размерам на три класса: 1 — маленькие, 2 — средние и 3 — большие. Из статистических данных, приведённых в таблице 15, видно, что извержения, занимающие большую площадь, имеют обычно и большую яркость.

Т а б л и ц а 15

Класс	1	2	3
Средняя площадь (миллионные доли полу- сферы)	120	380	1020
Средняя продолжительность существова- ния (минуты)	10	27	48
Яркость (непрерывный спектр = 100) . . .	60	100	200
% случаев	71	26	3
Время роста	0,39	0,49	0,58
Время разрушения			

Часто бывает, что несколько извержений образуются одновременно или появляются последовательно одно за другим на одном и том же участке солнечной поверхности. В точке, где произошло извержение, можно ожидать в ближайшие часы и дни появления новых извержений.

Извержения тесно связаны с группами пятен. Они чаще всего появляются непосредственно у границы крупного пятна или между пятнами группы. Подсчёты показывают, что 95% всех зарегистрированных извержений лежало в группах пятен, а остальные 5% — в группах флоккул незадолго до образования или вскоре после исчезновения в них пятен. Вне полей, занятых флоккулами, извержений не видели никогда. Это даёт повод некоторым исследователям рассматривать их как разновидность флоккул, как флоккулы с аномально большой яркостью.

Тесная связь извержений с пятнами обнаруживается в условиях их появления: они появляются только в тех зонах, где видны пятна, они так же, как и пятна, распределяются по широте, долготе и т. д. Среднее годовое

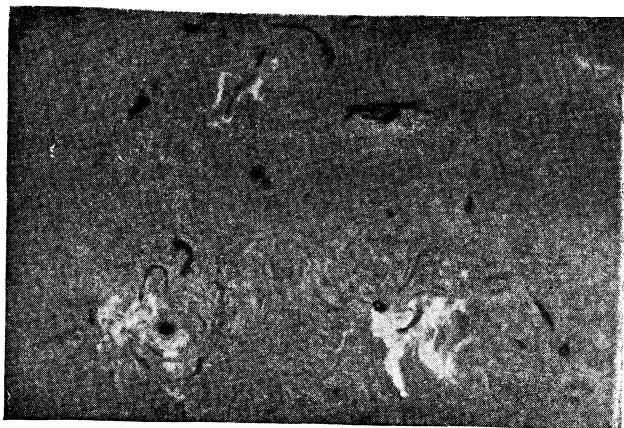


Рис. 28. Извержение, происшедшее 13 октября 1926 года
в 13 часов 15 минут по мировому времени. Снимок
в линии H_{α} .

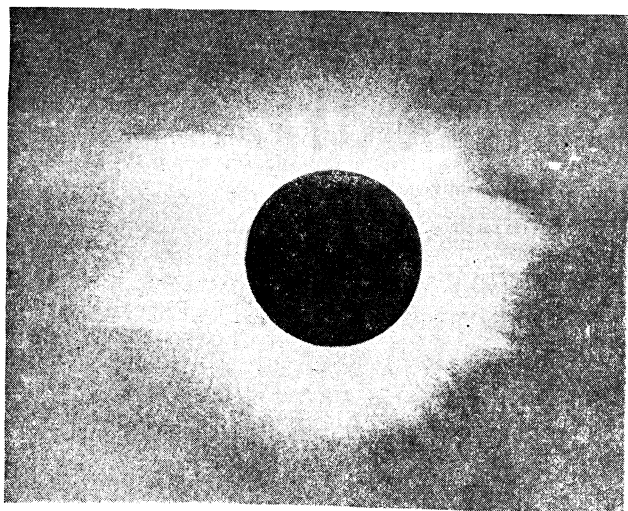


Рис. 29. Снимок солнечной короны.

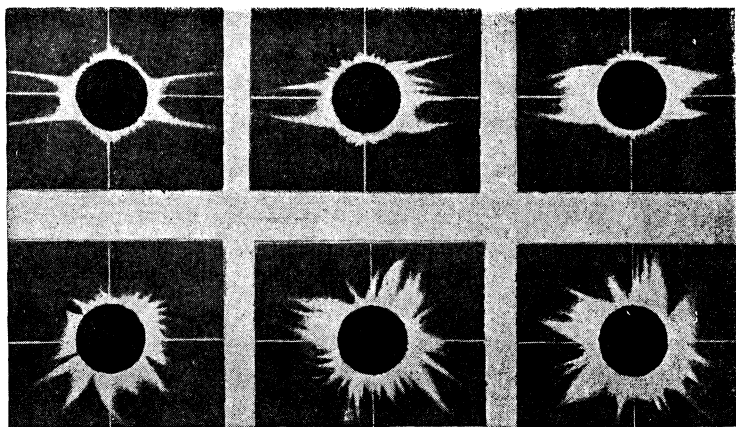


Рис. 30. Изменения формы короны в зависимости от фазы 11-летнего цикла. Верхний ряд — корона при малом числе пятен. Нижний — корона при большом числе пятен.

количество N извержений меняется пропорционально относительным числам пятен W (числа Вольфа, см. § 31):

$$N = 0,05 W.$$

В большой группе пятен за время её существования может произойти до 50 извержений, причём они наблюдаются преимущественно в первый, бурный период развития группы. В группах, возраст которых составляет 10—15 дней, когда размеры и количество пятен достигают своего максимума, извержения могут наблюдаться по нескольку раз в день. Напротив, в поздней стадии развития группы, когда от неё остаётся одиночное пятно, извержения наблюдаются как исключение. По наблюдениям Эвершеда, появление извержения сопровождается резким усилением магнитного поля близлежащих пятен.

Эффект вспышки захватывает лишь немногочисленные линии солнечного спектра, поэтому извержение не имеет заметного влияния на общую интенсивность солнечного излучения. Однако в крайнем ультрафиолетовом участке спектра дело, повидимому, обстоит иначе: там каждое извержение сопровождается заметным усилением радиации. Правда, прямых измерений, подтверждающих это предположение, мы пока не имеем. Зато существует множество косвенных указаний на этот факт. Оказывается, что каждое извержение в центральной части солнечного диска сопровождается большими изменениями в состоянии ионосферы Земли. Эти воздействия настолько сильны, что заставляют предполагать значительное усиление солнечной радиации в далёком ультрафиолетовом участке спектра.

§ 24. Солнечная корона

В § 2 мы уже говорили, что во время полного затмения Солнца, когда чёрный диск Луны целиком заслоняет сверкающую поверхность фотосферы, становится видно нежное серебристое сияние, окружающее солнечный шар со всех сторон и распространяющееся по тёмному фону неба на 1—2 поперечника Солнца, а порой и больше. Это так называемая *солнечная корона*, одно из наиболее замечательных явлений, наблюдаемых в редкие и эффектные минуты полного затмения.

Несомненно, что корону видели и знали ещё в глубокой древности. Характерные рисунки «крылатого Солнца», встречаемые на стенах многих сооружений, воздвигнутых в эпоху древнего Египта и сохранившихся до наших дней, повидимому, представляют собою стилизованные изображения солнечной короны в виде двух крыльев, обрамляющих чёрный диск Луны. Первое научное описание короны принадлежит Кеплеру. Однако долгое время было неясно, к какого рода явлениям принадлежит это образование. Одни приписывали его земной атмосфере, считая его чем-то аналогичным тем ореолам или венцам, которые получаются вокруг светил при мгlistом или туманном воздухе. Другие видели в солнечной короне атмосферу Луны, ярко озарённую солнечными лучами. Лишь в XIX столетии было установлено, что корона представляет собою разреженную и прозрачную материю, которая образует крайнюю внешнюю оболочку Солнца. С тех пор интерес астрономов к короне начал быстро возрастать, и в настоящее время исследования короны составляют основную задачу тех экспедиций, которые посылаются в зону видимости полного затмения.

Солнечная корона — объект исключительно трудный для наблюдений и потому изученный очень мало. Видеть её можно исключительно во время полных затмений. Общая длительность полной фазы затмений составляет приблизительно четыре часа в столетие, так что суммарная продолжительность времени, которое было в распоряжении астрономов для изучения короны, скажем, с начала XIX века, составляет всего 6 часов. Несмотря на это мы имеем о короне достаточный запас сведений, которые сводятся к следующему.

Солнечная корона представляет собою образование крайне неправильное и изменчивое. Она состоит из множества отдельных лучей, пучков и струй на слабо светящемся фоне. Расположение этих деталей при каждом затмении бывает совершенно различным. Из-за краткости полных затмений мы лишены возможности непрерывно следить за изменениями в короне и наблюдать её вращение вместе со всем солнечным шаром вокруг оси Солнца. Тем не менее, ряд данных показывает, что изменения в короне должны происходить довольно быстро. Во всяком случае, сравнение снимков, полученных во время одного и того же

затмения в удалённых пунктах земной поверхности, разделённых по времени на 1—2 часа, а также измерения доплеровского смещения линий в спектре указывают на перемещения вещества со скоростью в несколько десятков километров в секунду, причём преобладают течения, направленные прочь от Солнца. Создается впечатление, что корона состоит из вещества, выбрасываемого с солнечной поверхности и разлетающегося в окружающем пространстве.

Наблюдения указывают на наличие связи между структурными особенностями короны и явлениями в нижележащих слоях солнечной атмосферы. Наиболее яркие и длинные струи и пучки лучей обычно возникают под возмущёнными областями фотосферы и хромосферы, отмеченными группами пятен, факелов и флоккул. Вокруг протуберанцев, вдающихся в область короны из хромосферы, бывают видны как бы купола или оболочки, состоящие из ряда слоёв светящейся корональной материи.

Замечательны изменения формы короны на протяжении 11-летнего цикла солнечных пятен. В годы минимума корона состоит из двух широких пучков, оси которых совпадают с плоскостью солнечного экватора (рис. 30). В годы максимума, напротив, струи и пучки, образующие корону, наблюдаются и в высоких гелиографических широтах, что придаёт короне более правильные округлые очертания.

Свет короны в основном представляет собою солнечные лучи, отражённые (рассеянные) теми частицами, которые составляют эту крайнюю оболочку Солнца. По распределению энергии в спектре и по цвету радиация короны не отличается сколько-нибудь заметно от радиации Солнца. Однако свет короны обнаруживает довольно значительную поляризацию, которая в некоторых зонах достигает до 60%. Таким образом, частицы короны обладают свойством рассеивать солнечную радиацию так, что лучи всех участков спектра отражаются в равной мере, причём происходит поляризация отражённого луча. Из этого следует, что частицы короны не могут быть атомами, так как столь мелкие частицы, согласно закону Рэлея, будут сильнее всего рассеивать лучи фиолетового конца солнечного спектра, вследствие чего корона была бы голубой, подобно ясному дневному небу. Крупные частички, например,

твёрдые пылинки или капли жидкости, не обладают свойством такого преимущественного отражения, однако нельзя допустить, что корона состоит из крупных частиц. Частицы вблизи Солнца должны накалиться до сравнительно высокой температуры и вследствие этого светиться собственным красноватым светом.

Разгадка природы частиц, составляющих корону, была дана астрофизиком Шварцшильдом. Способностью рассеивать лучи именно так, как это происходит в короне, обладают свободные электроны. Поэтому наблюдаемые нами особенности свечения короны прекрасно объясняются, если принять, что рассеивающими частицами являются свободные электроны.

За последнее время были получены новые доказательства того, что в короне должно быть очень много свободных электронов. Кроме отражённого солнечного спектра, свет короны имеет и собственный линейчатый спектр: на фоне непрерывного солнечного спектра видны светлые эмиссионные линии, указывающие на свечение какого-то разреженного газа. В настоящее время достоверно известно до 30 таких линий. Ни одна из них не совпадает с известными линиями химических элементов, наблюдаемых в лабораториях. Поэтому разгадать их природу долго не удавалось. Одно время, вспоминая историю открытия гелия, их приписывали новому, неизвестному элементу, которому даже дали название «короний». И лишь последние работы шведского учёного Эдлена разрешили эту проблему, повидимому, окончательно. Оказалось, что непонятные эмиссионные линии спектра короны создаются излучением атомов кальция, железа и никеля, находящихся в стадии очень высокой ионизации. От этих атомов оторвано от 10 до 16 электронов. Электроны, отделённые от атомов, повидимому, и дают сильное рассеяние солнечных лучей, вызывающее яркое свечение короны.

Много времени и сил было потрачено на изыскание способов наблюдать корону без затмения. Как и в случае протуберанцев, препятствием здесь служит яркий свет неба у края солнечного диска. Пытались закрывать фотосферу разными усовершенствованными экранами, устраняющими дифракцию (из-за этого явления солнечные лучи попадают в затемнённую экраном область), вести наблюдения на высоких горах, где воздух чище и небесный

свод темнее, применять для съёмки лучи инфракрасной области спектра. Однако всё это не дало результатов. Лишь в сравнительно недавнее время французскому астроному Лио удалось добиться в этой области первых успехов. Построенный им для этой цели прибор *коронोगраф* основан на принципе, применяемом и при наблюдении протуберанцев. При помощи сложных оптических приспособлений выделяется монохроматический луч той длины волны, которую имеет одна из ярких эмиссионных линий коронального спектра. Правда, задача здесь гораздо сложнее, потому что протуберанец почти совсем не даёт непрерывного спектра, а корона его даёт, и свет линии лишь добавляется к нему. Поэтому, даже пользуясь сложным прибором Лио, пока удаётся наблюдать контуры короны лишь в общем виде. Однако и это уже представляет очень большой интерес, так как позволяет следить за короной изо дня в день. К тому же можно надеяться, что дальнейшее развитие и усовершенствование такой методики позволит перейти к более детальным исследованиям.

ГЛАВА IV

ТЕХНИКА НАБЛЮДЕНИЯ ФОТОСФЕРЫ

§ 25. Ослабление солнечного света при помощи диафрагм

При наблюдении Солнца необходимо пользоваться специальными приспособлениями, ослабляющими солнечный свет. Чем крупнее телескоп, тем больше света и тепла собирается в его фокальной плоскости при наблюдении Солнца и тем труднее устранять создаваемый этим избыток лучей. Поэтому для обычных наблюдений фотосферы и явлений на ней нет надобности стремиться к применению инструментов с очень большим отверстием объектива.

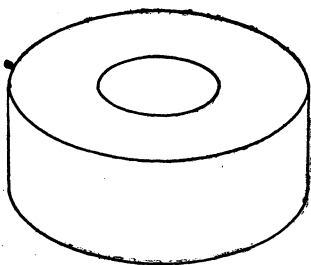


Рис. 31. Кольцевая диафрагма.

При наблюдениях Солнца в телескоп со сравнительно большим поперечником объектива (свыше 50—100 мм) наблюдатель нередко бывает вынужден уменьшать количество поступающего в окуляр света, помещая перед объективом диафрагму, т. е. как бы уменьшая этим объектив.

Наиболее употребительная форма диафрагмы — кольцевая. Это — коробка, надеваемая на объективный конец трубы вместо обычной защитной крышки, имеющая в дне круглое отверстие требуемого поперечника (рис. 31).

Иногда к телескопу такая диафрагма бывает приложена заводом-изготовителем, если же её нет, то не составляет большого труда изготовить её самому из картона, жести или иного подходящего материала. При больших телескопах полезно иметь набор таких диафрагм с разными отверстиями.

Употребляется также так называемая секторная диафрагма (рис. 32). Её отличие от предыдущей состоит в том, что она в равной мере закрывает все зоны объектива, а не только края, как это получается при использовании кольцевой диафрагмы. Секторную диафрагму легко устроить раздвижной, так что открытую часть площади отверстия объектива можно менять, регулируя этим количество

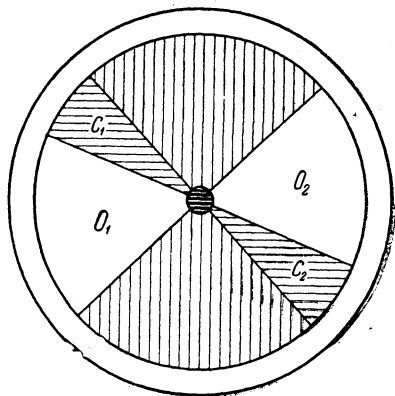


Рис. 32. Секторная раздвижная диафрагма. Поворачивая секторную заслонку C_1C_2 , можно в желаемой степени регулировать свободное отверстие диафрагмы O_1O_2 .

света в фокальной плоскости. Лучше всего сделать в доньшке надеваемой на объектив коробки два симметричных секторных выреза O_1O_2 , с углами раскрытия по 90° каждый. Далее делается отдельная секторная заслонка C_1C_2 с такими же углами. Заслонка укрепляется на крышке так, что её можно поворачивать вокруг центра, надвигая на открытую часть объектива. Очевидно, что такое устройство позволяет изменять открытую долю площади объектива от $\frac{1}{2}$ (когда заслонка надвинута на неподвижные секторы крышки) до 0 (когда заслонка полностью закрывает вырезы крышки).

Другой вариант раздвижной диафрагмы с регулируемым отверстием представляет собою система, которая известна под названием «кошачий глаз». Плоские непрозрачные пластинки A и B (латунь, жёсть, картон) перемещаются в салазках C_1C_2 (рис. 33). Каждая из них имеет на конце вырез D в форме прямого угла. Эти вырезы ограничивают свободное отверстие в форме квадрата, причём

при сдвигании и раздвигании пластинок этот квадрат уменьшается и увеличивается.

Существует множество других, более сложных систем диафрагм с переменным отверстием. В качестве примера достаточно указать на хорошо известную каждому фотографу ирисовую диафрагму, особенностью которой является приблизительно круглая форма расширяемого и сужаемого отверстия. Желательно, чтобы диафрагма, применяемая

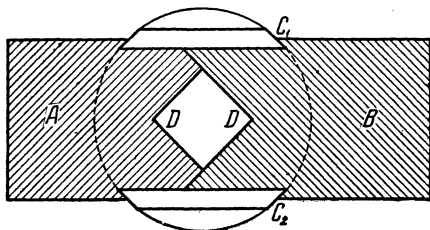


Рис. 33. Квадратная раздвижная диафрагма, так называемый «кошачий глаз».

при наблюдении Солнца, со стороны, обращённой к последнему, имела блестящую металлическую поверхность или же была окрашена в белый цвет (для лучшего отражения лучей), в то время как её сторона, обращённая к объективу, должна быть чёрной.

Пользуясь диафрагмами, следует помнить, что при сильно уменьшённом отверстии объектива качество изображения заметно ухудшается вследствие диффракции.

Диафрагма может помещаться не только перед объективом. Очень маленькая диафрагма, расположенная за окуляром, например, между задней линзой окуляра и тёмным стеклом, действует совершенно так же, как и расположенная перед объективом. Некоторые наблюдатели даже предпочитали такое положение диафрагмы. В этом случае она представляет собою маленький жестяной кружок с отверстием в 0,1 мм, расположенный в бленде окуляра на некотором расстоянии как от стекла окуляра, так и от тёмного стекла. Однако такое устройство имеет тот недостаток, что солнечные лучи, задержанные диафрагмой, остаются внутри окуляра и вызывают в нём нежелательное нагревание, в то время как при диафрагме, расположенной перед объективом, они в телескоп вообще не пропускаются.

Третий способ употребления диафрагм был предложен и разработан известным русским астрономом, профессором В. К. Цераским. Диафрагма, представляющая собою толстую медную пластинку с небольшим отверстием, помещается в фокальной плоскости телескопа. Таким образом, действительное изображение Солнца, образуемое объективом, получается непосредственно на ней. Из этого изображения диафрагма вырезает лишь маленький участок, который только и виден в окуляр. Такое устройство ведёт к сильному уменьшению поля зрения телескопа. При употреблении сильного увеличения это не является большим недостатком, так как при этом поле зрения всё равно получается небольшим, но зато это обеспечивает все преимущества наблюдения с полным отверстием объектива, которые проявляют себя именно при больших увеличениях и изучении тонких деталей солнечной поверхности. Разумеется, ослабление солнечного света, достигаемое такой диафрагмой, само по себе недостаточно и требует употребления тёмного стекла или иных добавочных приспособлений. Тем не менее, по свидетельству Секки, опытного исследователя солнечных пятен, этот способ наблюдения является одним из лучших.

§ 26. Тёмные стёкла

Если наблюдения Солнца ведутся при помощи телескопа небольшого размера, то наиболее простым и удобным средством ослабления солнечного света служат тёмные стёкла или, как их называют в оптике, светофильтры.

Чаще всего такое стекло помещается между глазом наблюдателя и задней линзой окуляра. Обычно к телескопу бывает приложена специальная насадка с тёмным стеклом, имеющая вид плоской крышечки, навинчиваемой на окуляр вместо крышки с диафрагмой, при которой ведутся наблюдения всех прочих светил (так называемой окулярной бленды). Эта насадка называется солнечной блендой (рис. 34). Если её нет, то нетрудно изготовить бленду самому, либо вставив тёмное стекло в одну из имеющихся

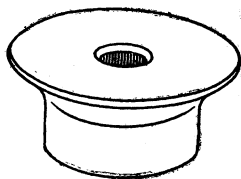


Рис. 34. Солнечная бленда с тёмным стеклом.

пустых бленд, либо изготовив из жести или иного материала отдельную крышечку, надеваемую на окуляр трубы. При этом следует иметь в виду, что тёмное стекло не должно касаться линзы окуляра, но должно отстоять от этой линзы не менее, чем на 1—2 миллиметра, так как иначе сильно нагретое тёмное стекло будет передавать слишком много тепла линзе.

При работе с тёмным стеклом, расположенным перед глазом, необходимо соблюдать осторожность, так как от нагревания такие стёкла иногда лопаются или даже оплавляются, что может повести к повреждению глаза. Поэтому на приборах с объективами с поперечником свыше 5 см (2 дюйма) рекомендуется применять тёмные стёкла исключительно в сочетании с диафрагмой, оставляющей открытым участок объектива не свыше 50 мм в диаметре. Кроме того, перед каждым наблюдением, а особенно при первой пробе нового, ранее не испытанного стекла, рекомендуется предварительно навести телескоп с навинченным тёмным стеклом на Солнце и выждать некоторое время, чтобы убедиться в том, что стекло выдерживает нагревание. Только после этого можно приступить к самим наблюдениям без всякого риска.

При выборе тёмного стекла приходится учитывать его цвет. Удобнее всего было бы иметь стекло серое или нейтральное, т. е. такое, которое поглощает все лучи видимой части спектра в одинаковой мере. Такое стекло, снижая яркость, не искажало бы окраски. К сожалению, на практике изготовление такого стекла невозможно. Имеющиеся в продаже образцы нейтральных и дымчатых стёкол дают недостаточное поглощение, а если их складывать по нескольку вместе, то появляется рыжая или лиловая окраска.

Тёмнокрасные стёкла могут быть изготовлены достаточной густоты, или, как говорят в оптике, плотности, но они не удобны тем, что вместе с видимыми красными лучами они пропускают много невидимых инфракрасных лучей, от теплового действия которых утомляется глаз.

Наиболее подходящими следует считать тёмнозелёные и тёмноглубые стёкла, при условии, что они совсем не пропускают красных лучей. Через такое стекло мы видим Солнце, конечно, резко окрашенным, но очертания пятен, факелов и других деталей выступают наиболее резко.

В оптических магазинах иногда удаётся подобрать стекло подходящей плотности и окраски. Перед войной различные сорта окрашенных стёкол изготовлял Изюмский завод оптического стекла. Из выпускавшихся этим заводом марок, для наблюдений Солнца наиболее пригодными следует считать образцы «ЖЗС» (желто-зелёное стекло), «ЗС» (зелёные стекла) и «СЗС» (сине-зелёные стёкла), конечно при том условии, что их толщина и окраска достаточны для того, чтобы Солнце совершенно не слепило глаз. Если не удаётся достать стекло достаточной плотности, то приходится подбирать комбинацию из двух стёкол. Особенно рекомендуется сочетание зелёного и красного стёкол того типа, которые применяются в железнодорожных и иных сигнальных фонарях. Солнце должно выглядеть сквозь такую пару стёкол, сложенных вместе, неярким желтоватым кружком.

Если окрашенных стёкол не имеется, то можно использовать обыкновенное бесцветное стекло, закоптив его в пламени свечи или керосиновой горелки. Разумеется, такое стекло должно быть сделано и оклеено с особой тщательностью. Не следует коптить самые стёкла окуляра, не говоря уже о стёклах объектива, так как при этом портится поверхность оптических стёкол телескопа.

Можно применять в качестве тёмного фильтра и кусочки равномерно засвеченной и проявленной фотографической пластинки. При умелом проявлении и фиксировании получается стекло, которое даёт лишь незначительное окрашивание солнечного диска (обычно в жёлтые или бурые тона). Но оно обладает тем недостатком, что на зернистой поверхности фотографического слоя происходит рассеивание света, снижающее отчётливость изображения. Кроме того, фотографический слой, представляя собою тонкую желатиновую плёнку, наклеенную на стекло, легко портится от нагревания и поэтому может быть использован лишь в самых маленьких телескопах, где нагревание совсем незначительно. Безусловно недопустимо применение фотографических плёнок, потому что они изготавливаются из горючего материала и при наблюдении Солнца легко воспламеняются.

