

Universitäts- und Landesbibliothek Tirol

Die Kultur der Gegenwart

ihre Entwicklung und ihre Ziele

Astronomie

Hartmann, J.

1921

Physik der Sonne. Von E. Pringsheim

PHYSIK DER SONNE.

VON

E. PRINGSHEIM.

Die Sonne als
Fixstern.

I. Ergebnisse der direkten Beobachtung. Vom allgemeinsten, kosmischen Standpunkte betrachtet ist die Sonne nur ein einzelner unter ungezählten Millionen von Sternen, weder durch besondere Größe noch durch andere hervorstechende Eigenschaften vor ihren Genossen ausgezeichnet. Aber wie erhaben dieser Standpunkt auch sein mag und wie notwendig, wenn wir von der uns angeborenen anthropozentrischen Anschauung zu einem möglichst objektiven Weltbild vordringen wollen, der Forscher ist doch an den Platz im Weltall gebunden, an den ihn das Schicksal gestellt hat, und so ist die Sonne, wie sie die Quelle alles Lebens für die Erde und ihre Bewohner darstellt, auch für die Astronomie und die Astrophysik von einer alle anderen Sterne weit überragenden Bedeutung. Denn während alle anderen Fixsterne so weltenweit von uns entfernt sind, daß sie uns nur als Lichtpunkte erscheinen, und daß es unmöglich wäre, Planetensysteme zu beobachten, die sie umkreisen, so stellen die Planeten der Sonne, zu denen ja unsere Mutter Erde selbst gehört, mit die hellsten Sterne unseres Himmels dar, und die Sonne selbst erblicken wir nicht als einen Punkt, sondern als eine ausgedehnte Scheibe, auf der wir örtlich getrennte Objekte und Vorgänge wahrzunehmen und zu studieren vermögen.

Die Entfernung
Sonne-Erde als
astronomische
Einheit.

Die erste Frage, die bei der Erforschung der Sonne uns entgegentritt, ist die nach dem Maßstab, den wir den beobachteten Erscheinungen zugrunde zu legen haben. Wir müssen uns klar werden über die Größenordnung der Sonne und der auf ihr sichtbaren Objekte. Zu diesem Zwecke ist es vor allem nötig, die Distanz zu kennen, die uns von dem Gegenstande unserer Beobachtung trennt, also die Entfernung der Sonne von der Erde. Auf die Messung dieser Größe ist im Laufe der Zeiten eine ungeheure Summe von Arbeit verwandt worden. Hat man doch eben diese Distanz als eine fundamentale Konstante in die messende Astronomie eingeführt, als den Maßstab, den man zur Einheit für die Messung aller kosmischen Entfernungen benutzt, und man nennt sie daher die „astronomische Einheit“. Und wie man sich für alle Zwecke der Praxis und der Wissenschaft bemüht hat, den allen irdischen Längenmessungen zugrunde liegenden Maßstab, das Meter, so genau wie irgend möglich festzulegen, so ist es für die Astronomie von

der allergrößten Wichtigkeit, die Länge ihres Urmaßes mit aller erreichbaren Genauigkeit festzustellen, d. h. in den irdischen Einheiten des Metermaßes auszudrücken.

Schon an einer früheren Stelle dieses Werkes (S. 202) wurde der Begriff der Parallaxe erläutert, und dort wurden auch die Bemühungen des Altertums besprochen, die Sonnenparallaxe und hiermit die Entfernung der Sonne zu ermitteln. Wir sahen dort, daß bis in das 17. Jahrhundert für die Sonnenparallaxe der schon von Aristarch angegebene Wert von 3' Geltung behielt, aus dem sich der Abstand der Sonne von der Erde zu 1150 Erdradien berechnete. Erst durch die Erfindung des Fernrohrs wurde die in Wirklichkeit noch nicht 9" betragende Sonnenparallaxe in den Bereich der Meßbarkeit gerückt, aber auch so wäre ihre Messung noch kaum geglückt, wenn die Astronomen nicht einen ganz besonderen Kunstgriff angewendet hätten. Wollte man nämlich die Sonnenparallaxe aus der im Laufe eines Tages zu beobachtenden geringfügigen Verschiebung der Sonne nach demselben Verfahren berechnen, welches Ptolemäus (vgl. S. 206) zur Bestimmung der Mondparallaxe anwandte, so würden selbst die heutigen vollendeten Meßinstrumente nur die Ermittlung eines ganz rohen Näherungswertes erlauben. Denn die direkte Messung der Stellung eines Gestirns am Himmel, die sogenannte absolute Ortsbestimmung, wie sie auch Ptolemäus ausführte, ist zur Messung so kleiner Unterschiede nicht genau genug, und hierzu kommen bei Beobachtungen an der Sonne noch die großen Störungen durch die Erhitzung des von der Sonne bestrahlten Instruments, Änderungen der Refraktion und Luftunruhe. Alle diese Schwierigkeiten werden beseitigt, indem man nicht die Parallaxe der Sonne selbst, sondern die eines uns möglichst nahe stehenden Planeten mißt. Nach den Keplerschen Gesetzen sind die Verhältnisse aller Entfernungen im Planetensystem zueinander bekannt, und wenn es daher gelingt, irgendeine dieser Entfernungen linear auszumessen, so sind damit sofort auch alle anderen Distanzen, folglich auch die Sonnenparallaxe, gefunden.

Sonnen-
parallaxe.

Da die Messung einer Parallaxe um so leichter und genauer auszuführen ist, je näher uns der beobachtete Himmelskörper steht, so wird man zur direkten Parallaxenbestimmung nur die uns am nächsten kommenden Planeten auswählen, also von den unteren Planeten Venus, von den oberen Mars und einige geeignete kleine Planeten. In der Tat beträgt der Abstand der Venus von der Erde zur Zeit eines Venusdurchganges (S. 264) im günstigsten Falle nur 0,26, der des Mars bei einer günstigen Opposition 0,38 und der des kleinen Planeten Eros sogar nur 0,15 der Sonnenentfernung, so daß dann die Parallaxen dieser Planeten rund das Vier-, Drei- bzw. Siebenfache der Sonnenparallaxe betragen. Aber nicht in dieser Vergrößerung des zu messenden Betrages liegt der Hauptvorteil der Planetenbeobachtungen, sondern darin, daß die beobachteten Planeten dicht neben anderen Himmelskörpern sichtbar sind — die oberen Planeten am Nachthimmel zwischen den Fixsternen, Venus zur Zeit des Durchganges auf der Sonnenscheibe selbst —,

Aus Planeten-
entfernungen.

denen gegenüber ihre relative Stellung am Himmel mit beinahe hundertfach größerer Genauigkeit gemessen werden kann als der oben erwähnte absolute Ort. Ein Venusdurchgang kann sich nur ereignen, wenn Venus zur Zeit der unteren Konjunktion sich ganz in der Nähe eines Knotens ihrer Bahn befindet; so ergeben sich in 243 Jahren je vier Venusdurchgänge:

1631 Dezember 6	1874 Dezember 9
1639 Dezember 4	1882 Dezember 6
1761 Juni 6	2004 Juni 8
1769 Juni 3	2012 Juni 6 usw.

Den ersten Vorschlag, die Venusdurchgänge in dieser Weise zur Messung der Venus- bzw. Sonnenparallaxe zu benutzen, machte Halley im Jahre 1691. Zur Beobachtung der vier seit jener Zeit eingetretenen Durchgänge haben die Astronomen aller Nationen nach weit über die ganze Erde verteilten Stationen Venusexpeditionen unternommen, die ein sehr reichhaltiges Messungsmaterial ergeben haben. Jedoch sind die Beobachtungen auf große, unerwartete Schwierigkeiten gestoßen, und die Genauigkeit des aus ihnen ermittelten Wertes der Sonnenparallaxe entspricht nicht ganz dem großen Aufwande von Geld, Zeit und Mühe.

Von den Marsoppositionen sind besonders die der Jahre 1862, 1877 und 1892 eifrig beobachtet worden. Aber noch besser als Mars eignen sich für diese Messungen die kleinen Planeten, weil sie im Fernrohr punktförmig wie die Fixsterne erscheinen und daher schärfer als die Marsscheibe einzustellen sind. Hierauf wies zuerst J. G. Galle hin, und es wurden in der Folge besonders die Oppositionen von Flora (1873), von Iris (1888) sowie Victoria und Sappho (1889) beobachtet. Alle diese Planeten wurden aber weit in den Hintergrund gedrängt, als G. Witt in Berlin im Jahre 1898 den kleinen Planeten Eros entdeckte, dessen Parallaxe bis auf etwa eine Bogenminute steigen kann. Aus der noch nicht sehr günstigen, an vielen Sternwarten beobachteten Erosopposition im Winter 1900/01 hat Hinks die Sonnenparallaxe 8,806'' abgeleitet. Zweifellos wird künftig die umfassende Beobachtung günstiger Erosoppositionen — die nächste findet 1931 statt — eines der besten Mittel zur genauen Bestimmung der Sonnenparallaxe sein.

Aber die moderne Astronomie verfügt zum Glück noch über eine ganze Anzahl anderer ebenfalls sehr zuverlässiger Methoden, um eine so wichtige Fundamentalkonstante, wie die Sonnenparallaxe, zu bestimmen. In Kürze mögen die wichtigsten hier erwähnt werden.

Aus den mechanischen Gesetzen der Bewegung des Mondes ergeben sich zwei verschiedene Mittel zur Bestimmung der Sonnenparallaxe. Erde und Mond beschreiben gleichzeitig um den auf ihrer Verbindungslinie liegenden Schwerpunkt des Systems Erde-Mond einander ähnliche Ellipsen, deren Dimensionen sich umgekehrt verhalten wie die Massen der beiden Himmelskörper. Diese monatliche Bewegung der Erde spiegelt sich — wie ja die Bewegung der Erde überhaupt — in einer scheinbaren Bewegung der Sonne, der sogenannten „lunaren Gleichung“ wider, die aus Sonnen-

beobachtungen ermittelt werden kann. Ferner wird die Bewegung des Mondes um die Erde in hohem Grade durch die Anziehung der Sonne beeinflusst oder „gestört“, wie der Astronom sagt. Der Betrag dieser „parallaktischen Gleichung“ der Mondbewegung läßt sich aus Mondbeobachtungen ermitteln. Sowohl aus der lunaren wie aus der parallaktischen Gleichung läßt sich das Verhältnis der Entfernung der Sonne zu der des Mondes berechnen, und da letztere sehr genau bekannt ist, so ist damit die Sonnenentfernung gegeben.

Eine andere Gruppe von Methoden ist noch mehr physikalischer Natur. Aus der Lichtgeschwindigkeit. Von besonderem Interesse nicht nur wegen ihrer Genauigkeit, sondern auch als Zeugnis für die historische Entwicklung der Wechselwirkung zwischen Astronomie und Physik ist die Bestimmung der Sonnenparallaxe aus der Lichtgeschwindigkeit. Im Jahre 1675 machte Olaf Römer die Beobachtung, daß die Verfinsterungen der Jupitermonde nicht mit der Regelmäßigkeit eintraten, die man von solchen kosmischen Vorgängen erwarten muß. Er zog daraus den genialen Schluß, daß das Licht, welches uns von diesen Verfinsterungen Kunde bringt, zu seiner Reise durch den Weltenraum Zeit gebraucht, und daß diese Zeit bei den verschiedenen Verfinsterungen deshalb verschieden lang ist, weil die Entfernung zwischen dem Jupiter und der Erde, und zwar hauptsächlich infolge der Bewegung der Erde um die Sonne, wechselt. So konnte er die „Lichtzeit“ messen, d. h. die Zeit, welche das Licht braucht, um die mittlere Halbachse der Erdbahn, also die Entfernung Sonne—Erde, zu durchheilen. Da diese Entfernung schon damals ungefähr bekannt war, so konnte Römer die Geschwindigkeit berechnen, mit welcher das Licht sich durch den Raum fortpflanzt. Er kam zu dem Resultat, daß die Lichtgeschwindigkeit 42 000 Meilen in der Sekunde betrage. Das war eine überraschende physikalische Entdeckung, und Olaf Römer schenkte damit, ausgehend von rein astronomischen Betrachtungen, der Physik nicht nur die fundamentale Erkenntnis, daß das Licht zu seiner Ausbreitung Zeit braucht, sondern auch eine der wichtigsten Konstanten, die wir kennen. Seitdem haben sich die Verhältnisse wesentlich geändert. Es ist gelungen, die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes auf rein physikalischem Wege zu messen. Das gelang zuerst Fizeau (1849), seitdem noch einer größeren Zahl von Beobachtern nach wesentlich verschiedenen Methoden. Als Gesamtergebnis ergibt sich, daß die Lichtgeschwindigkeit fast genau 300 000 km pro Sekunde beträgt. Diese Zahl ist mit einer so großen Genauigkeit gegeben, daß wir jetzt die Römersche Methode in umgekehrter Richtung verfolgen können. Wir schließen nicht mehr aus der als bekannt angenommenen Länge des Erdbahnradius auf die Lichtgeschwindigkeit, sondern können aus der bekannten Lichtgeschwindigkeit durch Messung der Lichtzeit oder auch durch Messung der Aberration die Länge des Halbmessers der Erdbahn berechnen.

Eine zweite vorzügliche astrophysikalische Methode beruht auf dem Dopplerschen Prinzip, von dem weiter unten (S. 353) noch eingehender die

Rede ist. Messungen an den Spektren der Fixsterne gestatten uns, mit Hilfe des bekannten Wertes der Lichtgeschwindigkeit die Abstandsänderung zwischen der Erde und dem beobachteten Stern, also die relative Geschwindigkeit der Erde gegenüber dem Sterne, zu berechnen. Ist die räumliche Geschwindigkeit des Sternes konstant, so rührt die im Laufe eines Jahres beobachtete Schwankung der relativen Geschwindigkeit allein von der Bewegung der Erde selbst her. Die Messungen ergeben daher die Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn, ausgedrückt in Kilometern pro Sekunde. Andererseits ist uns durch die auf den Keplerschen Gesetzen aufgebaute Theorie der Bewegung die Erdgeschwindigkeit in astronomischen Einheiten gegeben, und hiermit ist also wieder das Verhältnis der astronomischen Einheit zum irdischen Längenmaß, d. h. die Sonnenparallaxe, gefunden. Eine erste Anwendung dieser Methode machte Küstner in Bonn im Jahre 1905, eine ausgedehntere Beobachtungsreihe wurde sodann auf der Capsternwarte ausgeführt und lieferte einen sehr zuverlässigen Wert der Sonnenparallaxe.

Aus der Fallgeschwindigkeit.

Eine dritte physikalische Methode, die von Leverrier herrührt, beruht auf dem Vergleich der Fallgeschwindigkeit auf der Erde und der Fallgeschwindigkeit der Erde selbst gegen die Sonne. Wenn die relativen Massen der Sonne und der Erde bekannt sind, kann man daraus die Entfernung Erde—Sonne bestimmen.

Zusammenstellung.

Alle diese ganz verschiedenen Methoden haben zu außerordentlich nahe übereinstimmenden Werten der Sonnenparallaxe geführt, wie die folgende kleine Zusammenstellung zeigt:

Venusdurchgänge 1874 und 1882, Kontaktbeobachtungen	8,79"
" " " " andere Messungen	8,86
Marsopposition 1877	8,78
Erosopposition 1900/01	8,81
Oppositionen anderer kleiner Planeten	8,80
Lunare Gleichung der Sonnenbewegung	8,82
Parallaktische Gleichung der Mondbewegung	8,79
Lichtgeschwindigkeit und Lichtzeit	8,80
Dopplersche Geschwindigkeitsmessung an Sternspektren	8,80

Um die für alle astronomischen Berechnungen notwendige Einheitlichkeit zu erzielen, beschloß eine internationale Kommission, die im Mai 1896 in Paris tagte, als Wert der Sonnenparallaxe

$$p_{\odot} = 8,80''$$

anzunehmen, und man erkennt auch schon aus obiger Liste, daß diese Zahl kaum noch um 0,01" unsicher sein kann.

Daraus folgt für die Entfernung Sonne—Erde der Wert:

$$R = 149\,500\,000 \text{ km} \pm 170\,000 \text{ km.}$$

Diese Zahl stellt die mittlere Entfernung zwischen Sonne und Erde dar. Im Laufe des Jahres wechselt diese Entfernung, da die Erdbahn kein Kreis,

sondern eine Ellipse ist. In der Sonnennähe (Perihel) am 1. Januar ist die Entfernung ungefähr um 2 500 000 km geringer, in der Sonnenferne (Aphel) der Erde am 3. Juli ebensoviel größer als die mittlere Entfernung.

Wenn wir die Entfernung Sonne—Erde kennen, so ist es leicht, die Dimensionen der Sonne zu bestimmen. Die Sonne erscheint uns als eine helleuchtende kreisförmige Scheibe. Ihre „scheinbare Größe“, d. h. der Winkel, unter dem uns der Durchmesser der Sonne erscheint, beträgt nach genauen Messungen zur Zeit des Perihels $32'31''$, zur Zeit des Aphels $31'27''$ und in der mittleren Entfernung $31'59,3''$, der mittlere scheinbare Radius der Sonne ist also gleich $959,6''$. Merkwürdigerweise hat sich dabei zwischen den in verschiedener Richtung liegenden Radien trotz der sorgfältigsten Untersuchung kein Unterschied ergeben. Der Durchmesser an den Polen scheint genau ebenso groß zu sein wie der am Äquator. Eine Abplattung, wie sie die Erde zeigt, ist auf der Sonne nicht zu bemerken. Aus der scheinbaren Größe ergibt sich der Halbmesser der Sonne zu 695 450 km. Da der Erdradius 6377,4 km beträgt, so verhält sich der Sonnenradius zum Erdradius wie 109:1. Die Entfernung des Mondes von der Erde beträgt 384 000 km. Denken wir uns also die Erde in die Sonne hineinverlegt, so daß die Mittelpunkte beider zusammenfallen, so würde der Mond mit seiner ganzen Bahn noch innerhalb* des Sonnenkörpers liegen, und zwar ziemlich in der Mitte zwischen Zentrum und Oberfläche der Sonne. Denken wir uns die Erde durch eine kleine Kugel von 10 cm Durchmesser dargestellt, so müßte eine im gleichen Maßstabe ausgeführte Sonnenkugel einen Durchmesser von 11 m besitzen, und wenn wir auch die Entfernung zwischen Sonne und Erde im selben Maßstabe zur Darstellung bringen wollten, müßten wir beide Kugeln in einer Entfernung von 1200 m voneinander aufstellen. Die Oberfläche der Sonne berechnet sich zu 6,08 Billionen qkm oder 12000 mal so groß wie die Erdoberfläche, ihr Volumen zu 1,41 Trillionen cbkm oder 1300000 mal so groß wie das Volumen der Erde.

Dimensionen
der Sonne.

Aus der Anziehungskraft, welche die Sonne auf die Erde ausübt und die aus der Bewegung der Erde um die Sonne leicht zu berechnen ist, folgt mit Hilfe des Newtonschen Gravitationsgesetzes das Verhältnis der Sonnenmasse zu der Erdmasse. Beide Massen verhalten sich wie 330000:1; daher ergibt sich für die Masse der Sonne die ungeheure Zahl von 1940 Quadrillionen Tonnen (1 t = 1000 kg). Da sich die Volumina wie 1300000:1 verhalten, so folgt, daß die mittlere Dichte der Sonne nur etwa $\frac{1}{4}$ so groß ist wie die der Erde. Demnach würde also in 1 cbm der Sonne nur etwa der vierte Teil der Masse enthalten sein, die sich in 1 cbm der Erde findet. Da die mittlere Dichte der Erde bezogen auf Wasser ungefähr 5,5 ist, so wäre die mittlere Dichte der Sonne, in der gleichen Einheit gemessen, etwa 1,4. Endlich findet man leicht, daß die Fallbeschleunigung auf der Sonne 27,5 mal so groß ist wie auf der Erde. Hier fällt ein Körper in der ersten Sekunde etwa 5 m, auf der Sonne würde er also in der ersten Sekunde ungefähr 137 m fallen.

Masse und
mittlere Dichte

Maßstab der
Sonnen-
phänomene.

Von besonderer Wichtigkeit ist es, daß wir uns über die Größe der Erscheinungen Rechenschaft geben, die wir auf der Sonne wahrnehmen. Die Sonne ist schwerer zu beobachten als andere Objekte am Himmel, schon wegen der lebhaften Unruhe, die die von ihr ausgehende gewaltige Wärmestrahlung in der Erdatmosphäre hervorbringt. Auch mit dem besten Fernrohr und unter den günstigsten atmosphärischen Bedingungen können wir kaum zur genauen Abbildung von Größen auf der Sonne kommen, die unter einem kleineren Winkel erscheinen als etwa 1". Das entspricht bei senkrechter Sehrichtung, also in der Mitte der Sonnenscheibe, einer Ausdehnung von etwa 725 km. Objekte also, die eine geringere Ausdehnung besitzen als etwa den zehnten Teil des Erdradius, können wir auf der Sonne jedenfalls nicht mit Sicherheit und nur unter ganz besonders günstigen Umständen beobachten, und Erscheinungen, die auf der Sonne eben noch an der Grenze des Wahrnehmbaren liegen, würden uns auf der Erde schon als riesengroß vorkommen. Wir müssen also an die Heliographie mit einem ganz anderen Maßstabe herantreten als an die Geographie, wir können nicht verlangen, die Oberfläche der Sonne etwa mit der Genauigkeit darzustellen, die wir von unsern Generalstabskarten zu fordern gewöhnt sind, sondern wir müssen uns damit bescheiden, nur die allerauffallendsten Dinge in ganz groben Zügen zu erforschen. Freilich ist auf der Sonne an solchen sehr auffallenden Objekten von riesiger Ausdehnung kein Mangel, und es ist dafür gesorgt, daß der Sonnenforschung trotz ihrer beschränkten Beobachtungskraft das Material so bald nicht ausgehen wird.

Ältere
Beobachtungen.

Wenden wir uns nun der Beobachtung der Sonne selbst zu. Wenn wir unsere Augen auf die Sonne richten, um sie zu erforschen, so machen wir dieselbe unangenehme Erfahrung wie Goethes Faust. Sehnsüchtig harret er dem Aufgange der Sonne entgegen; als sie endlich erscheint, blickt er begeistert nach ihr hin und ruft aus:

„Sie tritt hervor! — Und leider! schon geblendet
Kehr' ich mich weg, vom Augenschmerz durchdrungen.“

Der Glanz des Sonnenlichtes ist so gewaltig, daß unsere nicht für die Sonnenbeobachtung, sondern für die Betrachtung der alltäglichen Dinge des Lebens eingerichteten Augen ihn nicht zu ertragen vermögen. Diese brutale Tatsache ist schuld, daß uns aus alten Zeiten über die Vorgänge auf der Sonne so gut wie gar keine Berichte vorliegen. Obwohl auf ihr häufig Flecke von solcher Ausdehnung erscheinen, daß sie mit bloßem Auge wahrnehmbar sind, so sind uns aus alter Zeit nur ganz vereinzelte Beobachtungen darüber bekannt geworden, die bei tiefem Sonnenstande angestellt worden sind, wenn zufällig eine ziemlich dichte, aber gleichmäßige Dunstschicht die stark blendende Kraft der Sonnenstrahlung milderte. Eine solche Beobachtung stammt aus dem Jahre 807, eine andere aus dem Jahre 1588. Man hielt diese Flecke damals für Planeten, die an der Sonnenscheibe vorübergingen.

Fernrohr-
beobachtung.

Erst als die Fernrohre in Aufnahme kamen, wurden die Sonnenflecke nahe gleichzeitig von Johann Fabricius, von Galilei und von Christoph Schei-

ner entdeckt. Auch Galilei, der 1610 im Garten der Villa Bandini in Rom beobachtete, hielt die Flecke noch für Planeten und zeigte die Erscheinung seinen Freunden, wenn das allzugrelle Sonnenlicht durch eine gleichmäßige Wolken- oder Nebelschicht gemildert war. Zu einer systematischen Beobachtung wurde er erst angeregt, als der Jesuitenpater Christoph Scheiner in Ingolstadt die Flecke genauer studierte und wichtige Einzelheiten an ihnen erkannt hatte. Auch Scheiner hielt sie für planetarische Körper, und erst Galilei erkannte bei seinen neuen Untersuchungen, daß es sich um solare Erscheinungen handle. Er stellte schon ihre Bewegung fest und schloß daraus auf die Umdrehung der Sonne um ihre Achse.

Auch bei der Fernrohrbeobachtung liegt die Hauptschwierigkeit darin, den ungeheuren Glanz des Sonnenlichts auf ein erträgliches Maß herabzudrücken. So soll die häufige Beobachtung der Sonne ohne geeigneten Augenschutz die Ursache von Galileis späterer Erblindung gewesen sein. Das Problem der Lichtschwächung für die teleskopische Sonnenbeobachtung hat man auf verschiedene Weise zu lösen gesucht. Für die direkte Beobachtung bildet die beste Lösung das helioskopische Okular, in welchem das ins Auge gelangende Licht durch Reflexion polarisiert wird und mit Hilfe eines Analysators in jedem beliebigen Grade geschwächt werden kann. Noch gefahrloser für das Auge ist die schon von Scheiner angewandte Projektion des vergrößerten Sonnenbildes auf einen hinter dem Fernrohr angebrachten weißen Schirm; man bezeichnet diese als die objektive Beobachtungsmethode. Setzt man an die Stelle des Auffangschirmes die photographische Platte, so erhält man das photographische Verfahren, das seine höchste Vollendung in den weiter unten besprochenen heliographischen Aufnahmen gefunden hat. Die großen Vorzüge dieser Methode liegen auf der Hand. Wenn die Einrichtungen dafür einmal getroffen sind, gehen die Aufnahmen sehr rasch und bequem vonstatten, man kann daher jeden kurzen Sonnenblick benutzen und ist sehr viel weniger vom Wetter abhängig als bei der subjektiven Beobachtung. Das so gewonnene Bild kann man später in aller Ruhe untersuchen. Dazu kommt, daß die Wiedergabe der Erscheinungen wenigstens in bezug auf die Größenverhältnisse und Lage der Objekte absolut zuverlässig und von keinen Ungenauigkeiten und Irrtümern des Beobachters getrübt ist. So ist die photographische Methode für die regelmäßige Registrierung und die laufende Statistik der wichtigsten Sonnenphänomene von ganz unschätzbare Bedeutung geworden und hat in dieser Beziehung die Okularbeobachtung fast vollständig verdrängt. Aber auch die Photographie hat ihre Mängel. Bei einem Objekte wie die Sonne, bei welchem wir es oft mit dicht nebeneinanderliegenden Stellen von sehr verschiedener Helligkeit zu tun haben, treten für die photographische Technik große Schwierigkeiten auf. Das erhaltene Bild ist wesentlich von der Dauer der Exposition und der Art der Entwicklung abhängig, und es hängt viel von der Geschicklichkeit des Astronomen ab, wie die mit demselben Fernrohr hergestellte Wiedergabe desselben solaren Phänomens in der Photographie sich darstellt. So wird denn auch

Subjektive,
objektive und
photographische
Methode.

je nach den Zwecken, die man mit der Photographie verfolgt, je nach den Teilen der Erscheinung, auf deren Wiedergabe man den größten Wert legt, und natürlich auch je nach der angewandten Vergrößerung die Expositionszeit in weiten Grenzen variiert. Unter allen Umständen ist sie bei der großen Lichtstärke des zu photographierenden Gegenstandes sehr kurz, sie geht bis zu $\frac{1}{5000}$ Sekunde herab.

Wenn es sich um die feinsten Details und um schwer zu beobachtende Erscheinungen handelt, ist die subjektive Methode der photographischen wohl immer noch überlegen. Das geübte Auge eines aufmerksamen Beobachters sieht in besonders günstigen Momenten Dinge, welche die photographische Platte kaum wiederzugeben vermag, besonders da häufig neben den Intensitätsverschiedenheiten noch feine Farbenverschiedenheiten ins Spiel kommen, für welche das Auge sehr empfindlich, die photographische Platte aber unter Umständen blind ist. Und so hat die photographische Methode für das Spezialstudium der feinsten Sonnenercheinungen die subjektive Beobachtung keineswegs verdrängt. Es liegen also auch hier ganz dieselben Verhältnisse vor, wie sie uns schon beim Studium der Mond- und Planetenoberflächen begegneten. Beide Methoden haben ihre Vorzüge, beide ihre Nachteile, und durch das Zusammenwirken beider Methoden kann mehr erreicht werden als durch jede von ihnen allein. Freilich ist bei der subjektiven Methode, besonders wo es sich um die feinsten, der Beobachtung eben gerade noch zugänglichen Einzelheiten handelt, die Gefahr der Voreingenommenheit des Beobachters, die Gefahr von Selbsttäuschung und einseitiger Darstellung viel größer als bei der photographischen Platte, aber auch diese hat ihre subjektiven oder, besser, individuellen Eigenheiten, und nicht alles, was eine photographische Aufnahme zeigt, stellt ein getreues, objektives Bild der Erscheinungen dar. Wie die Dinge sind, können wir nie feststellen, sondern wir müssen uns darauf beschränken zu erfahren, wie sie bei der einen oder andern Art der Beobachtung erscheinen. Je mehr verschiedene Methoden der Beobachtung wir besitzen, desto eher können wir hoffen, dem Wesen der beobachteten Erscheinung näher zu kommen.

Photosphäre.

Die Sonne erscheint uns als Kreisscheibe, aber es bedarf kaum einer näheren Begründung dafür, daß die Sonne keine ebene Scheibe ist, sondern eine Kugel. Die leuchtende Oberfläche dieser Kugel, die wir erblicken, wenn wir die Sonne mit dem Auge oder dem Fernrohr beobachten, nennt man Photosphäre, die „Lichthülle“. Ihre Helligkeit erscheint nicht gleichmäßig, sondern sie nimmt in der Nähe des Randes stark ab. Diese Abnahme der Intensität ist nicht bloß für die sichtbaren Strahlen zu beobachten, sondern auch für die unsichtbaren, sowohl die ultraroten als die ultravioletten, und sie ist desto stärker, je mehr die Strahlen nach der violetten Seite des Spektrums hin liegen, je geringer also ihre Wellenlänge ist. Die einfachste Erklärung der Helligkeitsabnahme der Sonne nach dem Rande hin besteht in der Annahme einer absorbierenden Sonnenatmosphäre, welche sich über der Photosphäre ausbreitet. Das von der Mitte der Sonnen-

scheibe ausgehende Licht hat dann eine geringere Schicht dieser Atmosphäre zu durchdringen und wird weniger geschwächt als das vom Rande herkommende.

Auf dem mittleren, bei oberflächlicher Betrachtung gleichmäßig hell erscheinenden Teile erblickt man bei genügender Vergrößerung eine feine Struktur, die Granulation. Die Elemente der Granulation gehören zu den am schwersten beobachtbaren, feinsten Objekten der Sonne, und ihre Größe und Gestalt wird daher von verschiedenen Beobachtern sehr verschieden angegeben. Nasmyth vergleicht sie mit Weidenblättern, Secchi und Huggins mit Reiskörnern, deren Durchmesser 25 bis 30 Meilen, also bis zu etwa 220 km, betragen soll, Langley zeichnet sie wie Schneeflocken, die auf einem hellgrauen Tuch ausgestreut sind, und schreibt ihnen einen Durchmesser von 350 bis 700 km zu. Für die Photographie stellt die Granulation ein äußerst schwieriges Objekt dar. Die ersten guten Photographien von ihr verdanken wir Janssen in Meudon; sie zeigen ein Mosaik sehr verschiedenartig gestalteter heller Gebilde auf dunklem Grunde. Wie die ausgezeichneten Photographien von Hansky (1905) ergaben, ändern die einzelnen Körner der Granulation in wenigen Minuten ihre Gestalt, Helligkeit und Lage. Die Geschwindigkeit der Bewegung schwankt zwischen 1 und 30 km pro Sekunde, und dabei sind oft die Bewegungen benachbarter Körner voneinander ganz unabhängig.

Granulation

Außer diesen unzähligen kleinsten hellen Stellen, welche sehr unbeständige Gebilde sind, treten noch größere Gebiete stärkerer Helligkeit auf, die Sonnenfackeln. Diese haben eine gewaltige Ausdehnung, die mitunter bis zu nahe der Hälfte des Sonnenumfangs anwächst. Sie sind leicht nur in der Nähe des Sonnenrandes zu beobachten; dort, wo die Helligkeit der Photosphäre stark herabgesetzt ist, heben sie sich als auffallende helle Stellen von dem verdunkelten Hintergrund ab. Sie erscheinen als feine wolkenähnliche Gebilde, die sich in ihren feinsten Ausläufern netzartig über die Photosphäre ausbreiten. Auch die Fackeln sind wechselnde Gebilde, welche entstehen und vergehen, sich manchmal nur stundenlang, manchmal aber auch wochenlang an derselben Stelle der Sonne erhalten, wenn sie dabei auch ihre Gestalt fortdauernd ändern. Wenn Fackeln am äußersten Rande der Sonne sichtbar sind, so scheinen sie manchmal über diesen Rand hinauszuragen und sehen aus wie Berge der Photosphäre. Und so hat man die Fackeln allgemein als Erhöhungen der Photosphäre aufgefaßt.

Fackeln.

Die Fackeln treten besonders häufig auf in der Nähe von andern sehr auffallenden Erscheinungen auf der Sonne, den Sonnenflecken. Diese sind Gebilde, die sich als Stellen stark herabgesetzter Helligkeit auf der Photosphäre bemerkbar machen und wegen ihrer außerordentlich auffallenden, sehr wechselnden Erscheinung unter allen Sonnenphänomenen die bekanntesten und für das große Publikum die interessantesten sind. Die alten Astronomen, die daran gewöhnt waren, die schönen Gesetzmäßigkeiten der Himmelsmechanik durch ihre Beobachtungen zu bestätigen, waren von so

Sonnenfleck.

veränderlichen Gebilden, wie es die Sonnenflecken sind, wenig erbaut. So sagte Lalande zu einem Anfänger: „Ne vous attardez pas trop aux taches, c'est un phénomène qui n'a pas de loi.“ Die Beziehung zwischen Fackeln und Flecken ist die, daß fast stets in der Nähe eines Fleckes, sobald er sich dem Sonnenrande nähert, Fackeln zu sehen sind, nicht aber in der Nähe einer jeden Fackel auch ein Sonnenfleck. Das zeigt sich schon darin, daß die Fackeln bis in hohe Breiten der Sonne zu beobachten sind, während das Vorkommen der Flecke im wesentlichen auf zwei Zonen in der Nähe des Äquators beschränkt ist. Diese Fleckenzonen erstrecken sich nördlich und südlich des Äquators zwischen dem 10. und 30. Breitengrad. Die Zonen unterhalb 10° , die unmittelbar am Äquator liegen, weisen auch noch manchmal Sonnenflecke auf, aber viel seltener als die genannten. Oberhalb von diesen aber hören die Flecke fast ganz auf, oberhalb 40° sind nur ganz ausnahmsweise Flecke beobachtet worden. Das Maximum der Fackelhäufigkeit fällt zwar mit den Fleckenzonen zusammen, aber gerade die beständigsten Fackeln kommen in $45-60^{\circ}$ heliographischer Breite vor, und selbst an den Polen sind nicht selten Fackeln zu beobachten.

Kern- und
Halbschatten.

Wenn sich ein Fleck auf der Sonne ausgebildet hat, so können wir an ihm zwei Teile unterscheiden: den Kern, Kernschatten oder Umbra, der dunkel, gegenüber der leuchtenden Photosphäre fast schwarz erscheint, und den Halbschatten, auch Hof oder Penumbra genannt, der als ein weniger dunkles Gebiet den Kern umgibt. Man beobachtet häufig Flecke von annähernd kreisförmiger Gestalt, und man kann diese als die Normalform der Flecke bezeichnen. Die Fig. 28 zeigt nach einer Zeichnung von Secchi das Bild eines solchen normalen Sonnenfleckes. Er stellt zwar keinen ab-

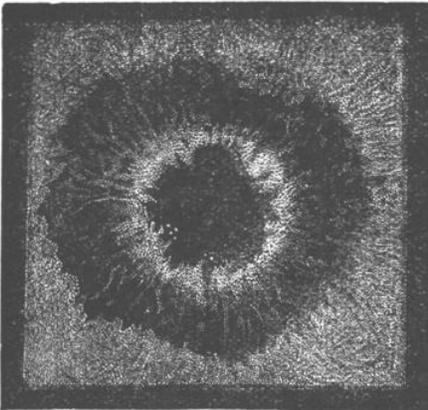


Fig. 28.

gezirkelten Kreis dar, aber er ist nach den verschiedenen Richtungen ziemlich gleichmäßig entwickelt. Wir sehen, daß im Halbschatten Strukturen vorhanden sind, welche wie helle Zungen auf dem dunklen Hintergrunde sich nach dem Kern hin erstrecken. Stellenweise greift die Penumbra in den Kernschatten hinein, und dann ist sie gewöhnlich auch nach außen verbreitert, so daß ihre Begrenzungslinien an der gleichen Stelle ausgebuchtet sind, die innern nach innen in den Kern hinein, die äußern nach außen in die umgebende Photosphäre.

Lebensdauer,
Entstehen und
Vergehen der
Flecke.

Solche kreisförmige Flecke sind in der Regel durch verhältnismäßig lange Lebensdauer ausgezeichnet; hat ein Fleck erst diese Gestalt angenommen, so bewahrt er sie gewöhnlich ziemlich lange. Im allgemeinen ist die Lebensdauer der Flecke sehr verschieden. Manche bilden sich schnell und vergehen auch wieder schnell, schon nach einigen Stunden sind sie wie-

der verschwunden, andere bestehen einige Tage, Wochen oder auch Monate. Die mittlere Lebensdauer eines Fleckes beträgt 2—3 Monate. In den Jahren 1840/41 war ein Fleck einmal 18 Monate lang zu beobachten. Auch die Bildung der Flecke geschieht in sehr verschiedener Weise, manchmal geht sie sehr schnell vonstatten, manchmal sehr langsam. Häufig kann man vorher lebhaftige Bewegungen in der Photosphäre sehen. Es bilden sich zuerst Poren, kleine dunkle Stellen, deren Ausdehnung zunächst an der Grenze der Sichtbarkeit liegt, dann beginnt eine dieser Poren zu wachsen und bildet sich zu einem Fleck aus. Während dies geschieht, kann man noch nicht Kern und Halbschatten unterscheiden, hellere und dunklere Stellen gehen wirr durcheinander, und erst allmählich beginnen sich diese beiden Teile deutlich abzuheben. Bei der Betrachtung der Flecke müssen wir mit den Bedingungen rechnen, unter denen wir sie überhaupt sehen können. Wir haben ja schon erwähnt, daß die Sonne sich um ihre Achse dreht, und infolgedessen scheint der Fleck auf ihr zu wandern, endlich verschwindet er am westlichen Sonnenrande und erscheint nach etwa 13 Tagen am Ostrande wieder, um in abermals 13 Tagen die Sonnenscheibe wiederum von Osten nach Westen zu durchwandern. Endlich aber sehen wir, daß an einem solchen Fleck, der einige Monate hindurch nahezu unverändert geblieben ist, Veränderungen vor sich gehen, und zwar gewöhnlich so, daß aus dem Halbschatten helle Zungen vorschießen, die schnell vorwärtsgehen und als sogenannte Lichtbrücken in den Kern hineinragen; manchmal tritt eine solche Lichtbrücke auch in der Mitte des Kernschattens auf. Mit dem Erscheinen der Lichtbrücken ist das Schicksal des Flecks in der Regel besiegelt, zwei von beiden Seiten der Penumbra ausgehende Brücken vereinigen sich, so daß sie den Kern ganz durchsetzen, die Lichtbrücke wächst immer weiter, oder es bilden sich neue, die den Kern schließlich vollständig erfüllen, und dann dauert es nicht mehr lange, bis der Fleck vollständig verschwunden ist. Manchmal aber geschieht es auch, daß die beiden durch eine Lichtbrücke getrennten Teile eines Fleckenkerns sich mit rasch wechselnder Geschwindigkeit voneinander entfernen, so daß aus dem einen Fleck zwei entstehen, die getrennt ihr Dasein fristen. Gewöhnlich aber gehen auch diese bald zugrunde.

Aber diese normale Form der kreisförmigen Flecke wird keineswegs Fleckengruppen. immer oder auch nur in der Mehrzahl der Fälle beobachtet. Vielmehr haben die meisten Flecke eine ganz unregelmäßige, schnell wechselnde Gestalt, und häufig treten sie in ganzen, ausgedehnten Gruppen von meistens etwas langgestreckter Form auf. Aber auch hier sind Kern und Hof mehr oder weniger deutlich zu unterscheiden.

Die Größe der Sonnenflecke erreicht mitunter ungeheure Dimensionen, man hat schon mehrfach Flecke beobachtet, deren Kern einen Durchmesser von mehr als 2' besaß, also von etwa 90000 km oder dem Siebenfachen des Erddurchmessers. Solche Erscheinungen sind aber selten; ein Fleck, dessen Gesamtdurchmesser, Kern und Hof, 50000 km beträgt, ge-

Größe und
Helligkeit der
Flecke.

hört schon zu den Ausnahmen. Der größte bisher beobachtete Fleck erschien im Jahre 1858, er hatte eine Länge von 230000 km, war also etwa 18mal so lang wie der Durchmesser der Erde und nahm fast den 36. Teil der gesamten sichtbaren Sonnenoberfläche ein. Ein Fleck von etwa 40000 km Durchmesser ist gerade noch mit bloßem Auge sichtbar, und in den Zeiten starker Fleckentätigkeit erscheint fast in jedem Jahre ein solcher, ohne Fernrohr zu beobachtender Fleck. Die Fleckengruppen nehmen oft ein ungleich größeres Gebiet ein als die größten einzelnen Flecke, hier kommen Ausdehnungen von mehreren hunderttausend Kilometern häufig vor. Wie wir gesehen haben, ist der Halbschatten bedeutend dunkler als die normale Photosphäre, und der Kern ist wieder erheblich dunkler als der Halbschatten, aber trotzdem ist der Kern eines Sonnenflecks keineswegs ein lichtschwaches Objekt, sondern auch er sendet noch eine gewaltige Lichtfülle aus. Schon Galilei sagt, daß aus der Tiefe eines Sonnenflecks viel mehr Licht ausstrahlt als von allen Sternen zusammengenommen, nur durch den viel helleren Hintergrund, auf dem wir ihn sehen, erscheint er uns dunkel. Nach neueren Messungen übertrifft die Helligkeit des Kernes die des Vollmondes um mehr als das Hundertfache.

Gestalt und
Niveau der
Flecke.