Тому, кто хочет заниматься регулярными исследованиями Солнца, приходится вести наблюдения не только при ясной погоде и чистом воздухе, но и при различных

неблагоприятных условиях, например, сквозь тонкие облака, при лёгком тумане, во время мглы и т. п. В таких случаях солнечный диск выглядит менее ярким, чем обычно, и если его рассматривать сквозь нормальное тёмное стекло, то он будет слишком тусклым. Поэтому желательно иметь несколько тёмных стёкол разной плотности. Для того

чтобы иметь возможность их быстро сменять, подбирая наиболее выгодную степень ослабления, ряд таких стёкол укрепляют на одной линейке, устроенной так, что её можно передвигать перед окуляром, подводя на линию зрения стёкла разной плотности (рис. 35).

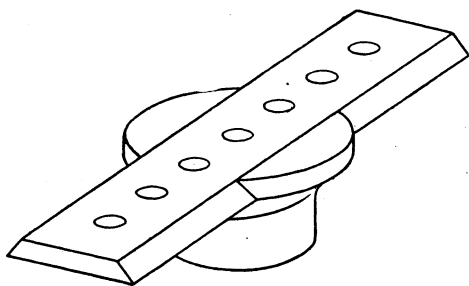


Рис. 35. Солнечная бленда с набором тёмных стёкол разной густоты.

Другой вариант того же устройства — так называемое револьверное приспособление, представляющее собою круглый диск, по краю которого расположены отверстия, закрытые стёклами разной степени плотности. Диск укреплён на окулярном конце трубы так, что его можно поворачивать, подводя к окулярному отверстию фильтры разной плотности (рис. 36).

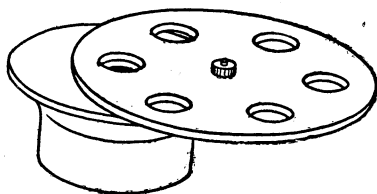


Рис. 36. Револьверное приспособление с тёмными стеклами.

Наиболее совершенным приспособлением, позволяющим менять степень ослабления изображения Солнца, является так называемый фотометрический клин. Он представляет собою полоску очень густого, сильно поглощающего свет стекла, отшлифованную в форме клина (рис. 37). Передвигая такую пластинку перед окуляром, мы вводим на линию зрения части клина различной толщины и потому видим Солнце ослабленным в неодинаковой мере. Клин

из тёмного стекла склеивается с таким же клином из бесцветного стекла, так что получается плоскопараллельная пластинка (рис. 37). В такой пластинке не происходит

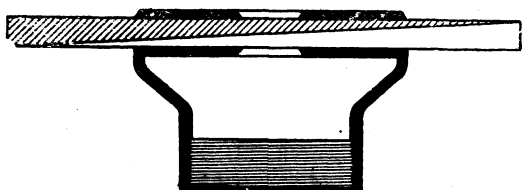


Рис. 37. Схема окулярной бленды с тёмным клином.

отклонения лучей в сторону из-за преломления, что неизбежно при использовании одиночного клина.

§ 27. Гелиоскопические окуляры

Тёмные стекла являются во многих отношениях несовершенным средством ослабления яркости солнечного диска. Гораздо лучшие результаты дают специальные окуляры, в которых свет ослабляется при помощи особых оптических приспособлений, преимущественно поляризационных. Такие окуляры называются *гелиоскопическими*. Наиболее усовершенствованные из них позволяют вести наблюдения Солнца на больших телескопах без применения диафрагм, т. е. с полным отверстием объектива, не опасаясь перегрева и других вредных последствий. Кроме того, они ослабляют солнечный свет в сотни тысяч и даже в миллионы раз, не искажая при этом окраски, так что наблюдатель видит поверхность фото-

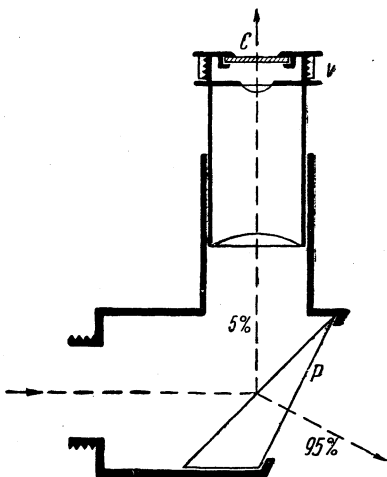


Рис. 38. Схема гелиоскопического окуляра Гершеля.

сферы и расположенные на ней детали в натуральном цвете.

Самый простой гелиоскопический окуляр был предложен Гершелем. Его основную часть составляет стеклянная призма P (рис. 38), грани которой образуют некоторый угол. Передняя поверхность призмы расположена под углом в 45° к оптической оси телескопа. Из упавшего на неё пучка лучей 5—6% отражаются под прямым углом и направляются в расположенный сбоку окуляр V . Остальные 94—95% света преломляются, входят внутрь призмы и падают на вторую поверхность перпендикулярно, после

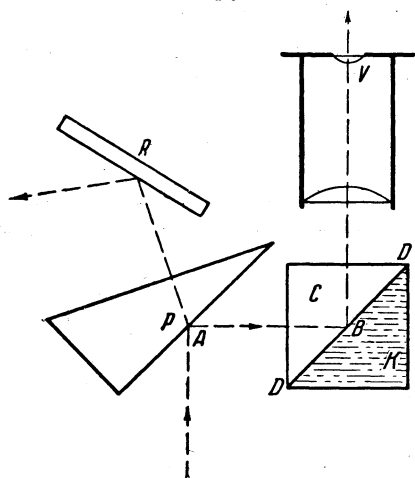


Рис. 39. Схема гелиоскопического окуляра Кольци.

чего выходят наружу, не вызывая вредного нагревания в телескопе. Но направленные в окуляр 5% лучей дают всё же слишком яркое изображение и потому на окуляр приходится надевать бленду с тёмным стеклом C , однако тут можно уже не опасаться того, что это стекло лопнет и расплавится от чрезмерного жара, что и составляет основное преимущество применения призмы Гершеля.

В настоящее время наибольшим распространением пользуется солнечный окуляр системы Кольци, позволяющий обходиться совсем без тёмных стёкол. В этом приборе солнечные лучи, отражённые от призмы Гершеля P (рис. 39), падают на прямоугольную стеклянную призму C . Поверхность D этой призмы составляет крышку камеры K , наполненной вазелиновым маслом. Показатель преломления этого масла лишь очень незначительно отличается от показателя преломления стекла. Поэтому полного внутреннего отражения, имеющего место в обычных условиях (т. е. тогда, когда призма находится в воздухе), у поверхности призмы не происходит. Большая часть лучей

проходит внутрь камеры K и там поглощается, так что лишь совсем небольшая доля отражается и направляется в окуляр V . В результате получается изображение, ослабленное в достаточной степени для удобного наблюдения. Прибор устраивается так, что куб B вместе с окуляром можно вращать вокруг оси BA . Этим яркость солнечного диска изменяется, правда, в небольших, но всё же полезных для наблюдателя пределах.

§ 28. Наблюдения на экране

Очень удобно наблюдать Солнце, проектируя изображение солнечного диска на экран, расположенный на некотором расстоянии от окуляра телескопа (рис. 40).

Преимущества такого способа наблюдения перед методом тёмных стёкол — отсутствие цветной окраски, сообщаемой стеклом, и полная безопасность, а перед гелиоскопическими окулярами — простота и дешевизна необходимых приспособлений, которые легко может изготовить любой наблюдатель. Далее, изображение на экране может наблюдать одновременно целая группа лиц, что очень существенно при демонстрации солнечных

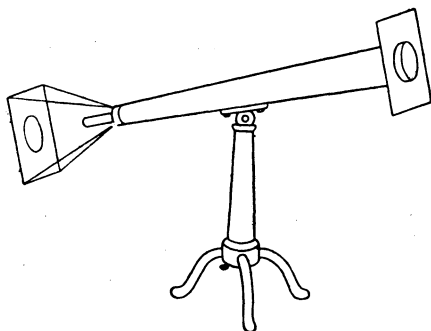


Рис. 40. Проектирование Солнца на экране.

пятен учащимся и экскурсантам, причём руководитель может прямо указывать на различные детали изображений, которые могут остаться незамеченными неопытным наблюдателем. Но самое главное достоинство наблюдений на экране — это возможность точно зарисовывать различные детали солнечной поверхности. Наколов на экран лист белой бумаги, можно обвести карандашом контуры пятен или намечать их расположение по отношению к краям солнечного диска. Измерение площади пятен и определение их долгот и широт особенно удобно выполнять при наблюдениях Солнца на экране.

Размер изображения Солнца, получаемого на экране, тем больше, чем дальше отодвинут экран от окуляра. Это позволяет при окуляре данного увеличения зарисовывать пятна и другие детали фотосферы в разном масштабе.

Изображение солнечного диска можно получить и совсем без окуляра, но в этом случае экран надо поместить точно в главном фокусе объектива телескопа. Изображение это будет довольно мелким. Радиус солнечного диска на экране легко вычислить на основании следующих соображений. Пусть CC' (рис. 41) — оптическая ось объектива телескопа и пусть она направлена прямо в центр

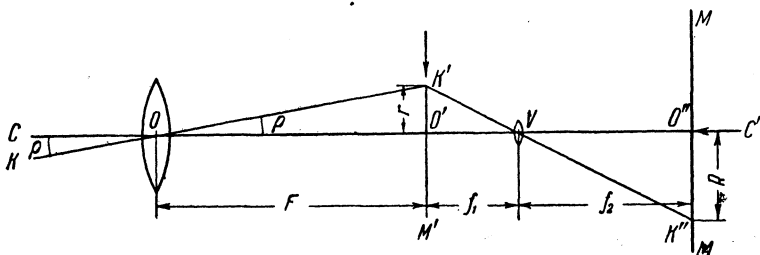


Рис. 41.

солнечного диска. Прямая KO пусть будет одним из лучей, идущих от края диска; следовательно, угол $COK = O'OK'$ равен угловому радиусу солнечного диска ρ . Линейный радиус r изображения диска на экране M' будет равен отрезку $O'K'$. Обозначая отрезок OO' , равный главному фокусному расстоянию объектива, через F , из прямоугольного треугольника $OO'K'$ получаем:

$$r = F \operatorname{tg} \rho. \quad (11)$$

Поскольку ρ — сравнительно малый угол, эту точную формулу можем заменить приближённой:

$$r = F \rho'' \sin 1''. \quad (12)$$

Среднее значение углового радиуса Солнца $\rho = 959'',6$, а потому при практических расчётах можно принять*)

$$r = 0,00465 F. \quad (13)$$

*) $\sin 1'' = \frac{1}{206265}$. (Прим. ред.)

Например, у небольшой трёхдюймовой школьной трубы F обычно бывает около метра. Полагая $F=100\text{ см}$, получаем, что диаметр изображения Солнца в фокусе такой трубы будет всего 9,3 мм.

Для того чтобы получить изображение более крупного масштаба, пользуются окуляром. Маленькое изображение $O'K'$, которое получается непосредственно в главном фокусе объектива, окуляр V передаёт на экран M в увеличенном виде. Как следует из подобия треугольников $O'K'V$ и $VO''K''$, отношение радиуса R изображения солнечного диска на экране M к радиусу r , полученному в фокусе объектива, будет равно:

$$\frac{R}{r} = \frac{O'V}{O''V} = \frac{f_2}{f_1}.$$

Отсюда для R получаем такую формулу:

$$R = r \frac{f_2}{f_1}. \quad (14)$$

Расстояния f_1 и f_2 , как известно, связаны между собою соотношением

$$\frac{1}{f_1} + \frac{1}{f_2} = \frac{1}{F_V},$$

где F_V — главное фокусное расстояние окуляра.

Выражая при помощи этой формулы f_1 через f_2 и F_V :

$$f_1 = \frac{F_V f_2}{f_2 - F_V},$$

мы получим для радиуса R изображения солнечного диска на экране:

$$R = r'' \sin 1'' \frac{F}{F_V} (f_2 - F_V). \quad (15)$$

Из этой формулы следует, что чем сильнее вдвинут в трубу окулярный тубус телескопа, т. е. чем ближе окуляр V от изображения $O'K'$, тем дальше от окуляра получится изображение $O''K''$ и тем это изображение будет больше. При данном положении окуляра существует только одно положение экрана, при котором на последнем получается вполне резкое и отчётливое изображение Солнца. Если

хотят получить изображение Солнца другого размера и для этого двигают экран к телескопу или от него, то при этом непременно приходится передвигать и трубку с окуляром, делая заново установку на полную резкость. Но перемещения тубуса, несущего окуляр, на всяком

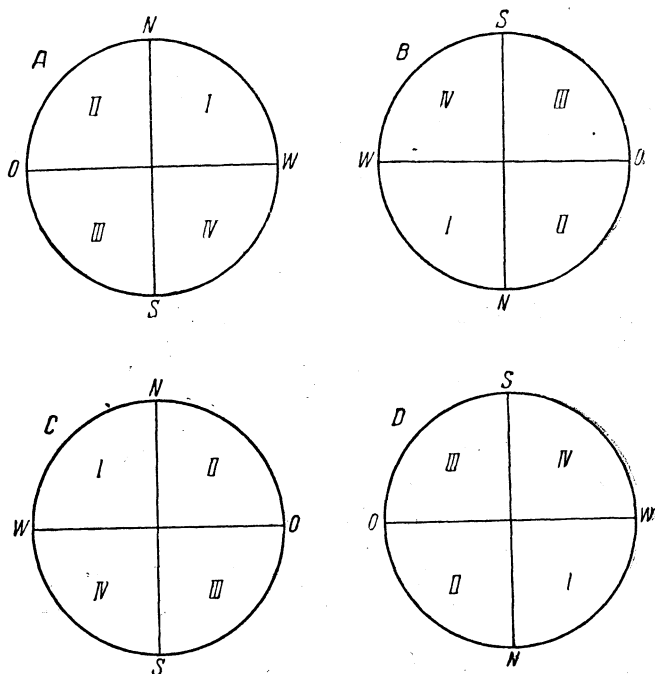


Рис. 42. Расположение стран света: *A* — при наблюдении без трубы, в бинокль или в телескоп при земном окуляре; *B* — при наблюдении в телескоп с астрономическим окуляром, дающим обратные изображения; *C* — на экране при астрономическом окуляре; *D* — на экране при земном окуляре.

телескопе ограничены определёнными пределами. Это ограничивает и те пределы, в которых можно менять масштаб изображения Солнца на экране при данном окуляре.

При наблюдении на экране надо иметь в виду, что изображение получается перевёрнутое и зеркальное по отношению к основному изображению $O'K'$. Поскольку последнее является обратным, изображение Солнца на

экране будет прямым и зеркальным. Иными словами, север будет наверху, юг — внизу, восток — направо, запад — налево. Так будет, если применяется так называемый «астрономический окуляр», дающий перевёрнутые (обратные) изображения. Если же наблюдают при помощи «земного окуляра», дающего прямые изображения (то же будет и при наблюдении земной зрительной трубой, призмённым биноклем и т. д.), то изображение на экране получится обратным зеркальным. В нём север будет внизу, юг — наверху, восток — налево и запад — направо. Рис. 42 поможет читателю разобраться в этих правилах.

Чтобы делать на экране какие-либо зарисовки или измерения, необходима прочная и удобная установка экрана так, чтобы он не сдвигался и не колебался от прикосновения карандаша. Кроме того, экран с его подставкой должен следовать за трубой при её перемещении за Солнцем. Поэтому нужно, чтобы экран был неподвижно скреплён с трубой телескопа. На рис. 43 показаны наиболее простые образцы устройства этого рода. Они должны удовлетворять следующим требованиям: во-первых, экран должен быть достаточно велик, чтобы на нём умещалось изображение всего солнечного диска. Во-вторых, желательно, чтобы расстояние от экрана до окуляра можно было быстро менять в нужных пределах. В-третьих, система крепления должна быть жёсткой; особенно важно, чтобы пруты или штанги, несущие экран, не пружинили и не давали вредных вибраций и дрожаний. В-четвёртых, необходимо, чтобы плоскость экрана была строго перпендикулярна к оптической оси телескопа и чтобы это легко было всегда проверить и выправить. Кроме того, если телескоп применяется не только для наблюдений на экране, а служит и для других астрономических работ, то необходимо, чтобы экран можно было легко снять и установить обратно.

Самый экран удобнее всего изготовить из тонкой фанеры. К такому экрану можно прикреплять бумагу для зарисовок, например, прикалывая её кнопками. Иногда пользуются также экранами из тонкой латуни, алюминия, жести, даже из картона.

Для выявления деталей на поверхности Солнца применение экрана далеко уступает прямому наблюдению в окуляр. Тонкие подробности строения ядер и полутеней

пятен на экране затуманиваются, грануляция едва намечается, факелы выделяются очень бледно, а наиболее

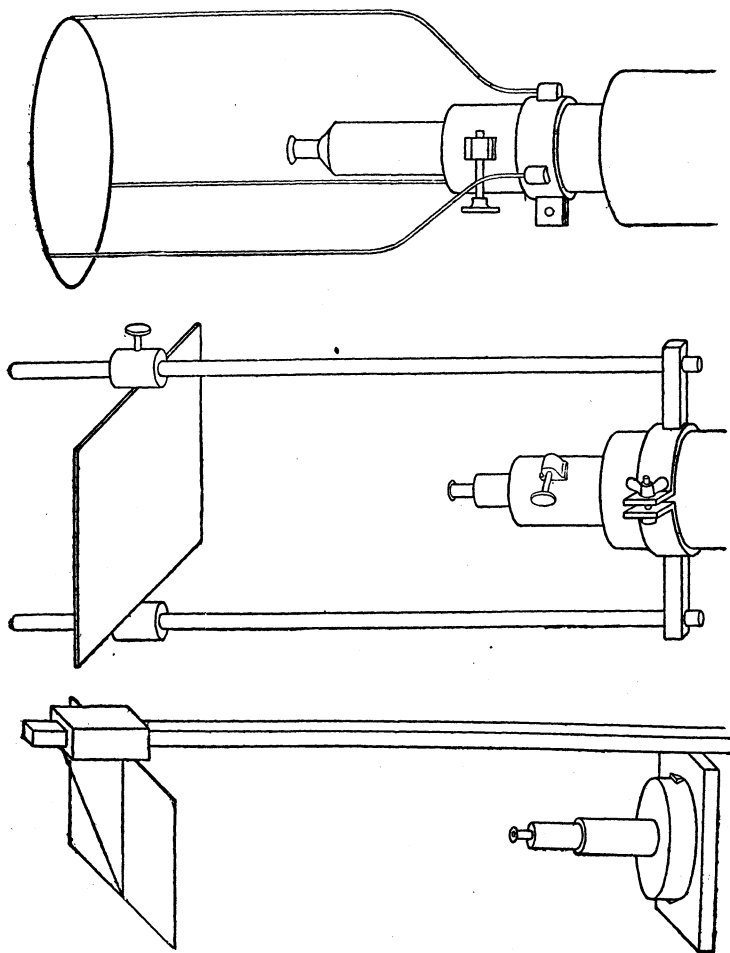


Рис. 43. Различные способы прикрепления экрана к трубе.

мелкие пятна и поры могут остаться незамеченными. Практика показывает, что наблюдение на экране с помощью трёхдюймового телескопа с увеличением в 75—100 раз равно-

ценно прямому наблюдению в небольшую зрительную трубу с объективом в $1\frac{1}{2}$ дюйма (около 4 см), увеличивающую всего в 25 раз.

Причиной малой эффективности наблюдений на экране является, главным образом, освещение экрана рассеянным дневным светом. Вследствие этого картина на экране получается менее контрастной, а значит, и менее отчётливой. Чем дальше отодвигается экран от окуляра, тем бледнее становится изображение Солнца, поскольку то же количество света распределяется на большую площадь. Но яркость постороннего освещения при этом остаётся прежней.

Для устранения постороннего света можно поместить экран на дне широкой картонной трубы или коробки, изнутри выкрашенной в чёрный цвет и присоединённой к трубе телескопа. Для глаза наблюдателя придётся вырезать небольшое отверстие в защитной картонной трубе. Однако черчение и рисование на экране в этом случае становится невозможным.

Гораздо лучше, чтобы экран и наблюдатель помещались в совершенно тёмном помещении и только один объектив телескопа был выставлен наружу. При таких условиях даже с небольшой трубой можно добиться поразительных эффектов. В темноте глаз наблюдателя не раздражается посторонним светом и способен различать многие детали даже на очень слабом по яркости изображении Солнца. При помощи телескопа с объективом в 2—3 дюйма можно получить на большом белом экране отчётливое изображение Солнца диаметром в метр и более. Окрашенное в натуральные цвета и изобилующее самыми тонкими и нежными деталями, оно оставляет незабываемое впечатление, особенно при спокойном воздухе. Ядра пятен представляются тёмномалиновыми, в полутенях видны тончайшие нюансы яркости и цвета, отдельные гранулы как бы плавают в какой-то менее яркой среде, а факелы, обычно видимые только у самого края диска, намечаются и близко к центральным его частям. Никакое наблюдение в самый усовершенствованный окуляр никогда не покажет такой прекрасной картины, какую можно спокойно и удобно изучать на экране в хорошо затемнённом помещении.

Организация наблюдения Солнца в тёмном помещении — дело не простое и хлопотливое; один из способов, которые испробованы на практике, состоит в следующем. Окна

комнаты закрываются наглухо абсолютно светонепроницаемыми щитами или шторами. Оставляется не закрытой лишь одна створка окна, лучше всего форточка, которая и открывается настежь. Из плотной чёрной ткани шьётся мешок в форме четырёхгранной усечённой пирамиды,

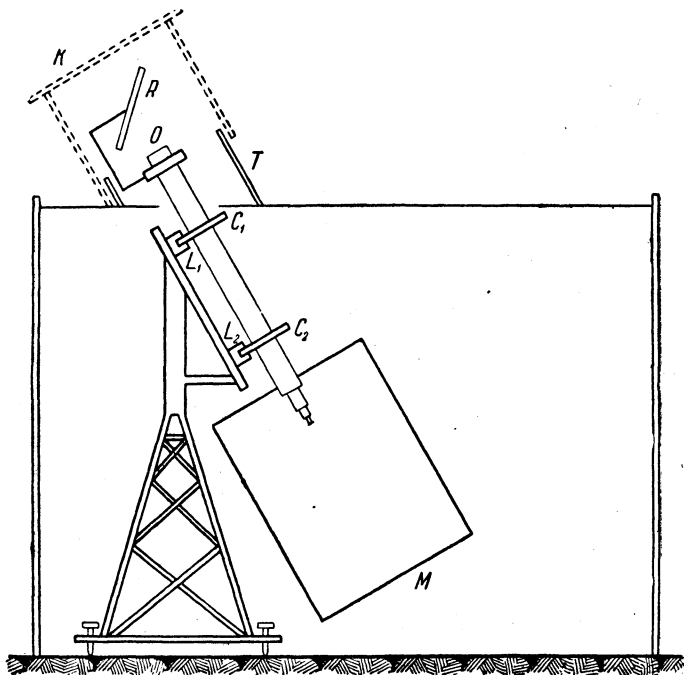


Рис. 44. Установка для наблюдения Солнца на экране в полной темноте.

размеры основания которой соответствуют раме этой форточки. При помощи кнопок основание мешка прочно укрепляется на раме форточки. В узкой части мешка делается отверстие, в которое просовывают объективный конец телескопа, вокруг которого и обвязывают мешок. Таким образом, объектив может быть направлен на Солнце, а достаточная длина мешка обеспечивает телескопу необходимую свободу передвижений.

Недостатком описанной системы является необходимость ограничивать наблюдения только теми часами, когда

Солнце расположено достаточно удобно относительно окна комнаты. Поэтому приведём ещё описание устройства более сложного, но зато вполне удобного и в течение ряда лет с успехом применяющегося для регулярных наблюдений Солнца на одной из наших любительских обсерваторий.

Труба телескопа снабжена двумя кольцевыми цапфами C_1 и C_2 (рис. 44), которыми упирается в лагеры (подшипники) L_1 и L_2 и в них может свободно поворачиваться вокруг оптической оси. Установка сделана так, что ось телескопа, а значит, и ось вращения, совпадает с осью мира, так что телескоп направлен прямо на небесный полюс. Над объективом O телескопа укреплено плоское зеркало R , которое направляет в объектив лучи Солнца. Зеркало это должно быть отличного качества (плоская поверхность, отшлифованная с соблюдением правил и требований точной оптики) и посеребрено снаружи. При таком устройстве получается параллактическая установка с зеркалом так называемого наклонного типа. Мы можем следовать за Солнцем при его суточном движении по небу, поворачивая трубу телескопа вокруг её оси; перемещение же по склонению достигается изменением наклона зеркала R .

Телескоп расположен в отдельной будке так, что наружу через трубу T торчит только объективный конец. Благодаря этому внутри будки получается полная темнота и изображение Солнца на экране M наблюдается в очень удобной обстановке. По окончании наблюдений на трубу T надевается колпак K , защищающий телескоп от дождя.