Wenn man die wahre Gestalt der Sonnenflecke erkennen will, so darf man sich nicht darauf beschränken, die Form festzustellen, welche sie dem Beobachter zeigen, sondern man muß darauf Rücksicht nehmen, daß sie sich auf einer Kugeloberfläche befinden und daher je nach ihrer Stellung auf der Sonne unserem Auge in verschiedener perspektivischer Verkürzung erscheinen. Ferner ist zu berücksichtigen, daß es sich nicht um flächenhafte Gebilde handelt, sondern um räumlich ausgedehnte Erscheinungen, und so entsteht die wichtige Frage nach der körperlichen Gestalt der Sonnenflecke und nach ihrer Lage auf dem Sonnenkörper. Sind sie Erhöhungen oder Vertiefungen, liegen sie auf, über oder unter dem normalen Niveau der Photosphäre? Für die Beantwortung dieser Frage waren Beobachtungen von epochemachender Bedeutung, die A. Wilson im Jahre 1774 veröffentlicht hat. Am 22. November 1769 beobachtete er einen Fleck nahe der Mitte der Sonne, der nahezu kreisförmig war, umgeben von

einem ebenfalls fast kreisförmigen Hofe (Fig. 29). Infolge der Rotation der Sonne wanderte der Fleck über die sichtbare Sonnenscheibe hin,



Fig. 29.

und Wilson bemerkte, daß sich dabei seine Gestalt zu ändern schien. Je mehr er sich dem westlichen Rande der Sonne näherte, desto schmaler erschien der Kern und der östliche Teil des Halbschattens, während der westliche, dem Sonnenrande zugewandte Teil des Halbschattens nur langsam an Breite abnahm. Endlich dicht am Rande der Sonne war der Kern ganz verschwunden, und man sah von dem Hofe nur den westlichen Teil als schmalen Streifen, der ganze

Fleck war zu einer dunklen Linie zusammengeschrumpft. Nun wartete Wilson, bis dieser Fleck bei der Rotation der Sonne nach 13 Tagen wieder am Ostrande zum Vorschein kam, und siehe da, er zeigte sich bei seinem Erscheinen wieder in eine dunkle Linie ausgezogen, je mehr er aber sich der Mitte der Sonne näherte, desto mehr nahm er wieder seine ursprüngliche Gestalt an. Es konnte keinem Zweifel unterliegen, daß diese Veränderungen nur scheinbare waren, daß es sich um ein räumliches Gebilde handelt, dessen Aussehen infolge der perspektivischen Wirkung von seiner Stellung gegen den Beobachter abhängt. Aus der Art der beobachteten Veränderung, die man das Wilsonsche Phänomen nennt, schloß Wilson, daß der Fleck die Form eines Trichters besaß, in dessen Inneres der Beobachter hineinblickte. Der Boden des Trichters, der Kernschatten, lag also tiefer als die Trichterwand, der Hof. Somit begründete Wilson die Anschauung, daß die Flecke Vertiefungen in der Sonnenoberfläche darstellen, trichterförmige Einsenkungen in der Photosphäre. Auch über die Tiefe der Flecke konnte er aus seinen Beobachtungen wenigstens angenäherte Schlüsse ziehen; er fand, daß die Tiefe der tiefsten Flecke nicht ganz so groß ist wie der Halbmesser der Erde. Secchi, der später ähnliche Messungen ausgeführt hat, gelangte zu der Ansicht, daß der Kernschatten 3000—9000 km unter dem allgemeinen Niveau der Photosphäre liegt. Spätere Untersuchungen haben ergeben, daß die Mehrzahl der Flecke sich der Wilsonschen Theorie entsprechend verhält, daß aber auch vielfache Ausnahmen vorkommen. So fanden Stewart und Loewy, daß von 600 beobachteten Flecken 75% sich als Vertiefungen darstellten, 12%, also 72 Flecke, das entgegengesetzte Verhalten zeigten, während bei 13% ein Unterschied zwischen der Breite des dem Sonnenrande zugewendeten und des abgewendeten Halbschattens nicht zu bemerken war. Auch über das Niveau der Sonnenflecke läßt sich keine einheitliche Entscheidung fällen, und es scheint, daß auch hier die verschiedenen Flecke sich verschieden verhalten. Dafür scheinen auch die bis jetzt noch spärlichen Resultate der stereoskopischen Methode zu sprechen, bei der man durch Kombination zweier im Abstände von etwa 12 Stunden gemachten Sonnenphotographien ein stereoskopisches Sonnenbild erhält. Dabei glaubt man die verschiedenen Flecke einer Gruppe in verschiedener Höhe der Sonnenoberfläche zu erblicken, und die Fackeln scheinen wie helle Wolken neben und über den dunklen Flecken zu schweben. Leider erscheinen bei dem stereoskopischen Sehen alle zwischen den beiden Aufnahmen entstandenen Verschiebungen der Teile des Flecks gegeneinander als Höhenunterschiede, so daß man einigermaßen sichere Schlüsse erst wird ziehen können, wenn ein sehr reichhaltiges Beobachtungsmaterial vorliegt.

Aus der Verschiebung der Flecke auf der Sonnenscheibe hat man zuerst auf eine Rotation der Sonne geschlossen. Der Sonnenäquator fällt nicht mit der Ekliptik zusammen, sondern bildet mit ihr einen Winkel von $7^{\circ}10',5$, der aufsteigende Knoten hat die Länge $73^{\circ}46',8$ (Äquin. 1850,0). Dies ist das Ergebnis aus der Bearbeitung der Fleckenbeobachtungen von 1874

Rotation
der Sonne.

bis 1912. Alle auf die Sonnenrotation bezüglichen Angaben können auf große Genauigkeit keinen Anspruch machen, weil die Sonnenflecke und ebenso die andern Phänomene, aus denen wir auf die Rotation der Sonne schließen, auf der Sonnenoberfläche nicht feststehen, sondern starke Eigenbewegungen aufweisen. Obwohl die Sonnenflecke, wie wir gesehen haben, nur auf einem verhältnismäßig beschränkten Teil der Sonne vorkommen, so genügt ihre Beobachtung doch für die Erkenntnis, daß die Rotationsdauer für die verschiedenen Breiten verschieden ist, daß man also bei der Sonne nicht wie bei der Erde von einer bestimmten Umdrehungszeit sprechen kann. Sie ist am kleinsten für den Äquator und nimmt nach Norden und Süden zu.

Außer den Flecken können auch die Fackeln und andere erst neuerdings durch den Spektroheliographen sichtbar gemachte Gebilde, die sogenannten Flocken, zur Rotationsbestimmung der Sonne herangezogen werden, und endlich besitzen wir noch eine auf dem Dopplerschen Prinzip beruhende spektralanalytische Methode, welche uns gestattet, die Geschwindigkeit, mit welcher sich die Gase der Sonnenatmosphäre an ihrem Westrand von uns fort, am Ostrand auf uns zu bewegen und somit die Umdrehungsgeschwindigkeit der Sonne zu bestimmen.

Aus allen diesen Beobachtungen geht hervor, daß die Sonne nicht wie ein fester Körper rotiert, sondern sich wie ein flüssiger, sei es nun ein tropfbar flüssiger oder ein gasförmiger Körper verhält. Dabei ist zu berücksichtigen, daß die verschiedenen für die Bestimmung der Rotationsdauer benutzten Erscheinungen nicht alle in der gleichen Höhenschicht des Sonnenkörpers liegen, und es hat sich ergeben, daß die in verschiedenen Höhen liegenden Gase eine etwas verschiedene Umlaufzeit besitzen. Eine Übersicht über die wichtigsten Ergebnisse ist in der folgenden Tabelle enthalten:

Rotationszeit der Sonne,
ausgedrückt in mittleren Tagen.

Heliographische Breite	Sonnenflecke	Spektroskopisch	Spektroheliographisch	
			Kalziumflocken	Wasserstoffflocken
0°	d 25,0	d 24,4	d 25,0	d 25,2
15	25,3	25,0	25,2	24,7
30	26,3	26,0	25,8	24,3
45	—	27,6	25,9	24,8
60	—	29,7	—	—
75	—	31,7	—	—

Periode der
Sonnenflecke.

Niemandem, der die Sonnenflecke aufmerksam beobachtete, konnte es entgehen, daß ihre Zahl und Größe sehr starken Schwankungen unterliegt, und zwar nicht nur von einem Tage zum andern, sondern auch im Durchschnitt von Monat zu Monat und von Jahr zu Jahr. Schon im Jahre 1776 hat Horrebow die Vermutung ausgesprochen, daß diese Schwankungen periodischer Natur sind. Der erste, der über die wechselnde Zahl der Sonnenflecke systematische Beobachtungen anstellte, war ein deutscher Apotheker, Heinrich Schwabe in Dessau. Er hat im Jahre 1826 seine Beobachtun-

gen begonnen und sie bis zum Jahre 1868 fast täglich fortgesetzt. Dabei kam er schon 1843 zu dem sehr merkwürdigen Resultat, daß ein periodischer Wechsel in der durchschnittlich sichtbaren Zahl der Flecke stattfindet. Die Zahl der Flecke an verschiedenen nahe aufeinanderfolgenden Tagen ist zwar sehr wechselnd und unregelmäßig; wenn man aber für jedes Jahr aus der täglich beobachteten Fleckenzahl den Jahresdurchschnitt berechnet, so weisen diese Durchschnittszahlen einen auffallend regelmäßigen Gang auf. In einigen aufeinanderfolgenden Jahren wachsen sie immer mehr und mehr an bis zu einem Maximum, von dem sie allmählich wieder zu einem Minimum herabsinken. Darauf wiederholt sich das Spiel von neuem. Schwabe gab die Dauer dieser Periode von einem Maximum zum nächsten auf etwa zehn Jahre an. Zur Zeit des Maximums sind fast stets Flecke zu beobachten, deren Zahl häufig 25 bis 50 beträgt. Zur Zeit des Minimums ist oft wochenlang kein einziger Fleck zu erblicken. Durch Schwabes Entdeckung angeregt, hat R. Wolf in Zürich die alten Literaturangaben über Sonnenflecke genau durchsucht und konnte dabei bis zu Aufzeichnungen aus dem Jahre 1615 zurückgehen. Natürlich hat man in den alten Zeiten nicht systematische Zählungen der Sonnenflecke ausgeführt, sondern es sind nur sporadische Beobachtungen vorhanden, aber doch so viele, daß auch aus diesem historischen Material deutlich die Periodizität der Sonnenflecke hervortritt. Aus der Gesamtheit dieser historischen Nachrichten erschloß Wolf eine Periode von 11,11 Jahren, deren Dauer aber im einzelnen großen Schwankungen unterworfen ist. Später begnügte man sich nicht mehr mit der Zählung der Sonnenflecke, sondern nach dem Vorgange von Carrington und Warren de la Rue schätzt man die Größe des von den Flecken eingenommenen Areal der Sonne. Das Resultat wird in der Weise dargestellt, daß man angibt, wieviel Milliontel der sichtbaren Sonnenoberfläche von den Flecken bedeckt werden. Das Minimum dieser „Flecken-Relativzahlen“, also der Fleckenhäufigkeit, liegt nicht in der Mitte zwischen zwei Maximis, sondern näher an dem folgenden als an dem vorhergehenden Maximum, der Anstieg der Fleckenmenge erfolgt also schneller als der Abstieg. Im Mittel beträgt der Zeitunterschied vom Maximum zum Minimum 6,6 Jahre gegen nur 4,5 Jahre, in welchen sich der Wechsel vom Minimum zum folgenden Maximum vollzieht. Im einzelnen ist auch hier der Verlauf der Erscheinungen ein wechselnder, das Zeitintervall von Maximum zu Maximum ebenso wie von Maximum zu Minimum ist ziemlich großen Schwankungen unterworfen, aber der periodische Wechsel mit einer ungefähren Periodendauer von $11\frac{1}{9}$ Jahren ist doch unverkennbar. Da die Intensität der Maxima und der Minima ebenfalls in weiten Grenzen schwankt, so haben verschiedene Beobachter versucht, aus diesen wechselnden Zahlen noch eine Reihe anderer Perioden herauszulesen, die sich über die erste lagern, und deren Dauer zwischen wenigen Monaten und 170 Jahren variiert. Jedoch sind diese Schlüsse sehr unsicher, und, um längere Perioden verbürgen zu können, ist die Gesamtheit der Beobachtungen noch viel zu kurz.

Sonnenstatistik. Die Beobachtungen der Sonnentätigkeit werden seit einer längeren Reihe von Jahren in stets zunehmender Ausdehnung an einer großen Anzahl von Sternwarten regelmäßig mit Hilfe photographischer Methoden ausgeführt. Diesem Zwecke dienen in der Regel besonders eingerichtete, mit einer photographischen Kamera versehene Fernrohre, die man Heliographen nennt. Sie sind häufig unbeweglich aufgestellt, und das Sonnenlicht wird von dem durch ein Uhrwerk bewegten Spiegel eines Heliostaten bei jeder Stellung der Sonne in Richtung der Fernrohrachse dem Objektiv zugeführt. Es sammelt sich so ein umfangreiches statistisches Material an, dessen ausgiebige Verarbeitung aber leider nicht überall durchgeführt wird. Eine große Anzahl von Sternwarten gibt regelmäßig das Resultat ihrer Sonnenregistrierungen in einer Statistik der einzelnen Monate an. Besondere Verdienste um die Statistik der Sonnenflecke haben sich R. Wolf und sein Nachfolger A. Wolfer erworben, die in den Astronomischen Mitteilungen der Vierteljahrsschrift der Naturforschenden Gesellschaft in Zürich für die einheitliche Sammlung und Zusammenfassung der umfangreichen vielerorts ausgeführten Fleckenzählungen dauernd Sorge trugen.

**Periodizität der
Fackeln und
Protuberanzen.**

Die Periodizität der Sonnentätigkeit erstreckt sich nicht nur auf die Flecke, sondern auch auf die Fackeln und die Protuberanzen. Es zeigt sich für diese Erscheinungen im großen und ganzen die gleiche Periode wie für die Flecke. Die Maxima und Minima der Fackelflächen fallen mit denen der Flecke, soweit die Beobachtungen es erkennen lassen, genau zusammen, während die Maxima und Minima der Protuberanzen merklich verspätet gegen die der Flecke eintreten. Für die feineren Einzelheiten dieser Gesetzmäßigkeiten kann es sich, ebenso wie für die der Bewegung und Lage der Flecke nur um Anfänge der Erkenntnis handeln, und die Beobachtungen werden noch über lange Zeiträume hin fortgesetzt werden müssen, ehe man in der Lage sein wird zu entscheiden, was zufällige Zahlengruppierungen und was wirkliche Gesetzmäßigkeiten sind.

**Sonnenperiode
und irdische
Erscheinungen.**

Bei dem übermächtigen Einfluß, den die Sonne auf das ganze Leben der Erde ausübt, liegt die Frage nahe, ob diese Periodizität in den wichtigsten Erscheinungen der Sonne nicht analoge periodische Schwankungen in den von ihr abhängigen irdischen Phänomenen hervorruft. In dieser Beziehung sind die widersprechendsten Angaben gemacht worden, und man hat geglaubt, vielfache Zusammenhänge zwischen der Sonnenperiode und den Veränderungen irdischer Erscheinungen nachweisen zu können. So hat W. Herschel schon 1801, ehe die Periodizität der Sonnenflecke bekannt war, angenommen, daß die Sonnenflecke einen Einfluß auf die Ernte haben müßten, und er hat versucht, aus den Schwankungen der Getreidepreise in England Schlüsse auf die Schwankungen der Sonnenfleckenhäufigkeit zu ziehen. Ebenso haben indische Meteorologen einen Zusammenhang zwischen der Fleckenperiode und der periodischen Wiederkehr von Hungersnot in Indien vermutet. Diese und andere Vermutungen haben sich aber nicht bestätigt, und überhaupt ist die Wahrscheinlichkeit sehr gering, daß wir an

irdischen Erscheinungen die durch die Sonnenfleckperiode veränderte Intensität der Sonnenstrahlung sollten erkennen können. Denn eine einfache Überschlagsrechnung zeigt, daß diese Veränderung der Intensität ganz minimal sein muß. Wir können nicht einmal mit Sicherheit sagen, ob die Strahlung beim Maximum stärker oder schwächer ist als beim Minimum. Denn parallel mit der Fleckenhäufigkeit ändert sich ja auch die Häufigkeit der Fackeln, und welches der beiden in entgegengesetztem Sinn wirkenden Phänome überwiegt, läßt sich schwer entscheiden. Umfangreiche Untersuchungen, die von Köppen und anderen, in letzter Zeit besonders auch von L. Mecking ausgeführt worden sind, haben immer nur einen sehr geringen Einfluß der Fleckenperiode auf die meteorologischen Vorgänge bestimmter Ortschaften ergeben. Nach der Köppenschen Regel sollen fleckenreiche Jahre kälter sein als fleckenarme. Besonders verdienen auch die von Meldrum auf Mauritius gemachten und von Poly in Westindien bestätigten Beobachtungen eine längere und genauere Prüfung, nach denen die tropischen Zyklone das Maximum ihrer Häufigkeit in den Jahren der Sonnenfleckmaxima erreichen sollen. Die richtige Deutung solcher Zusammenhänge wird sich aber erst finden lassen, wenn die Abhängigkeit der Energie der Sonnenstrahlung von der Fleckenperiode durch längere Beobachtungsreihen klar gestellt ist. Aus Abbots sich erst über wenige Jahre erstreckenden Messungen scheint zu folgen, daß — im Gegensatz zur obigen Regel — mit der Fleckenzahl auch die Strahlungsintensität zunimmt.

Eine irdische Erscheinung aber gibt es, deren periodische Schwankungen mit den Sonnenfleckperioden in unverkennbarem Zusammenhange stehen, das ist der Erdmagnetismus. Die täglichen Schwankungen der Magnetnadel und ebenso die Zahl der unregelmäßigen, schnell verlaufenden Schwankungen, die man als Störungen bezeichnet, zeigen eine Periode, die mit der Sonnenperiode nahezu vollständig parallel geht. Diesen Zusammenhang hat Wolf über die ganze Zeitdauer zurückverfolgen können, über die sich Aufzeichnungen der Sonnenflecktätigkeit fanden. Die umstehenden Kurven (Fig. 30) zeigen den Parallelismus der erdmagnetischen Erscheinungen und der Sonnenflecke für die Zeit von 1841 bis 1896 mit unverkennbarer Deutlichkeit. Mit den erdmagnetischen Schwankungen stehen auch die Nordlichter in Beziehung, und so zeigt sich auch ein vollständiger Parallelismus zwischen der Häufigkeit der Nordlichter und der Sonnenflecken. Der Zusammenhang zwischen Sonnenflecken und erdmagnetischen Schwankungen läßt sich auch ins einzelne verfolgen. Es ist unzweifelhaft nachgewiesen, daß häufig bei dem Durchgange großer Sonnenflecken durch den Mittelmeridian der Sonne nahezu gleichzeitig große magnetische Schwankungen, sogenannte magnetische Stürme, auftreten. Maunder, der diese Frage systematisch studiert hat, machte darauf aufmerksam, daß sich die Wirkung von den Sonnenflecken nach der Erde geradlinig nach Art der Strahlung fortzupflanzen scheint, und Evershed hat diese Fortpflanzungsgeschwindigkeit zu 1600 km, Riccò zu 1000 km in der Sekunde geschätzt.

Erdmagnetische
Schwankungen.

Skala der Horizontalintensität in Bruchteilen ihres Mittelwertes.

0,0030
0,0027
0,0024
0,0021
0,0018
0,0015
0,0012

Skala der Deklination in Minuten.

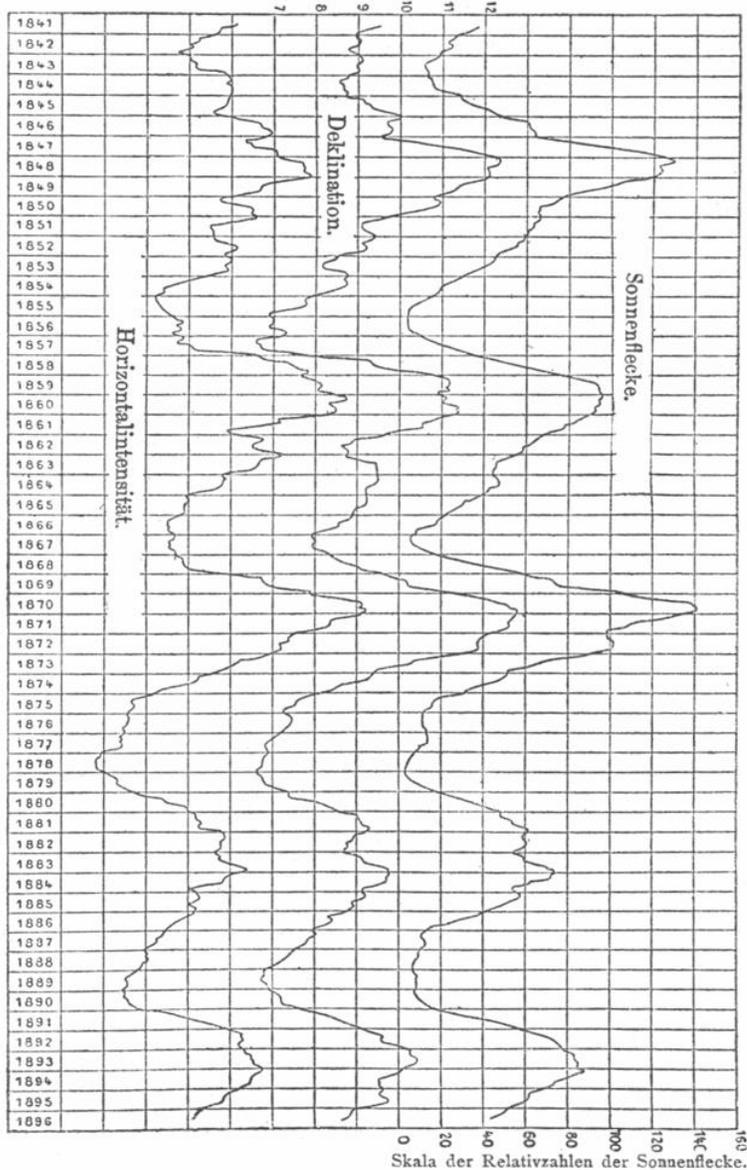


Fig. 30.

Was den Mechanismus dieses Zusammenhanges zwischen den solaren Erscheinungen und dem Erdmagnetismus betrifft, so läßt sich mit Bestimmtheit sagen, daß eine direkte magnetische Wirkung der Sonne auf die Erde ausgeschlossen ist. Dagegen bietet sich eine plausible Erklärungsmöglichkeit in der Annahme, daß von den Sonnenflecken Kathodenstrahlen, d. h. Elektronen, ausgeschleudert werden, welche sich geradlinig durch den Raum fortpflanzen und in den oberen Schichten der Erdatmosphäre die Luft ionisieren. Die mit den Luftströmungen bewegten Ionen sind einem elektrischen Strom äquivalent, dessen magnetische Wirkungen die Störungen des Erdmagnetismus hervorrufen könnten. Wenn dieser Erklärungsversuch auch noch manche willkürliche und unbewiesene Annahmen enthält, so bietet er doch für den Zusammenhang zwischen Sonnenflecken und Erdmagnetismus eine mögliche, den bekannten physikalischen Gesetzen nicht widersprechende Grundlage des Verständnisses.

Mechanismus
des Zusammen-
hanges.

II. Die spektroskopische Beobachtung der Sonne. Die bisher betrachteten Ergebnisse der Sonnenforschung sind im wesentlichen der Anwendung des Fernrohrs zu verdanken. Aber wir verfügen noch über ein zweites, erst sehr viel später bekannt gewordenes Hilfsmittel der Sonnenforschung, dessen Bedeutung der des Fernrohrs nicht nachsteht, das ist die Spektralanalyse. Schon im Jahre 1802 beobachtete Wollaston, daß das Sonnenspektrum, welches auf den ersten Blick dem bekannten kontinuierlichen Spektrum der weißglühenden Körper ähnelt, von einer Anzahl dunkler Linien durchzogen ist, durch die nach seiner Ansicht das Spektrum in die vier Farben Rot, Gelbgrün, Blau und Violett geschieden wurde. Aber erst Fraunhofer, der im Jahre 1814 diese Linien selbständig auffand und sehr sorgfältig untersuchte, erkannte ihre große wissenschaftliche Bedeutung, und mit vollem Recht tragen sie daher den Namen Fraunhofersche Linien. Von ihm rührt auch die erste schon recht genaue Zeichnung des Sonnenspektrums (Fig. 31) und die noch heute gebräuchliche Bezeichnung der auffallendsten Linien mit Buchstaben des Alphabets her. Neben der Fraunhoferschen Zeichnung ist gleichzeitig die scheinbare Helligkeit im Spektrum durch eine Kurve angedeutet. Er zählte zwischen *B* und *H* 574 Linien. Verschiedenen Beobachtern ist es aufgefallen, daß einzelne der stärksten Fraunhoferschen Linien die gleiche Lage im Spektrum, also nach der Auffassung der Schwingungstheorie des Lichts die gleiche Wellenlänge besitzen wie helle Linien, welche man im Spektrum leuchtender Gase beobachtet hatte, daß also gerade Licht derjenigen Wellenlängen im Sonnenlichte fehlt, die im Lichte gewisser irdischer leuchtender Gase enthalten sind. Aber man vermochte sich diese Erscheinung nicht zu erklären, bis Kirchhoff und Bunsen durch ihre klassischen Untersuchungen des Rätsels Lösung brachten. Sie haben zuerst durch ausdauernde und mühselige Versuche nachgewiesen, was manche vor ihnen vielleicht schon geahnt hatten, was aber niemand bestimmt ausgesprochen und noch weniger jemand bewiesen hatte, daß jedem chemischen Ele-

Spektralanalyse.

Fraunhofersche
Linien.



Fig. 31.

ment, wenn es in Gasform zum Leuchten gebracht wird, ein ganz bestimmtes Linienspektrum zugehört. Jedes Element zeigt also bestimmte, ihm allein eigentümliche Linien, und die Spektrallinien sind charakteristisch für das chemische Element, welches sie aussendet. Wir sind daher imstande, aus der Untersuchung des Spektrums einer gasförmigen Lichtquelle auf die chemischen Elemente zu schließen, aus denen sie zusammengesetzt ist, wir können die Lichtquelle durch Beobachtung ihres Spektrums chemisch analysieren, daher der Name Spektralanalyse.

Nun blieb noch die große Frage nach der Bedeutung der Fraunhoferschen Linien zu beantworten. Das gelang Kirchhoff im Jahre 1859 durch seinen berühmten Versuch der Umkehrung der Spektrallinien. Hören wir, wie er selbst den Hergang dieser Entdeckung schildert: „Um die mehrfach behauptete Koinzidenz der Natriumlinien mit den Linien *D* des Sonnenspektrums auf die direkteste Weise zu prüfen, entwarf ich ein mäßig helles Sonnenspektrum und brachte dann vor den Spalt des Apparates eine Natriumflamme. Ich sah dabei die dunklen Linien *D* sich in helle verwandeln. Um zu finden, wie weit die Lichtstärke des Sonnenspektrums sich steigern ließe, ohne daß die Natriumlinien dem Auge verschwänden, ließ ich den vollen Sonnenschein durch die Natriumflamme auf den Spalt fallen und sah da zu meiner Verwunderung die dunklen Linien *D* in außerordentlicher Stärke hervortreten. Ich ersetzte das Licht der Sonne durch das Drumondsche Licht, dessen Spektrum, wie das Spektrum eines jeden glühenden festen oder flüssigen Körpers, keine dunklen Linien hat; wurde dieses Licht durch eine geeignete Kochsalzflamme geleitet, so zeigten sich in dem Spektrum dunkle Linien an den Orten der Natriumlinien.“ Die Nutzenanwendung auf die

Sonne ergibt sich von selbst. Ebenso wie Kirchhoff die dunklen Linien in dem kontinuierlichen Spektrum des Drumondschen Kalklichts durch eine Natriumflamme hervorgebracht hat, müssen wir annehmen, daß die dunklen Linien *D* des Sonnenspektrums durch Natriumdampf erzeugt sind, und was von diesen Linien gilt, das gilt analog von den übrigen Fraunhoferschen Linien. Wenn wir also bewiesen haben, daß eine dunkle Linie des Sonnenspektrums die gleiche Lage im Spektrum hat wie eine bestimmte helle Linie, von der wir wissen, daß sie für ein bestimmtes Element charakteristisch ist, so ist damit zugleich bewiesen, daß die Fraunhofersche Linie von demselben Elemente herrührt, daß sich also dieses selbe irdische Element in

gasförmigem Zustande auf der Sonne befindet. Wir können uns kaum einen Begriff davon machen, welchen gewaltigen Eindruck diese Entdeckung auf die Zeitgenossen ausübte. Bis 1860 konnte kein Chemiker eine Analyse ausführen, wenn er nicht den betreffenden Stoff in der Hand hatte und seine Reagenzien darauf einwirken lassen konnte. Jetzt war mit einem Schlage die Wirkungssphäre der chemischen Analyse über die engen Mauern des Laboratoriums hinaus ausgedehnt auf den ganzen unendlichen Weltraum, soweit das Licht der entferntesten Fixsterne zu uns dringt. Wenn es bis dahin als eine an Wahnsinn grenzende Vermessenheit erschienen wäre, experimentell die Frage beantworten zu wollen, aus welchen chemischen Elementen die Sonne und die fernen Fixsterne zusammengesetzt sind, jetzt war die Antwort durch verhältnismäßig einfache optische Versuche gegeben.

Aber es blieb noch eine ungeheuer große Arbeit zu tun. Es war nötig, einerseits das Sonnenspektrum, andererseits die Emissionsspektren aller irdischen Elemente mit der größten erreichbaren Genauigkeit zu beobachten um festzustellen, welche Linien bekannter chemischer Elemente mit Fraunhoferschen Linien zusammenfallen. Nun gibt es eine ganz außerordentliche Zahl von Fraunhoferschen Linien und ebenso eine ungeheure Zahl von Spektrallinien der Elemente. Daher liegt die Gefahr sehr nahe, daß man Linien für identisch hält, welche in Wirklichkeit nicht die gleiche, sondern eine, wenn auch nur um ein geringes verschiedene Wellenlänge besitzen. Durch die gewaltige Arbeit, welche Bunsen und Kirchhoff, Ångström, Thalen, Cornu, Rowland und viele andere dieser Aufgabe gewidmet haben, ist die Spektralanalyse der Sonne mächtig gefördert, aber bis jetzt noch nicht zum Abschluß gebracht worden. Der große Sonnenatlas von Rowland ist durch direkte Photographie eines mit einem Konkavgitter entworfenen Normalspektrums hergestellt. Die Wellenlängen sind an der am Spektrum entlanglaufenden Skala unmittelbar abzulesen. Die Dispersion ist eine ungeheure. Die Gesamtlänge des Spektrums beträgt etwa 13 m, es reicht von der Wellenlänge 7331 Ångström-Einheiten (Å.-E.) im Rot bis weit ins Ultraviolette hinein zur Wellenlänge 2976 und enthält sehr nahe 20000 Fraunhofersche Linien. Nach derselben Methode hat Rowland auch die Linienspektren von sehr vielen chemischen Elementen untersucht und mit dem Sonnenspektrum verglichen. Als Resultat aller Untersuchungen läßt sich aussprechen, daß unter den Fraunhoferschen Linien die Linien des größten Teils aller irdischen Elemente wiedergefunden sind. Freilich sind keineswegs alle bekannten irdischen Elemente unter ihnen enthalten, und eine große Anzahl von Elementen ist im Sonnenspektrum überhaupt nicht oder wenigstens nicht mit Sicherheit nachzuweisen. Daraus können wir aber nicht etwa den Schluß ziehen, daß die betreffenden Elemente nicht im Gaszustande auf der Sonne vorhanden sind. Denn nicht alle Elemente sind gleichmäßig geneigt, ein Spektrum zu geben, manche sind sehr leicht, manche wieder nur unter gewissen, sehr eng begrenzten Versuchsbedingungen zum Leuchten zu bringen, und auch von einem und demselben Element sind manche Spektrallinien

Spektralanalyse
der Sonne.

Fehlende und
unbekannte
Linien.

leicht, andere nur schwer zu erhalten. Daher ist das Fehlen von Linien eines Elements in dem Spektrum eines leuchtenden Gemisches von Gasen noch lange kein Beweis dafür, daß dieses Element selbst in dem Gemisch fehlt. Andererseits befinden sich unter den Fraunhoferschen Linien eine große Anzahl, die mit keiner bekannten Linie eines irdischen Elements zusammenfallen. Daraus dürfen wir aber nicht schließen, daß alle oder sehr viele dieser Linien Elementen angehören, die auf der Erde nicht vorhanden sind; denn das Spektrum der Elemente ist kein stereotypes, sondern sehr abhängig von den äußeren physikalischen Bedingungen, unter denen das Gas steht, und von der Art der Erregung des Leuchtens. Da im allgemeinen die Bedingungen des Vorkommens und des Leuchtens der Elemente auf der Sonne wesentlich von den im Laboratorium erreichbaren verschieden sein werden, so ist also sehr wohl die Möglichkeit vorhanden, daß unter den Fraunhoferschen Linien solche sind, welche zwar uns bekannten Elementen angehören, aber bei den uns zugänglichen Methoden der Lichterregung nicht emittiert werden. Überhaupt ist die Kenntnis der Spektren der irdischen Elemente trotz der großen darauf verwendeten Arbeit noch höchst unzureichend. Das wird am besten dadurch illustriert, daß jedes Jahr die Entdeckung einer großen Zahl bis dahin unbekannter Spektrallinien bringt. Ferner sind uns auch die auf der Erde vorkommenden chemischen Elemente gewiß noch nicht alle bekannt. Das können wir schon aus den Lücken schließen, die im periodischen System der Elemente immer noch offen sind, und außerdem haben wir ja gerade in den letzten Jahren gesehen, daß sogar in dem uns vertrautesten Medium, in dem wir leben und atmen, in der atmosphärischen Luft, eine ganze Anzahl chemischer Elemente vorhanden sind, von denen wir bis vor kurzem keine Ahnung hatten. So führt denn bei Berücksichtigung aller spektralanalytischen Erfahrungen die Untersuchung des Sonnenspektrums zu der Überzeugung, daß die Sonne im wesentlichen aus denselben Elementen aufgebaut ist wie die Erde. Der Befund der Spektralanalyse würde somit eine wichtige Stütze liefern für die Kant-Laplacesche Hypothese, daß die Sonne und alle Planeten durch allmähliche Verdichtung aus demselben, den ganzen Raum des Sonnensystems homogen erfüllenden Urnebel entstanden sind.

Helium und
Edelgase.

Einige Elemente gibt es, deren Vorhandensein auf der Sonne nicht durch die Fraunhoferschen Linien erschlossen worden ist, sondern durch helle Linien im Spektrum der Chromosphäre und der Protuberanzen. Hier ist es schon vor langer Zeit aufgefallen, daß in unmittelbarer Nähe der beiden gelben Natriumlinien fast stets eine dritte gelbe Linie zu beobachten ist, welche mit keiner bekannten Linie eines irdischen Elements zusammenfiel. Man glaubte, daß diese Linie, welche man mit D_3 bezeichnete, einem auf der Erde unbekanntem, nur auf der Sonne vorkommenden Elemente angehöre, welchem Frankland und Lockyer 1869 den Namen Helium gaben. Im Jahre 1895 hat Ramsay gefunden, daß dieses hypothetische, auf der Sonne vermutete Helium auch auf der Erde vorhanden ist. Es ist ein Gas,

welches im Spektrum außer der überaus charakteristischen Linie D_3 noch eine große Anzahl von Linien zeigt, die sich auch im Spektrum der Protuberanzen und der Chromosphäre wiederfinden. Wir haben also die ganz außerordentlich interessante Erscheinung, daß ein irdisches Element auf der Sonne über 25 Jahre früher entdeckt wurde als auf der Erde. Die Linien der anderen sogenannten Edelgase, die Ramsay vor kurzem in der Erdatmosphäre entdeckt hat, sind unter den Fraunhoferschen Linien nicht zu finden, aber nach neueren Untersuchungen ist es wahrscheinlich, daß einige Linien des Argon, Neon, Krypton und Xenon mit Chromosphärenlinien übereinstimmen. Auch vom Radium wird dies neuerdings behauptet, die Beobachtungen erscheinen aber noch nicht als sichergestellt.

Außer den chemischen Konsequenzen zog Kirchhoff aus seiner Entdeckung auch sehr wichtige physikalische Folgerungen über die Konstitution der Sonne. Aus dem Versuche der Umkehrung der Spektrallinien schloß er, daß das Sonnenlicht nicht einem einheitlichen Vorgange seine Entstehung verdankt, sondern daß es durch zwei Prozesse zustande kommt: die Photosphäre, ein fester oder flüssiger, sehr heißer Körper, sendet weißes Licht aus; sie ist umgeben von einer Atmosphäre glühender und daher auch absorbierender Gase, und diese berauben das Photosphärenlicht gerade derjenigen Strahlen, die sie selbst aussenden. Sie fügen ihm dabei zwar Strahlen der gleichen Wellenlänge hinzu, wie sie ihm nehmen, aber in viel geringerer Intensität. Daher erscheinen die der Eigenstrahlung der Sonnenatmosphäre angehörig Stellen des Sonnenspektrums dunkel auf dem hellen Grunde des sonst ungeschwächten Photosphärenspektrums; wir sehen die Fraunhoferschen Linien dem kontinuierlichen Spektrum der Photosphäre schwarz aufgeprägt, eine Geheimschrift, in welcher die Gase der Sonnenatmosphäre ihre Existenz, ihre chemische Natur und ihre physikalische Beschaffenheit dem irdischen Beobachter verkünden. Würden wir das Photosphärenlicht allein auf den Spalt des Spektralapparates werfen können, ohne daß es zuvor die Sonnenatmosphäre passiert hat, so würde es uns ein vollkommen ununterbrochenes kontinuierliches Spektrum zeigen, wie wir es bei unseren gebräuchlichen Lichtquellen sehen. Könnten wir das Chromosphärenlicht allein ohne das ihm beigeesellte so viel stärkere Photosphärenlicht untersuchen, so würden wir das für leuchtende Gase charakteristische Spektrum erblicken, helle Linien auf dunklem Grunde.

Jenen Fall werden wir wohl nie verwirklichen können; diesen bietet uns die Natur selbst dar, allerdings nur bei ganz besonderen Gelegenheiten, den totalen Sonnenfinsternissen. Diese merkwürdigen Erscheinungen haben auch in anderer Beziehung eine so grundlegende Bedeutung für unsere Kenntnis von der Sonne, daß wir uns eingehend mit ihnen beschäftigen müssen. Eine totale Sonnenfinsternis können wir beobachten, wenn der Mittelpunkt des Mondes auf seiner Reise um die Erde die Verbindungslinie zwischen dem Sonnenmittelpunkt und dem Beobachtungsort durchschneidet, so daß der Mond an der Sonnenscheibe vorüberzieht. Aber auch bei dieser

Entstehung
des Sonnen-
spektrums.

Totale Sonnen-
finsternisse.

Konstellation braucht die Sonnenfinsternis nicht total zu sein, sondern sie kann ringförmig sein. Eine totale Finsternis tritt ein, wenn der Mond bei dem Vorübergange größer erscheint als die Sonne und diese daher vollständig bedeckt. Die Dauer der Totalität und die Größe der Erdzone, auf welcher sie sichtbar ist, wechselt daher mit der wechselnden Entfernung der Erde von Sonne und Mond.

Saros. Infolge der Regelmäßigkeit der Erd- und Mondbewegung kehren die Sonnenfinsternisse periodisch wieder, sie lassen sich so zu Reihen ordnen, daß zwischen je zwei aufeinanderfolgenden Finsternissen derselben Reihe die Zeit von 6585 Tagen und 8 Stunden oder rund von 18 Jahren und 11 Tagen liegt. Diese schon den Chaldäern bekannte Periode, welche ebenso auch für die Mondfinsternisse gilt, bezeichnet man mit dem chaldäischen Worte Saros. Unter den Sonnenfinsternissen gibt es zwei Reihen, die durch verhältnismäßig lange Dauer der Totalität ausgezeichnet sind. Die eine, welcher die für die Geschichte der Sonnenphysik epochemachende Finsternis von 1868 angehörte, war bei ihren beiden letzten Finsternissen 1886 und 1904 für die Wissenschaft bedeutungslos, weil das Gebiet ihrer Sichtbarkeit in den Bereich des Atlantischen und des Großen Ozeans fiel. Ihre nächste Wiederkehr am 21. September 1922 wird in Nord-Australien sichtbar sein, wo die Dauer der Totalität ungefähr vier Minuten betragen wird. Zu der anderen durch noch längere Dauer ausgezeichneten Reihe gehörten die Finsternisse von 1883 und 1901. Die nächsten Finsternisse dieser Reihe werden in den Jahren 1919, 1937, 1955 und 1973 stattfinden, und die Dauer der Totalität wird gegen sieben Minuten betragen. Innerhalb eines Saros treten 13 totale Sonnenfinsternisse ein, und man hat berechnet, daß derselbe Ort der Erde im Mittel etwa alle 360 Jahre von einer totalen Sonnenfinsternis berührt wird.

Ältere Sonnen-
finsternis-
beobachtungen.

Die wenigen Sonnenfinsternisse, die bisher wissenschaftlich beobachtet werden konnten, sind eine Hauptquelle für unsere Kenntnis der solaren Erscheinungen geworden. Während der Finsternis blendet der Mond nicht bloß das Licht der Photosphäre vollständig ab, sondern er beschattet auch die Erdatmosphäre im weiten Umkreise rings um den Beobachtungsort. Daher können wir die merkwürdigen schwachen Lichterscheinungen, welche die Photosphäre umgeben, beobachten, ungestört durch das in der Erdatmosphäre zerstreute Sonnenlicht, welches sonst diese feinen Objekte so sehr überstrahlt, daß sie uns ebensowenig wahrnehmbar werden wie die Sterne bei Tageslicht. Obschon die Periode des Saros schon im Altertum bekannt war, so konnten die Sonnenfinsternisse doch nicht mit großer Genauigkeit vorhergesagt werden, und so erregten sie bei den gänzlich unvorbereiteten Zuschauern infolge der plötzlich eintretenden Dunkelheit gewaltigen Schrecken. Man sah in ihnen ein Zeichen für den Zorn der beleidigten Gottheit oder glaubte gar, daß ein Drache die Sonne verzehre, und nur wenige hatten die Ruhe des Gemütes, um wenigstens die auffallendsten Erscheinungen, die bei dieser Gelegenheit sichtbar werden, zu beobachten. Wenn auch aus dem

Altertum in chinesischen, assyrischen und griechischen Quellen Sonnenfinsternisse erwähnt werden, so sind uns doch keine Nachrichten erhalten, aus denen hervorginge, daß man die merkwürdigen Erscheinungen beobachtet hätte, die wir als Chromosphäre, Protuberanzen und Korona bezeichnen. Zwar erwähnt schon Plutarch, daß sich bei einer Finsternis rund um die Sonne eine Lichtmasse gezeigt habe, wodurch die Dunkelheit während der Finsternis bedeutend vermindert worden sei; auch Kleomedes hat, wahrscheinlich nach einer Mitteilung des Poseidonios, diese schwache Lichterscheinung besprochen und sich gegen den durch sie veranlaßten Glauben gewendet, daß es überhaupt keine totalen Sonnenfinsternisse gäbe. Aber die erste genauere Nachricht über eine derartige Beobachtung stammt aus dem Jahre 1239, wo ein Chronist meldet, daß man um die Sonne einen leuchtenden Kreis und in dessen unterem Teil eine feurige Öffnung gesehen habe. Eine spätere Mitteilung rührt von Clavius her, der im Jahre 1560 die bei der totalen Finsternis sichtbare Korona zum erstenmal beschreibt. Auch Kepler war die Korona bekannt, aber er glaubte, daß sie eine der Mondatmosphäre zugehörige Erscheinung sei. Die erste wissenschaftliche Erwähnung der Protuberanzen findet sich bei Vassenius, der bei der Finsternis des Jahres 1733 drei oder vier kleine rosenrote Wolken bemerkte, welche, wie er glaubte, ganz frei in der Mondatmosphäre schwebten. Andeutungen über Beobachtungen der Chromosphäre finden sich bei Jacob Scheuchzer und Stannyan 1706 und bei Halley und Louville 1715. Jedoch blieben alle diese Beobachtungen vereinzelt und ohne Einfluß auf die Wissenschaft.