§ 29. Фотографирование Солнца

Фотографический метод наблюдения Солнца наряду с огромными достоинствами обладает и некоторыми недостатками. Во-первых, при ежедневных наблюдениях он требует большого расхода пластинок и химических. Хранение больших партий снятых негативов тоже сопряжено с неудобствами. Получение снимков, передающих тонкие детали пятен, факелов и гранул, требует большого искусства и терпения. Вообще приниматься за фотографические наблюдения можно рекомендовать лишь тем, кто достаточно владеет техникой фотографии вообще. В дальнейшем мы будем предполагать,

что читатель знаком с основными этапами фотографического процесса и на их описании останавливаться не будем.

Самый простой способ получения фотографического изображения Солнца состоит в следующем. При закрытом объективе телескопа на экран, защищённый от бокового света ящиком (как это описано в предыдущем параграфе), накладывается листок так называемой дневной (аристотипной) фотографической бумаги, темнеющей на ярком свете без проявления. Затем открывают объектив, на бумаге получается достаточно яркое изображение Солнца, которое быстро пропечатывается. После фиксирования мы получим негативное изображение, на котором солнечный диск будет иметь вид тёмнокоричневого круга, а пятна выйдут на нём беловатыми точками.

Можно далее получить и позитивное изображение. Для этого в копировальную рамку под бумагу-негатив закладывается чистый листок той же бумаги и рамка выставляется на солнечный свет. Через более или менее долгое время изображение пропечатывается сквозь бумагу (это происходит, конечно, много медленнее, чем при печати с негатива, полученного на стеклянной пластинке), но, при удаче, изображение получается довольно отчётливым. Всё же это ещё не настоящая фотография.

Другой, тоже крайне примитивный способ получения снимка Солнца состоит в том, что на экране получают изображение солнечного диска; на него со стороны окулярного конца телескопа направляют обычный любительский фотоаппарат и фотографируют экран вместе с отброшенным на него изображением при моментальной выдержке.

Для получения хороших снимков деталей фотосферы необходимо непосредственно соединить телескоп с фотографической камерой. Для этого может быть использован любой фотографический аппарат, снабжённый моментальным затвором. Например, можно воспользоваться распространённым у нас аппаратом «фотокор». Имеющийся на нём объектив «ортагоз» нам не нужен и потому следует отвинтить его переднюю и заднюю группы линз, оставив на месте лишь затвор. Аппарат должен быть жёстко укреплён на трубе телескопа и притом так, чтобы его объективное отверстие приходилось сразу за окуляром телескопа. Чтобы в момент экспозиции в камеру не попадал

посторонний свет, между окулярным концом телескопа и объективной доской камеры вставляется защитная картонная трубка или (это лучше) надевается мягкий рукав из светонепроницаемой ткани.

Фокусировка камеры, укрепленной на телескопе, производится как обычно, т. е. по изображению на матовом стекле. Поскольку объектив камеры удален, наведение на резкость выполняется перемещением окулярной части телескопа (как и при наблюдениях на экране), а не кремальерой камеры.

Солнечный свет весьма ярок, а потому для съёмки Солнца можно пользоваться пластинками невысокой чувствительности, например, диапозитивными, которые имеют очень мелкое зерно и потому хорошо передают тонкие детали. При ежедневных наблюдениях, в целях экономии дорогостоящих и тяжёлых пластинок, можно снимать на фотографическую бумагу. В этом случае используется так называемая «вечерняя» бумага, дающая изображение после проявления. Бумага закладывается в кассету на место пластинки, что удобнее всего сделать, поместив её под прозрачную (отмытую) стеклянную пластинку надлежащего формата.

Снимки, полученные на обычных пластинках, чувствительных преимущественно к синим, фиолетовым и даже ультрафиолетовым лучам, дают изображение не особенно хорошей резкости, так как объектив визуального телескопа рассчитан для лучей видимой части спектра, а не фотографической. Для того чтобы получить очень резкое и богатое тонкими деталями изображение, надо воспользоваться для съёмки пластинками или плёнками, чувствительными к жёлто-красной части спектра. Такие сорта пластинок, как «изохроматические» и «панхроматические», будут для этой цели наилучшими, но и «ортохроматические» тоже годятся. При съёмке на таких пластинках обязательно применяется жёлтый светофильтр, который удобнее всего укрепить на месте удалённого объектива камеры.

Съёмка делается моментальная, для чего используется затвор камеры *). Если при небольшой выдержке, давае-

*) Если затвор представляет собою матерчатую штору, то нужно соблюдать осторожность, оберегая его от прожигающего действия солнечных лучей, собранных объективом телескопа.

мой этим затвором, получается недодержка, то это означает, что пластинку надо приблизить к окуляру и этим сделать изображение солнечного диска меньше и ярче. На инструменте, снабжённом часовым механизмом, можно, в случае надобности, делать и более долгие выдержки, например, в несколько секунд, не опасаясь смазывания изображения из-за суточного перемещения Солнца. Если же при самой короткой выдержке получается передержка, то ослабление света в нужной мере достигается проще всего путём диафрагмирования объектива телескопа.

Если снимок в дальнейшем предназначен для точных измерений, например, для определения координат пятен и факелов, то на нём должно быть указано направление суточного движения Солнца. Для этого удобнее всего устроить в окуляре крест двух пересекающихся нитей, который будет проектироваться на пластинку вместе с солнечным диском и фотографироваться одновременно с ним. Поворотом окуляра одна нить располагается так, что солнечное пятно при суточном движении перемещается вдоль неё, т. е. вдоль направления небесной параллели, в то время как другая совпадает с кругом склонения.

ГЛАВА V

СТАТИСТИКА СОЛНЕЧНОЙ АКТИВНОСТИ

§ 30. Статистические наблюдения и их задачи

Областью исследования Солнца, в которой с наибольшей пользой может применяться труд наблюдателя небольшой обсерватории или астронома-любителя, обладающего скромными инструментальными возможностями, является регулярная регистрация тех изменений, которые непрерывно происходят в основных явлениях фотосферы — пятнах и факелах. Количество и размеры этих образований отражают интенсивность процессов, протекающих в глубине Солнца и обуславливающих собою 11-летнюю периодичность всех явлений на его поверхности. Благодаря связи солнечных явлений с различными процессами на Земле наблюдения солнечной поверхности имеют помимо чисто научного также и практический интерес.

Систематически собирая данные о числе и размерах пятен или групп, о количестве и площади факелов, флоккул и протуберанцев, мы получаем материал, характеризующий состояние солнечной активности изо дня в день; подвергая этот материал статистической обработке, мы получаем средние характеристики активности за отдельные месяцы, годы или ещё более длинные промежутки времени. Изучая ход этих характеристик, со временем можно установить эпохи наибольшей и наименьшей солнечной активности. Сопоставляя отдельные вспышки активности, можно устанавливать их периодичность.

Изучение непрерывных изменений солнечной активности и составляет задачу наблюдений. Из них многие можно вести даже с весьма скромными средствами. Однако

они будут иметь научную ценность лишь при наличии двух условий: регулярности и однородности.

Регулярность означает, что наблюдения выполняются обязательно каждый ясный день и притом ведутся в течение достаточно долгого срока, например, не меньше года. Отдельные, случайные наблюдения, разделяемые промежутками в несколько недель или месяцев, не имеют никакой цены. Особенно существенно не пропускать ясные дни зимой, когда они редки, и потому каждое наблюдение имеет особенно большую ценность. Наблюдать следует преимущественно утром; если утро окажется пасмурным, то, в случае прояснения, наблюдение можно провести вечером, и день не будет потерян.

Вторым условием, которому обязательно должны удовлетворять статистические наблюдения, является их однородность. Это в особенности относится к подсчётам чисел пятен, групп и факелов. В телескопы разного размера или в один и тот же телескоп, но при разном увеличении наблюдатель сможет рассмотреть неодинаковое количество тех или иных деталей. Поэтому наблюдения, выполняемые с различными средствами, несравнимы между собой, они не составляют одного сплошного ряда, при статистической обработке их трудно объединять вместе. Отсюда следует, что при статистических наблюдениях надо всегда работать не только с одним и тем же телескопом, но и с тем же самым тёмным стеклом, а если наблюдения ведутся на экране, то размер изображения Солнца должен быть всегда одинаковым. Уклонения от этих правил лишают наблюдения всякой цены. Бывает, что материал, старательно собранный за несколько лет, никуда не годен из-за того, что наблюдатель пользовался разными окулярами или наблюдал то на экране, то в окуляр.

§ 31. Статистика солнечной деятельности по методу Вольфа

Наиболее доступной формой статистических наблюдений солнечных пятен является простой подсчёт их числа. Такой метод регистрации пятнообразовательной деятельности на поверхности Солнца до сих пор является основным. Несмотря на его примитивность, он ещё долго будет сохранять свою ценность, лишь постепенно уступая место

более совершенным методам регистрации солнечной активности. Объясняется это тем, что при изучении периодичности количества солнечных пятен наибольшую ценность представляют те ряды наблюдений, которые захватывают возможно более продолжительные промежутки времени. А в этом отношении именно материалы, основанные на простейших подсчётах числа пятен и групп, значительно превосходят всякие иные, поскольку они, если считать со времён первых телескопических наблюдений Галилея и Шейнера, охватывают почти три с половиной столетия.

В настоящее время результаты подсчёта числа пятен и групп обычно используются в форме, предложенной швейцарским астрономом Вольфом в середине прошлого столетия. Вольф ввёл некоторую условную величину, которую он назвал *относительным числом* и которую мы в дальнейшем будем обозначать буквой W .

Пусть общее число групп пятен, видимых на солнечном диске, равно g , а общее число всех пятен (как одиночных, так и образующих группы) составляет f . Тогда относительное число выражается по формуле:

$$W = f + 10g. \quad (16)$$

Таким образом, выбранная Вольфом характеристика связана как с числом пятен, так и с числом групп.

Если проводить наблюдения с телескопами разного отверстия или при разном увеличении, то число пятен f , а иногда и число групп g , будет получаться различным. Для того чтобы подсчёты, выполненные различными наблюдателями и на различных инструментах, свести в одну систему, служит особый коэффициент k . Умножив полученное из наблюдений значение W на этот коэффициент, мы получим новое значение W_0 , которое соответствует условиям, принятым в качестве стандартных:

$$W_0 = kW = k(f + 10g). \quad (17)$$

Такое значение W_0 называется приведённым.

В качестве стандарта Вольф принял свои собственные наблюдения, которые он проводил с трёхдюймовой трубой при увеличении в 64 раза. Определяя значение k из параллельно проведённых наблюдений, он приводил к своему ряду наблюдения других лиц. Он обработал также старые

наблюдения и, связывая ряды наблюдений последовательно один с другим, вывел непрерывный ряд значений W_0 , начиная с 1749 года. Для более ранней эпохи телескопических наблюдений (1610—1749) удалось получить лишь отрывочные данные, позволяющие однако наметить годы максимумов и минимумов солнечной активности. Далее, Вольф организовал целую сеть наблюдателей-корреспондентов, которые, регулярно выполняя подсчёты пятен и групп, сообщали ему свои результаты для обработки и включения в общую сводку. Большое значение этой работы состояло в том, что она позволяла получить характеристику солнечной активности для каждого дня года. Очевидно, что наблюдения, выполненные в каком-нибудь одном месте, этого не дадут, поскольку пасмурные дни вызовут перерывы и только коллективная работа большого числа наблюдателей, находящихся в различных местах земного шара, обеспечивает свободный от пропусков ряд наблюдений.

Обширная территория Советского Союза с его разнообразными климатическими условиями позволяет получить непрерывный ряд значений W_0 только из одних отечественных наблюдений. Такого рода сводки у нас составляются начиная с 1915 года, охватывая наблюдения большого числа корреспондентов — любителей и государственных обсерваторий. В настоящее время эта работа возглавляется Всесоюзным астрономо-геодезическим обществом, которое собирает, обрабатывает и публикует сводки чисел Вольфа, выраженных в некоторой стандартной системе.

Обычно принимают, что относительное число пропорционально общей площади пятен S за данный день. Однако для отдельных дней такое соотношение удовлетворяется довольно плохо и отношение S/W изо дня в день обнаруживает значительные колебания. Причина заключается в том, что при определении W слишком большой вес придаётся мелким пятнам, а особенно одиночным пёбрам, площадь которых ничтожна. Если же брать средние числа за большие промежутки времени, например за месяцы и годы, то пропорциональность между S и W действительно существует. Так, для ряда Вольфа соотношение с числами S , полученными Гринвичской фотогелиографической службой, получается такое:

$$S = 16,7 W.$$

Быстрота обработки и публикации, а также наличие непрерывного 200-летнего ряда ведут к тому, что вольфовы относительные числа являются чаще всего применяемой характеристикой солнечной активности, в особенности для работ, изучающих зависимость между процессами на Солнце и явлениями на Земле.

Подсчёт пятен и групп удобно вести в следующем порядке. На начерченный заранее круг на-глаз наносится

расположение групп на диске. Затем отдельно составляется детальный чертёж каждой группы со всеми подробностями. При этом следует стараться возможно точнее передать относительные размеры и расположение пятен, отдельных ядер, частей полутени и других деталей. Если видны факелы, то следует нанести на круг также контуры занятой ими области, что

можно в дальнейшем использовать для оценки их количества по одному из методов, указанных в § 33.

По окончании зарисовок записывается дата и момент наблюдения с точностью до 10 минут (по поясному времени с указанием номера пояса), а также качество изображения, зависящее от спокойствия атмосферы. Качество изображений оценивается по условной 5-балльной шкале (5—отличное, 4—хорошее и т. д.). Отмечаются также разные побочные обстоятельства, которые по мнению наблюдателя могли повлиять на результат, как, например, наличие лёгких облаков перед Солнцем, ветер, сильная жара и т. п.

Счёт пятен и групп проводится уже по рисункам. При этом руководствуются следующими правилами. Одиноко (вне группы) стоящее пятно или даже одиночная

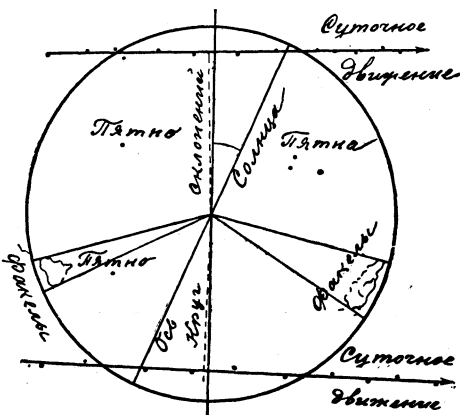


Рис. 45. Образец зарисовки солнечного диска и расположенных на нём пятен.

пóра *) считаются за группу. За пятно считается: а) каждое отдельное ядро или часть ядра, отделённая светлым веществом или полутенью, б) всякий обособленный кусок полутени, не содержащий ядер, в) каждая пóра. Если на Солнце имеется только одно пятно, то $g=1$, $f=1$ и $W=11$. Следовательно, значение W не может быть меньше 11 и только при полном отсутствии пятен оно равно нулю. Если ядро одиночного пятна разделяется светлым мостиком на две части, то $g=1$, $f=2$, $W=12$. Если вокруг этого пятна с двойным ядром появится отдельный клочок полутени, не содержащей ядер, то будет: $g=1$, $f=3$, $W=13$. Если на Солнце видны 3 группы, содержащие одна 8 пятен, другая 10 пятен и третья 3 пятна, и кроме того одна одинокая пора, то результатом счёта будет: $g=4$, $f=22$, $W=62$ и т. д.

По окончании каждого месяца составляется сводка наблюдений по такой форме:

Наблюдения за _____ месяц _____ года

Наблюдатель _____

Место наблюдения _____

Инструмент: фирма _____ диаметр объектива _____ мм,

увеличение _____

Способ наблюдения _____ (цвет тёмного стёкла или диаметр изображения Солнца на экране)

№ наблюдения	Дата	Качество изображения	Результат подсчёта			Площадь пятен S	Факелы			Примечание
			g	f	W		вост.	зап.	всего	

*) Наименьшее одиночное пятно, площадь которого меньше 5 миллионных долей диска, имеет вид чёрной точки. (Прим. ред.)

В первой графе нумерация ведётся от начала года и каждый год (а не месяц) возобновляется сначала; графы «площадь пятен» и «факелы» не относятся к статистике по методу Вольфа, они заполняются числами, получаемыми из наблюдений, описанных в следующих параграфах (если такие наблюдения ведутся).

Из значений g , f и W выводится среднее арифметическое за месяц. Для этого все суточные значения каждой из этих величин складываются и сумма делится на число сложенных цифр (включая и нули); сумма всех суточных (а не месячных!) значений за весь год, делённая на число дней наблюдения за год, даёт среднее годовое значение.

Изучение характера изменения солнечной активности со временем лучше всего выполнять графическим путём. Для этого на клетчатой (например, миллиметровой) бумаге вдоль оси абсцисс откладываются дни, месяцы или годы, а по оси ординат — соответствующие значения W . Отдельные точки на графике соединяются ломаной или плавной линией. Вид этой кривой наглядно представляет все колебания солнечной активности; на ней сразу видно, когда солнечная активность увеличивалась и когда спадала, легко определить даты (или годы) наибольшего подъёма пятнообразовательных процессов и эпохи их упадка.

Случайные колебания солнечной активности, придающие кривой изломанный, зубчатый вид, затемняют основные закономерности в ходе значений W . Для удобства при изучении этих закономерностей прибегают к выравниванию кривой. Это делается, например, при помощи следующего приёма. Вместо действительных средних месячных значений W на кривую наносят средние за три месяца, а именно за данный месяц и два соседние — предыдущий и последующий. Например, за среднее значение W для мая берут среднее арифметическое из средних месячных (а не отдельных суточных) значений за апрель, май и июнь; за значение W для июня — среднее из значений за май, июнь и июль и т. д. Кривая, построенная по таким средним значениям, идёт гораздо ровнее и глаже и потому некоторые закономерности на ней изучать удобнее. Если среднее из трёх последовательных чисел не даёт достаточной плавности, то объединяют в среднее пять последовательных

чисел, семь чисел и т. д. Однако применять такой процесс выравнивания следует с большой осторожностью, так как он искажает естественный ход явления, подменяя его некоторой фиктивной кривой. Заметим, что те месячные числа Вольфа, которые приводятся обычно в различных сочинениях о Солнце и дают очень плавную кривую, представляют собою выравненные значения.

Если перед наблюдателем встанет вопрос об объединении нескольких рядов наблюдений W , выполненных, например, с помощью разных инструментов или разными лицами, то необходимо определить переводный множитель k , служащий для перехода от одного ряда к другому. В этом случае одна серия наблюдений (лучше всего — наиболее многочисленная) выбирается за основную. Для того чтобы привести к этой серии другой ряд наблюдений, отбираются все дни, когда наблюдения были выполнены в обеих сериях. Пусть в некоторый день основной ряд наблюдений даёт значение числа Вольфа W_0 , а в сравниваемой серии для этого дня приводится число W . Тогда множитель k находится делением W_0 на W :

$$k = \frac{W_0}{W}.$$

Каждый день даёт своё значение k . Взяв из них среднее, получим окончательное значение k , на которое и надо умножить все значения W для приведения их к стандартной серии W_0 .

§ 32. Измерение площади пятен

Относительные числа Вольфа представляют собою некоторую условную характеристику пятнообразовательной деятельности Солнца. Желательно иметь и другую форму регистрации степени развития пятен, которая обладала бы вполне определённым физическим или хотя бы геометрическим смыслом. Естественным критерием, удовлетворяющим такому условию, является площадь, занятая пятнами.

При оценке общей площади солнечной поверхности, занятой пятнами, следует различать видимую и истинную площадь пятна. Выпуклую поверхность Солнца на разных расстояниях от центра диска мы видим под разными углами:

в центре линия нашего зрения встречает фотосферу под прямым углом, вблизи края — под очень острым. Поэтому все детали солнечной поверхности по мере приближения к краю вследствие перспективы как бы сжимаются в направлении радиуса диска. Например, пятно правильной круглой формы с приближением к краю диска принимает форму эллипса, большая ось которого равна действительному диаметру пятна, а малая становится тем короче, чем пятно ближе к краю (рис. 46). У самого края пятно обращается в узкую веретенообразную полоску, иногда в едва заметную линию. Естественно, что и площадь его представляется нам соответственно уменьшенной.

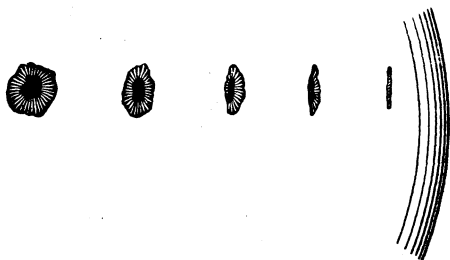


Рис. 46. Изменение видимых очертаний пятна при приближении последнего к краю солнечного диска.

Непосредственное измерение даёт нам именно эту видимую площадь пятна, т. е. площадь, уменьшенную действием перспективы. Её принято относить к площади солнечного диска. Если радиус последнего обозначить через R , то его площадь будет πR^2 . Таким образом, результат наблюдения должен указать, какая доля солнечного диска покрыта пятнами. А так как доля эта всегда мала, то результат этот принято выражать в миллионных долях площади солнечного диска.

Таким образом, если сумма видимых площадей всех измеренных пятен равна S' единиц, то результат измерения s' будет представлен следующим выражением:

$$s' = 1\,000\,000 \frac{S'}{\pi R^2}. \quad (18)$$

Зная расстояние каждого отдельного пятна от центра диска, можно рассчитать по измеренной площади его дей-

ствительную или истинную площадь. Такую площадь надо относить уже не к площади диска, а к площади полушария, которая, как известно, равна $2\pi R^2$. Поэтому, если через S обозначить сумму истинных площадей всех пятен, видимых в данный момент на Солнце, то результат измерения s , выраженный в миллионных долях площади полушария, будет представлен таким равенством:

$$s = 1\,000\,000 \frac{S}{2\pi R^2}. \quad (19)$$

Заметим, что между величинами s и s' нет определённого постоянного соотношения. Всё зависит от того, как расположены крупные пятна на солнечном диске. Если они сосредоточены около его середины, то s' будет больше, чем s [потому что в этом случае S' мало отличается от S , а в знаменателе формулы (19) добавлен множитель 2]; если пятна сосредоточены у края диска, то s' будет меньше, чем s [потому что в этом случае S' будет в несколько раз меньше, чем S]. Если же собирать в средние числа результаты за большие промежутки времени (например, за год или хотя бы за месяц), то значения s и s' получаются примерно одинаковыми, так как случаи, когда $s' > s$ и когда $s' < s$, встречаясь одинаково часто, компенсируют друг друга. Этот странный на первый взгляд результат в действительности объясняется самым естественным образом. Дело в том, что с приближением к краю диска уменьшается не только видимая площадь пятна, но и вся площадь кольцевой зоны диска, в которой это пятно расположено. Поэтому, если бы пятна были распределены по поверхности обращённого к Земле полушария вполне равномерно, то s и s' всегда были бы равны между собой. Для отдельного дня такой равномерности обычно не бывает, но при усреднении результатов наблюдений за много дней получается такая картина, как если бы пятна равномерно усеивали всю площадь видимого полушария Солнца*). Поэтому для статистических исследований солнечной деятельности достаточно пользоваться видимой площадью пятен s' .

Определение площадей пятен на обсерваториях Службы Солнца обычно выполняется по фотографиям. Хорошие

*) Неравномерное распределение пятен по широте и существование зон преимущественного появления пятен ведут к тому, что это заключение является не вполне точным.

результаты можно получать также, проводя наблюдения на экране.

Наиболее надёжный метод определения площадей пятен на экране состоит в следующем. Получают на экране изображение Солнца возможно большего масштаба. На экран накалывают листок бумаги и в центр поля зрения приводят изображение наблюдаемой группы пятен. Контуры пятен, составляющих группу, старательно обводят на бумаге мягким карандашом. Затем сменяют бумагу и таким же образом зарисовывают вторую группу, потом третью и т. д. Наконец, тщательно измеряют тот диаметр изображения солнечного диска на экране, при котором были зарисованы пятна. После этого берут листочек прозрачной миллиметровой бумаги (если нет специальной миллиметровки, напечатанной на кальке, то пользуются обыкновенной миллиметровой бумагой, пропитанной маслом или керосином) и, наложив его на контур пятна, считают, сколько квадратных миллиметров уместается на его площади. Доли квадратиков, лишь частью помещающихся в контуре пятна, при этом оцениваются на-глаз. Таким путём измеряются площади всех зарисованных пятен и находится их общая сумма S' , выраженная в квадратных миллиметрах. После этого нужная нам величина s' находится по формуле (18), причём R — радиус изображения Солнца на экране — также необходимо выразить в миллиметрах.

Некоторые наблюдатели при определении площадей пятен предпочитают обходиться без зарисовки. Помещая на экране кусок миллиметровой бумаги, они подсчитывают площадь прямо по изображению пятна. Такой приём пригоден при наличии часового механизма, без которого он требует большой ловкости и сноровки.