Die wissenschaftliche Beobachtung der totalen Sonnenfinsternisse datiert erst vom Jahre 1842. Die damalige Finsternis, welche das südliche Frankreich, einen Teil von Norditalien und von Österreich durchzog, war die erste, die genau vorherberechnet worden war, und eine große Anzahl hervorragender Astronomen war wohlvorbereitet ausgezogen, um sie zu beobachten. So wurden damals von verschiedenen Orten aus und von zahlreichen Beobachtern zugleich die wunderbaren Erscheinungen gesehen und beschrieben, die während der Totalität der Sonnenfinsternis um den die Sonne verdeckenden Mond herum wahrnehmbar werden. Sehr anschaulich schildert Baily den Eindruck, den er von dieser Sonnenfinsternis, die er in Turin beobachtete, empfing: „Ich stand, ganz damit beschäftigt, die Schwingungen meines Chronometers zu zählen, um den Moment des völligen Verschwindens der Sonnenscheibe genau zu merken, in tiefstem Schweigen mitten in einer Volksmenge, welche die Straßen, die öffentlichen Plätze und die Fenster der Häuser dicht besetzt hatte, und deren Aufmerksamkeit von dem Schauspiel, das sich ihr darbot, vollständig in Anspruch genommen war. In demselben Augenblick, wo der letzte Strahl verschwand, wurde ich betäubt von einem Ausbruche des Beifallrufens und der Bravos, der sich aus der Mitte dieser ungeheuren Menge erhob. Ein Schauern ergreift meinen Körper, und zitternd richte ich meinen Blick auf die Sonne; ich stehe vor dem entzückendsten Schauspiel, welches man sich denken kann. Sonne und

Finsternis
vom Jahre 1842.

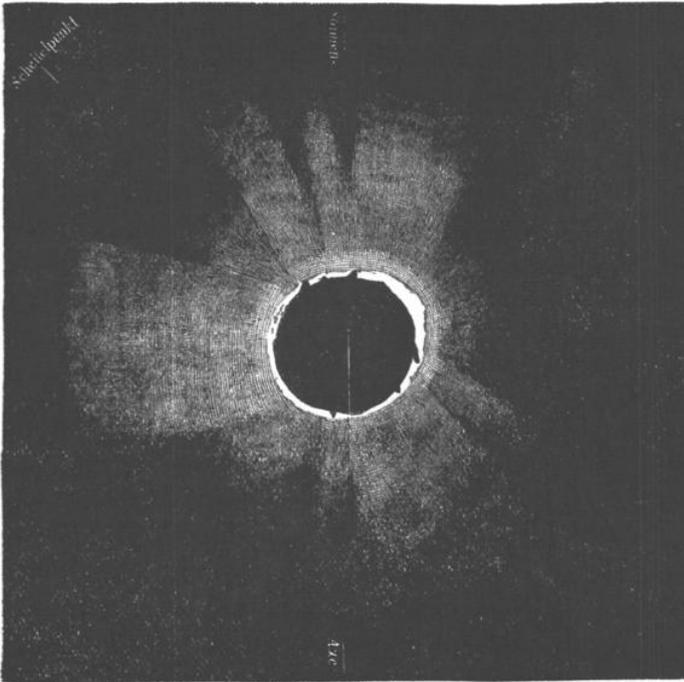


Fig. 32. Nach C. A. Young, Die Sonne. Verlag F. A. Brockhaus, Leipzig.

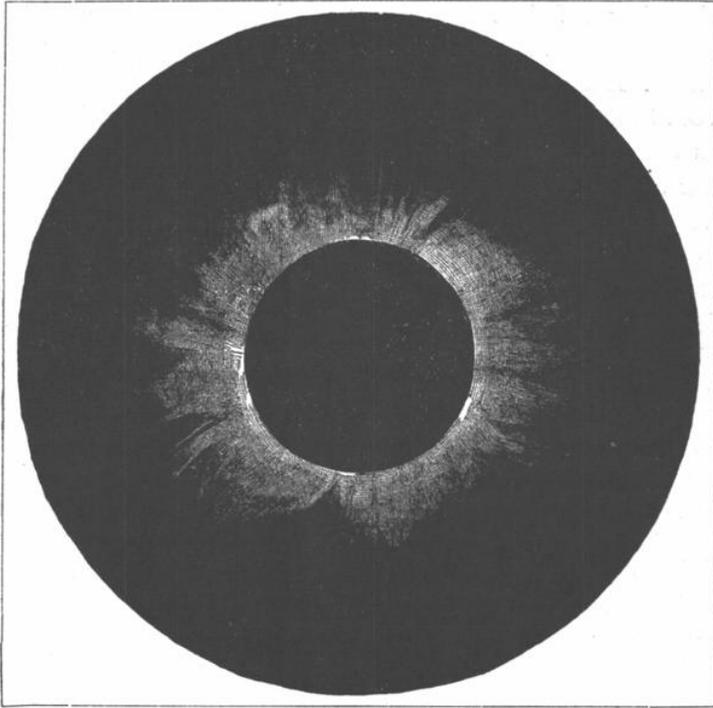
Mond, die beiden gewaltigen Gestirne, hängen einander gegenüber zwischen Himmel und Erde, ein pechschwarzer runder Fleck, umgeben von einer hellleuchtenden Strahlenkrone. Bei diesem Anblick hielt das Staunen mich gefesselt; ich verlor einen großen Teil der kostbaren Minuten und geriet in Gefahr, den Zweck meiner Reise zu vergessen. Ich hatte nach den Beschreibungen, die ich darüber gelesen hatte, wohl erwartet,

um die Sonne noch ein gewisses, aber ein schwaches und dämmerhaftes Licht wahrzunehmen; statt dessen sah ich eine helle Strahlenkrone, deren Glanz dicht am Rande der Mondscheibe sehr lebhaft war, dann immer mehr abnahm und in einer Entfernung von ungefähr dem Durchmesser des Mondes verschwand. Nichts Derartiges hatte ich vorher vermutet. Ich hatte mich indessen von meinem Erstaunen bald erholt und legte das Auge nach Wegnahme des dunklen Blendglases wieder ans Fernrohr, als eine neue Überraschung mich erfaßte. Die Strahlenkrone, welche die Mondscheibe umgab, war an drei Stellen durch ungeheure purpurne Flammen unterbrochen, deren Durchmesser beinahe 2' betrug. Sie schienen stillzustehen und sahen aus wie die von den Strahlen der untergehenden Sonne beleuchteten Gipfel der schneeigen Alpen. Es war nicht möglich zu unterscheiden, ob diese Flammen Wolken oder Berge waren. Als ich noch damit beschäftigt war, sie näher zu untersuchen, fiel der erste Sonnenstrahl in die dunkle Umgebung hinein; er belebte mit einem Schlage die Natur von neuem, aber mich versetzte er in jene traurige Stimmung, die man empfindet, wenn man den Gegenstand seiner heißen Wünsche in dem Augenblick verschwinden sieht, wo man nahe daran ist, ihn zu erfassen.“

So hatte diese Sonnenfinsternis gewaltige Gebiete der Sonne entschleiert, erfüllt von wunderbaren Erscheinungen, von denen man früher keine Ahnung hatte.

Die helle Strahlenkrone, von welcher Baily spricht, nennen wir Ko-

rona; dem hellen, rötlich leuchtenden Kranze, der ihren inneren Rand bildet, haben Frankland und Lockyer 1869 den Namen Chromosphäre gegeben, die aus ihm herausragenden intensiv rot leuchtenden Flammen sind die Protuberanzen. Solange man sich damit begnügen mußte, die Erscheinungen der Sonnenfinsternisse nach Okularbeobachtungen zu zeichnen, war es



Zeichnungen
und Photo-
graphien der
Finsternisse.

Fig. 33. Nach C. A. Young, Die Sonne. Verlag F. A. Brockhaus, Leipzig.

sehr schwer, annähernd richtige Darstellungen davon zu erhalten. Jeder Beobachter suchte in der kurzen Zeit soviel als möglich festzuhalten, faßte das auf, was ihn am meisten interessierte, und zeichnete nachher nach dem Gedächtnis das Erinnerungsbild auf. Daß dieses durch subjektive Momente getrübt ist, kann bei der Eile und Erregung, in welcher diese Beobachtungen gemacht werden müssen, und bei der Zartheit der in Betracht kommenden Objekte nicht wundernehmen. So kommt es, daß die von verschiedenen Beobachtern hergestellten Bilder der gleichen Finsternis große Verschiedenheiten zeigen. Hier bot sich der Photographie ein ganz erlesenes Feld der Tätigkeit. Bei der Schwierigkeit der Objekte ist es aber auch ihr erst in neuerer Zeit gelungen, wirklich schöne Aufnahmen zu gewinnen. Um wenigstens ein schwaches Bild der Erscheinungen zu geben, ist eine Zeichnung der Finsternis von 1860 von Secchi (Fig. 32) und eine Photographie der Finsternis von 1871 nach Davis (Fig. 33) wiedergegeben. Die Zeichnung von Secchi zeigt neben einigen sehr großen Protuberanzen die Chromosphäre und die Korona mit drei sehr breiten und vier schmälern „Koronastrahlen“, welche in unsymmetrischer Anordnung radial weit in den Raum hinausgehen. Die Photographie zeigt ebenfalls die Chromosphäre mit einigen Protuberanzen, in besonderer Schönheit aber die nebelhaft feine, strahlenförmige Struktur der Korona.

Bei der ersten wissenschaftlich beobachteten Sonnenfinsternis von 1842 Protuberanzen. waren die Protuberanzen sehr auffallend und zogen die Aufmerksamkeit der

Forscher auf sich. Von den verschiedensten Seiten wurden sie entdeckt und beschrieben, aber über ihre Bedeutung gingen die Meinungen weit auseinander. Erstens wurde die Ansicht vertreten, es seien Berge des Mondes, die vom Sonnenlicht irgendwie beleuchtet hell erscheinen. Andere meinten, daß es Berge auf der Sonne seien, wieder andere hielten sie für Flammen auf der Sonne, und ein großer Teil der Beobachter glaubte, daß es überhaupt keine solaren Erscheinungen seien, sondern optische Täuschungen, hervorgerufen durch irgendwelche optische Vorgänge in unserer Atmosphäre. Bei den nächsten Finsternissen 1851 und 1860 konnte zwar mit Sicherheit festgestellt werden, daß die Protuberanzen der Sonne angehören und mit einiger Wahrscheinlichkeit, daß sie leuchtende Gasmassen darstellen, aber erst die Entdeckung der Spektralanalyse schenkte der Wissenschaft eine Methode, von der man eine Entscheidung dieser Frage und einen näheren Einblick in das Wesen der Protuberanzen, der Chromosphäre und der Korona erwarten konnte.

Tele-
spektroskop.

So sahen die Astronomen mit Sehnsucht der Sonnenfinsternis von 1868 entgegen, der ersten, welche die Anwendung spektralanalytischer Methoden, speziell des Telespektroskops, gestattete. In diesem Apparat, der aus der Kombination eines Fernrohres mit einem Spektralapparat besteht, wird das Bild des zu untersuchenden Objekts durch das Fernrohrobjektiv auf dem Spalt des am Okularende des Fernrohres angebrachten Spektralapparates entworfen. Im Gesichtsfelde erblickt man das Spektrum desjenigen Lichtes, welches von den einzelnen auf dem Spalte abgebildeten Stellen des Objekts ausgesandt wird. Ausgerüstet mit diesen Apparaten, waren englische, französische und amerikanische Astronomen nach verschiedenen Orten Indiens gezogen, um die Sonnenfinsternis zu beobachten.

Erste Spektral-
beobachtung der
Protuberanzen.

Alle Beobachter gelangten zu dem gleichen Hauptresultat, daß das Spektrum der Protuberanzen ein Linienspektrum ist und helle Linien auf dunklem Grunde zeigt. Unter den neun beobachteten Linien befanden sich drei Linien des Wasserstoffs, die allerdings zum Teil nicht richtig erkannt wurden, und ferner eine Linie, welche alle Beobachter für die Linie D des Natriums hielten, die aber in Wirklichkeit die Linie D_3 des Heliums war. So genügten die wenigen Minuten, in denen eine spektralanalytische Untersuchung der Protuberanzen möglich war, um mit absoluter Sicherheit festzustellen, daß diese Gebilde leuchtende Gasmassen sind und daß sie leuchtenden Wasserstoff enthielten. Eine endlose und nur träge fortschleichende Arbeit schien vor den Beobachtern zu liegen, wenn sie genauere und möglichst zahlreiche Untersuchungen über die Spektralanalyse und damit über die chemische Beschaffenheit der Protuberanzen und der Chromosphäre anstellen wollten. Alle paar Jahre einmal eine Beobachtungsgelegenheit von wenigen kostbaren Minuten, deren Ausnutzung nur durch kostspielige Expeditionen möglich war und durch eine einzige an der Sonne vorüberziehende Wolke illusorisch gemacht werden konnte.

Da kann man sich nicht über den gewaltigen Eindruck wundern, den

es auf die wissenschaftliche Welt machte, als kurz nach dieser ersten „spektralanalytischen“ Sonnenfinsternis von zwei Forschern gleichzeitig die Mitteilung gemacht wurde, daß es ihnen gelungen sei, die Protuberanzen am hellen Tage, ohne Sonnenfinsternis, zu beobachten. Als Janssen während der Sonnenfinsternis am 18. August 1868 die überaus hellen Linien der von ihm beobachteten sehr lichtstarken Protuberanz sah, rief er aus: „Je reverrai ces lignes là en dehors des éclipses.“ Unmittelbar nach der Finsternis konnte er keine Beobachtungen ausführen, weil sich der Himmel bewölkte, aber schon am nächsten Morgen gelang es ihm, als erster eine Protuberanz ohne Sonnenfinsternis zu erblicken. Das Prinzip der Methode ist sehr einfach, es besteht in der Anwendung eines Spektralapparates von möglichst großer Dispersion; dadurch wird das kontinuierliche Spektrum des von der Erdatmosphäre zerstreuten Sonnenlichts stark geschwächt, während die Helligkeit der von den Protuberanzen ausgesandten homogenen Spektrallinien nahezu ungeändert bleibt. Daher fällt die störende Wirkung des Tageslichts fort, und die Protuberanzenlinien bieten sich im Telespektroskop der Beobachtung dar. Schon im Jahre 1866 hatte Lockyer die Vermutung ausgesprochen, daß die Protuberanzen als leuchtende Gasmassen ein Linienspektrum aussenden müßten, und gleichzeitig hat er die eben auseinandergesetzte Methode zur Beobachtung der Protuberanzen entwickelt. Er und ebenso Huggins bemühten sich jedoch vergebens, auf diese Weise das Spektrum der Protuberanzen zu sehen. Janssen hatte am Tage nach der Sonnenfinsternis vor diesen Beobachtern mehrere Vorteile voraus. Er kannte genau die Stelle des Sonnenrandes, an welcher am vorhergehenden Tage eine besonders große Protuberanz sich befunden hatte. Es war daher anzunehmen, daß auch am Beobachtungstage an dieser Stelle die Protuberanz noch vorhanden sein würde. Das war in der Tat der Fall, wenn auch nur spärliche Reste des besonders glänzenden Phänomens noch übrig waren. Ferner aber hatte Janssen, und das war der wichtigste Punkt, den Vorteil, nicht nur zu wissen, daß die Protuberanzen helle Linien aussenden, sondern auch die Lage dieser Linien im Spektrum genau zu kennen. Er setzte seine Beobachtungen täglich bis zum 4. September fort, beobachtete die Gestalt der Protuberanzen und fertigte Zeichnungen an, welche zeigten, mit welcher Geschwindigkeit diese ungeheuren Gasmassen häufig ihre Gestalt und Lage ändern. Janssens Beobachtungsstation Guntoor in Indien war so abgelegen, daß seine Nachrichten in Europa erst eintrafen, als schon von andern Expeditionen bekannt gegeben war, daß die Protuberanzen ein Linienspektrum von großer Intensität besitzen. Hierdurch angeregt, gelang es Lockyer am 20. Oktober 1868, auch seinerseits die Protuberanzen ohne Sonnenfinsternis zu beobachten. So ereignete sich der merkwürdige Fall, daß eine epochemachende Entdeckung von zwei Forschern unabhängig voneinander gemacht und am gleichen Tage, dem 26. Oktober, der Pariser Akademie mitgeteilt wurde.

Beobachtung
der Protube-
ranzen ohne
Sonnenfinsternis

So schön die spektralanalytischen Entdeckungen der Sonnenfinsternis Flachspektrum. von 1868 waren, so enttäuschten sie doch die Astrophysiker in einem Punkte.

Man hatte erwartet, entsprechend der Kirchhoffschen Theorie für die Entstehung der Fraunhoferschen Linien im Spektrum der Sonnenatmosphäre alle diejenigen Linien als helle Emissionslinien vorzufinden, welche wir im gewöhnlichen Sonnenspektrum als dunkle Fraunhofersche Linien beobachten. Statt dessen ergaben die ersten Untersuchungen der Protuberanzen nur einige wenige helle Linien, und anstatt im Linienspektrum der Sonnenatmosphäre alle im Sonnenspektrum nachgewiesenen chemischen Elemente wiederzufinden, konnte man nur ein einziges Element, den Wasserstoff, feststellen. Erst bei der Sonnenfinsternis von 1870 klärte sich dieser Widerspruch auf. Young hatte auf dem Spalte seines Spektralapparates diejenige Stelle des Sonnenrandes entworfen, welche bei Beginn der Totalität zuletzt von dem Mondrande bedeckt wurde, die also unmittelbar an der Photosphäre anlag. Im Momente der Bedeckung verschwanden die vorher sichtbaren Fraunhoferschen Linien, und er erblickte das ganze Gesichtsfeld seines Apparates durchzogen von sehr zahlreichen hellen Linien, so zahlreich, daß eine Zählung unmöglich erschien. Diese Erscheinung verschwand nach sehr kurzer Zeit wieder. Die gleiche Erscheinung kann man unmittelbar am Schluß der Totalität beobachten, wenn der Mond auf der andern Seite die Photosphäre eben noch abblendet und die ihr unmittelbar benachbarten Teile der Chromosphäre frei läßt. Dieses blitzartig vorübergehende Spektrum, welches man gewöhnlich mit dem englischen Namen Flash-Spektrum (Blitzspektrum) bezeichnet, macht in der Tat den Eindruck, als ob alle die Linien, die im gewöhnlichen Sonnenspektrum als Fraunhofersche Linien erscheinen, hier umgekehrt als helle Linien auf dunklem Grunde sich darstellten. Wir kommen also zu der Anschauung, daß die Fraunhoferschen Linien nicht in der ganzen, bei der totalen Sonnenfinsternis als Chromosphäre sich zeigenden Sonnenatmosphäre entstehen, sondern im wesentlichen nur in ihrem tiefsten Teile, in einer begrenzten Schicht, die man deshalb als umkehrende Schicht bezeichnet. In ihr sind alle diejenigen Elemente in Gestalt leuchtender Gase vorhanden, deren Anwesenheit auf der Sonne durch die Fraunhoferschen Linien bekundet wird, und in dem kurzen Momente, in welchem wir das Flashspektrum beobachten können, sehen wir das von diesen leuchtenden Gasen ausgehende Licht ohne das von der Photosphäre ausgesandte weiße Licht. So ergab die Youngsche Entdeckung des Flashspektrums eine der glänzendsten Bestätigungen für Kirchhoffs Theorie von der Konstitution der Sonne. In neuerer Zeit ist es bei totalen Sonnenfinsternissen mehrfach gelungen, das Flashspektrum zu photographieren. Dabei sieht man, daß die Entfernung vom Sonnenrande, bis zu der sich die verschiedenen Linien erstrecken, eine sehr verschiedene ist. Wenn wir als umkehrende Schicht diejenige Sphäre der Sonnenatmosphäre bezeichnen, in welcher die große Mehrzahl der Linien des Flashspektrums erscheint, so können wir ihre Tiefe etwa auf 1" bis 2", also rund 1000 km, schätzen. Wir sehen aber, daß keine scharfe Grenze zwischen der umkehrenden Schicht und der Chromosphäre besteht, sondern daß beide stetig inein-

Umkehrende
Schicht.

ander übergehen. Demnach muß man die umkehrende Schicht als den tiefsten Teil der sichtbaren Chromosphäre betrachten, während die Protuberanzen die ganze Chromosphäre durchsetzen und über sie hinausragen. Umkehrende Schicht, Chromosphäre und Protuberanzen gehören daher eng zusammen.