Менее точный, но зато более простой способ определения площади основан на определении длины и ширины пятна. Измерения проводятся припомощи линейки с миллиметровыми делениями по обведённому на бумаге контурам или непосредственно по изображению на экране. За длину d берётся наибольший диаметр пятна, за ширину h — диаметр, ему перпендикулярный. Площадь пятна вычисляется по формуле:

$$S' = \frac{1}{4} \pi h d.$$

по видимой площади S' при помощи формулы

$$S = \frac{S'}{\cos \vartheta} = S' \sec \vartheta.$$

Хотя те соображения, из которых мы получили эту формулу, относились к пятну круглой формы, легко видеть, что эта формула будет совершенно точной для пятна любой формы. При практическом выполнении расчётов будет полезной таблица, в которой даются значения множителя $\sec \vartheta$ по величине отношения r/R .

Способы измерения площадей и размеров пятен, описанные выше, дают хорошие результаты только тогда, когда изображение Солнца на экране достаточно велико. В противном случае размеры изображений даже довольно крупных пятен будут слишком малы для точных измерений, что делает бесполезным применение методов, описанных выше. Однако и при малом масштабе изображения можно приблизительно определять площади пятен, пользуясь так называемым методом шкалы.

Шкала для определения площадей пятен представляет собою круг, по диаметру в точности равный изображению Солнца на экране. На этом круге нанесены тёмные кружки последовательно возрастающих диаметров, подобранные так, чтобы их площади соответствовали определённой последовательности площадей пятен. Площадь, выраженная в миллионных долях площади круга, указана при каждом кружке. Очевидно, что диаметр кружка, площадь которого равна одной миллионной, должен составлять $1/1000$ диаметра круга, кружок с площадью в 100 миллионных имеет поперечник в $1/100$ диаметра и т. д. Вообще диаметр d кружка, площадь которого составляет S миллионных на круге диаметра D , находится согласно формуле

$$d = \frac{D}{1000} \sqrt{S}.$$

Диаграмма, начерченная согласно этой формуле, приведена на рис. 48.

Наблюдение состоит в том, что шкала накладывается на экран и размеры пятен сравниваются с кружками шкалы на-глаз. При некотором навыке это выполняется довольно точно даже для мелких пятен.

По поводу применения метода шкалы надо сделать одно существенное замечание. Шкалой можно пользоваться двояко. Во-первых, можно сравнивать длину сжатого вследствие перспективы и потому имеющего вид эллипса

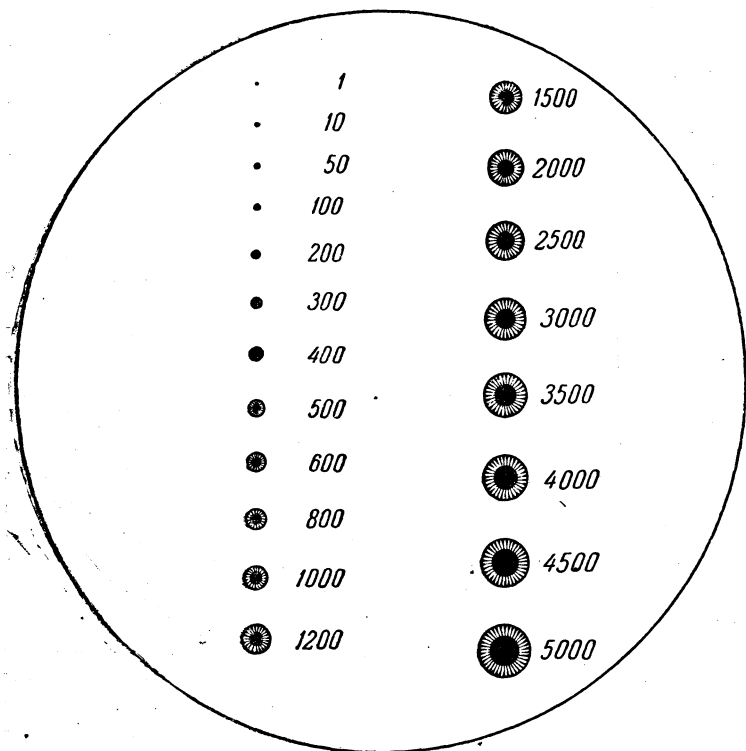


Рис. 48.

пятна с диаметром кружка. В этом случае, как легко понять, результатом измерения будет истинная площадь S . Во-вторых, можно (некоторые наблюдатели это предпочитают) сравнивать на-глаз видимую площадь пятна с площадью кружка. Это даёт видимую площадь S' . Не следует одновременно применять эти два разных метода и оценивать крупные пятна по первому из них, а мелкие — по второму.

Результаты измерения площадей выписываются на листах с зарисовками групп пятен, где для каждого пятна указывается соответствующее ему число «миллионных», а суммы площадей за каждый день вносятся в таблицу, форма которой была дана на стр. 140.

§ 33. Статистика факелов

Количество факелов меняется также с 11-летним периодом, а потому статистические наблюдения этих образований представляют большой интерес. Однако наблюдения такого рода крайне трудны и в гораздо большей степени, чем наблюдения пятен, подвержены влиянию личных особенностей наблюдателя, характера инструмента и качества изображений. Это объясняется тем, что факелы представляют собою мало контрастные детали, видимость которых быстро ухудшается с удалением от края диска, в результате чего уже на расстоянии 0,3—0,4 радиуса от края факелы чаще всего совсем не видны. Всякое изменение условий наблюдений влияет на ширину той зоны, в которой факелы могут быть замечены.

В способах учёта факелов нет того единообразия, которое мы видели в отношении счёта пятен. Разные наблюдатели здесь пользуются разными приёмами. Наиболее важные из них мы здесь и укажем.

1. Счёт групп факелов. Факелы, подобно пятнам, появляются чаще всего группами. Такая группа представляет собою участок солнечной поверхности, покрытый нежным светлым узором факелов. Большая часть таких групп непосредственно связана с группами пятен, окружая их с разных сторон или следуя за одиночными пятнами в виде широкого светлого хвоста, но нередко наблюдаются и отдельные группы факелов, совсем не связанных с пятнами. Подсчитывая каждый день общее число групп факелов, а также отдельно — групп, связанных с пятнами и независимых, мы получим материал, позволяющий проводить дальнейшую статистическую обработку.

Недостаток такого статистического метода состоит в том, что в нём большим площадям, занятым факелами, придаётся такой же вес, как и маленьким участкам с факелами.

2. Счёт отдельных факелов. В некоторых инструкциях и руководствах рекомендуется считать не группы, а отдельные факелы. С теоретической точки зрения такой способ представляется более целесообразным. Однако практическое его применение наталкивается на затруднение, связанное с тем, что факелы чаще всего образуют сложный сплошной узор или сетку и поэтому выделять и разграничивать отдельные факелы очень трудно.

3. Выражение количества факелов в отрезках дуги края солнечного диска. Для характеристики размеров площади, занятой факелами, иногда применяется следующий приём. Область, занятая факелами, тщательно зарисовывается на круге, изображающем солнечный диск. После этого из центра круга проводятся касательные к ней радиусы (рис. 45). Угол между ними может служить мерой количества факелов. При таком способе оценки факелов один и тот же факел, подвигаясь от края к центру диска, может измеряться всё возрастающими числами, хотя ни размеры, ни яркость его не меняются. Однако влияние этой особенности не велико, так как факелы видны лишь вблизи края. Величина угла до некоторой степени характеризует и интенсивность факелов, поскольку более яркие из них будут видны дальше от края.

4. Измерение площади, занятой факелами. Если область, занятая факелами, нанесена на рисунке достаточно точно (например, обведена прямо на экране), то можно определить её видимую площадь теми методами, которые были указаны для пятен (посредством прозрачной миллиметровой бумаги и т. д.). Следовательно, её можно выразить в миллионных долях площади солнечного диска. Переход к истинной площади в случае факелов затруднителен, поскольку вблизи края мы видим солнечную поверхность под очень малым углом, который к тому же быстро меняется с расстоянием от края диска. Поэтому в данном случае лучше всего ограничиться именно видимым значением площади. Если наблюдатель всё же хочет получить истинное значение, т. е. освобождённое от влияния перспективы, то необходимо разбить измеряемую площадь на ряд узких зон, разделённых дугами окружностей, концентричных с краем диска, и для каждой такой зоны выполнить измерение отдельно.

5. Измерение площади отдельных факелов. В тех случаях, когда в распоряжении наблюдателя имеются надлежащие инструментальные средства, можно измерять площади отдельных факелов, составляющих группу, пользуясь теми методами, какие были указаны для пятен. Очевидно, что такие измерения лучше всего выполнить на фотографиях. При визуальном наблюдении они возможны в том случае, когда устройство экрана и размеры изображения Солнца на нём позволяют отчётливо видеть и зарисовывать контуры отдельных элементов поля факелов. Ввиду малой контрастности последних полезно защитить экран от рассеянного света.

Г Л А В А VI

ОПРЕДЕЛЕНИЕ КООРДИНАТ СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН

§ 34. Положение оси Солнца

Положение объекта на солнечной поверхности определяется двумя координатами: гелиографической широтой b и гелиографической долготой l (см. § 6).

Гелиографической широтой называется угол, образуемый линией, перпендикулярной к поверхности Солнца в данной точке, с плоскостью солнечного экватора. Поэтому для нахождения широт солнечных пятен прежде всего нужно знать положение солнечного экватора в пространстве. Это положение задаётся двумя величинами, так называемыми «элементами»: углом наклона плоскости экватора к плоскости эклиптики, обозначаемым буквой i и долготой восходящего узла Ω . Точки пересечения солнечного экватора с плоскостью эклиптики называются узлами *). «Восходящим» называется тот из двух узлов, в котором точки солнечного экватора, участвуя во вращении Солнца, переходят с южной стороны эклиптики на северную.

Определить элементы солнечного экватора можно путём изучения видимых траекторий пятен на солнечном диске. Однако тут возникают большие затруднения, вызываемые тем, что в газообразной среде Солнца всегда существуют разного рода местные течения, которые перемещают пятна в разных направлениях и этим нарушают правильное движение по диску, обусловленное вращением Солнца. Те

*) Более строго: узлами называются точки на небесной сфере, в которых проекция солнечного экватора пересекается с эклиптикой. Долготой восходящего узла называется дуга эклиптики, заключённая между этим узлом и точкой весеннего равноденствия.

перемещения пятен по солнечной поверхности, которые с вращением Солнца не связаны, называются собственными движениями. Существование таких собственных движений затрудняет определение элементов солнечного экватора. Оно ведёт к тому, что если определить величины i и Ω сначала по одному пятну, а потом по другому, то результат получится, вообще говоря, не одинаковый.

Чтобы избежать затруднений, связанных с неправильностями перемещения пятен, можно выбирать такие пятна, у которых собственное движение почти отсутствует. Чаще всего это круглые, правильной формы одиночные пятна, стоящие вне групп. Однако самый тщательный подбор пятен эффекта собственных движений до конца не устраняет. Поэтому теперь более правильным считается другой путь. Он состоит в том, что для определения элементов солнечного экватора применяют наблюдения большого количества пятен, взятых без всякого выбора. За окончательное положение солнечного экватора принимается некоторое среднее положение, полученное по всем использованным пятнам.

В настоящее время при определении широты солнечных пятен принято пользоваться элементами Кэррингтона (для 1850 года):

$$i = 7^{\circ}15'; \quad \Omega = 73^{\circ}40'.$$

По этим элементам на каждый день года вычисляются величины, необходимые при практическом определении широт и долгот солнечных пятен и называемые *физическими координатами Солнца*.

Первая из этих величин, обозначаемая через P , представляет собою угол между проекцией оси Солнца на небесную сферу и небесным меридианом. Этот угол отсчитывается от северной точки меридиана и для северного полюса Солнца считается положительным к востоку и отрицательным к западу.

Вторая величина, обозначаемая буквой D или B , представляет собою угол, составляемый осью Солнца с перпендикуляром к линии Солнце — Земля. Если в сторону Земли наклонён северный полюс Солнца, то угол D считается положительным, а если южный полюс — то отрицательным. Легко видеть (рис. 49), что этот угол вместе с тем представляет собою гелиографическую

от условно выбранного начального меридиана, например, от Гринвичского или Пулковского; точка земной поверхности, через которую проходит такой меридиан, связывается с прочными и долговечными сооружениями. Например, Пулковский меридиан проведён через центр круглого зала главного здания Пулковской обсерватории. Несмотря на то, что обсерватория была разрушена при наступлении немецких войск на Ленинград, точка, с которой связан меридиан, может быть восстановлена с достаточной точностью. На Солнце нет каких-либо неизменяющихся объектов. Более того, так как на Солнце скорость вращения меняется с широтой, то и самое понятие начального меридиана становится неопределённым. Поэтому гелиографические долготы на Солнце приходится брать от некоторого чисто условного меридиана, ничем не отмеченного на газовой поверхности Солнца и вращающегося с некоторой постоянной скоростью, соответствующей движению одной из параллелей. Точки солнечной поверхности, расположенные ближе к экватору, будут этот меридиан опережать, точки, расположенные ближе к полюсу, будут от него отставать.

В настоящее время принято считать гелиографическую долготу от начального меридиана, введённого Кэррингтоном. Положение этого меридиана определяется тем, что 1 января 1854 года в 0 час. 0 мин. среднего гринвичского времени он проходил через восходящий узел солнечного экватора и тем, что время оборота для него составляет 25,38 средних суток. Имея эти данные, можно для любого момента времени вычислить долготу L центрального меридиана, т. е. того меридиана, который проходит через центр солнечного диска. Это значение L представляет собою третью величину, которая даётся в таблицах физических координат Солнца.

Со времён Кэррингтона ведётся счёт оборотов Солнца. Оборот, который начался 9 ноября 1853 года, считается первым. За каждый год начальный меридиан совершает около 14 оборотов, которые отмечаются последовательными номерами. Например, обороты, приходящиеся на 1948 год, имеют номера с 1263 по 1275. Каждый новый оборот начинается в тот момент, когда долгота центрального меридиана становится равной 0° (360°). Эти моменты на каждый год также сообщаются в «Астрономическом ежегоднике».

Говоря о вращении Солнца, следует различать *истинный* или *звёздный оборот*, который представляет собою тот промежуток времени, по истечении которого начальный меридиан возвращается в прежнее положение (например, к точке восходящего узла экватора 1854 года) и *видимый* или *синодический оборот*. Последний представляет собою промежуток времени между двумя последовательными

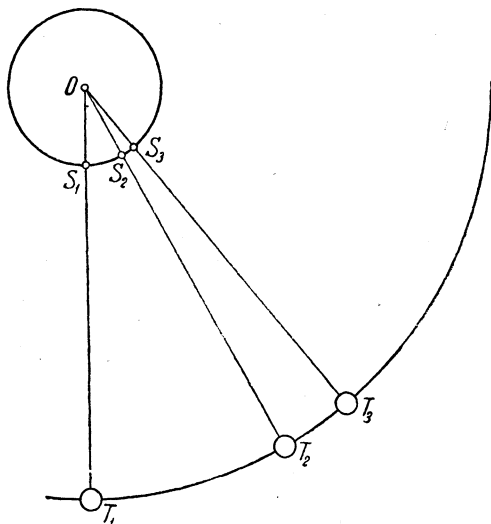


Рис. 50.

прохождениями начального меридиана через центр диска. Синодический оборот длиннее звёздного почти на двое суток и это происходит от того, что Земля движется вокруг Солнца.

Пусть в некоторый момент времени направление OS_1 (рис. 50) определяет собою положение начального меридиана, T_1 — земной шар, O — центр Солнца. Точка S_1 представляет собою центр солнечного диска, как он виден с Земли T_1 , и, следовательно, для изображённого на рисунке момента $L = 0$. Пусть пройдёт один истинный оборот. Меридиан снова займёт прежнее положение OS_1 , но точка S_1 для наблюдателя, расположенного на Земле, уже не будет центром диска, потому что за время оборота Земля подви-

нется и займёт положение T_2 , для которого центром диска служит уже точка S_2 . Меридиану придётся повернуться ещё на угол S_2OS_1 , чтобы «догнать» Землю и пройти через точку S_3 , которая является центром диска для Земли, теперь находящейся в точке T_3 . В результате оказывается, что истинный или звёздный оборот меридиана Кэррингтона составляет 25,38 средних суток, а видимый или синодический оборот равен 27,28 средних суток. Через такой промежуток времени долгота центрального меридиана снова обращается в нуль.

В научных сочинениях скорость вращения Солнца обычно выражают не временем обращения вокруг оси, а углом ξ поворота за одни сутки. Здесь также необходимо различать истинный (звёздный) и видимый (синодический) поворот. Пусть данная зона солнечного шара поворачивается за сутки на угол ξ . Наблюдатель, рассматривающий Солнце с Земли, переместится вместе с земным шаром за сутки на угол v в ту же сторону. На этот же угол, очевидно, переместится и центральный меридиан. Поэтому видимое суточное перемещение η объекта по отношению к центральному меридиану составляет:

$$\eta = \xi - v. \quad (20)$$

Среднее значение угла v легко найти, так как известно, что длина года равна 365,2422 суток:

$$v = \frac{360^\circ}{365,2422} = 0^\circ,986.$$

Зная эту величину, мы легко можем по значению ξ находить η и обратно.

§ 35. Определение широты и долготы пятен при помощи сеток

Самый простой и быстрый способ определения широты b и долготы l солнечных пятен основан на применении особых карт-сеток, представляющих расположение меридианов и параллелей на солнечном диске в день наблюдения. Если такую сетку наложить на экран и совместить её с изображением солнечного диска, то по ней можно прямо снимать широты и долготы, как это делается по меридианам

и параллелям обыкновенной географической карты. Другой приём, который предпочитают некоторые наблюдатели, состоит в том, что на экран накалывают листок чистой бумаги с начерченным на нём кругом и, совместив с этим кругом изображение Солнца, наносят положения пятен мягким карандашом. Если телескоп снабжён часовым механизмом, то это делается довольно просто. Если же механизма нет, то получение такого рисунка требует известной ловкости. При этом бывает выгодно работать вдвоём: один подвигает телескоп за Солнцем, удерживая изображение точно на круге, а другой наносит на чертёж пятна и факелы, тщательно проверяя каждую нанесённую деталь. Определение координат производится уже по чертежу, на который накладывается сетка, вычерченная на прозрачной бумаге (кальке).

При обоих способах большое значение имеет точная ориентировка экрана или чертежа по отношению к видимому суточному движению Солнца. Если широты и долготы снимаются прямо с экрана, то на последнем должен быть начерчен крест из двух тонких прямых линий, строго перпендикулярных одна к другой и пересекающихся в центре поля зрения телескопа. Вместе с тем крепление экрана должно быть выполнено так, чтобы экран можно было легко и плавно поворачивать вокруг его центра (т. е. вокруг оптической оси телескопа). Для ориентировки экрана по суточному движению выбирают одно из резких небольших пятен, видимых в данный день на Солнце, и, приведя его на край экрана, оставляют телескоп неподвижным. Вследствие суточного движения Солнца пятно будет перемещаться по экрану. Экран поворачивают так, чтобы одна из начерченных на нём прямых линий была параллельна видимому перемещению пятна. Когда это достигнуто, приводят изображение пятна на линию и следят за его движением. При точной ориентировке экрана изображение пятна должно всё время удерживаться на линии и, пересекая её поле зрения телескопа, не сходить с этой линии ни в ту, ни в другую сторону. При таких условиях линия эта представляет на экране небесную параллель, а перпендикуляр к ней будет кругом склонения (небесным меридианом).

Если на экране получают чертёж солнечного диска, то ориентировка этого чертежа выполняется следующим образом. Изображение небольшого пятна располагают

у самого края поля зрения и оставляют телескоп неподвижным. За перемещающимся по бумаге изображением пятна следят и его положения последовательно отмечают точками. В результате этого на чертеже получится ряд точек, располагающихся по прямой линии и намечающих направление небесной параллели (рис. 45). Опустив из центра круга, изображающего солнечный диск, на это направление перпендикуляр, мы получим на чертеже прямую линию, представляющую круг склонений, проходящий через центр диска. Для большей точности лучше проделать такую ориентировку 2—3 раза независимо. Необходимо, кроме того, разметить на чертеже расположение стран света, а также записать время и другие обстоятельства, определяющие условия наблюдения.

Сетки, применяемые для отсчёта координат на экране или по рисунку, представляют собою круги, диаметр которых должен быть точно равен поперечнику изображения Солнца на чертеже или на экране. На каждом круге начерчены меридианы и параллели через 10° по широте и долготе для того значения широты центра солнечного диска D , для которого составлена данная сетка. Поскольку D меняется в пределах $\pm 7^\circ$, необходимо иметь 8 сеток, соответствующих значениям D 0° , 1° , 2° , 3° , 4° , 5° , 6° и 7° . Для отрицательных значений D применяются те же сетки, но в перевёрнутом виде. Меридианы и параллели представлены на сетках в ортографической проекции (см. приложение в конце книги *).

Меридиан Солнца, проходящий в данный момент через центр солнечного диска, называется центральным. Он во всех случаях изображается прямой линией, проходящей через центр сетки. Остальные меридианы, а также экватор и параллели изображаются кривыми линиями, а именно дугами эллипсов. Только для случая $D=0$ экватор и параллели имеют вид прямых линий, перпендикулярных к центральному меридиану.

Приступая к определению широты и долготы пятен, прежде всего выписывают из Астрономического ежегодника физические координаты P , D и L для момента наблюдения. Поскольку эти величины будут нужны лишь с точ-

*) На сетках, данных в приложении, широта центра диска обозначена буквой B . Диаметр сеток — 10 см.

ностью до 1° , значения P и D берутся непосредственно из ежегодника для даты наблюдения. Что касается величины L , то она меняется за сутки на $13^\circ,2$, поэтому необходимо учитывать не только день, но также час наблюдения. При этом необходимо помнить, что во всех таблицах L даётся для момента 0 часов по мировому времени, т. е. для средней гринвичской полуночи.

В соответствии со значением D выбирается надлежащая сетка и накладывается на экран или чертёж. При этом она поворачивается так, чтобы направление центрального меридиана составляло с кругом склонений угол P . На чертеже полезно заранее отложить этот угол при помощи транспортира и провести ось Солнца, с которой и совмещается центральный меридиан сетки. При определении координат прямо на экране совмещают центр сетки с точкой пересечения линий экрана и поворачивают сетку так, чтобы линия, перпендикулярная суточному движению, составляла с центральным меридианом сетки угол P . При этом важно не перепутать знаки. Если при значении P стоит знак плюс, то это значит, что северный полюс Солнца повернут от северной части круга склонения к востоку, т. е. в сторону, обратную направлению суточного движения изображения на экране; если при P стоит знак минус — то к западу, т. е. в сторону суточного движения.

После того как сетка ориентирована надлежащим образом и совмещена с изображением Солнца на экране или чертеже, приступают к отсчётам для пятен и факелов широты b , а также долготы λ , считаемой от центрального меридиана. С точностью до 1° это делается на глаз, на большую же точность метод и не претендует.

После того, как найдена долгота от центрального меридиана, переходят к долготе, считаемой от начального меридиана Кэррингтона. Для этого к полученному по сетке значению λ (оно считается положительным в западной половине диска и отрицательным в восточной) прибавляют величину L :

$$l = \lambda + L. \quad (21)$$

При регулярных определениях координат пятен следует снимать с сетки широту и долготу для возможно большего числа деталей. Например, для каждого одиночного пятна определяется положение его видимого центра, для двух-

полюсных групп — центры главного и хвостового пятен и главнейших из промежуточных, в сложных образованиях определяются координаты главных ядер, кусков полутени и т. д.

§ 36. Определение широты и долготы пятен по методу одной сетки и графическим путём

Точность результата, получаемого по методу сеток, ограничена тем, что вместо действительного значения D в момент наблюдения мы берём D , округлённое до целого

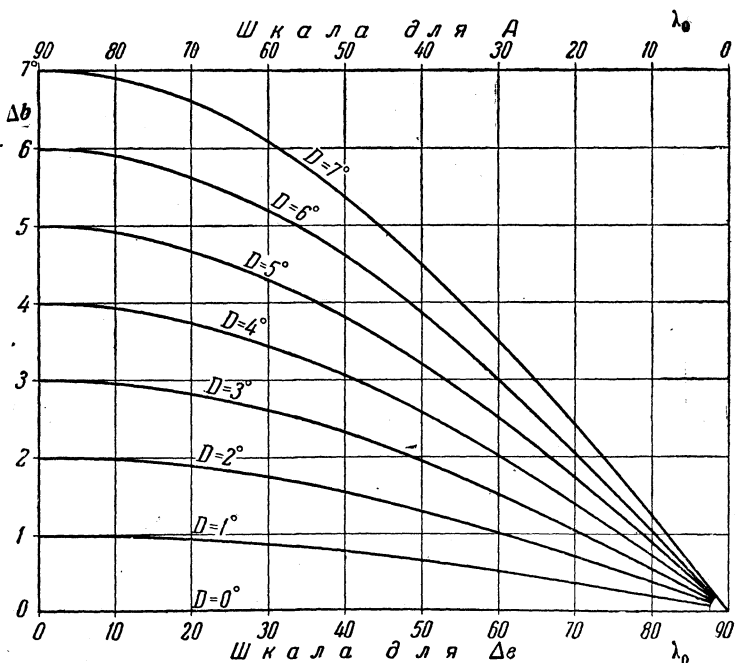


Рис. 51.