Die Janssen-Lockyersche Methode zur Beobachtung der Chromosphäre und der Protuberanzen eröffnete für die Sonnenforschung eine ganz neue Ära. Die erste Aufgabe, welche zu lösen war, bestand darin, die Chromosphäre und die Protuberanzen möglichst genau spektralanalytisch zu untersuchen und die in diesen Gebilden enthaltenen chemischen Elemente festzustellen. Da die Methode auf einer möglichst vollständigen Abschwächung des diffusen Himmelslichtes beruht, so wird sie desto bessere Erfolge geben, je schwächer dieses Licht schon an sich ist. Die Bedingungen der Beobachtung werden daher auf hohen Bergen sehr viel günstiger sein als in der Tiefebene mit ihrer viel dichteren und dunstigeren Atmosphäre. Aus diesem Grunde stellte Young im Jahre 1872 in Sherman (Nordamerikanisches Felsengebirge, 2500 m) Beobachtungen an, die die Hauptquelle für unsere Kenntnis des Chromosphären- und Protuberanzenspektrums bilden. Noch günstiger als auf hohen Bergen sind allerdings die Bedingungen der Beleuchtung bei totalen Sonnenfinsternissen, wo man auch noch die allerschwächsten Linien erkennen kann. Im Chromosphärenspektrum sind stets und an allen Stellen der Chromosphäre elf helle Linien zu beobachten, darunter die fünf im sichtbaren Spektrum bekannten Linien des Wasserstoffes $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$, $H\epsilon$, drei Linien des Heliums, ferner die beiden als H und K bezeichneten Linien des Kalziums und endlich eine Linie im grünen Teile des Spektrums, die man bisher noch nicht im Spektrum eines irdischen Elements wiedergefunden hat. Diese fällt mit einer starken Fraunhoferschen Linie zusammen, die in der Kirchhoffschen Zeichnung des Sonnenspektrums bei dem Teilstrich 1474 der Kirchhoffschen Skala (= 5317 A. E.) zu sehen ist und daher als 1474 K bezeichnet wird. Außer diesen Linien, die stets im Chromosphärenspektrum zu beobachten sind, kommen stellenweise, örtlich und zeitlich wechselnd, noch eine große Anzahl anderer Linien mehr oder weniger häufig vor. Im allgemeinen wird das Spektrum der Chromosphäre desto reicher an Linien, je tiefere Schichten von ihr man untersuchen kann, je näher man also mit dem Spalte des Spektralapparates an die Grenze der Photosphäre im Sonnenbilde heranrückt. In neuester Zeit ist es Hale und Adams gelungen, das Spektrum von Chromosphärenschichten zu photographieren, die unmittelbar an der Photosphäre anliegen. Diese Bilder, die eine sehr große Anzahl von Linien enthalten, kann man als außerhalb einer Sonnenfinsternis gewonnene Photographien des Flashspektrums auffassen. Auf ihnen haben Adams und Burwell zwischen den Wellenlängen 4800 und 6600 ungefähr 1500 Linien gefunden und ausgemessen. Manchmal aber kann man auch in höheren Gegenden der Chromosphäre eine große Anzahl von Linien, ausnahmsweise bis zu mehreren Hundert auf einmal erblicken. Ebenso wie unter den Fraun-

Spektralanalyse
der Chromosphäre.

hoferschen Linien, so sind auch im Chromosphärenspektrum von den auf der Sonne vorkommenden Elementen keineswegs alle bekannten Linien zu finden, und die einzelnen Linien desselben Elements sind sehr verschieden häufig zu beobachten. Ferner sind auch hier wie bei den Fraunhoferschen Linien keineswegs alle Chromosphärenlinien mit bekannten Linien irdischer Elemente identisch. Von den mehr als 300 Linien, welche Young in der Chromosphäre gefunden hat, sind etwa 60, also 20%, gar nicht, viele andere nicht mit Sicherheit zu rekonoszieren, und nahezu der gleiche Prozentsatz findet sich bei den Linien der Photographien von Hale und Adams. Ebenso wenig wie bei den Fraunhoferschen Linien zwingt uns diese Tatsache hier, etwa anzunehmen, daß in der Chromosphäre eine große Anzahl auf der Erde unbekannter oder gar überhaupt nicht vorhandener Elemente zu finden sei.

Die Spektralanalyse der Protuberanzen führt zu dem gleichen Resultat. Genau dieselben Linien, welche immer in der Chromosphäre vorkommen, sind auch ausnahmslos in den Protuberanzen in annähernd dem gleichen Häufigkeitsverhältnis zu sehen. Die Zahl der in einer Protuberanz beobachteten Linien schwankt von den stets vorhandenen elf Linien bis zu vielen Hunderten. Hale und Deslandres haben auf photographischem Wege unsere Kenntnis des Protuberanzen- und Chromosphärenspektrums bis weit in das ultraviolette Spektralgebiet ausgedehnt.

Die Lockyersche Methode ist nicht bloß geeignet, um das Spektrum der Chromosphäre und der Protuberanzen festzustellen, sondern sie gibt auch ein Bild von der Ausdehnung und Gestalt dieser Erscheinungen. Dabei hat sich ergeben, daß die Chromosphäre sich als eine die Photosphäre umgebende Schicht von sehr ungleichmäßiger Dicke darstellt, deren Höhe zwischen 7000 und 11000 km schwankt. Im allgemeinen ist ihre Oberfläche eben und ruhig, das Licht nimmt von der Basis nach oben an Intensität ab, aber an ihrem oberen Ende ist sie ziemlich scharf begrenzt. Häufig jedoch läuft das Bild der Chromosphäre nach außen in eine große Anzahl kleinerer Strahlen oder unregelmäßig gestalteter Gebilde aus, oder sie erscheint auch wie mit Haaren, Borsten oder Grashalmen besetzt. Diese Grashalme erheben sich oft bis zur doppelten Höhe der normalen Chromosphäre. Wir können sie als kleine Protuberanzen auffassen, wie denn überhaupt zwischen den Erscheinungen der Chromosphäre und den Protuberanzen ein stetiger Übergang stattfindet.

Die Protuberanzen teilt man in zwei Klassen ein: die ruhenden und die eruptiven Protuberanzen. Obwohl diese Namen den Unterschied des Bewegungszustandes betonen, so ist doch nicht dieser als Einteilungsprinzip maßgebend, sondern vielmehr die spektrale Zusammensetzung. Als ruhende Protuberanzen bezeichnen wir diejenigen, welche das normale Protuberanzenpektrum zeigen, also im wesentlichen aus Wasserstoff, Kalzium und Helium bestehen. Die eruptiven Protuberanzen enthalten außer den elf Hauptlinien dieser drei Elemente noch andere Linien, wobei im wesentlichen Metalllinien in Betracht kommen. Daher werden sie auch metallische Protuberanzen

Spektralanalyse
der Protuberanzen.

Ausdehnung und
Gestalt der
Chromosphäre.

Ruhende und
eruptive
Protuberanzen.

zen genannt. Ihrem Namen entsprechend pflegen die ruhenden Protuberanzen nur langsame Veränderungen des Ortes und der Gestalt zu erleiden, während die eruptiven Protuberanzen häufig, wenn auch nicht immer, sehr heftige Bewegungen und sehr schnell wechselnde Formen aufweisen. Die Erhebung der Protuberanzen über den Rand der Photosphäre ist im allgemeinen für die ruhenden Protuberanzen erheblich größer als für die eruptiven, aber einzelne Eruptionsprotuberanzen erreichen eine größere Höhe als die höchsten ruhenden. Die Protuberanzen treten in außerordentlich vielen verschiedenen Ge-

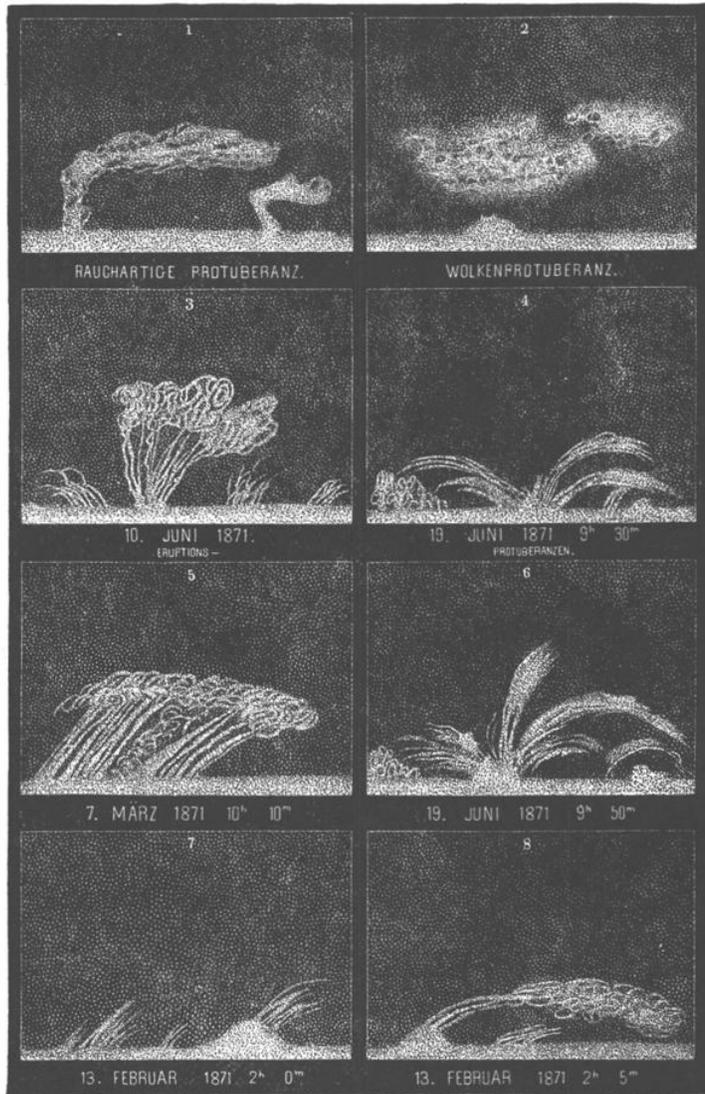


Fig. 34.

gestalten auf, unter denen Secchi drei Haupttypen unterscheidet, Haufenprotuberanzen, nebelartige Protuberanzen und Strahlenprotuberanzen. Haufenprotuberanzen sind haufenförmige Erhebungen der Chromosphäre, die meist nur eine Höhe von etwa 20000 km erreichen. Wenn sie noch niedriger sind, so erscheinen sie als einfache Anschwellungen der Chromosphäre. Über ihnen sieht man häufig wolkenartige Protuberanzen schweben; ebenso erscheinen sie häufig als der Ausgangspunkt strahlenförmiger Protuberanzen. Die nebelartigen sind die gewöhnliche Form aller Protuberanzen und kommen in sehr verschiedenen Gestaltungen vor, welche Secchi noch durch besondere Namen unterscheidet; sie erreichen meist sehr bedeutende Höhen, bis zu

130 000 km, und gehören ebenso wie die Haufenprotuberanzen in ihrer großen Mehrzahl zu den ruhenden Protuberanzen mit normalem Chromosphärenspektrum. Die Strahlenprotuberanzen bilden die gewöhnliche Form der Eruptionsprotuberanzen; sie sind seltene, nur kurz dauernde Erscheinungen von großem Glanze, welche häufig heller strahlen als die Chromosphäre selbst. In Fig. 34 sind einige Protuberanzen nach Zeichnungen von Secchi dargestellt. Nr. 4 und 6 sowie 7 und 8 zeigen, wie schnell die Eruptionsprotuberanzen oft ihr Aussehen ändern. Diese verschiedenen Typen und ihre Unterarten sind keineswegs streng voneinander geschieden, sondern sie gehen durch alle möglichen Zwischenstufen ineinander über. Häufig nimmt auch dieselbe Protuberanz in kurz aufeinanderfolgenden Zeiten Formen an, die verschiedenen Arten oder gar Typen angehören.

Wie die Form und Höhe, so ist auch die Ausdehnung und Dauer der Protuberanzen sehr verschieden, mindestens ebenso verschieden wie bei den Sonnenflecken. Man hat mitunter Protuberanzen beobachtet, deren Größe weit über die der Erde hinausgeht, es kommt häufig vor, daß die von einer Protuberanz eingenommenen Gebiete das Volumen der Erdkugel um ein Vielfaches übertreffen. Während die Eruptionsprotuberanzen oft nur wenige Minuten, selten mehr als zwei Stunden zu sehen sind, bleiben die ruhenden oft tage- und wochenlang am Leben, wobei auch ihre Gestalt häufig stunden- und tagelang im wesentlichen unverändert bleibt.

Protuberanzen-
statistik.

Eine genaue Statistik der Protuberanzen wird in Italien auf den Sternwarten von Rom und Catania seit 1871 möglichst täglich durchgeführt, auch an der vom Erzbischof Haynald zu Kalocsa in Ungarn gegründeten Sternwarte sind seit 1885 ununterbrochene Beobachtungsreihen im Gange. Aus diesen und anderen Beobachtungen folgt, daß die Protuberanzen im allgemeinen nicht wie die Flecke nur in bestimmten Zonen zu beobachten sind, sondern daß sie überall vom Äquator bis zu den Polen hin vorkommen. Die eruptiven Protuberanzen aber sind auf die gleichen Zonen beschränkt wie die Flecke, und ihr Häufigkeitsmaximum fällt mit dem der Flecke und Fackeln zusammen. Sie scheinen überhaupt mit den Flecken oder vielleicht noch mehr mit den die Flecke umgebenden Fackeln in naher Beziehung zu stehen. Dieser Zusammenhang zeigt sich auch in der schon erwähnten Tatsache, daß die Protuberanzen eine Periodizität der Häufigkeit und Ausdehnung zeigen, die mit der Periode der Flecke im wesentlichen übereinstimmt.

Protuberanzen-
photographien.

Auch auf photographischem Wege lassen sich Bilder der Protuberanzen herstellen, nicht bloß durch direkte Photographie bei den totalen Sonnenfinsternissen, sondern auch außerhalb der Finsternisse mit Hilfe der Spektralphotographie. Diese hat aber wirklich schöne Bilder erst geliefert, als man einen besonderen Apparat hierfür konstruiert hatte, den Spektroheliographen, der es gestattet, mit dem Lichte einer einzigen Spektrallinie Photographien der Sonne oder einzelner Stellen der Sonne herzustellen. Diese Methode, deren Idee wohl zuerst von Janssen 1869 ausgesprochen worden ist, wurde von Pater Braun (1873) und von Lohse (1881) ausführlich beschrie-

ben und von Deslandres (1891 und 1893) und von Hale (1892) zum ersten Male mit Erfolg angewendet.

Die gewaltigen Änderungen des Ortes und der Form der Eruptivprotuberanzen gehen so schnell vor sich, daß man diese Gebilde mit erstaunlicher Geschwindigkeit sich ausbreiten und fortbewegen sieht; 100 und 200 km in der Sekunde sind nichts Seltenes, mitunter kommen aber noch sehr viel größere Geschwindigkeiten, bis zu 800 km, vor. Diese ungeheuren Geschwindigkeiten zeigen sich nicht nur in der Aufwärts- und Seitenbewegung, sondern auch in der absteigenden Bewegung, und häufig ist ihre Größe und Richtung plötzlichen, ganz unregelmäßigen Veränderungen unterworfen. Sie sind von jeher der Gegenstand großer Verwunderung gewesen; so spricht Roscoe von der „beinahe unglaublichen Heftigkeit, mit welcher die Bewegungen in der Sonnenatmosphäre auftreten“. Es lag die Frage nahe, ob wirklich die leuchtenden Gasmassen selbst so schnelle Bewegungen ausführen, oder ob wir es nicht bloß mit einer Lichterscheinung zu tun haben, die sich in ruhenden oder langsamer bewegten Gasen mit großer Geschwindigkeit fortpflanzt. Man könnte etwa an einen sich explosionsartig fortpflanzenden Entzündungsvorgang oder eine schnell durch den Raum sich ausbreitende elektrische Leuchterregung denken. Aber alle diese Erklärungsversuche mußten verlassen werden infolge einer sehr merkwürdigen Erscheinung, welche Lockyer zuerst im Spektrum einer Protuberanz beobachtete. Mitunter nämlich zeigen die hellen Linien des Protuberanzspektrums eigentümliche Krümmungen, Verzerrungen und Verschiebungen. Schon lange ehe Lockyer seine Beobachtung machte, war eine Erklärung für diese Erscheinung gegeben durch das von Doppler schon 1842 ausgesprochene Dopplersche Prinzip, welches ganz allgemein für alle Arten von Wellenbewegungen gilt. Dieses Prinzip sagt aus, daß uns die Schwingungszahl einer Wellenbewegung verändert erscheint, wenn die Schwingungsquelle sich relativ zum Beobachter verschiebt. Nähert sie sich dem Beobachter, so erscheint die Schwingungszahl vergrößert; entfernt sie sich, so erscheint die Schwingungszahl verringert. Beim Licht muß sich diese Veränderung der Schwingungszahl durch eine Verschiebung der betreffenden Spektrallinie im Spektrum bemerkbar machen, und es ist leicht, aus der Größe dieser Verschiebung den Anteil der Geschwindigkeit der Lichtquelle zu berechnen, der in Richtung der Verbindungslinie zwischen ihr und dem Beobachter fällt, wie man kurz sagt, die radiale Geschwindigkeit der Lichtquelle. Aus den Verschiebungen, welche die Protuberanzlinien zeigen, haben wir also nach dem Dopplerschen Prinzip zu schließen, daß die das Linienspektrum ausstrahlenden Gase große Geschwindigkeiten in Richtung auf die Erde zu oder von ihr fort besitzen. Dabei hat sich für diese radialen Geschwindigkeiten der Protuberanzen die gleiche Größenordnung ergeben, zu welcher die direkten Beobachtungen für die transversalen Geschwindigkeiten geführt haben. Auch hier kommt man, wenn auch in seltenen Fällen, bis zu Geschwindigkeiten von 700 km in der Sekunde. Ähnliche Linienverschiebungen, wenn

Protuberanzgeschwindigkeiten und Linienverschiebungen

Dopplersches Prinzip.

auch in geringerer Größe, finden sich auch manchmal in der Chromosphäre. Außer den Verschiebungen zeigen die hellen Chromosphären- und Protuberanzenlinien noch andere Eigentümlichkeiten, nämlich Verbreiterungen, Umkehrungen und doppelte Umkehrungen, lauter Erscheinungen, die wir auch bei irdischen Lichtquellen beobachten können.

Spektrum der
Sonnenflecke.

Auch die Untersuchung des Spektrums der Sonnenflecke hat ergeben, daß dieses besondere Eigentümlichkeiten aufweist, die bei den verschiedenen Flecken in sehr verschiedener Weise hervortreten. Einige Fraunhofersche Linien sind verbreitert, verdoppelt oder von Fransen umsäumt, andere ohne merkliche Verbreiterung schwärzer als im gewöhnlichen Sonnenspektrum, noch andere sind schmaler und schwächer oder auch ganz verschwunden, und manche Linien sind im Fleckenspektrum sichtbar, die im gewöhnlichen Sonnenspektrum fehlen. Endlich sind in den Flecken auch Bandenspektren von Verbindungen (Magnesiumhydrid, Titanoxyd, Kalziumhydrid) zu beobachten, die im gewöhnlichen Sonnenspektrum nicht vorkommen. Durch Versuche, die namentlich von A. S. King in Pasadena mit leuchtenden Dämpfen im elektrischen Ofen ausgeführt worden sind, konnte nachgewiesen werden, daß sich viele dieser Veränderungen des Spektrums durch eine niedere Temperatur der Sonnenflecken gegenüber der übrigen Photosphäre erklären lassen. Da ferner das Spektrum der Sonnenflecken Ähnlichkeit mit demjenigen der Fixsterne vom III. Secchischen Typus hat, so darf man schließen, daß auch die Temperatur in den Flecken nahe der jener Sterne entspricht. Nach Wilsings neuesten Messungen beträgt diese etwa 3000° C. Lockyer glaubte aus dem Verhalten der Eisenlinien im Fleckenspektrum folgern zu müssen, daß die irdischen Elemente auf der Sonne in Urelemente zerlegt (dissociiert) seien. Verzerrungen und Verschiebungen von Linien, welche nach dem Dopplerschen Prinzip auf Bewegungen hinweisen würden, sind im Kern wohl ausgebildeter Flecke nur gering und lassen auf eine langsame Abwärtsbewegung der absorbierenden Gase schließen; bei den in schneller Bildung oder Umbildung begriffenen Flecken aber kann man häufig sehr starke Linienverschiebungen beobachten.

Korona.