градуса, поскольку с ним вычерчена сетка. Поэтому во многих случаях может оказаться удобнее метод определения координат с одной сеткой.

Этот метод основан на применении сетки, соответствующей $D=0$. Наложив такую сетку на экран или на чертёж Солнца и совместив её центральный меридиан с проекцией

солнечной оси, мы отсчитываем некоторые условные координаты b_0 и λ_0 , не соответствующие действительности. Для того чтобы перейти от них к истинным значениям b и λ , служат особые поправки Δb и $\Delta \lambda$:

$$\left. \begin{aligned} b &= b_0 + \Delta b, \\ \lambda &= \lambda_0 + \Delta \lambda. \end{aligned} \right\} \quad (22)$$

Величины Δb и $\Delta \lambda$ даны с точностью до 1° в таблицах 16 и 17, а с точностью до $0^\circ,1$ их можно взять с графиков на чертежах 51 и 52. Величина Δb берётся в зависимости от

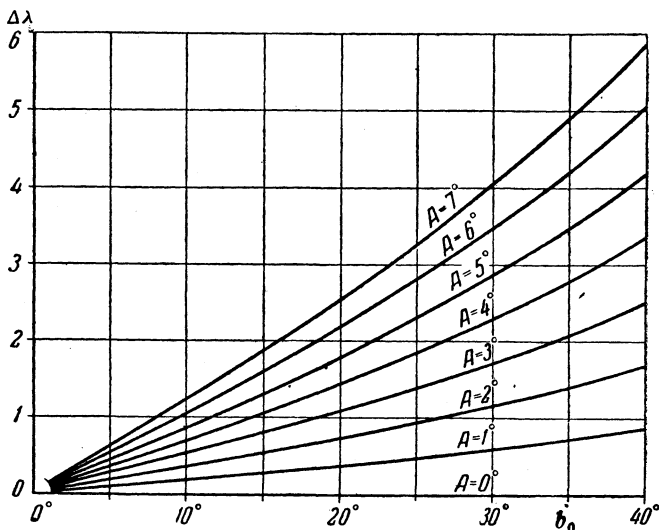


Рис. 52.

D и λ_0 . Она всегда имеет знак D и прибавляется к b_0 алгебраически, т. е. соответственно своему знаку. Далее, из той же таблицы 16, но по правому столбцу аргумента λ_0 берётся некоторая новая величина A . С этой величиной по таблице 17 или из чертежа 52 берётся поправка $\Delta \lambda$, знак которой определяется знаком произведения $D \cdot b_0 \cdot \lambda_0$. Поправки, приведённые в таблицах 16 и 17, вычисляются по формулам:

$$\left. \begin{aligned} \Delta b &= D \cos \lambda_0 \\ \Delta \lambda &= D \sin \lambda_0 \operatorname{tg} b_0. \end{aligned} \right\} \quad (23)$$

Пример: на чертеже, полученном 30 марта 1923 года, по сетке определены координаты b_0 и λ_0 . Для дня наблюдения было: $D = -6^\circ$, $L = 324^\circ$. Дальнейшее вычисление располагается так:

Измерение: $b_0 = +12^\circ$.

По таблице 16 $\Delta b = -5^\circ$, $A = 3^\circ$.

Результат: $b = +7^\circ$.

Измерение: $\lambda_0 = -28^\circ$.

По таблице 17 $\Delta \lambda = +1^\circ$,

Дальнейший расчет: $\lambda = -27^\circ$,

$L = 324^\circ$.

Результат: $l = 297^\circ$.

Другой способ определения координат пятен при помощи одной сетки основан на том, что изготавливается но-

Таблица 16

Δb и A

$\lambda_0 \backslash D$										$\lambda_0 \backslash D$	
		0°	1°	2°	3°	4°	5°	6°	7°		
Аргумент для Δb	6°	0°	1°	2°	3°	4°	5°	6°	7°	Аргумент для A	90°
	10	0	1	2	3	4	5	6	7		80
	20	0	1	2	3	4	5	6	7		70
	30	0	1	2	3	3	4	5	6		60
	40	0	1	2	2	3	4	5	5		50
	50	0	1	1	2	3	3	4	4		40
	60	0	0	1	2	2	3	3	3		30
	70	0	0	1	1	1	2	2	2		20
	80	0	0	0	1	1	1	1	1		10
	90	0	0	0	0	0	0	0	0		0

Δb имеет знак D .

вый чертёж, представляющий то расположение пятен на солнечном диске, которое соответствует перпендикулярному положению оси Солнца по отношению к линии зрения.

Пусть PP' (рис. 53) — центральный меридиан и проекция оси Солнца на чертеже, полученном при наблюдении

на экране, EAE' — проекция экватора, имеющая вид половины эллипса, а прямая EE' — большая ось этого эллипса

Таблица 17

$\Delta\lambda$

$\begin{matrix} b_0 \\ A \end{matrix}$	0°	10°	20°	30°	40°
0°	0°	0	0	0	0
1	0	0	0	1	1
2	0	0	1	1	2
3	0	1	1	2	3
4	0	1	1	2	3
5	0	1	2	3	4
6	0	1	2	3	5
7	0	1	3	4	6

$\Delta\lambda$ имеет знак произведения: $D \cdot \lambda_0 \cdot b_0$.

и вместе с тем диаметр экватора Солнца, перпендикулярный к лучу зрения. Для того чтобы получить расположение

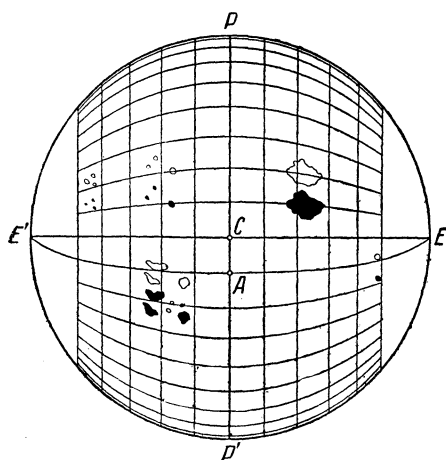


Рис. 53.

деталей на диске, соответствующее условию $D=0$, необходимо повернуть изображение солнечного шара вокруг прямой EE' на угол D . Тогда точка A — пересечение экватора с центральным меридианом — переместится в центр диска C , ось Солнца PP' встанет перпендикулярно линии зрения, а оба полюса Солнца лягут в точки P и P' на окружности диска.

Нетрудно понять, что при таком повороте всякая деталь будет перемещаться на чертеже по прямой линии параллельной PP' .

Поэтому технически построение нового чертежа можно выполнить следующим образом.

На исходный чертёж солнечного диска, полученный наблюдением на экране, накладываем сетку ($D=0$) так, чтобы её ось совместилась с прямой EE' . Поверх сетки накладываем ещё один листок кальки или прозрачной бумаги. На этом листке мы будем чертить повернутое изображение Солнца. Необходимо, чтобы сквозь него было отчётливо видно как сетку, так и исходный чертёж солнечного диска. Каждое

пятно, имеющееся на последнем, мы передвигаем вдоль «параллелей» сетки (т. е. параллельно линии PP') на такое число градусов, которое равно D , причём пользуемся для этого имеющимися на сетке дугами «меридианов». На рис. 53 перенос пятен сделан для преувеличенного значения $D=10^\circ$. Новые положения пятен отмечаются точками на верхнем листке кальки.

На этом листке заранее чертится окружность по диаметру, равная исходному чертежу, и прямая, изображающая ось Солнца PP' .

Когда чертёж готов, сетку вынимают из-под него и накладывают на него сверху, так чтобы ось совпадала с прямой PP' . После этого остаётся отсчитать по сетке широты и долготы пятен.

Только что описанный приём поворота изображения Солнца на угол D позволяет определять координаты пятен и совсем без сетки, графическим путём. Он состоит в следующем.

На чертеже, полученном при наблюдении солнечного диска на экране (рис. 54) проводим проекцию оси Солнца PP' и прямую EE' , перпендикулярную к ней. Пусть F — пятно, широту и долготу которого мы хотим определить.

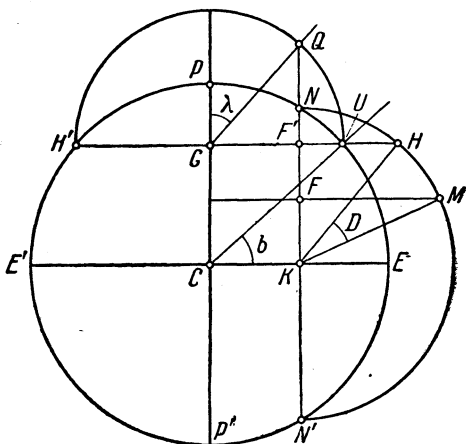


Рис. 54. Графический способ определения широты и долготы солнечного пятна.

Проводим прямую NN' параллельно PP' . Как было уже указано, при повороте вокруг EE' пятно F будет передвигаться по этой прямой. Строим на отрезке NN' , как на диаметре, половину окружности и проводим прямую FM , параллельную EE' до пересечения с окружностью. Соединяем точку M с точкой K и от радиуса KM откладываем угол NKM , равный D . Через точку N проводим прямую NN' , параллельную EE' . Очевидно, что это будет параллель пятна после поворота солнечного шара вокруг EE' на угол D . Точка F' представляет собою положение пятна на этой параллели.

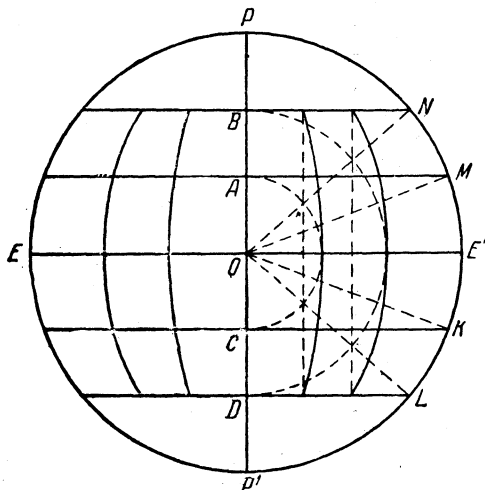


Рис. 55. Черчение сетки для случая $D=0$.

Для определения широты пятна соединяем точку U (в ней прямая NN' пересекается с окружностью края диска) с центром C диска. Угол UCE даёт нам искомую широту b , которую мы теперь легко находим с помощью транспортира. Далее, на отрезке UN' , как на диаметре, строим новую полуокружность и продолжаем прямую NN' до пересечения с ней в точке Q . Угол PGQ равен долготе λ пятна от центрального меридиана.

Изложенный метод указывает нам путь для графического построения сетки для $D=0$, а потом и для других D .

Для построения сетки сначала чертим окружность радиуса R , равного радиусу изображения Солнца на экране

и проводим два взаимно перпендикулярных диаметра — центральный меридиан PP' и экватор EE' (рис. 55). Далее, с помощью транспорта проводим радиусы окружности через 10° . Из точек K, L, M, N и т. д. пересечения соответственных радиусов с окружностью опускаем перпендикуляры на PP' . Получаем ряд отрезков, параллельных EE' и представляющих собою параллели на сетке.

Далее, строим окружности, концентричные с краем диска и касающиеся каждой параллели. Из точек пересечения каждой окружности с радиусом опускаем перпендикуляр на ту параллель, которая проходит через конец соответствующего радиуса. Практически нужно провести прямую через симметричные точки пересечения северного и южного полушарий. Основания этих перпендикуляров дадут точки пересечения параллелей с меридианами. Соединяя их плавными линиями, построим на чертеже меридианы.

Другой способ построения сетки состоит в вычислении прямоугольных координат x и y точек пересечения меридианов и параллелей и нанесении этих точек на клетчатую (миллиметровую) бумагу. Для случая $D=0$ координаты x и y выражаются формулами

$$\left. \begin{aligned} x &= R \cos b \sin \lambda, \\ y &= R \sin b, \end{aligned} \right\} \quad (24)$$

где R — радиус диска. В таблице 18 даны готовые значения

Таблица 18

Прямоугольные координаты точек пересечения меридианов и параллелей через 10° для $R=1$

b	$x = \cos b \sin \lambda$									
	λ $v = \sin b$	10°	20°	30°	40°	50°	60°	70°	80°	90°
0°	0,000	0,174	0,342	0,500	0,643	0,766	0,866	0,940	0,985	1,000
10	0,174	0,171	0,337	0,492	0,633	0,755	0,853	0,926	0,970	0,985
20	0,342	0,164	0,321	0,470	0,604	0,720	0,814	0,884	0,926	0,940
30	0,500	0,151	0,296	0,433	0,557	0,663	0,750	0,814	0,853	0,866
40	0,643	0,133	0,262	0,383	0,493	0,587	0,663	0,720	0,755	0,766
50	0,766	0,112	0,220	0,322	0,413	0,493	0,557	0,604	0,633	0,643
60	0,866	0,087	0,171	0,250	0,322	0,383	0,433	0,470	0,492	0,500
70	0,940	0,060	0,117	0,171	0,220	0,262	0,296	0,321	0,337	0,342
80	0,985	0,030	0,060	0,087	0,112	0,133	0,151	0,164	0,171	0,174

x и y для $R=1$. Чтобы воспользоваться ими для сетки любого другого радиуса R , достаточно умножить каждое число на это значение R . После этого чертят круг заданного радиуса R и проводят центральный меридиан PP' и экватор EE' (рис. 55). От центра O по OP откладывают отрезки y и через конец каждого отрезка проводят прямую, параллельную EE' . Далее, на каждой полученной таким образом параллели от точки её пересечения с PP' в обе стороны откладывают отрезки x , концы которых дают точки пересечения меридианов с параллелями. Остаётся соединить эти точки плавными линиями — дугами эллипсов — и сетка готова.

Имея сетку для $D=0$, нетрудно построить сетки и для другого значения D . Для этого из таблицы 16 выбираем соответственные значения Δb и на каждом меридиане строим точки с широтой $0^\circ - \Delta b$, $10^\circ - \Delta b$, $20^\circ - \Delta b$ и т. д. Соединив полученные точки плавными линиями, получаем параллели. Затем на прежних (прямых) параллелях наносим точки с долготами $0^\circ - \Delta \lambda$, $10^\circ - \Delta \lambda$, $20^\circ - \Delta \lambda$ и т. д., где долготы $\Delta \lambda$ берутся по таблице 17. Получаются точки для проведения новых меридианов.

Можно также строить сетки для разных D чисто графическим путём, выполняя построение для точек пересечения меридианов и параллелей в порядке, обратном тому, который был описан для графического определения координат пятна. Читатель, имеющий небольшой опыт графических построений, легко сумеет самостоятельно решить эту задачу.

§ 37. Карты солнечной поверхности

После определения координат солнечных пятен и факелов можно приступить к составлению карты солнечной поверхности для момента наблюдения. Пятна и площади, занятые факелами, наносятся на такой карте совершенно так же, как на карте земного шара изображаются материки, острова и т. д. Для этого предварительно чертят сетку меридианов и параллелей. Проще всего воспользоваться простейшей прямоугольной сеткой, составляющей так называемую «квадратную проекцию» (рис. 56). Для этого на листке клетчатой бумаги (например, миллиметровой) откладывают в длину 36 одинаковых отрезков, соответствующих 360° , и проводят через них вертикальные пря-

мые — меридианы. Параллели чертятся в виде горизонтальных линий одинаковой длины также на равных расстояниях одна от другой, соответственно интервалам широты по 10° . Поскольку дальше 40° от экватора пятна не появляются, достаточно довести сетку именно до этой широты. Если пользоваться миллиметровой бумагой, то удобно брать масштаб $10^\circ = 1 \text{ см}$. Тогда карта будет иметь длину 36 сантиметров.

Когда сетка готова, то на неё наносятся по измеренным координатам основные пятна групп. После этого дополняют чертёж второстепенными деталями уже на-глаз, пользуясь теми подробными зарисовками в крупном масштабе, которые выполняются непосредственно у телескопа параллельно с определением широт и долгот. При этом следует иметь в виду, что карта даёт очертания группы, несколько отличные от тех, которые наблюдатель видел в телескоп или на экране. Это происходит по двум причинам. Во-первых, на шарообразной поверхности Солнца мы видим очертания групп и пятен изменёнными действиями перспективы, причём деформация будет тем больше, чем ближе объект к краю диска. Во-вторых, изображая шаровую поверхность в виде плоской карты, мы тоже вносим искажения, но другого характера. Эти искажения определяются типом выбранной про-

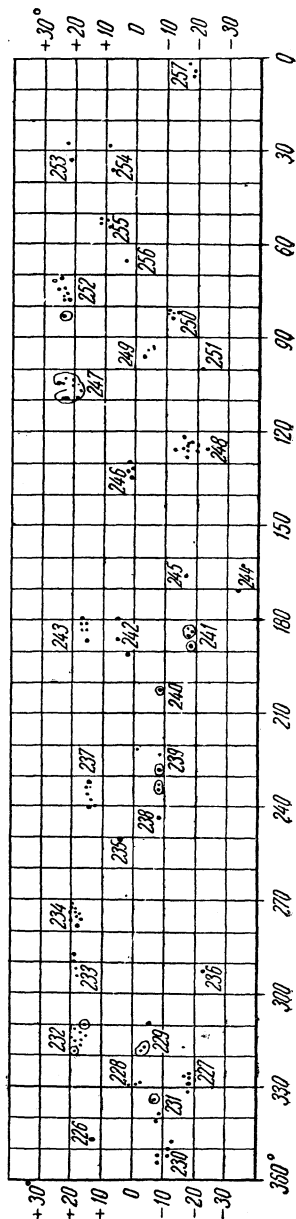


Рис. 56.

екции, т. е. тем способом, по которому мы строим сетку меридианов и параллелей. Это второе обстоятельство всегда надо иметь в виду при изучении полученной карты. На картах, построенных по описанному выше способу, нельзя делать точные измерения. Например, на них не следует измерять расстояния между пятнами, углы, образуемые осью с параллелью (см. § 14) и т. п., так как результаты таких измерений могут заключать в себе значительные погрешности.

Карту следует строить для каждого синодического оборота Солнца отдельно, т. е. за начало каждого оборота принимается момент совпадения начального меридиана с центром видимого диска. Разумеется, за время такого оборота, длящегося 27 суток, на солнечной поверхности происходят разнообразные и часто значительные изменения. Поэтому не всегда ясно, как именно следует наносить ту или иную группу. Во всяком случае все недолговечные и временно появившиеся образования должны быть на карте обозначены, причём рядом с изображаемым объектом пишутся даты его существования. Если какая-нибудь группа очень сильно менялась, то она наносится в том виде, какой она имела либо в день прохождения через центральный меридиан, либо в день своего наибольшего развития, а рядом с основной картой даются на отдельно вычерченных небольших участках карты главные трансформации группы.

По картам, начерченным согласно описанным выше правилам, очень удобно следить за состоянием солнечной поверхности и происходящими на ней изменениями. Сравнивая между собой карты последовательных оборотов, легко установить, какие группы сохранились от прежнего оборота, какие возникли вновь, где лежат области интенсивного пятнообразования, а в каких местах солнечная поверхность представляется сравнительно спокойной.

§ 38. Изучение распределения пятен по широте

Уже первые наблюдатели Солнца заметили, что пятна образуются не по всей поверхности Солнца, а только в некоторых определённых зонах, расположенных по обе стороны от экватора. Дальнейшие тщательные исследования это подтвердили. Оказалось, что если взять все наблюдения

пятен за очень долгий срок (несколько десятилетий) и подсчитать отдельно для каждого полушария среднюю широту пятен, то получается число, близкое к $10-15^\circ$. Иначе говоря, на этой широте лежит зона наиболее интенсивного образования пятен. В сторону экватора и в сторону полюсов количество пятен плавно убывает, как это видно из следующих данных, полученных в результате многолетних наблюдений:

Т а б л и ц а 19

Широта зоны	Процент наблюдавшихся пятен	
	Северное полушарие	Южное полушарие
0°	3,7	3,9
5	21,2	22,0
10	36,8	40,2
15	24,7	21,1
20	9,3	7,4
25	3,0	3,7
30	0,7	1,4
35	0,7	0,2
40	0,0	0,1

Непосредственно на экваторе и вообще в зоне, лежащей между 2° северной и южной широты, пятна появляются крайне редко. Ещё реже их можно увидеть на широтах, далёких от экватора. На широте 40° и выше крупные пятна никогда не возникают. Там удаётся замечать лишь редкие и крайне недолговечные пятна. В прошлом столетии рекордной широтой пятна считали 45° (пятно, наблюдавшееся в 1846 году). Однако в 1915 году появилось крайне незначительное пятно на 60° широты. Есть указание, что очень мелкие пёры удавалось видеть даже на широте 75° , но при оценке таких сообщений следует иметь в виду, что трудно установить определённую границу между мельчайшими пёрами и расширенными промежутками между гранулами.

Между широтой пятен и фазой 11-летнего цикла есть вполне определённая связь. Детальное исследование этого вопроса дал Шперер.

Оказывается, что около времени минимума редкие пятна, возвещающие о начале нового цикла, всегда появ-

ляются далеко от экватора. Их широта в это время составляет около 30° по обе стороны от экватора. По мере увеличения количества пятен зоны их появления постепенно подвигаются к экватору, и ко времени максимума средняя широта уже близка к 15° . После максимума это смещение

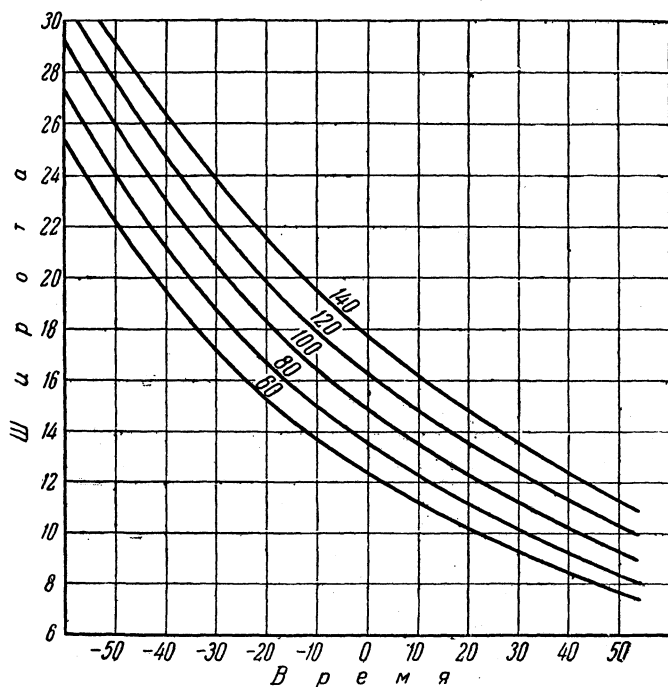


Рис. 57. Изменение средней широты пятен с фазой 11-летнего цикла. Время дано от момента максимума числа солнечных пятен и выражено в долях цикла. Числа на кривых — относительные числа Вольфа для максимума соответствующего цикла.

зон к экватору продолжается и около времени минимума последние пятна оканчивающегося цикла имеют в среднем широту 7° — 8° . Вслед за этим начинается новый цикл, и это сразу обнаруживается по появлению редких пятен на широтах 30° . Часто бывает, что оба цикла — старый и новый — некоторое время действуют одновременно. В этом случае в каждом полушарии Солнца оказываются две зоны

пятен: старая, у самого экватора и новая, на широте 30° , промежуточный же пояс от пятен свободен.

На рис. 57 показан ход средней широты пятен на протяжении 5 циклов, иллюстрирующих эту закономерность, часто называемую «законом Шперера». На этом рисунке дана кривая изменения средней широты пятен со временем. Другой иллюстрацией этого закона служит рис. 58. На нём по горизонтали отложено время, а чёрточками отмечены широты групп, наблюдавшиеся в данное время. Получается характерная фигура, напоминающая бабочку, которая своими очертаниями наглядно показывает последовательное смещение пятен к экватору.

За продолжительность каждого отдельного цикла пятнообразовательной деятельности можно принять промежуток времени от первого появления пятна в высоких широтах до последнего появления в низких. Вследствие частичного наложения двух смежных циклов он получается несколько длиннее, чем период солнечной деятельности. Так, для пятен циклов, охватывающих время с 1901 по 1933 год, средняя продолжительность составляла 13,2 года, в то время как продолжительность времени наложения, когда оба цикла — старый и новый — действуют одновременно, составляет 2,0 года. Следовательно, период равен $13,2 - 2,0 = 11,2$ года — в полном согласии с тем, что получено по кривым площади пятен.

Недавно было показано, что ход кривой изменения широты пятен на протяжении цикла зависит от общей интенсивности цикла: чем выше поднимается на протяжении цикла кривая площади пятен, тем выше лежит на графике и кривая широт. Следовательно, во время интенсивных циклов зоны пятен лежат дальше от экватора, чем во время слабых циклов. Если это верно всегда, то уже по самому началу цикла можно судить о его будущей интенсивности.

Для изучения изменения широты пятен с фазой 11-летнего цикла следует для каждого оборота Солнца получать средние значения широты пятен. Для этого используют таблицу координат, форма которой будет дана в § 43, или карты, описанные в § 37. Подсчёт средней широты лучше делать для северного и южного полушарий отдельно. По измеренным координатам отдельных пятен получают средние значения, которые могут быть несколько различными в зависимости от способа их вычисления.

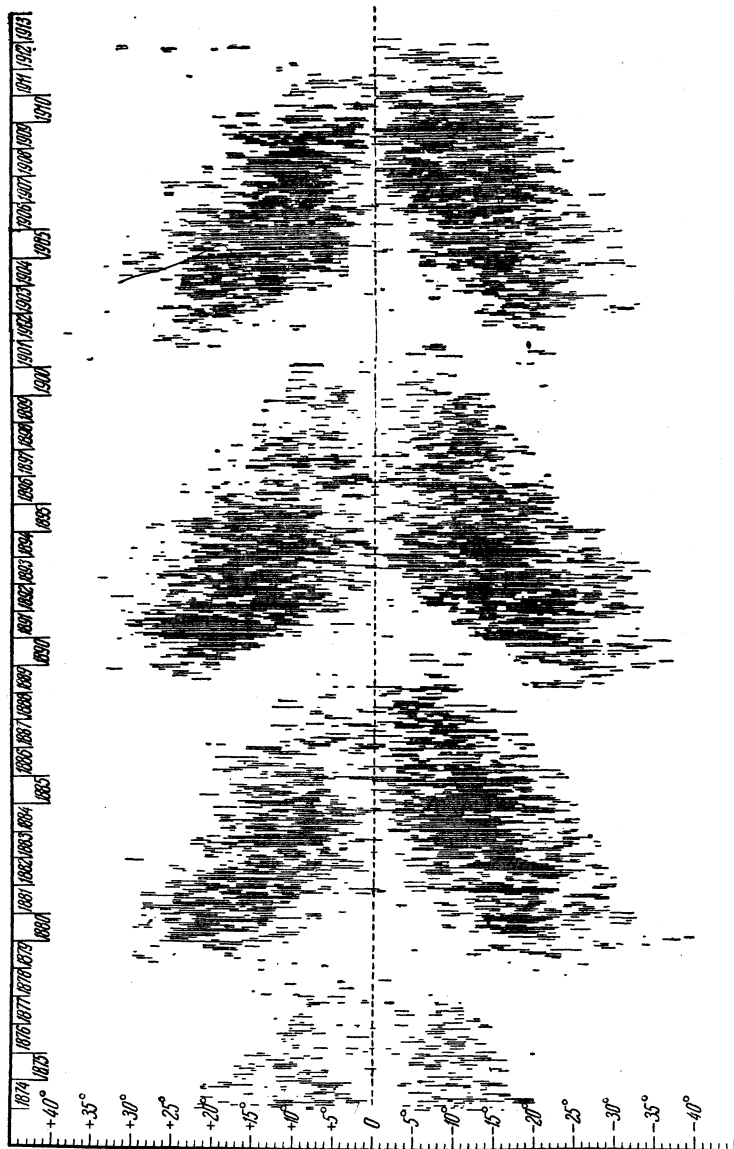


Рис. 58.

Во-первых, можно взять координаты центра каждой группы и по ним образовать среднее. Очевидно, что средние значения широты b_c будут определяться равенствами:

$$b_c = \frac{b_1 + b_2 + b_3 + \dots}{N}, \quad (25)$$

где b_1, b_2, b_3 и т. д. — широты каждой группы, а N — полное число групп, наблюдавшихся за данный оборот. При таком способе получения средних мы, очевидно, небольшим собраниям пор и маленьким одиночным пятнам придаём тот же вес, что и большим многочисленным группам. Это можно устранить, вычисляя средние по координатам всех пятен, зарегистрированных за данный оборот. Практическое затруднение часто состоит в том, что для мелких пятен или отдельных частей ядер координаты обычно не определяются. Если стремиться включить в средние все те детали, которые в методике Вольфа принимаются за «пятна», то для мелких деталей придётся брать координаты уже с карты, куда они наносятся по главным деталям каждой группы. Это, впрочем, не является большим недостатком, так как случайные ошибки, связанные с таким способом получения координат, в обширном материале исключаются.

Чтобы учесть при выводе средней широты различия в величине пятен, можно применить следующий способ вычисления. Широту b каждой группы умножаем на общую площадь S всех входящих в неё пятен. Складываем все такие произведения и полученную сумму делим на сумму всех площадей групп, наблюдавшихся за данный оборот:

$$b_c = \frac{b_1 S_1 + b_2 S_2 + b_3 S_3 + \dots}{S_1 + S_2 + S_3 + \dots}. \quad (26)$$

Такое среднее, при получении которого каждое число сначала умножается на определённый коэффициент, называемый **весом**, и сумма полученных произведений делится на сумму этих весов, называется **весовым**. В данном случае мы каждому пятну приписываем вес, пропорциональный его площади.

Если набрать достаточно большой материал по средним значениям широты, то можно потом построить диаграмму, аналогичную изображённым на рис. 57 или на рис. 58. В особенности интересно изучение зависимости между средней широтой и интенсивностью пятнообразования в данном цикле.

§ 39. Изучение распределения пятен по долготе

Распределение пятен по долготе представляет большой интерес. Мы уже знаем, что в кривой суточных чисел Вольфа или площадей нередко наблюдается резко выраженная 27-дневная периодичность. Это указывает на крайнюю неравномерность распределения пятен по долготе. Раз возникнув, такая периодичность часто держится годами, иногда — на протяжении целого цикла. Бывало, что даже после перехода через минимум она не исчезает, возобновляясь в новом цикле в связи с теми же долготами, которые давали максимумы в предшествующем цикле. Это означает, что в одной и той же долготной зоне солнечного шара непрерывно происходило усиленное образование пятен и групп, сменявших друг друга, но занимавших в общем одни и те же участки солнечной поверхности.

Изучение карт солнечной поверхности подтверждает это заключение. При этом выясняется, что область интенсивного пятнообразования захватывает оба полушария. Даже более того, нередко наблюдается как бы согласованное появление пятен в северном и южном полушариях, так что основным группам одного полушария соответствуют симметрично расположенные группы в другом. Эти «больные» долготы служат также очагом интенсивного образования факелов, флоккул, волокон и протуберанцев, с ними же бывают связаны и наиболее интенсивные лучи и струи в солнечной короне.

Изучение активных долгот — благодарная задача для наблюдателя, имеющего в своём распоряжении средства хотя бы для самого грубого определения координат. Первое, что здесь надо делать — это для каждого оборота Солнца получать кривую зависимости количества групп, пятен и площадей от долготы. Для этого карта разбивается на долготные зоны, например в 10° , 20° или 30° и для каждой зоны подсчитываются средние значения характеристик активности. По этим средним строится кривая, показывающая изменение активности с долготой. Сопоставление таких кривых для разных оборотов наглядно показывает развитие активной области, например её расширение или сужение, усиление или ослабление. Не менее интересно изучать последовательность появления новых пятен и групп в разных точках активной области.

Казалось бы, что распределение пятен по долготам, считаемым от центрального меридиана диска, не может представлять никакого интереса, поскольку такие долготы определяются положением наблюдателя по отношению к солнечному шару. Однако именно здесь обнаруживается целый ряд любопытных, но пока мало понятных явлений. В основном они сводятся к следующему:

1. Если получать такие характеристики солнечной активности, как числа Вольфа, числа или площади пятен отдельно для восточной и западной половин диска, то в большинстве случаев восточная половина диска оказывается богаче пятнами, чем западная. Эффект усилится, если разделить диск не на две половины, а на ряд более узких долготных зон. Разница между востоком и западом будет тем резче, чем дальше лежат сравниваемые зоны от центрального меридиана. В качестве примера в таблице 20 приведены такие данные, полученные для цикла 1889—1901 гг.

Т а б л и ц а 20

Расстояние от центрального меридиана (в углах, соответствующих суточному повороту)	Число групп		Сумма площадей	
	восток	запад	восток	запад
1	1533	1509	235211	234548
2	1463	1447	233430	232468
3	1418	1325	227933	225118
4	1360	1204	218987	211081
5	1227	1038	201720	196763
6	946	772	170021	161956
7	266	213	59980	48672

Систематическое уменьшение площади пятен и их количества с расстоянием от центрального меридиана вполне понятно, поскольку у края диска условия видимости ухудшены перспективным сокращением, но разница между востоком и западом загадочна.

2. Число групп, которые выходят из-за восточного края, в 1,22 раза больше числа групп, скрывающихся за западным краем.

3. Число групп, вновь возникающих на обращённой к нам стороне Солнца, планомерно снижается от восточного края диска к западному. Напротив, число исчезающих групп столь же равномерно с востока на запад возрастает. Это наглядно видно из таблицы 21, охватывающей материал с 1916 г. по 1935 г.

Таблица 21

Интервал долготы от центрального меридиана		Среднее число случаев за год	
		Образование новых групп	Исчезнове- ние прежних групп
к востоку	80 — 90°	75,6	0,0
	70 — 80	84,2	1,0
	60 — 70	28,0	1,8
	50 — 60	18,4	4,0
	40 — 50	17,0	5,8
	30 — 40	15,6	7,2
	20 — 30	17,0	6,7
	10 — 20	16,2	8,1
	0 — 10	16,0	11,2
к западу	10 — 0	12,2	14,9
	20 — 10	13,2	13,4
	30 — 20	12,0	12,8
	40 — 30	7,6	14,1
	50 — 40	10,8	13,4
	60 — 50	5,2	15,6
	70 — 60	2,0	23,7
	80 — 70	0,6	55,0
	90 — 80	0,0	25,0

Единственное различие между восточным и западным полушариями состоит в том, что на первом пятна, увлекаемые вращением Солнца, движутся к нам, а на втором — от нас. Только на этом может основываться объяснение описанных явлений.

Так, было выдвинуто предположение, что оси пятен расположены не перпендикулярно к солнечной поверхности, но несколько наклонены в сторону вращения. Тогда в восточной половине диска пятна окажутся наклонёнными

к нам, а в западной — от нас. Оказывается, угла наклона в $0,5^\circ$ достаточно для объяснения того различия в площадях, которое было приведено выше.

Для объяснения разницы в количестве образующихся и исчезающих групп была разработана теория, основанная на том предположении, что между моментом действительного возникновения пятна и тем моментом, когда его замечает наблюдатель, проходит некоторый отрезок времени, который тем больше, чем ближе пятно к краю диска. То же и при исчезновении: наблюдатель теряет пятно из вида ещё до того, как оно перестанет существовать. Но в восточном полушарии пятна движутся к нам и потому условия их видимости улучшаются, так что там рост пятен и улучшение условий видимости действуют в одну сторону, в то время как в западной половине условия видимости ухудшаются и момент, когда пятно становится видимым, запаздывает. Обратное имеет место при исчезновении.

Изложенные теории далеко не исчерпывают вопроса об асимметрии в распределении пятен по видимому диску Солнца и потому тут необходимы новые исследования, а, особенно, новый наблюдательный материал.

§ 40. Точное определение координат пятен путём расчёта

Для точного определения координат солнечных пятен путём расчёта необходимо сначала измерить прямоугольные координаты пятна на изображении солнечного диска. Сделать это можно различными путями.

Во-первых, можно получить точный чертёж солнечного диска на экране способом, описанным в § 28. При хорошем устройстве экрана, наличии часового механизма, ведущего телескоп за Солнцем, и тщательной работе можно наносить на бумагу положения пятен с точностью до $0,2$ — $0,3$ мм и даже до $0,1$ мм. Если и смещение краёв диска с начерченным кругом сделано с той же точностью (что труднее), то при диаметре изображения Солнца 200 — 300 мм это обеспечивает в центре солнечного диска точность координат порядка $0,1$.

На чертеже тщательно наносится направление суточного движения. Далее, строится система прямоугольных

координат. Ось абсцисс CX (рис. 59) проводится через центр C диска параллельно направлению суточного движения и направляется в сторону этого движения, ось ординат CY — перпендикулярно к ней и направляется к северу. После этого хорошей линейкой с миллиметровыми делениями старательно измеряются прямоугольные координаты x и y каждого зарисованного пятна. При этом следует помнить правило знаков. Для пятен, расположенных к западу от оси CY значения x будут положительны, а к востоку от неё — отрицательны. Значения y будут по-

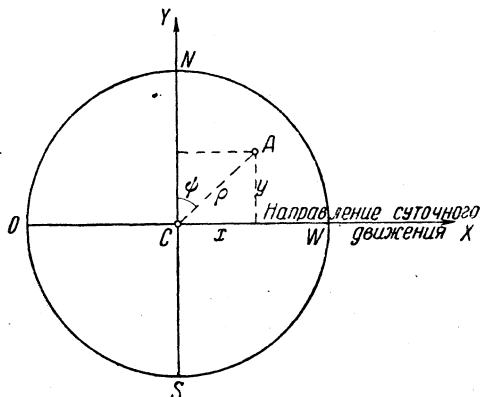


Рис. 59.

ложительны к северу от оси CX и отрицательны к югу от неё.

Другой способ определения x и y состоит в том, что на экран накладывают лист миллиметровой бумаги и поворачивают его так, чтобы направление суточного движения совпадало с одним из направлений линий сетки. После этого отсчитывают координаты прямо на экране, пользуясь клетками бумаги и делая отсчёты по возможности с точностью до 0,1 мм. При таком методе работы трудно бывает измерять координаты непосредственно от центра диска. Поэтому рекомендуется брать отсчёты координат от произвольного начала и кроме координат пятна отсчитывать также координаты точки пересечения оси X с окружностью. Пусть для пятна по клеткам бумаги отсчитана абсцисса x_p , а для правого и левого краёв диска значения

абсциссы x_W и x_O . Тогда искомое значение x абсциссы, отнесённой к центру диска, очевидно, будет:

$$x = x_P - \frac{1}{2}(x_W + x_O). \quad (27)$$

Построив ось Y , так же получим точки её пересечения с окружностью. Обозначим ординаты для верхнего и нижнего краёв диска через y_N и y_S , а для пятна — через y_P , аналогично будем иметь:

$$y = y_P - \frac{1}{2}(y_N + y_S). \quad (28)$$

Аналогичный способ применяют и при определении координат пятен по фотографическим снимкам солнечного диска. Измерения ведут прямо по негативам. Поскольку точность фотографического изображения очень высока, в этом случае имеет смысл заменять примитивное измерение линейкой или сеткой точным определением x и y с помощью специальной измерительной машины с микрометром, правда, лишь в том случае, если ориентировка снимка по отношению к суточной параллели сделана с соответствующей точностью.

Имея координаты x и y , переходим далее к полярным координатам ρ и ψ , для чего служат известные формулы:

$$\left. \begin{aligned} \rho &= \sqrt{x^2 + y^2}, \\ \operatorname{tg} \psi &= \frac{x}{y}. \end{aligned} \right\} \quad (29)$$

Следует иметь в виду, что угол ψ считается положительным от севера к западу.

При приближённом определении координат мы принимали, что видимый путь пятна на экране представляет собою параллель небесной сферы. При точном определении координат этого делать нельзя. Дело в том, что Солнце не является неподвижной точкой небесной сферы, но перемещается вследствие своего годового движения как по прямому восхождению (по параллели), так и по склонению (перпендикулярно к параллели). Последнее перемещение, добавляясь к суточному движению солнечного диска по параллели, ведёт к тому, что видимый путь пятна на экране

не совпадает с параллелью, но образует с ней небольшой угол i . Этот угол i легко вычисляется по формуле:

$$i = \frac{\Delta\delta}{900 \cos \delta \sin 1'} , \quad (30)$$

где $\Delta\delta$ — часовое изменение склонения Солнца, выраженное в минутах дуги, δ — склонение Солнца. Значение угла i получается в минутах, а знак этого угла совпадает

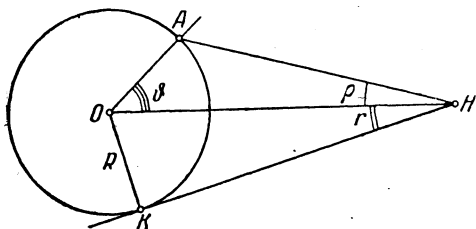


Рис. 60.

со знаком $\Delta\delta$. Угол i алгебраически прибавляется к углу ϕ , полученному выше. Заметим, что если ориентировка изображения делается не по видимому движению Солнца, а иным образом (например, натяну-

тая в окуляре паутинная нить ориентируется ночью по суточному движению звезды), то введения поправки i не требуется.

Имея величины ρ и ϕ , а также зная угловой радиус r солнечного диска в момент наблюдения пятен (его значение на каждый день дается в Астрономическом ежегоднике), можно приступить к вычислению гелиографических координат пятен.

Прежде всего нам необходимо найти угол ϕ , при центре Солнца образуемый направлениями на наблюдателя (на Землю) и на пятно. Для этого обратимся к рис. 60, где H — точка наблюдения, O — центр солнечного шара, A — положение пятна на поверхности Солнца. Плоскость чертежа, очевидно, проведена через эти три точки.

В треугольнике OAH угол AHO представляет собою угловое расстояние ρ пятна от центра солнечного диска, а угол AON есть искомый угол ϕ . Применяя к этому треугольнику формулу синусов, получаем:

$$\frac{\sin OAH}{OH} = \frac{\sin AHO}{OA} .$$

Замечая, что

$$\angle OAH = 180^\circ - (\angle AOH + \angle AHO) = 180^\circ - (\vartheta + \rho),$$

получаем:

$$\sin(\vartheta + \rho) = \frac{OH}{OA} \sin \rho.$$

Проведя из точки H касательную HK к поверхности Солнца, получим треугольник OKH с прямым углом в точке K . Из него получаем:

$$\frac{OK}{OH} = \frac{OA}{OH} = \sin r,$$

где r — угловой радиус солнечного диска при наблюдении из точки H . Пользуясь этим выражением, окончательно получаем:

$$\sin(\vartheta + \rho) = \frac{\sin \rho}{\sin r}. \quad (31)$$

Эта строгая формула позволяет найти ϑ с той точностью, пределы которой определяются точностью измерения ρ . Последнее должно быть выражено в угловой мере, что требует точного определения масштаба снимка или чертежа на экране.

При менее точных расчётах заменяют формулу (31) приближённой. Именно, заменяя синусы малых углов ρ и r дугами и пренебрегая углом ρ по сравнению с большим углом ϑ (очевидно, что угол ρ не превосходит $0^\circ,25$), получаем приближённую формулу:

$$\sin \vartheta = \frac{\rho}{r}; \quad (32)$$

здесь нет необходимости выражать ρ и r в секундах, поскольку их можно измерить в миллиметрах на изображении солнечного диска. Если ρ выражено в долях радиуса солнечного диска (т. е. $r=1$), то получаем:

$$\sin \vartheta = \rho. \quad (33)$$

Для получения гелиографических координат пятна обращаемся к сферической тригонометрии. Пусть O (рис. 61) — центр солнечного шара, ON — ось вращения Солнца, а точка N представляет собою северный полюс Солнца. Направление ON на наблюдателя пересекает солнечную поверхность в точке C , которая, таким образом, представляет собою центр видимого солнечного диска. Наконец,

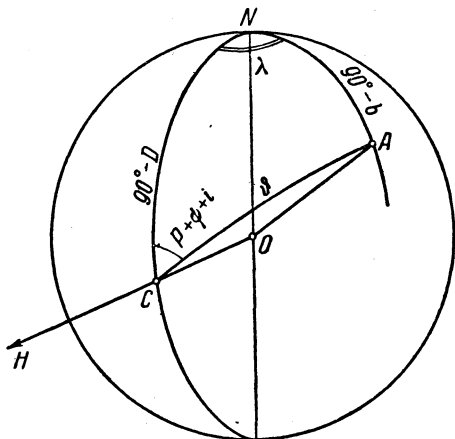


Рис. 61.

деталь солнечной поверхности, для которой мы определяем координаты, пусть находится в точке A .

Соединив точки N , C и A дугами больших кругов, мы получим сферический треугольник, стороны которого равны

$$NC = 90^\circ - D,$$

$$NA = 90^\circ - b;$$

$$CA = \vartheta.$$

Далее, угол NCA при точке C представляет собою позиционный

угол $P + \phi + i$, считаемый от проекции оси Солнца, совпадающей с проекцией центрального меридиана NC , угол ANC при полюсе есть долгота λ детали, считаемая от центрального меридиана.

Применяя к треугольнику NCA три основные формулы сферической тригонометрии, получаем:

$$\left. \begin{aligned} \sin b &= \sin D \cos \vartheta + \cos D \sin \vartheta \cos (\psi + P + i), \\ \cos b \cos \lambda &= \cos D \cos \vartheta - \sin D \sin \vartheta \cos (\psi + P + i), \\ \cos b \sin \lambda &= \sin \vartheta \sin (\psi + P + i). \end{aligned} \right\} \quad (34)$$

Из них первая служит для вычисления b . Поскольку для солнечных пятен b не превосходит 45° , вычисления широты по синусу выполняются с достаточной точностью. Две другие формулы служат для вычисления λ :

$$\operatorname{tg} \lambda = \frac{\sin \vartheta \sin (P + \phi + i)}{\cos D \cos \vartheta - \sin D \sin \vartheta \cos (P + \phi + i)}. \quad (35)$$

Вычисления будут короче, если известно значение b :

$$\sin \lambda = \frac{\sin \vartheta \sin (P + \phi + i)}{\cos b}. \quad (36)$$

Зная λ , легко получаем и долготу l , считаемую от начального меридиана Кэррингтона

$$l = L + \lambda. \quad (37)$$

Поскольку формулы (34) и (35) не имеют логарифмического вида, расчёт с их помощью приходится вести либо пользуясь таблицами логарифмов сумм и разностей, либо ведя вычисление в числах, т. е. беря натуральные значения синусов и косинусов и перемножая их на арифмометре или на логарифмической линейке. Некоторые вычислители предпочитают применять формулы, приведённые к логарифмическому виду введением вспомогательных углов, как это делается при решении вполне аналогичной задачи о переходе от часового угла и склонения к азимуту и высоте.

При точности в $0,^{\circ}1$ все эти строгие методы расчёта по формулам с успехом могут быть заменены применением таблиц или графиков, предназначенных для вычисления высот и азимутов светил. В таких таблицах высота и азимут отыскиваются по широте места, часовому углу и склонению. Применяя их к нашей задаче, необходимо за широту места принимать угол D , за склонение угол $90^{\circ} - \vartheta$ и за часовой угол $P + \phi + i$. Полученная при такой замене высота будет соответствовать искомой гелиографической широте b , а азимут — долготе от центрального меридиана λ *).

При всех способах получения b и λ необходимо обращать внимание на знак полученного результата. Для того

*) Укажем руководства, которые могут быть использованы для быстрого решения интересующей нас задачи:

а) В. В. К а в р а й с к и й, Планисфера для графического решения задач сферической астрономии, 1914.

б) Таблицы для нахождения высот и азимутов, Изд. Главного Гидрографического Управления, 1901.

в) А. А. А х м а т о в, Высота и азимут в 3 минуты, Изд. Гидрографического Управления, 1933.

чтобы избежать ошибок, рекомендуется сверить окончательный результат с чертежом или снимком солнечного диска. Если там правильно размечены направления, то знак долготы и широты проверяется очень легко.

§ 41. Определение скорости вращения Солнца

Если определение координат пятен выполняется с достаточной точностью, то полученными результатами можно воспользоваться для изучения скорости вращения Солнца на разных широтах и вывода закона, выражающего изменение этой скорости с расстоянием от экватора. Для этой цели можно указать два метода.

Первый метод состоит в использовании долгот λ , отсчитанных от центрального меридиана. Пусть наблюдение, выполненное в некоторый момент времени t_1 , дало значение долготы λ_1 , а при втором наблюдении, сделанном через несколько дней в момент t_2 , была найдена долгота λ_2 . Очевидно, что за промежуток времени $t_2 - t_1$ пятно переместилось по параллели на угол $\lambda_2 - \lambda_1$.

Если выразить t_2 и t_1 в сутках и долях суток, то истинный суточный поворот соответственной зоны будет равен:

$$\xi = \frac{\lambda_2 - \lambda_1}{t_2 - t_1} - v, \quad (38)$$

где $v = 0^\circ,986$ (см. § 34). При переводе часов и минут, в которых обычно записывают моменты наблюдений, в доли суток, следует помнить, что 1 час составляет 0,0417 суток, а минута — 0,000694 суток.

При определении ξ по этому методу выгодно выбирать наблюдения, разделённые возможно большим промежутком времени, так как тогда и разность $\lambda_2 - \lambda_1$ получается большой и, следовательно, погрешность измерений меньше. влияет на результат. Но с другой стороны нельзя брать измерения, сделанные в те дни, когда пятно было слишком близко от края диска, потому что при таких условиях долгота λ определяется слишком неточно. Поэтому наиболее выгодным будет тот случай, когда λ_1 составляет $40-50^\circ$ к востоку от центрального меридиана, а λ_2 равно $40-50^\circ$ к западу от него. Если пятно наблюдалось несколько раз,

то следует, комбинируя полученные значения λ попарно, найти несколько независимых значений ξ и взять из них среднее.