An der Korona können wir nach Secchi drei verschiedene Teile unterscheiden, die jedoch nicht scharf voneinander getrennt sind, sondern ganz allmählich ineinander übergehen. Die erste Zone, die unmittelbar an der nur $10''$ bis $15''$ hohen Chromosphäre ansetzt, ist eine helle Sphäre von $3'$ bis $4'$ Höhe und leuchtet in silberweißem Glanze. Sie ist von der zweiten Zone umgeben, deren Helligkeit nach außen hin sehr schnell abnimmt und sich ohne sichtbare Grenze auf dem Hintergrund des bei der Sonnenfinsternis dunklen Himmels verliert. Beide Zonen werden durchsetzt von dem dritten in der Korona enthaltenen Gebilde, den Koronastrahlen, die aus einzelnen strahlenförmigen, aber nicht immer geradlinig verlaufenden Lichtlinien zusammengesetzt sind. Diese erstrecken sich bei den verschiedenen Finsternissen in sehr verschiedener Gestalt, Ausdehnung und Helligkeit mehr oder weniger weit in den Raum hinaus, mitunter bis zur doppelten Länge des

scheinbaren Sonnendurchmessers. Auch die beiden ersten Teile der Korona zeigen eine strahlige Struktur. Ebenso wenig, wie es möglich ist, die drei Teile der Korona scharf voneinander zu trennen, können wir bei den Beobachtungen eine scharfe Grenze zwischen den Erscheinungen der Korona und der Chromosphäre ziehen. Diese geht mit ihren kleineren und größeren Erhebungen und den aus ihr emporsteigenden Protuberanzen weit in die Koronaregion hinein, so daß es oft unmöglich ist zu unterscheiden, ob eine beobachtete Erscheinung in der Korona oder in der Chromosphäre mit ihren Protuberanzen ihren Sitz hat. Die Gestalt der Korona sowie die Lage und Ausdehnung der Koronastrahlen scheint je nach dem Stande der Sonnentätigkeit verschieden zu sein. In Jahren des Minimums scheint die Korona im allgemeinen besonders weit und kräftig in Richtung des Äquators ausgebildet zu sein, während an den Polen scharf begrenzte sogenannte Polarstrahlen erscheinen, in Jahren maximaler Sonnentätigkeit scheint sie am Äquator und an den Polen schwach zu sein, so daß sie sich einer mehr vier-eckigen Gestalt nähert. Jedoch sind alle diese Dinge noch nicht lange und eingehend genug untersucht, um ein sicheres Urteil zu gestatten. Eine Beobachtung oder photographische Aufnahme der Korona ohne Sonnenfinsternis ist trotz mannigfacher dahingehender Versuche bisher nicht gelungen.

Die erste erfolgreiche Beobachtung des Koronaspektrums gelang gleichzeitig Young und Harkness bei der Finsternis des Jahres 1869. Sie fanden das Spektrum kontinuierlich mit einer hellen Linie im Grünen, die mit der schon erwähnten Chromosphärenlinie $1474K$ zusammenzufallen schien. Diese Linie gehört dem Eisen an, und so kam man zu dem sehr merkwürdigen Resultat, daß das Eisen in der äußeren Sonnenatmosphäre vorherrschen müßte. Da dies sehr unwahrscheinlich ist, so glaubte Secchi schließen zu müssen, daß es sich um ein unbekanntes Element handle „oder um ein Gas, das die Eigenschaft hat, in den Poren des Eisens sich zu verdichten“. Dies unbekanntes Element erhielt den Namen Koronium. Erst im Jahre 1899 stellte es sich durch die genaueren Messungen von Fowler heraus, daß die grüne Koronalinie nicht mit der Chromosphärenlinie $1474K$ identisch ist, sondern ihr nur sehr nahe liegt ($\lambda = 5303$ A. E.). Außer dieser sind noch eine ganze Anzahl heller Linien in der Korona nachgewiesen, von denen einige dem Wasserstoff, Helium und Kalzium angehören. Im kontinuierlichen Spektrum der Korona sind die Fraunhoferschen Linien zu sehen; wir müssen also annehmen, daß sich in ihr reflektierende Partikeln befinden. Daher ist es auch nicht unmöglich, daß einige helle Linien des Koronaspektrums reflektierte Chromosphärenlinien sind. Außer dem reflektierten Sonnenspektrum scheint die Korona aber auch ein kontinuierliches Eigenspektrum auszustrahlen.

Korona-
spektrum.

Die bisher betrachteten Methoden gestatten nur einen kleinen Teil der Sonnenatmosphäre zu untersuchen. Die Photosphäre können wir zwar in der ganzen Ausdehnung ihrer der Erde zugekehrten Seite sehen, von der Chromosphäre und den Protuberanzen aber nur den sehr kleinen Teil, der über den

Spektr-
heliograph.

Rand der Sonnenscheibe hinausreicht. Das übrige Gebiet der Chromosphäre, welches in der uns sichtbaren Projektion etwa 50mal so groß ist als der über den Sonnenrand hinausragende Ring, war bis vor wenigen Jahren der Beobachtung vollkommen verschlossen. Daher konnte es Lockyer als eine neue Epoche der Sonnenphysik begrüßen, als eine Methode gefunden wurde, die das Studium der Chromosphäre in ihrer ganzen, der Erde zugekehrten Ausdehnung ermöglicht. Mit jedem Tage mehren sich die schönen Resultate dieser Methode, und sie scheint berufen, den ersten Platz unter allen Hilfsmitteln der Sonnenforschung einzunehmen. Der diesen Untersuchungen dienende Apparat ist der schon erwähnte Spektroheliograph, der ursprünglich zu dem Zweck konstruiert und angewendet worden ist, außerhalb der Finsternisse Photographien der über den Sonnenrand hinausragenden Chromosphäre mit ihren Protuberanzen herzustellen. Das Prinzip des Apparates ist folgendes. Das Bild der Sonne wird durch ein Fernrohr auf der Spaltebene eines Spektralapparates entworfen. Das Licht einer bestimmten Spektrallinie wird an der Stelle, wo das Spektrum auf der photographischen Platte entworfen wird, durch einen zweiten Spalt ausgeblendet, so daß nur dieses Licht auf die Platte fällt und auf ihr das monochromatische Bild desjenigen Teils der Sonne abzeichnet, der gerade auf dem ersten Spalt abgebildet wird. Durch eine mechanische Anordnung wird erreicht, daß gleichzeitig das Sonnenbild über den ersten Spalt und das monochromatische Spaltbild über die photographische Platte hinwandert. So entsteht auf dieser nach und nach mosaikartig ein vollständiges monochromatisches Bild der Sonne.

Kalziumbilder.

Am besten eignen sich für diesen Zweck die im violetten Teile des Spektrums gelegenen auffallend breiten Fraunhoferschen Linien *H* und *K*, welche dem Kalzium zugehören. Auf den so erhaltenen Bildern der Sonne zeigen sich ausgedehnte helle Gebiete, besonders rings um die direkt sichtbaren Sonnenflecke, aber auch vielfach ohne Zusammenhang mit diesen, und machen beim ersten Anblick den Eindruck, als ob sie mit den Fackeln übereinstimmen. Das ist aber zweifellos nicht der Fall. Vielmehr haben die hellen Stellen ihren Ursprung nicht in der Photosphäre, sondern in der Chromosphäre. Dies ergibt sich schon daraus, daß sie bedeutend größer sind als die Fackeln, und daß sie die Flecke manchmal ganz oder wenigstens teilweise überdecken. Die spektroheliographischen Bilder sind also als direkte Photographien der Chromosphäre zu betrachten. Je heller an einer Stelle der auf die Photosphäre projizierten Chromosphäre der Kalziumdampf leuchtet, desto heller sind dort die Linien *H* und *K*, und desto heller erscheint die betreffende Stelle in dem Spektroheliogramm; dieses stellt eine Karte dar, in welcher allein die Verteilung des Kalziumdampfes in der Chromosphäre angegeben ist. Wenn in der Regel die hellen Gebiete der so erhaltenen Bilder in einer nahen Beziehung zu den Fackeln stehen, so zeigt das nur, daß über den Fackeln im allgemeinen die Chromosphäre besonders reich an leuchtendem Kalzium ist. Wir wissen ja, daß Fackeln und Flecke häufig die Ausgangsstellen für Protuberanzen bilden, in denen die Kalziumlinien

besonders stark ausgebildet sind, und können uns daher über diesen Zusammenhang nicht wundern.

Hale hat den hellen Stellen der monochromatischen Bilder den Namen „focculi“ gegeben, wir wollen sie als „Flocken“ bezeichnen. Diese Flocken oder, wenn es sich speziell um die mit den Kalziumlinien hergestellten Bilder handelt, Kalziumflocken sind Gebilde von sehr verschiedener Größe. Auch in den großen fackelähnlichen Gebieten läßt sich eine gewisse Struktur erkennen, sie scheinen aus einzelnen kleinen Flocken zusammengesetzt. Die kleinsten erkennbaren Flocken reichen bis zu einer Größe von weniger als 1" herab und ähneln den Elementen in der Granulation der Photosphäre. Das durch den Spektroheliographen erhaltene Bild der auf die Sonnenscheibe projizierten Chromosphäre muß uns anders erscheinen als der kleine über den Sonnenrand hervorragende Teil derselben Sphäre, den allein man mit den älteren Methoden beobachten kann. Während wir diesen gleichsam im Profil sehen, wobei die höchsten Erhebungen am auffallendsten sind, erblicken wir die auf die Photosphäre projizierte Chromosphäre en face, und die höchsten Stellen verschwinden gegen die tiefer gelegenen, die bedeutend lichtstärker sind. Diese tiefer gelegenen Gegenden bis zu einer Schicht, die am Sonnenrande der scheinbaren Höhe von etwa 3" bis 4" entspricht, sind es, welche wegen ihrer überragenden Lichtintensität auf den Bildern fast allein zur Geltung kommen.

Außer mit den Kalziumlinien kann man auch mit einigen andern Linien Spektroheliogramme herstellen. Die so erhaltenen Bilder weisen in den Einzelheiten sehr bedeutende Unterschiede auf, welche zeigen, daß die betreffenden leuchtenden Elemente in verschiedener Weise in der Chromosphäre verteilt sind. Dabei ist auch zu beachten, daß wir die Sonnenatmosphäre in der Durchsicht betrachten, und daß die einzelnen Bilder daher in sehr verschiedenen Höhen der Sonnenatmosphäre ihren Ursprung haben können. So erklären sich auch die Besonderheiten, welche Bilder zeigen, die mit verschiedenen eng begrenzten Teilen der sehr breiten *H*- und *K*-Linien aufgenommen sind. Wenn man spektroheliographische Aufnahmen miteinander vergleicht, die mit derselben Spektrallinie auf genau die gleiche Weise in kurzen Zwischenräumen hintereinander ausgeführt worden sind, so bemerkt man deutlich auffallende Veränderungen in der Lage und Gestalt der Flocken von einer Aufnahme zur andern. Aber manche der größeren Flockengebiete und häufig auch kleinere Flocken von charakteristischer Gestalt und Gruppierung verändern sich so langsam, daß es mitunter möglich ist, sie von einem Tage zum andern zu verfolgen und ihre Lage auf der Sonnenscheibe festzustellen. Da sie sich mit der Sonne drehen, so bietet sich die neue, schon kurz erwähnte Methode zur Bestimmung der Sonnenrotation dar, die bis zu höheren Breiten der Sonne verwendbar ist als die früheren; neuerdings hat Kempf in Potsdam eine wertvolle Beobachtungsreihe dieser Art veröffentlicht.

Bei den schönen mit der roten Wasserstofflinie $H\alpha$ gewonnenen Spektro- Zeemaneffekt.

heliogrammen hat Hale zuerst beobachtet, daß die Flocken an vielen Stellen eine spiralförmige Anordnung zeigen, die auf eine Wirbelbewegung der das Licht emittierenden Gase schließen läßt. Hale kam zu dem Resultat, daß diese spiralförmige Anordnung der Flocken wahrscheinlich bei allen Sonnenflecken zu beobachten ist, aber auch an Stellen, wo kein Fleck vorhanden ist. Man hat aus verschiedenen Gründen darauf geschlossen, daß die Gase der Sonnenatmosphäre ionisiert sind, und daß dabei eine freie elektrische Ladung auftritt, daß also die Ionen der einen Art, in der äußeren Atmosphäre wahrscheinlich die negativ geladenen, in überwiegender Anzahl vorhanden sind. Nach den Prinzipien der Elektrodynamik aber sind bewegte ionisierte Gase gleichbedeutend mit einem elektrischen Strom, es muß von ihnen daher eine magnetische Wirkung ausgehen. Die Sonnenwirbel müssen demnach der Sitz magnetischer Kräfte sein, deren Kraftlinien parallel zur Wirbelachse verlaufen. Wenn wir in einen solchen Wirbel hineinsehen, so hat das zu uns gelangende Licht seinen Weg durch die im magnetischen Kraftfeld befindlichen selektiv emittierenden und absorbierenden Gase genommen. Es sind also die von Zeeman 1896 entdeckten Erscheinungen zu erwarten, die wir bei irdischen gasförmigen Lichtquellen beobachten, wenn sie sich in einem magnetischen Felde befinden. Die einfachste Form des Zeemaneffekts besteht darin, daß die Spektrallinien verdoppelt erscheinen, in zwei Komponenten gespalten, die aber nicht aus gewöhnlichem, unpolarisiertem Lichte bestehen, sondern von denen die eine rechts, die andere links zirkularpolarisiert ist. So erhält die schon erwähnte Erscheinung, daß im Spektrum der Sonnenflecke Linien, die wir sonst als einfach kennen, uns doppelt erscheinen, eine überraschende Erklärung. Hale konnte 1908 bei einer Anzahl solcher Doppellinien tatsächlich nachweisen, daß die eine Komponente rechts, die andere links zirkularpolarisiert war. Durch diese Haleschen Beobachtungen ist mit voller Bestimmtheit nachgewiesen, daß der Zeemaneffekt auf der Sonne vorhanden ist, und daß die Sonnenflecke — ob alle oder nur ein Teil von ihnen, steht noch dahin — als Sitz magnetischer Felder zu betrachten sind. Auch die Größe der magnetischen Feldstärke läßt sich aus dem Abstand der beiden Komponenten bestimmen. Hale fand bei den bisher untersuchten Linien Feldstärken bis 3000 Gauß. Daß diese magnetischen Felder auf der Sonne nicht dazu dienen können, durch ihre direkte magnetische Wirkung die Beziehungen der Sonnenflecke zum Erdmagnetismus zu erklären, ist schon oben bemerkt worden. Durch genauere Untersuchung des Zeemanphänomens auf der ganzen Sonnenoberfläche ist Hale 1913 zu der Anschauung geführt worden, daß die Sonne auch noch ein allgemeines Magnetfeld besitzt, welches aber bedeutend schwächer ist als das in den Flecken beobachtete. Es besteht eine vollkommene Analogie zwischen diesem Sonnenmagnetismus und dem Erdmagnetismus, die magnetischen Pole der Sonne scheinen nahezu mit den Polen der Rotation zusammenzufallen, und die Beziehung zwischen Rotationssinn und magnetischer Polarität ist die gleiche wie auf der Erde.

III. Strahlung und Temperatur der Sonne. Noch bleibt uns eine sehr wichtige Frage zu besprechen: die Frage nach der Temperatur der Sonne. Diese wurde früher von verschiedenen Forschern nach sehr unzuverlässigen Methoden geschätzt. Die Resultate lagen außerordentlich weit auseinander, sie schwankten zwischen 1600 und 10000000° C. Zuverlässige Anhaltspunkte hat erst der Ausbau der modernen Strahlungslehre gebracht, und so steht die Frage nach der Temperatur der Sonne jetzt im engsten Zusammenhang mit der Frage nach der von der Sonne ausgesandten Strahlungsenergie. Da die Sonnenstrahlung auf dem Wege zur Erdoberfläche die Erdatmosphäre durchlaufen muß, in der sie eine sehr beträchtliche Absorption erleidet, so ist die an der Erdoberfläche gemessene Energie der Sonnenstrahlung in hohem Maße von der augenblicklichen Beschaffenheit der Erdatmosphäre, also von den Einflüssen der Witterung, abhängig und ändert sich außerdem je nach dem Stande der Sonne.

Um in den Resultaten von diesen wechselnden Einflüssen frei zu werden, hat man als Maß der Sonnenstrahlung die Solarkonstante eingeführt, d. h. diejenige Wärmemenge, gemessen in Grammkalorien, die von der Sonne in ihrem mittleren Abstand von der Erde während einer Minute bei senkrechter Einstrahlung auf eine Fläche von 1 qcm einfallen würde, wenn die Erde keine Atmosphäre hätte. Diese Größe ist allerdings leichter zu definieren als zu messen. Da man die Erdatmosphäre nicht beseitigen kann, so muß man die Aufgabe in zwei Teile spalten, zuerst muß man die auf eine gegebene Fläche auf der Erde einfallende Energie möglichst genau messen, sodann muß man den Betrag der Energie zu bestimmen suchen, der in der Erdatmosphäre absorbiert wird. Der erste Teil der Aufgabe ist prinzipiell sehr einfach zu lösen. Wir lassen die Sonnenstrahlung auf einen Körper fallen, der sie möglichst vollständig absorbiert, und messen die dem Körper während einer gewissen Zeit zugeführte Wärmemenge. In der Praxis bietet die Ausführung allerdings große Schwierigkeiten; man hat zu diesem Zweck eine Reihe besonderer Apparate konstruiert, die man als Aktinometer oder Pyrheliometer bezeichnet. Eine noch viel größere Schwierigkeit aber liegt im zweiten Teil der Aufgabe, in der Elimination der Wirkung der Erdatmosphäre. Man geht dabei allgemein auf die bekannte Extinktionsformel zurück, welche die Abhängigkeit der Schwächung des Lichts von der Länge der durchstrahlten Schicht des lichtschwächenden Mediums angibt. Indem man die Sonnenstrahlung zu verschiedenen Tageszeiten mißt, so daß das Licht sehr verschieden lange Wege in der Erdatmosphäre zurückzulegen hat, kann man den Einfluß der Schwächung in der Atmosphäre schätzen und den Wert der Solarkonstante bestimmen. Dabei wird die Gefahr einer fehlerhaften Bestimmung um so größer, je größer die durch die Erdatmosphäre verursachte Schwächung ist; daher haben viele Beobachter möglichst hohe Beobachtungsstationen gewählt. Einen andern Weg hat Langley eingeschlagen. Die frühere Anwendung der Extinktionsformel litt an einem prinzipiellen Mangel; die Formel gilt nämlich nach der Theorie nur für homogenes

Temperatur
der Sonne.

Solarkonstante.

Aktinometer und
Pyrheliometer.

Licht, sie wurde aber auf die ganze von der Sonne ausgehende Strahlung angewendet, die keineswegs homogen ist, sondern aus einer unzähligen Menge verschiedener Wellenlängen, vom äußersten Ultrarot bis zum äußersten Ultraviolett, besteht. Um also theoretisch richtig zu verfahren, müssen wir den Einfluß der Absorption der Erdatmosphäre für jede einzelne homogene Strahlung gesondert feststellen und dann die für die einzelnen Strahlen gewonnenen Resultate kombinieren.

Energie-
verteilung
im Sonnen-
spektrum.

Dazu müssen wir aber zunächst wissen, welchen Anteil die einzelnen homogenen Strahlen an der Gesamtstrahlung der Sonne haben. Diese Frage, die zuerst 1870 von Lamansky untersucht worden ist, hat Langley in ausgezeichneter Weise gefördert mit Hilfe seines Spektralbolometers, das er später zu einem selbstregistrierenden Apparat, dem Bolographen, ausgestaltet hat. Dieser Apparat liefert die sogenannten Bologramme, Kurven, welche die Verteilung der Energie der Sonnenstrahlung unter die verschiedenen Wellenlängen darstellen. Wenn man nun bei verschiedenem Sonnenstande rasch hintereinander solche Bologramme aufnimmt und gleichzeitig mit Hilfe eines Aktinometers die Gesamtstrahlung mißt, so erhält man aus den Bologrammen die Korrektion, die man an den durch das Aktinometer gemessenen Werten anzubringen hat, um den Einfluß der Erdatmosphäre zu eliminieren, und gewinnt so die Solarkonstante.

Resultate.

Abbot und Fowle, welche diese Methode verbessert und vielfach angewendet haben, geben als wahrscheinlichsten mittleren Wert der Solarkonstante 1,93 cal., also rund 2 cal. an. Nach ihren Beobachtungen kann es kaum mehr einem Zweifel unterliegen, daß diese „Konstante“ von einem Tage zum andern kleine Veränderungen erleidet, außerdem aber ändert sie sich auch im Laufe der Jahre. Sie scheint vom Stande der Sonnentätigkeit abzuhängen, und zwar soll sie zu Zeiten des Maximums der Sonnenfleckenperiode größer sein als beim Minimum. Jedoch bedürfen diese Schlüsse noch der Bestätigung durch längere, von verschiedenen Stationen gleichzeitig ausgeführte Beobachtungen.

Effektive
Sonnen-
temperatur.