Другой метод определения ξ состоит в том, что по каждому измерению вычисляется долгота l , считаемая от меридиана Кэррингтона. Если скорость вращения для наблюдавшегося пятна отличается от принятой Кэррингтоном ($\xi=14^{\circ},184$), то значения l изо дня в день будут немного меняться.

Строим график, на котором по оси абсцисс откладываем время наблюдения (дни и их доли), а по оси ординат — l . Через полученные точки проводится плавная линия, представляющая изменение l со временем. Эта зависимость изображается прямой линией, наклонённой к оси абсцисс. Масштаб по оси ординат надо взять такой, чтобы угол наклона прямой был близок к 45° . Отдельные точки, естественно дадут значительный разброс, происходящий как от погрешности измерения долготы, так и от изменений структуры пятна. Прямая на чертеже проводится так, чтобы она возможно ближе проходила от каждой точки и чтобы число точек, лежащих выше её и ниже её было приблизительно одинаковым. По кривой снимается величина изменения долготы Δl , соответствующая интервалу времени в 1 сутки. Эта величина может быть положительной (если скорость вращения для пятна больше, чем для меридиана Кэррингтона), или отрицательной (если скорость пятна меньше). Получив величину Δl , находим соответствующее значение ξ :

$$\xi = 14^{\circ},184 + \Delta l. \quad (39)$$

Зависимость угла суточного поворота Солнца ξ от гелиографической широты b выражают одной из предложенных для этого формул. Так, Шперер представил полученные им результаты наблюдений таким выражением:

$$\xi = \xi_0 + c \cos b. \quad (40)$$

Здесь ξ_0 — значение ξ на экваторе, т. е. при $b=0$, а c — некоторый численный коэффициент. Шперер получил:

$$\xi_0 = 8^{\circ},55; c = 5^{\circ},80.$$

В настоящее время чаще всего применяют формулу:

$$\xi = \xi_0 - a \sin^2 b, \quad (41)$$

где a — новый коэффициент.

Наблюдатель, имеющий в своём распоряжении достаточное количество определений ξ для пятен (или иных объектов), расположенных на разных гелиографических широтах b , в качестве окончательного итога своего труда даёт значения величин ξ_0 и a , выражающие полученный им закон вращения Солнца. Для определения этих величин по всем выполненным наблюдениям проще всего применить графический метод, состоящий в следующем.

Для каждого пятна, для которого удалось определить ξ , должна быть измерена также широта b , по которой вычисляется соответствующее значение $\sin^2 b$. После этого строится график, на котором по оси абсцисс откладываются значения $\sin^2 b$, а по оси ординат — значения ξ . Каждое исследованное пятно даёт на таком графике точку. Точки эти всегда имеют значительный разброс, так как каждое пятно обладает своим собственным движением и только средние величины, полученные по большому числу пятен, дают некоторый закономерный результат, выраженный формулой (41). Все точки на графике лежат внутри некоторой полосы.

Если полоса, занятая точками, получилась прямой, то проводим по её середине прямую линию, по возможности так, чтобы число точек, лежащих выше этой прямой, было равно числу точек, лежащих ниже прямой. Точка пересечения этой прямой с осью ординат ($\sin^2 b = 0$) даёт значение ξ_0 (суточный поворот на экваторе), а наклон прямой даёт коэффициент a .

Изучение скорости вращения Солнца по пятнам может преследовать разные цели. Наиболее старая проблема, которой было посвящено особенно много сил и времени — это вывод среднего закона изменения ξ с широтой, требующий обширного наблюдательного материала.

Поэтому наблюдателю, не располагающему большим материалом, следует обратить своё внимание на выяснение частных зависимостей. Так, например, представляет интерес сравнить скорость вращения одинаково удалённых от экватора зон в северном и южном полушариях Солнца,

или изучать, как меняются постоянные ξ_0 и a на протяжении 11-летнего периода. Этот вопрос до сих пор не имеет окончательного решения.

Интересно также группировать пятна по их строению или положению в группе. Известно, например, что долго существующие одиночные пятна имеют иной период обращения, чем пятна, расположенные в группах. А из этих последних головные пятна несколько быстрее перемещаются, чем расположенные на той же широте хвостовые пятна. Интересно было бы изучать вращение Солнца, исследуя одиночные поры и группы пор, а также и другие объекты, связанные с пятнообразовательной деятельностью. Впрочем, здесь мы уже подходим к проблеме собственных движений пятен, которой будет посвящён следующий параграф.

§ 42. Изучение собственных движений пятен и пор

Движение отдельного пятна лишь в редких случаях полностью подчиняется закону, выведенному из очень большого статистического материала. Обычно наблюдаются отклонения от этого закона, которые представляют собою собственные движения пятен, связанные с местными течениями материи на поверхности Солнца. Впрочем, известную роль тут играют и процессы изменения структуры самого пятна. Если, например, пятно, увеличиваясь в размерах, растёт преимущественно в каком-нибудь одном направлении, то его центр будет соответственно смещаться в сторону роста, а поскольку координаты определяются для центра, получится как бы перемещение всего пятна в эту сторону.

В результате собственного движения, каждое пятно перемещается в каком-нибудь направлении, составляющем некоторый угол с меридианом. Но при практическом изучении собственного движения удобно разложить такое перемещение на две составляющие: на собственное движение по широте (т. е. по меридиану) и на собственное движение по долготе (по параллели).

Определение собственного движения по широте не представляет особых затруднений, поскольку оно наглядно выражается в постепенном изменении гелиографической широты пятна. Пусть в момент времени t_1 широта пятна была b_1 , а в другой момент t_2 стала b_2 . Если t_1 и t_2 выражены

в сутках и долях суток, то среднее движение по широте μ_b , выраженное в градусах за сутки, определяется по формуле:

$$\mu_b = \frac{b_2 - b_1}{t_2 - t_1}. \quad (42)$$

Если широта остаётся постоянной, то, очевидно, пятно собственного движения не имеет и для него $\mu_b = 0$.

Бывают пятна, у которых широта меняется по довольно сложному закону, например, возрастая в течение первой недели видимости пятна и уменьшаясь в течение второй. В таком случае лучше всего изучать эти изменения графическим путём. Для этого строится график, на котором по оси абсцисс откладывается время, а по оси ординат — широта, причём для последней берётся достаточно большой масштаб. Через точки на таком графике проводится плавная линия.

Следует отличать действительные изменения широты от тех случайных её колебаний то в ту, то в другую сторону, которые связаны с ошибками измерений. Заметим, что для определения широты могут быть использованы и те наблюдения, при которых пятно было расположено недалеко от края диска.

Гораздо сложнее определение собственного движения пятна по долготе. В предыдущем параграфе мы уже говорили, что средняя скорость каждой параллели Солнца получается различной, в зависимости от того, по каким пятнам и за какое время она получена. Между тем, движение пятна по долготе необходимо брать по отношению к точке данной параллели, обращающейся с некоторой определённой скоростью. Поскольку выбор последней допускает известный произвол, самое понятие движения по долготе становится несколько неопределённым.

Чаще всего собственные движения по долготе берут по отношению к среднему вращению зоны, взятому по большому наблюдательному материалу. Пусть для наблюдавшегося пятна получено значение поворота за сутки ξ . Если широта пятна равна b , то средняя скорость параллели вычисляется по формуле

$$\xi = 14^\circ,37 - 2^\circ,79 \sin^2 b. \quad (43)$$

Суточное движение μ_l по долготе находится как разность между наблюденным и средним значениями ξ :

$$\mu_l = \xi - \bar{\xi} \frac{\text{градусов}}{\text{в сутки}}. \quad (44)$$

Если желательно найти полное собственное движение пятна, то его скорость μ вычисляют по формуле

$$\mu = \sqrt{\mu_b^2 + \mu_l^2 \cos^2 b}. \quad (45)$$

Направление этого движения составляет угол χ с гелиографическим меридианом. Этот угол вычисляется по формуле

$$\operatorname{tg} \chi = \frac{\mu_l \cos b}{\mu_b}. \quad (46)$$

Собственные движения интересно сопоставлять со структурой пятна и с его положением на солнечной поверхности. Движение крупных пятен несколько иное, чем мелких пор, разным оно может быть и на различных параллелях. Особенно интересно изучать движения пятен в группах. В § 14 мы уже говорили, что головные и хвостовые пятна в процессе развития группы обнаруживают систематические перемещения, причём головное пятно движется вперёд, а хвостовое — назад, так что вся группа растягивается по долготе, вследствие чего угол наклона оси группы к параллели уменьшается. Изучение таких явлений представляет большой научный интерес. Интересно также изучать перемещение отдельных ядер и их частей в крупных группах, охваченных общей полутенью, средних пятен в группах, имеющих форму цепочки, а также мелких пор, окружающих одиночные пятна. Замечено, что отдельные обрывки полутени, поры и другие второстепенные образования обнаруживают круговое или вихревое перемещение вокруг основных пятен группы.

ГЛАВА VII

ИЗУЧЕНИЕ СТРОЕНИЯ И РАЗВИТИЯ ПЯТЕН

§ 43. Изучение групп солнечных пятен

Для наблюдателя, располагающего скромными инструментальными средствами, изучение структуры групп и их последовательных изменений составляет одну из существенных и доступных задач. Для этой цели используются прежде всего те схематические зарисовки, которыми сопровождаются ежедневные наблюдения солнечной поверхности. Если таких наблюдений не ведётся, то можно выполнять специальные ежедневные зарисовки групп в течение того или иного промежутка времени. Ещё лучше пользоваться фотографическими снимками, исключающими субъективные ошибки, неизбежные даже при самых лучших зарисовках. Определения площадей пятен и гелиографических координат значительно повышают ценность описываемых работ.

Имея наблюдения Солнца за достаточно долгий промежуток времени, наблюдатель приписывает всем наблюдавшимся за это время группам порядковые номера. Некоторые наблюдатели начинают такую нумерацию каждый год сначала, другие ведут непрерывную нумерацию в течение всего периода своих наблюдений. Если в наблюдениях из-за плохой погоды имеются перерывы по нескольку дней, то не всегда бывает легко опознать и отождествить группы после такого перерыва. Определение координат тут оказывается наиболее точным и надёжным средством отождествления. Оно же помогает узнать длительно существующую группу при её вторичном появлении на стороне солнечного диска, обращённой к Земле. Впрочем такие вторичные

прохождения рекомендуется, отмечать новым номером, лишь в скобках указывая предполагаемое тождество с ранее наблюдавшейся группой. Это правило основано на том соображении, что судьба группы на невидимом полушарии остаётся неизвестной и всегда существует подозрение, что старая группа там успела исчезнуть и через некоторое время, примерно на том же месте, возникла новая группа — предположение в особенности вероятное по отношению к мелким группам, составленным из пор.

После того как нумерация и отождествление групп закончены, составляется их список (или «каталог») за отчётное время. Группы заносятся в него в порядке номеров и для каждой указываются: дата выхода из-за восточного края диска или дата образования на видимом полушарии (если последнее имело место), дата прохождения через центральный меридиан (если в этот день группа ещё или уже не существовала, то дата ставится в скобках), дата захода за западный край или исчезновения на видимом полушарии; затем следуют координаты группы, причём для мелкой группы приводится широта и долгота её центра, а для больших биполярных групп — широта и долгота крупных концевых пятен. Следующие графы каталога содержат площадь группы в день прохождения через центральный меридиан и тип по классификации, которая приведена в следующем параграфе. Такой список является минимальной программой работы по регистрации и изучению групп.

Для получения более подробной картины развития отдельной группы пятен следует собрать зарисовки группы за ряд последовательных дней и наклеить их на общую карточку (листок плотного картона) или на одну страницу специально заведённого для этого альбома. Разумеется, объединяемые таким образом рисунки должны быть выполнены в одном масштабе и стиле. При наблюдении этих условий обзорение карточки сразу даёт представление о последовательных изменениях данной группы.

Далее составляется отдельная табличка, дающая числовые характеристики группы для каждого дня наблюдения. В такой табличке приводятся: расстояние головного и хвостового пятен от центрального меридиана, их широта и долгота, видимые и истинные (т. е. исправленные за влияние перспективы) площади, общая площадь всех пятен группы

(как видимая, так и истинная), общее число пятен в группе, степень видимости и количество факелов, связанных с группой и, наконец, тип группы по классификации.

По данным такой таблички можно построить графики, представляющие изменение со временем видимой и истинной площади всей группы и главнейших её компонентов, а также числа пятен в группе. При изучении таких групп необходимо иметь в виду, что кривые видимой площади и числа пятен недостаточно характеризуют действительный ход развития группы, так как на них большое влияние оказывает расстояние группы от центрального меридиана, благодаря которому максимум таких кривых чаще всего приходится на день прохождения группы через центральный меридиан. Поэтому наибольшую ценность имеют графики для истинной площади.

§ 44. Классификация групп солнечных пятен

Все наблюдаемые на Солнце группы пятен можно разделить на сравнительно небольшое количество классов или типов.

Классификации, основанные на чисто геометрическом принципе, т. е. объединяющие группы в классы и семейства в зависимости от характера и расположения пятен, были предложены разными авторами. Различаясь деталями, эти классификации в общем сходны между собою. Здесь будет дана классификация Шаронова, разработанная на основе изучения большого наблюдательного материала, собранного советскими астрономами-любителями.

Прежде чем приступить к описанию классификации, необходимо условиться относительно применяемых терминов. *Пятном* считается всякое образование, состоящее из одного или нескольких ядер, охваченных полутенью. Ядро, лишённое полутени, есть *пёрл*; оно имеет вид маленькой чёрной точки. Пятно, расположенное на переднем по видимому движению (западном) конце группы называется *головным*. Оно обычно является наиболее правильным по форме и стойким во времени. Противоположную (восточную) оконечность группы составляют *хвостовые пятна*. Нередко их бывает несколько и они составляют более или менее компактное объединение, отличающееся неправильными очертаниями и быстрыми изменениями. Среднюю

часть группы чаще всего заполняют поры или пятна небольших размеров.

В нашей классификации группы пятен разделяются на 4 класса, обозначаемых римскими цифрами, а каждый класс делится ещё на семейства, обозначаемые малыми латинскими буквами (рис. 62). Классы и семейства эти сводятся к следующему:

I класс. Одиночные пятна. Пятно может быть совершенно одиноким или сопровождаться небольшим количеством пор.

I a — пятно с цельным ядром и правильной полутенью.

I b — ядро пятна разделяется светлыми мостами на две или несколько частей.

I c, d — не только ядро, но и полутень разделены на части светлыми промежутками («двойное» или «тройное» пятно).

II класс. Двухполюсные группы. Группа представляет собою сочетание двух или нескольких пятен и пор в виде удлинённого ряда или цепочки.

II a — группа треугольных очертаний. Головное пятно одиночное, хвостовых пятен два, причём соединяющая их линия образует с осью группы угол, близкий к прямому.

II b — многоугольные группы; головное пятно одиночное, хвостовая часть группы образована несколькими пятнами.

II c — группа, состоящая только из двух пятен — головного и хвостового. Между ними могут быть поры.

II d — группа, представляющая собою цепочку из нескольких крупных пятен, расположенных в ряд. Головное пятно является наиболее крупным и правильным.

II e — группа, представляющая собою цепочку, в которой наиболее крупное и правильное пятно находится сзади (на восточном конце).

II f — группа в виде цепочки из пятен; наиболее крупное и правильное пятно расположено посередине.

II g — двухполюсная группа, состоящая из двух больших бесформенных кусков полутени с множеством ядер в них (переходный тип к III классу).

II h — одиночное пятно, за которым следует длинная цепочка из пор (тип переходный к I классу).

III класс. Большая группа, все ядра которой охвачены общей полутенью. К этому сравнительно редкому

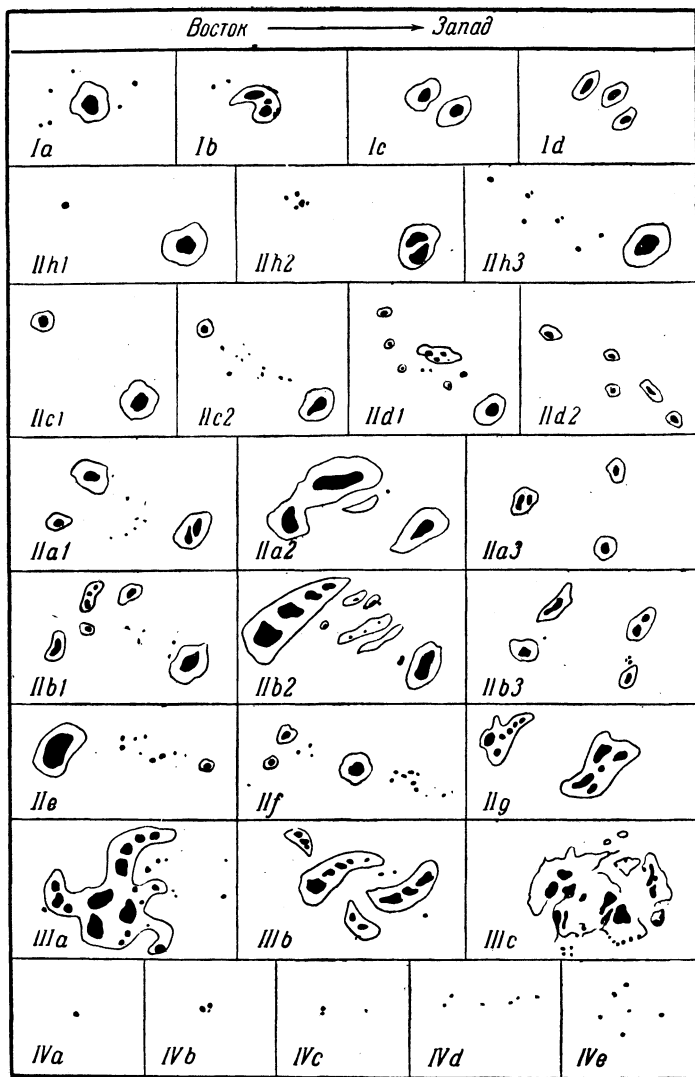


Рис. 62. Схема классификации групп солнечных пятен.

типу относятся наиболее крупные и бурно развивающиеся образования на солнечной поверхности, наблюдающиеся преимущественно около эпохи максимума солнечной активности.

III *a* — от общего центра отходят хвостами или дугами ветви полутени, заполненные ядрами, придавая всей группе взездобразный или спиральный вид.

III *b* — группа составлена из ряда приблизительно параллельных дуг или полос полутени с ядрами в них.

III *c* — площадь полутени группы сплошная, без полос и отростков.

IV класс. Группы, составленные только из пор и совсем не содержащие пятен, обладающих полутенью.

IV *a* — одиночная пбра.

IV *b* — двойная пбра или очень тесная кучка из нескольких пор.

IV *c* — группа, образованная двумя далеко расставленными пбрами или кучками пор.

IV *d* — цепочка из пор.

IV *e* — беспорядочно разбросанные пбры.

На протяжении развития группы её размеры и строение постепенно меняются, что влечёт также за собою изменение класса. Изменения эти могут быть весьма различны, но наиболее часто встречается такая последовательность классов:

IV—II—I—IV.

Более детальное описание последовательных изменений типичной группы даёт следующая схема:

IV a —IV b —IV c —II e —II a —II d —II c —II h —I a —IV a .

подавляющее большинство групп, замечаемых на солнечном диске, в своём развитии не идёт дальше образования пор. Примером развития такого образования может служить следующая схема:

IV a —IV b —IV d —IV c —IV a .

Таким образом, класс группы характеризует её состояние лишь на данный день.

§ 45. Изучение развития и структуры отдельных пятен

Для изучения тонкой структуры отдельных пятен желательно иметь увеличение трубы не ниже 50—100-кратного, предпочтительны же увеличения в 200—300 раз. Применение такого увеличения эффективно только при достаточно спокойных изображениях, что нужно учитывать при выборе времени наблюдения.

Наблюдения состоят в детальной зарисовке наиболее интересных пятен. На таком рисунке с возможно бóльшей точностью должны быть переданы все подробности, какие только удаётся рассмотреть, как, например, фотосферные языки, мосты, извилины внутреннего и внешнего краёв полутени, жилки и другие структурные элементы полутени, участки в ядрах, отличающиеся менее тёмным цветом, и т. д.

Для пятен, обнаруживающих бурное развитие и быстрые изменения, такие зарисовки следует выполнять по несколько раз в день.

Имея достаточно полную серию наблюдений, мы получим наглядную картину постепенного роста и следующего за ним разрушения пятна. Особенно интересно поймать момент зарождения будущего крупного пятна, которое, возникнув в виде крошечной отдельной поры или кучки пор, иногда за сутки успевает превратиться в образование огромных размеров, ядро и полутень которого изобилуют всевозможными деталями.

Если рисунки выполняются достаточно точно и с соблюдением масштаба, то их можно использовать и для целей измерения. Например, заметив зарождающийся фотосферный язык и зарисовывая его каждые 2—4 часа, можно потом промерить на каждом рисунке его длину и построить кривую роста такого образования в зависимости от времени. При построении такой кривой, по оси абсцисс откладывают время, а по оси ординат — длину языка. В других случаях интересно построить кривую скорости роста. В этом случае на оси абсцисс тоже откладывают время, а на оси ординат — увеличение длины языка за определённый промежуток времени, например, за 1 час или за 1 сутки. Такие же графики можно строить и для диаметра всего пятна, для его площади, для ширины полутени и для многих других образующих пятно элементов.

В некоторых случаях удавалось наблюдать медленное вращение пятна вокруг его оси. Это проявляется особенно наглядно в тех случаях, когда пятно пересекается светлыми мостами, изменение направления которых сразу показывает поворот пятна.

При всех наблюдениях этого рода необходимо уметь отличать действительные изменения пятна от кажущихся. Последние вызываются видимым перемещением пятна по диску, связанным с вращением Солнца. Например, видимая длина фотосферного языка, в действительности остающегося совершенно неизменным, будет меняться изо дня в день при его перемещении к краю диска.¹ Этим же эффектом будут искажены ширина полутени и ядра, направления фотосферных мостов и прочие элементы.

Поэтому прежде чем приступить к измерениям рисунка, необходимо предварительно построить чертёж, передающий действительные, т. е. не искажённые перспективой, очертания пятна и его деталей. Для этого прежде всего определяют угловое расстояние ϑ центра пятна от центра диска, способом, описанным в § 32, рис. 47. Далее, на рисунке проводят радиус солнечного диска, проходящий через центр пятна. Вдоль этого радиуса пятно кажется укороченным вследствие перспективного искажения, в то время как его размеры по направлениям, перпендикулярным к радиусу, остаются без изменения. Поэтому на исправленном чертеже все размеры пятна в направлении радиуса диска должны быть увеличены в надлежащей мере, для чего можно использовать весьма разнообразные приёмы. Опишем здесь некоторые из них.

1. С п о с о б р а с ч ё т н ы й. Центр пятна принимается за начало прямоугольных координат, ось y проводится на рисунке по радиусу диска, ось x — перпендикулярно к нему. После этого при помощи линейки с миллиметровыми делениями измеряют координаты x и y для возможно большего числа точек на контурах тени и полутени и на разных выдающихся деталях пятна. Значения y умножаются на $\sec \vartheta$, значение которого будет возрастать по мере удаления от центра; по полученным значениям $y' = y \sec \vartheta$ и x строится новый чертёж.

2. С п о с о б п е р с п е к т и в н о г о р и с о в а н и я. Рисовальщик укрепляет перед собою кусок плотного картона (или наколотой на фанеру бумаги) так, чтобы его

плоскость составляла с плоскостью, перпендикулярной к линии зрения, угол ϑ . Расположив рядом с ним рисунок пятна (его плоскость располагается перпендикулярно к линии зрения), рисовальщик перерисовывает его на наколотый экран так, чтобы полученное на последнем изображение казалось точно одинаковым с оригиналом. Повернув экран к себе, увидим действительное, т. е. не искажённое перспективой изображение пятна.

3. С п о с о б о п т и ч е с к и й. Рисунок пятна переносится на прозрачную стеклянную пластинку (на простое стекло — чернилами или специальным карандашом для писания на стекле; на чистую, но отфиксированную фотографическую пластинку — чернилами, тушью или карандашом). Пластинка располагается перед белым экраном и на последний проектируется тень нанесённого на пластинке чёрного изображения, для чего лучше всего использовать солнечный свет, поскольку последний представляет собою пучок параллельных лучей. Лучи должны падать на стекло под прямым углом. Повернув экран так, чтобы его плоскость составляла с плоскостью стеклянной пластинки угол ϑ , получим на нём теневое изображение, не искажённое перспективой, которое остаётся обвести на бумаге карандашом.

При систематическом применении такого метода можно построить специальный рисовальный станок, устроенный так, что в нём удобно наклонять рамку со стеклом перпендикулярно к солнечным лучам, а экран с бумагой — под надлежащим углом к стеклу.

Аналогичным образом можно воспользоваться проекционным фонарём, аппаратом для увеличения фотографий, обычной фотографической камерой.

Имея большую серию трансформированных изображений солнечных пятен, полученных в одинаковом масштабе и ориентированных по параллели, можно выполнять различные статистические исследования по вопросу о строении пятен. Например, можно статистически изучать преобладающее направление фотосферных языков и мостов в пятнах в зависимости от широты, положения пятна в группе, возраста последней и других факторов. Также можно исследовать расположение и перемещение пор относительно больших пятен, направление вытянутости последних и прочее.

§ 46. Изучение эффекта Вильсона

В 1769 году английский наблюдатель Вильсон обратил внимание на следующее явление. Когда большое пятно правильной круглой формы приближается к видимому краю диска, то оно не только принимает очертания эллипса вследствие перспективы, но и теряет свою симметрию. Обычно внешняя, т. е. обращённая к краю диска часть полутени оказывается значительно шире внутренней зоны полутени, обращённой к центру, вследствие чего ядро оказывается расположенным не центрально, а представляется сдвинутым как бы к центру диска. К тому же оно оказывается более узким, чем это должно было бы быть вследствие влияния одной перспективы.

Чем ближе подвигается пятно к краю диска, тем сильнее выражается различие ширины полутени для западного и восточного краёв и вырисовывается асимметричное положение ядра. Когда пятно подойдёт к краю достаточно близко, то внутренняя зона полутени совсем исчезает, так что зона полутени окаймляет чёрную полосу ядра только с внешней стороны. В дальнейшем ядро исчезает и на самом краю мы видим лишь узкую полосу внешней зоны полутени.

Описанное явление схематически показано на рис. 46. Оно наблюдается в том же виде и при выходе пятен из-за восточного края диска, но, конечно, в обратном порядке.

Естественное объяснение эффекта Вильсона состоит в том, что пятна представляют собою воронкообразные углубления фотосферы. Ядро пятна представляет собою как бы плоскость, лежащую ниже уровня фотосферы, а полутень составляет наклонные стенки «воронки». Если это так, то, как показывает рис. 63, по мере продвижения пятна к краю диска действительно должны наблюдаться именно те явления, которые были описаны Вильсоном.

Заметив точно то расстояние от центра диска, на котором впервые исчезает (или появляется) внутренняя сторона полутени, можно определить «глубину» пятна. Очевидно, что при таком положении образующая BA (рис. 63) конуса воронковидного ската полутени совпадает с направлением OSH от центра Солнца на наблюдателя. Но угол COE представляет угловое расстояние ϑ пятна от видимого центра диска. Легко видеть, что угол BAE будет дополнением этого угла до 90° и потому равен $90^\circ - \vartheta$. Ширину d

полутени мы можем измерить в тот момент, когда пятно проходит вблизи центра диска, или же, если мы считаем, что пятно имеет круглую форму, — также и вблизи края, но вдоль длинного диаметра пятна. Правда, оба эти способа не вполне надёжны, поскольку первый предполагает, что ширина остаётся неизменной за время передвижения пятна от центра диска к его краю, а второй, — что эта ширина

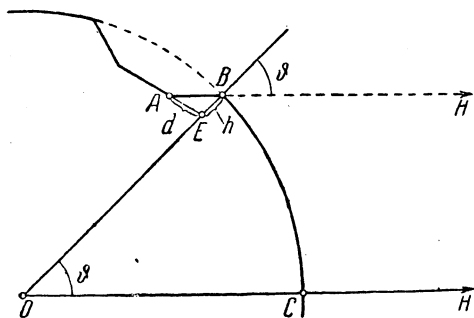


Рис. 63.

одинакова по всем направлениям. Во всяком случае, зная эту ширину, легко вычислить и глубину пятна $BE = h$. Именно, прямоугольный треугольник ABE нам даёт:

$$BE = AE \operatorname{tg} BAE,$$

откуда следует:

$$h = d \operatorname{ctg} \delta.$$

Применением этого метода были получены разнообразные оценки средней глубины пятен от 1—3 тыс. км до 10 тыс. км. Окончательного суждения по этому вопросу не получено и потому дальнейшее накопление наблюдательного материала особенно ценно. Высказывались предположения, что ядро представляет собою углубление лишь по отношению к полутени, которая сама несколько приподнята над нормальным уровнем фотосферы, причём светлая кольцевая зона вокруг пятна представляет собою как бы наружный склон этой возвышенности. Этот вопрос также нуждается в дальнейшей разработке.

Новый тщательно собираемый наблюдательный материал должен быть пригоден в дальнейшем для измерения ширины полутени и ядра по разным направлениям. Для исследования выбираются наиболее правильные, округлые пятна. На каждом рисунке такого пятна измеряют ширину полутени по четырём радиусам, из которых два берутся вдоль радиуса диска, проходящего через пятно, а два — перпендикулярно к нему. Измеряются также длинный и короткий диаметры ядра.

Результаты измерения собираются в форме такой таблицы:

Пятно группы №
 Координаты пятна: $b =$ $l =$
 Дата прохождения через центральный меридиан:

Расстояние пятна от центра диска		Радиус полутени				Диаметр ядра	
линейное ρ	угловое ϑ	внутр.	внешн.	северн.	южн.	длинный	короткий

Указаниями на наличие эффекта Вильсона будут: а) равенство внутреннего и внешнего радиусов полутени, б) отношение короткого диаметра ядра к длинному, меньшее, чем $\cos \vartheta$.

Заметим, что систематические измерения ширины полутени и поперечников ядер как правильных, так и неправильных пятен представляют собою интересную задачу и независимо от эффекта Вильсона. Так, для пятен с неравномерно развитой полутенью и асимметрично расположенным ядром интересно выяснить направление наибольшего и наименьшего развития полутени и сдвига ядра. Статистическая обработка таких данных и их сопоставление с широтой пятна, его положением в группе, а также типом и возрастом последней, позволит получить новые закономерности. Далее, представляется интересным для каждого пятна получать отношение диаметра полутени к диаметру ядра, сопоставляя эту величину как с размерами пятна, так и с другими его характеристиками. Замечали, что у больших пятен полутень по сравнению с ядром получается шире, чем у маленьких, так что малые и большие пятна не подобны друг другу.



ОГИЗ
ГОСУДАРСТВЕННОЕ ИЗДАТЕЛЬСТВО
ТЕХНИКО-ТЕОРЕТИЧЕСКОЙ ЛИТЕРАТУРЫ
«ГОСТЕХИЗДАТ»

Москва, Орликов, пер., 3

БИБЛИОТЕКА АСТРОНОМА-ЛЮБИТЕЛЯ

ВЫШЛИ В СВЕТ:

**П. П. ПАРЕНАГО и Б. В. КУКАРКИН. Переменные звёзды
и способы их наблюдений.**

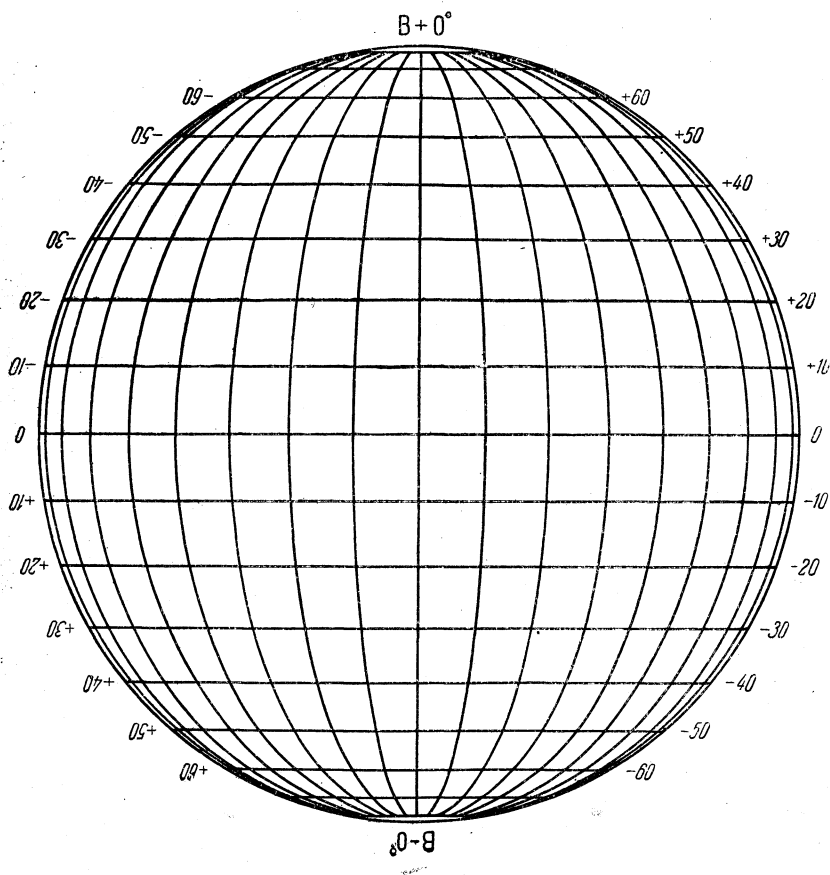
В. В. ШАРОНОВ. Солнце и его наблюдение.

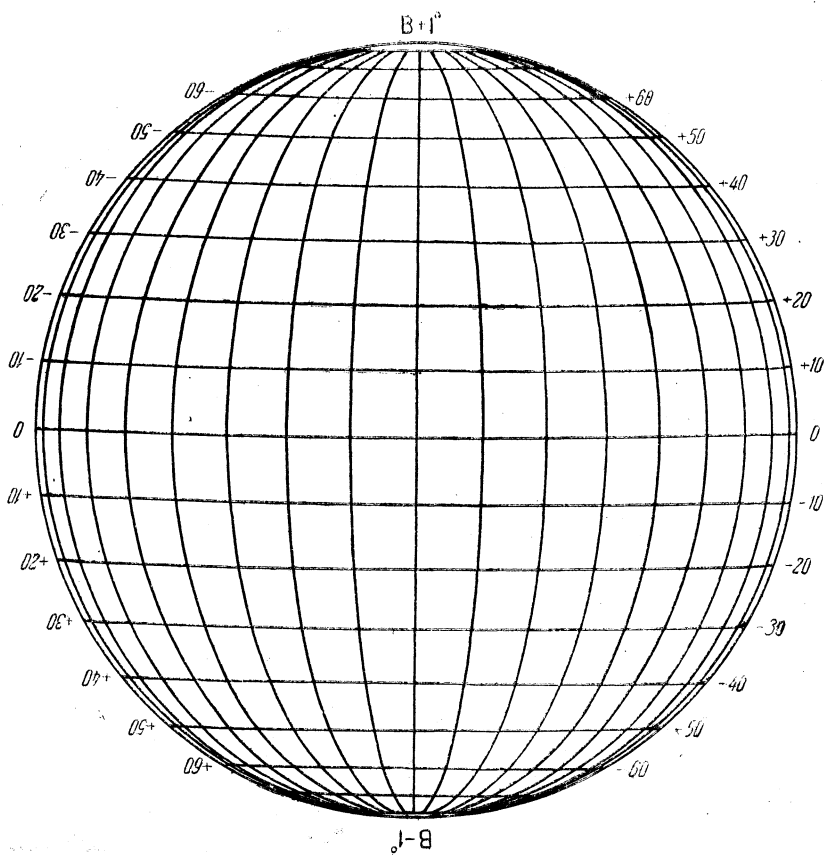
ГОТОВЯТСЯ К ПЕЧАТИ:

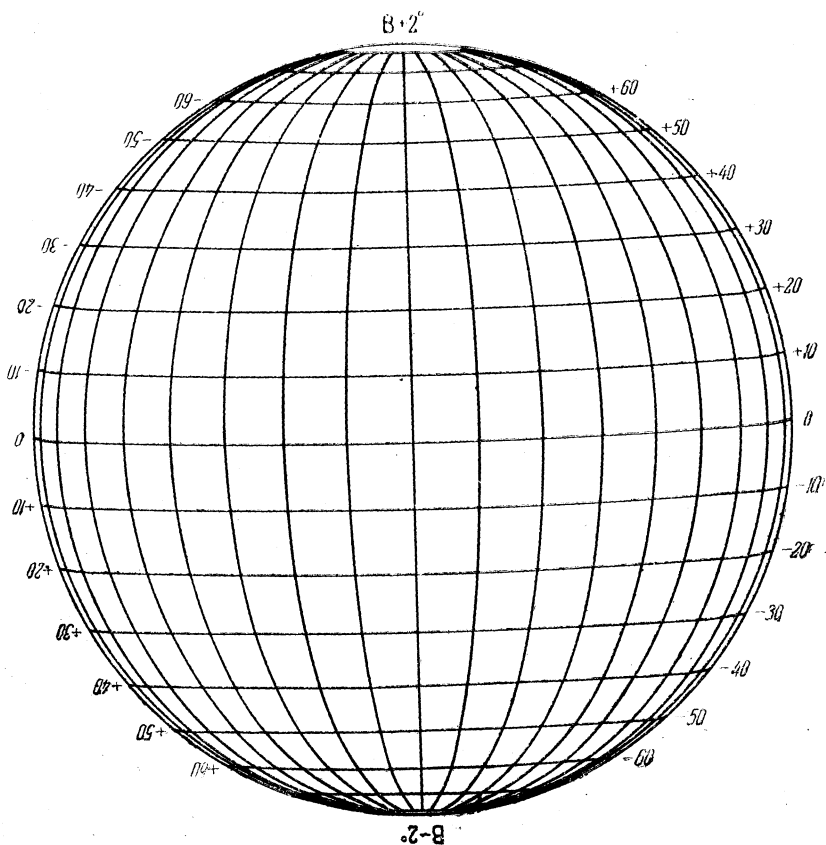
М. Е. НАБОКОВ. Астрономические наблюдения с биноклем.

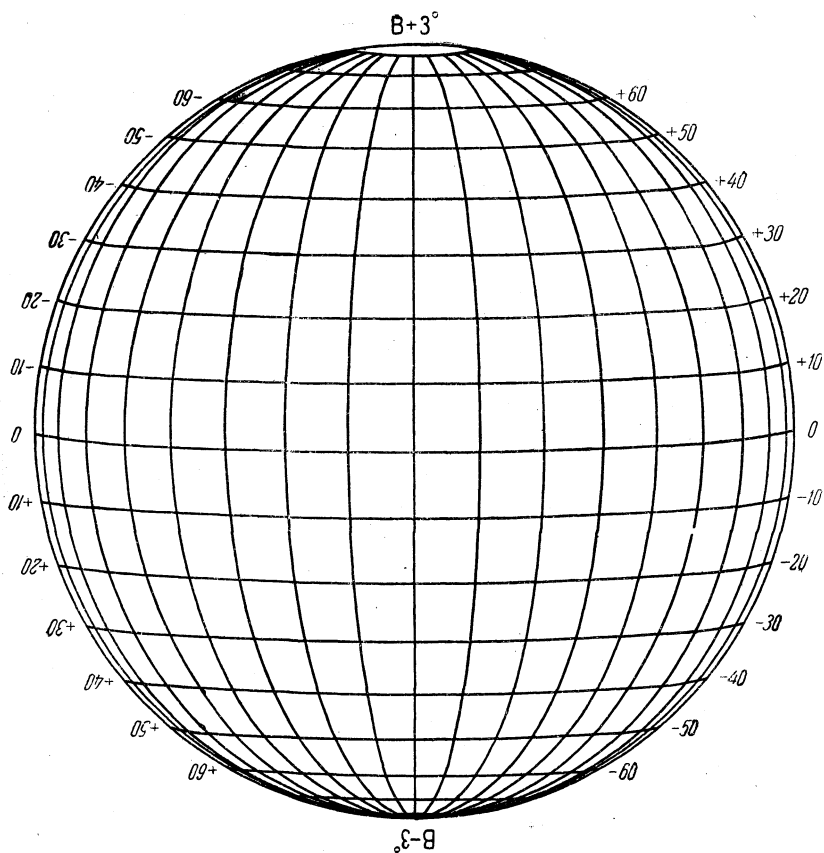
П. Т. КУЛИКОВСКИЙ. Справочник астронома-любителя.

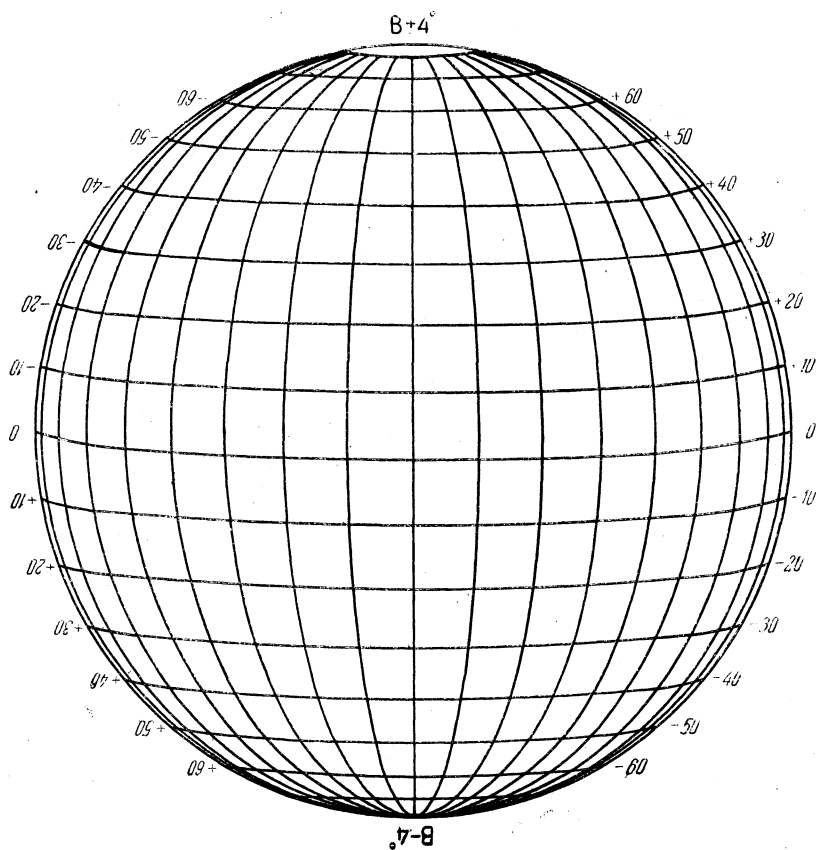
Приложение (см. стр. 159)



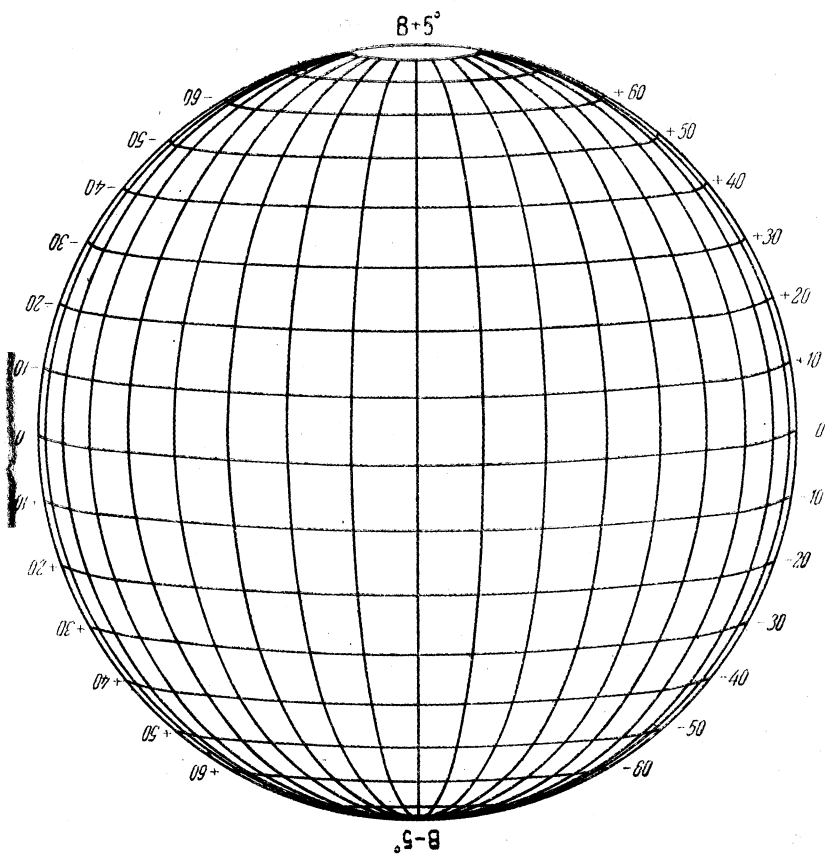


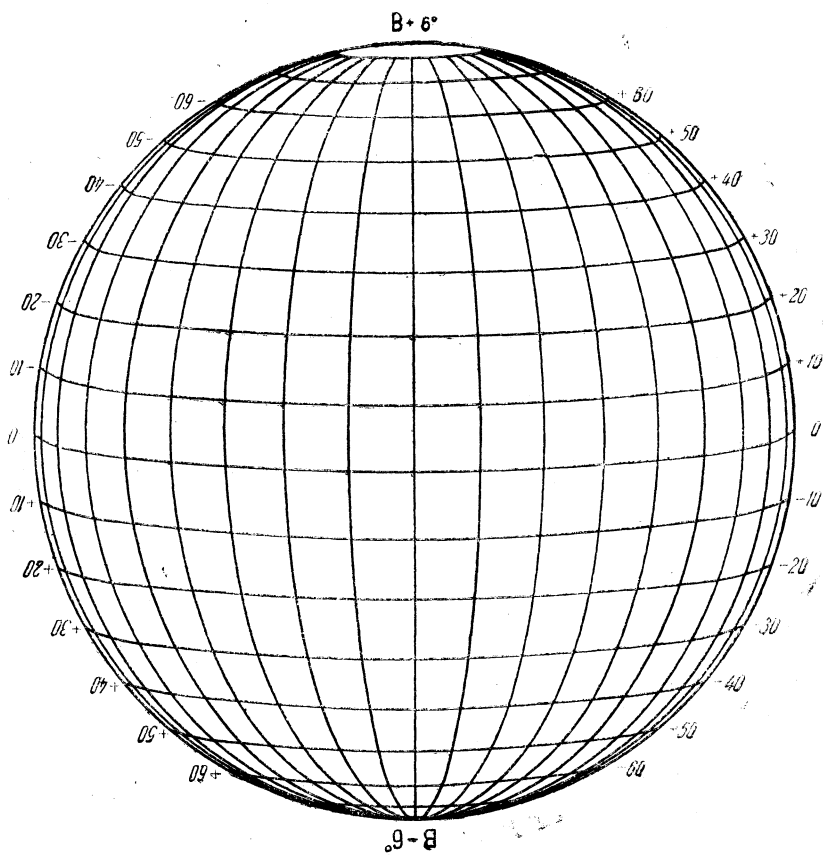




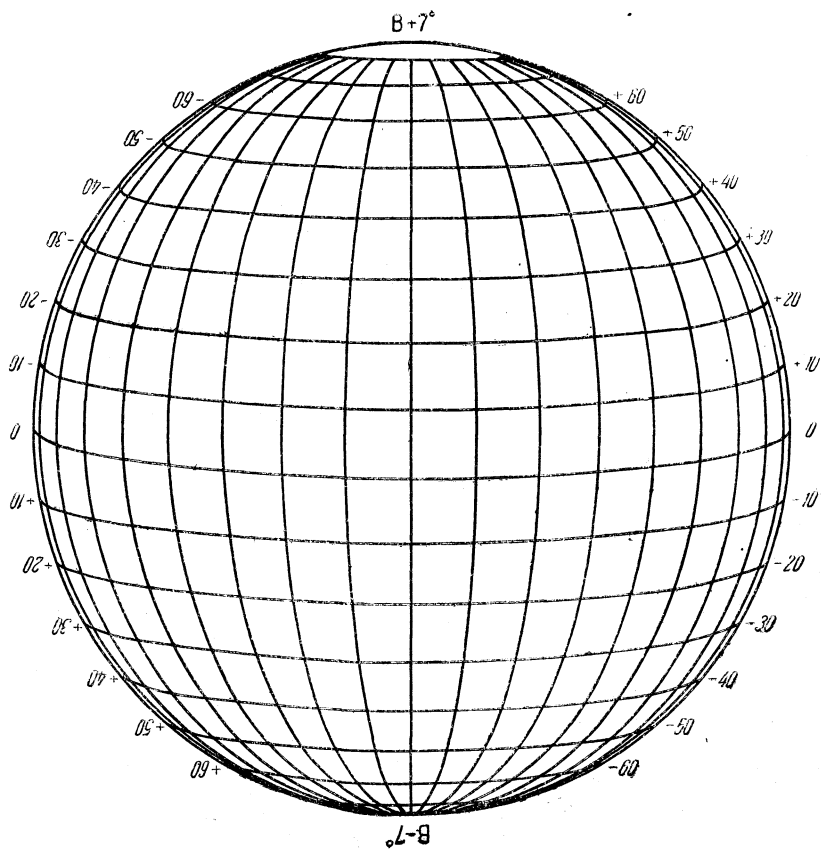


Приложение (см. стр. 159)





Приложение (см. стр. 159)



Цена 5 руб.

0-50