Wenn die Solarkonstante bekannt ist, so läßt sich daraus mit Hilfe der Strahlungsgesetze ein Schluß auf die Temperatur derjenigen Region der Sonne ziehen, von welcher die Strahlung im wesentlichen ausgeht, also der Photosphäre. Zunächst läßt sich mit großer Genauigkeit eine Größe bestimmen, die Violle als effektive Sonnentemperatur bezeichnet hat, d. h. die Temperatur eines „absolut schwarzen Körpers“ von der scheinbaren Größe der Sonne, welcher uns die gleiche Strahlungsenergie zusenden würde wie die Sonne. Ein absolut schwarzer Körper ist nach Kirchhoffs Definition ein solcher, welcher alle auf ihn fallende Strahlung vollständig absorbiert, also Strahlung weder reflektiert noch hindurchläßt. Aus dem Stefanischen Gesetz, welches aussagt, daß die Gesamtstrahlung des schwarzen Körpers mit der vierten Potenz der absoluten Temperatur fortschreitet, ergibt sich diese effektive Sonnentemperatur zu etwa 5600° C. Andere Schätzungen der Sonnentemperatur auf Grund der Strahlungsgesetze führen zu

Zahlen der gleichen Größenordnung. Die wahre Sonnentemperatur ist sicher nicht kleiner als die effektive. Wir können mit großer Wahrscheinlichkeit schließen, daß sie nicht mehr als 10000°C . betragen kann. Wir hätten sie also zwischen die Werte 5600 und 10000°C . eingeschlossen, wahrscheinlich liegt sie dem ersten Werte erheblich näher als dem zweiten. Dabei müssen wir immer im Auge behalten, daß das die mittlere Temperatur einer bestimmten Schicht der Sonne, der Photosphäre, ist. Nach innen und außen ändert sich die Temperatur in unbestimmbarer Weise, aber höchstwahrscheinlich sehr schnell, so daß im Innern der Sonne zweifellos ganz unvorstellbar hohe Temperaturen herrschen. Die höchste mit unsern experimentellen Mitteln bis vor kurzem herstellbare Temperatur, die des elektrischen Kohlebogens, beträgt etwa 3700° ; neuerdings hat O. Lummer bei unter hohem Druck brennenden Bogenlampen Temperaturen erzeugt, welche die effektive Sonnentemperatur zu übertreffen scheinen.

Wahre Sonnen-
temperatur.

Wenn wir als Wert der Solarkonstante $S = 2$ zugrunde legen, so ist es leicht, die Energiemengen zu berechnen, welche die Sonne der Erde dauernd zusendet. Die im Laufe eines Jahres auf die Erdoberfläche fallende Wärme würde ausreichen, um eine Eishülle von etwa 40 m Dicke rings um die Erde zu schmelzen. Wenn wir die durch die Sonnenstrahlung der Erde zugeführte Leistung berechnen, so erhalten wir die gewaltige Zahl von 250 Billionen Pferdestärken. Mit Recht bewundern wir die großartigen Erfolge der modernen Technik, der es gelungen ist, viele Tausende von Pferdestärken an dünnen Drähten Hunderte von Kilometern weit zu übertragen. Hier sehen wir täglich vor unsern Augen, ohne zu erstaunen, eine unvergleichlich größere Leistung von der Natur verrichtet, eine Kraftübertragung von 250 Billionen Pferden auf die riesige Entfernung von 150 Millionen Kilometern, und das alles, die kühnsten Phantasien der fortgeschrittensten Ingenieure übertreffend, ohne Draht, allein fortgetragen durch die unsichtbaren Schwingungen der den Weltraum durchziehenden Ätherwellen.

Energie-
strahlung
der Sonne.

Aber diese gewaltige Energieströmung bildet nur einen verschwindend kleinen Teil der ganzen von der Sonne in Form von Strahlung ausgesandten Energie. Es läßt sich leicht berechnen, daß von der Sonne dauernd in das Weltall ein Energiestrom hineingeht, der einer Leistung von nicht weniger als 580000 Trillionen Pferdestärken entspricht. Wenn die Sonne diesen ungeheuren Wärmeverlust aus ihrem Wärmeverrat decken müßte, so würde ihre Temperatur jährlich um mehr als 1° sinken. Nun können wir aus den geologischen Tatsachen schließen, daß das organische Leben auf der Erde viele Millionen Jahre alt ist; in dieser Zeit hat sich die Sonnenstrahlung sicher nicht so bedeutend geändert, wie es einer Temperaturerniedrigung von vielen Millionen Graden entspricht. Vielmehr spricht alle Erfahrung dafür, daß die Sonnentemperatur im wesentlichen unverändert geblieben ist. Die Sonne muß also ein Mittel besitzen, den durch Ausstrahlung verursachten Verlust ganz oder zum Teil wieder auszugleichen, also ein Mittel zur Erzeugung von Wärme.

Energiequellen
der Sonne.
Meteore und
Kontraktion.

Eine solche, physikalisch mit voller Sicherheit begründete Quelle der Sonnenwärme hat Julius Robert Mayer, der Entdecker des mechanischen Äquivalents der Wärme, aufgedeckt. Sie besteht in der kinetischen Energie der Meteore, welche auf die Sonne auffallen. Eine genauere Rechnung ergibt aber, daß die vorhandenen Meteor Mengen nicht im entferntesten ausreichen, um den Wärmeverlust der Sonne zu decken. Eine andere mechanische Theorie hat Helmholtz aufgestellt, er macht darauf aufmerksam, daß die Sonnenkugel infolge der Gravitation sich immer mehr zusammenziehen muß, und daß dieses langsame Fallen der Massen nach dem Zentrum hin eine dauernde Wärmeerzeugung verursacht. Diese allmähliche Zusammenziehung der Sonne bildet den eigentlichen Grundgedanken der Kant-Laplaceschen Hypothese über die Entstehung des Sonnensystems. Danach soll die ganze in der Sonne und ihren Trabanten vorhandene Materie ursprünglich in Form eines rotierenden Urnebels den ganzen von dem Sonnensystem eingenommenen Raum erfüllt haben. Durch die Gravitation hat sich der Urnebel immer weiter und weiter zusammengezogen, und infolge der Zentrifugalkraft der Rotation sind nach Laplace nach und nach die Planeten aus ihm ausgestoßen worden. Der bei weitem größte Teil der ursprünglichen Masse bildet den Sonnenkörper. Helmholtz hat berechnet, daß eine Verringerung des Sonnenradius um 75 m jährlich genügen würde, um den Strahlungsverlust zu ersetzen, das würde im Laufe von 29500 Jahren erst eine Verkleinerung des scheinbaren Sonnenradius um eine Bogensekunde bedeuten, also weit unter der Grenze astronomischer Wahrnehmbarkeit bleiben. Die Wärme, welche die Sonne bei ihrer Zusammenziehung aus dem Urnebel bis zu ihrem heutigen Zustande erzeugt hat, würde ausgereicht haben, ihren Strahlungsverlust nicht weniger als 22 Millionen Jahre der Vergangenheit zu decken, und bis die Sonne die Dichtigkeit der Erde erreicht, könnte sie noch weitere 17 Millionen Jahre die gleiche Wärmemenge ausstrahlen wie jetzt. Die bezeichneten gewaltigen Zeiträume erscheinen aber immer noch nicht genügend groß, um das von den Geologen aus den Theorien über die Vergangenheit der Erde gefolgerte Alter der Sonne zu ergeben, sie könnten aber zu beträchtlich höheren Werten gebracht werden, wenn man einer in den letzten Jahren aufgefundenen Energiequelle auf der Sonne einen Platz einräumt.

Radium.

Curie und Laborde haben zuerst gezeigt, daß das Radium fortdauernd Wärme erzeugt, so daß 1 g Radium in der Stunde 138 g cal. Wärme abgibt, ein Betrag, der sich im Laufe der Zeit nicht meßbar ändert. Es ist sehr wahrscheinlich, daß die Quelle dieser Energie im Zerfall der Atome besteht. Da eines der Zerfallprodukte des Radiums das Helium ist, dessen Spektrum eine so große Rolle in der Sonnenstrahlung spielt, so können wir schließen, daß das Innere der Sonne reich an Radium ist, und wir hätten daher auf der Sonne möglicherweise eine Energiequelle von ungeheurer Größe, die wohl geeignet wäre, die Sonnenstrahlung viele Millionen von Jahren zu unterhalten. W. E. Wilson hat berechnet, daß ein Gehalt von 3,6 g Radium im Kubikmeter der Sonne erforderlich wäre, um die ganze von der Sonne

ausgestrahlte Wärmemenge zu liefern. Freilich wissen wir nicht, wie sich das Radium bei so hohen Temperaturen verhält, ob es dabei überhaupt bestehen und Wärme aussenden kann, und es ist daher ganz unmöglich, den Einfluß des Radiums und der anderen radioaktiven Substanzen auf das Alter der Sonne und die Dauer ihres Fortbestehens auch nur in der rohesten Annäherung zu schätzen.

Die Frage nach dem Ersatze der der Sonne durch Strahlung entzogenen Wärme und nach der Dauer des Fortbestandes in dem jetzigen Zustand ist deshalb von außerordentlicher Tragweite, weil das gesamte Leben der Erde allein durch die Energie erhalten wird, die uns die Sonne zustrahlt. Wenn die Sonnenstrahlen auf die Erdoberfläche fallen, so werden sie von ihr zum großen Teile absorbiert. Die in ihnen enthaltene strahlende Energie wird in Wärme verwandelt. Die so erwärmte Erdoberfläche gibt einen Teil dieser Energie an die über ihr lagernden Luftschichten ab, sie erwärmen sich und steigen in die Höhe. So entstehen die gewaltigen Luftströmungen, welche die klimatischen Verhältnisse der Erde regeln, die als Winde dem Schiffer die Segel schwellen und dem Müller die Mühle treiben, die aber auch als Orkane ganze Städte zu vernichten und die Baumriesen des Urwaldes zu knicken vermögen. An der Oberfläche des Meeres peitschen die Winde das Wasser und erregen die gewaltigen, oft Verderben bringenden Wellen des Ozeans. Die regelmäßigen Winde, die in vielen Gegenden des Weltmeeres vorherrschen, setzen das Wasser allmählich in immer größeren und größeren Tiefen in Bewegung und erzeugen so die großen regelmäßigen Meeresströmungen, die neben den Luftströmungen den wichtigsten Faktor für die Regelung der klimatischen Verhältnisse der Erde darstellen. Und wenn wir in unseren Gegenden uns eines wesentlich mildereren und fruchtbareren Klimas erfreuen, als es in den gleichen Breiten von Nordamerika herrscht, so verdanken wir das der Fürsorge der Mutter Sonne, welche den Golfstrom in Bewegung setzt und uns so einen Teil der Wärme, den sie uns nicht direkt zustrahlen kann, durch die ihr dienstbaren Geister des Wassers zuführt. Mit der Luft zugleich hebt die Sonne gewaltige Wassermengen in die Höhe, welche sie an der Oberfläche der irdischen Gewässer durch die Kraft ihrer Strahlung zur Verdunstung bringt. Der so entstandene Wasserdampf kondensiert sich dann zu Wolken, schlägt sich als Regen nieder und schafft die Grundbedingungen für die Vegetation und alles tierische Leben. Ein Teil der Niederschläge speist die Quellen der Bäche und Ströme, und so wird die Kraft, die wir in Wasserfällen und schnellströmenden Flüssen zu mannigfacher nützlicher Arbeit verwenden, dadurch dem Wasser verliehen, daß es durch die Wirkung der Sonnenstrahlen auf große Höhen gehoben und in den Stand gesetzt wird, beim Herabfallen wieder Arbeit zu leisten. Alle diese Naturkräfte stellen also eine unmittelbare Umwandlung der Arbeitskraft dar, welche vorher in den Sonnenstrahlen in Form strahlender Energie vorhanden war, und sie alle würden aufhören und versiegen, wenn sie nicht dauernd von der Sonne gespeist und erhalten würden.

Die Sonnenstrahlung als Quelle alles irdischen Lebens.

Aber auch das organische Leben zieht seine Kraft unmittelbar aus der Sonne. In den Pflanzenzellen wird der Kohlenstoff assimiliert, d. h. er wird aus der Kohlensäure der Luft reduziert und in Form von organischen Verbindungen in den Körper der Pflanzen übergeführt. Zur Reduktion der Kohlensäure ist chemische Arbeit nötig, und diese wird von den Sonnenstrahlen geleistet, welche in der Pflanzenzelle absorbiert werden. Die in den Pflanzen aufgespeicherten organischen Stoffe sind es auch, aus denen die Tiere direkt oder indirekt ihre Nahrung ziehen, und die Wärme, die Tiere und Menschen beim Lebensprozeß verbrauchen, entsteht lediglich durch die Verbrennung der Kohlenstoffverbindungen, die sie aus den Pflanzen aufgenommen haben und die in der Pflanzenzelle durch die Kraft der Sonnenstrahlen gebildet worden sind. Andererseits sind aus den Pflanzenkörpern im Laufe der Jahrtausende zum Teil große Kohlenlager geworden, und wenn wir diese jetzt ausnutzen und die Kohle verbrennen, um unsere Wohnungen zu heizen und die wichtigste Triebkraft für unsere industriellen Unternehmungen zu gewinnen, so ist die Wärme, die wir damit nutzbar machen, in der Energie der Sonnenstrahlen enthalten gewesen und vor Jahrtausenden mit diesen Strahlen zur Erde gelangt. Wenn diese Kohlenvorräte einst aufgezehrt sein werden, so werden unsere Nachfahren höchstwahrscheinlich dazu übergehen müssen, die Sonnenstrahlung direkt zur Heizung ihrer Wohnungen und zum Betrieb ihrer Werkstätten zu benutzen.

IV. Sonnentheorien. Schon aus der kurzen hier gegebenen Übersicht über die wichtigsten auf der Sonne beobachteten Erscheinungen geht wohl zur Genüge hervor, wie ungeheuer das Forschungsmaterial ist, das im Laufe der Zeit zusammengetragen worden ist. Wir wollen jetzt noch kurz die Versuche betrachten, die gemacht worden sind, um die Gesamtheit der Beobachtungstatsachen möglichst zu einem einheitlichen Bilde zu vereinigen. Das ist freilich nur sehr unvollständig gelungen, und man muß sagen, daß das Ziel immer entfernter erscheint, je mehr Einzeltatsachen von der Sonne bekannt werden. Besonders erschwert wird die Aufgabe dadurch, daß wir uns auf das Studium der Photosphäre und der darüberliegenden Schichten beschränken müssen, der ganze gewaltige Sonnenball innerhalb der Photosphäre ist unserer Beobachtung entzogen.

Ältere
Anschauungen.

Die von den älteren Naturforschern vertretene Ansicht über das Wesen der Sonne fußte auf der Beobachtung der Sonnenflecke und schuf sich das Bild der Sonne nach dem Vorbild der Erde. Sie geht wohl auf Dominicus Cassini (um 1670) zurück. Nach ihm besteht die Sonne aus einem dunklen festen Kern, der von einem Lichtozean, der uns sichtbaren Sonnenscheibe, umgeben ist. Die Sonnenflecke erklären sich dadurch, daß die obere Schicht dieses Ozeans stellenweise infolge gewaltsamer Bewegungen zerrißt und den Ausblick auf die Berggipfel des dunklen Kerns eröffnet. Die Annahme des dunklen Sonnenkerns wurde endgültig erst durch die Resultate der Spektralanalyse beseitigt. Diese führte zu der Anschauung, daß rings um

Kirchhoffs
Theorie.

die wie ein fester oder flüssiger Körper weißleuchtende Photosphäre eine Schicht glühender Gase sich befindet, ebenso wie die feste Erdkugel von einer gasförmigen Atmosphäre umgeben ist. Die äußeren Bedingungen allerdings sind in beiden Fällen sehr verschieden, die Temperatur ist an der Sonnenoberfläche, wie man aus der blendenden Helligkeit unmittelbar ersieht, eine so hohe, wie wir sie mit unseren irdischen Hilfsmitteln überhaupt nicht zu erreichen vermögen, und auch der Druck und die Dichte der Atmosphäre kann in der Photosphäre von ganz anderer Größenordnung sein als an der Erdoberfläche. Auch ihre chemische Zusammensetzung ist eine ganz andere. Die Sonnenatmosphäre besteht nicht aus atmosphärischer Luft, sondern aus einem Gemisch sehr zahlreicher Elemente in gasförmigem Zustande, die nach unseren Kenntnissen nur bei sehr hohen Temperaturen in diesem Zustande bestehen können. Das ist die Grundanschauung von der Konstitution der Sonne, wie sie Kirchhoff 1861 entwickelt hat. Er führte auch im einzelnen die Analogie zwischen Erd- und Sonnenatmosphäre weiter. Wie in der Erdatmosphäre lokale Temperaturerniedrigungen eintreten, die zur Wolkenbildung führen, so werden auch in der Sonnenatmosphäre stellenweise sich Wolken bilden, die allerdings nicht aus Wassertropfen bestehen, sondern aus Tropfen derjenigen Elemente, deren Siedepunkt am höchsten liegt. Auf diese Weise erklärt Kirchhoff die Bildung der Sonnenflecke. Nach Zöllner soll das, was wir gewöhnlich als Photosphäre erblicken, nicht die Oberfläche der feuerflüssigen Sonnenkugel sein, sondern eine in einiger Entfernung darüber lagernde Wolkenschicht. Nur manchmal entstehen Öffnungen in der Wolkenschicht, und dann kühlen sich die darunter befindlichen Stellen der Sonnenoberfläche durch Ausstrahlung so weit ab, daß sich auf dem feurigen Meere feste Substanzen, Schlacken, bilden, welche die Kerne der Sonnenflecke bilden sollen. Die Höfe sind Kondensationswolken, die in gewisser Höhe darüber die Küsten dieser Schlackeninseln umgeben sollen.

Die Annahme eines festen oder flüssigen Sonnenkerns ist nur schwer mit dem für die mittlere Dichte der Sonne gefundenen Werte zu vereinigen, der, wie wir gesehen haben, nur etwa ein Viertel der mittleren Dichte der Erde beträgt. Außerdem ist es sehr wahrscheinlich, daß die Temperatur der Sonne höher liegt als die kritische Temperatur aller irdischen Stoffe, d. h. diejenige Temperatur, oberhalb deren auch die allergrößten Drucke nicht genügen, um die Substanz aus dem gasförmigen in den flüssigen oder festen Zustand überzuführen. So kam es, daß bald nachdem Andrews seine grundlegenden Versuche über den kritischen Zustand der Kohlensäure bekannt gegeben hatte, Frankland und Lockyer sowie Secchi die alte Annahme des feuerflüssigen oder festen Sonnenkerns aufgaben und zu der Anschauung übergingen, daß wir den Sonnenkern als gasförmig, die Sonne also im wesentlichen als einen ungeheuren Gasball zu betrachten haben. Diese Ansicht ist wohl jetzt ganz allgemein angenommen. Nur über die Frage nach dem Ursprung des weißen Lichts der Photosphäre herrscht noch Uneinigkeit.

Zöllners Theorie.

Die Sonne als Gasball.

Das weiße Licht der Photosphäre.

Viele Forscher sind der Ansicht, daß die Gase unter so hohen Drucken, wie sie im Sonneninnern infolge der Gravitation herrschen müssen, ebenso wie feste und flüssige Körper ein kontinuierliches Spektrum aussenden, und diese Ansicht wird nicht bloß durch eine Reihe experimenteller Untersuchungen gestützt, sondern sie folgt auch aus den physikalischen Anschauungen über das Wesen der Lichtemission. Andererseits ist vielfach die Ansicht ausgesprochen worden, daß die Photosphäre eine Unterbrechung in dem Gasozeane der Sonne darstellt und aus einer zusammenhängenden Wolkenschicht besteht, zusammengesetzt aus kleinen Tropfen der am schwersten verdampfenden Elemente.

Schmidtsche
Sonnentheorie.

Wenn wir von dieser durch nichts gebotenen Annahme absehen und die Sonne als einheitlichen Gasball betrachten, so müssen in ihm Druck und Temperatur von innen nach außen kontinuierlich abnehmen. Es wäre also zu erwarten, daß die Sonnenscheibe am Rande ganz allmählich an Helligkeit abnimmt und stetig in den dunklen Himmel übergeht. So entsteht die große Schwierigkeit, die Erscheinung des scharf begrenzten Sonnenrandes zu erklären.

Der erste, der diese Schwierigkeit deutlich erkannt und der zugleich einen Weg angegeben hat, sie zu überwinden, war August Schmidt (1891). Die Schmidtsche Sonnentheorie beruht auf der den Astronomen wohlvertrauten Erscheinung der astronomischen Refraktion. Infolge der von oben nach unten zunehmenden Dichte der Erdatmosphäre verfolgt das Licht in ihr nicht geradlinige, sondern gekrümmte Bahnen, und das gleiche muß auch in der Sonnenatmosphäre eintreten. Aus dieser Strahlenkrümmung konnte Schmidt unter gewissen Annahmen über das Dichtegefälle auf der Sonne ableiten, daß dem außenstehenden Beobachter der Sonnenrand scharf begrenzt erscheinen muß, auch wenn die Helligkeitsabnahme von dem weißleuchtenden Sonnenkern zu den nur schwach mit einem Linienspektrum leuchtenden Schichten der äußeren Sonnenatmosphäre ganz stetig und allmählich erfolgt. Im Lichte dieser Theorie erscheint der Sonnenrand nicht als reale Grenze zwischen zwei ganz verschiedenen leuchtenden Teilen der Sonne, sondern als optische Täuschung, hervorgebracht durch die Strahlenbrechung auf der Sonne. Der Durchmesser des weißleuchtenden Teils erscheint dabei bedeutend vergrößert, und so würde sich die geringe mittlere Dichte der Sonne daraus erklären, daß man ihr Volumen infolge der optischen Täuschung früher zu groß angenommen hat. Vom geometrisch-optischen Standpunkt ist die Schmidtsche Theorie vollständig einwandfrei, dagegen sind Bedenken berechtigt, ob das Resultat nicht durch die Absorption der Lichtstrahlen in der Sonnenatmosphäre ganz oder zum Teil illusorisch gemacht wird.

Schwarzschilds
Erklärung
des scharfen
Sonnenrandes.

Sehr viel einfacher erklärt Schwarzschild die Erscheinung des scharfen Sonnenrandes. Wenn wir die Sonne als eine Gaskugel auffassen, so können wir die Gesetze der Thermodynamik auf sie in der einfachen und wohlbekannten Form anwenden, die sie für Gase annehmen. Durch solche thermodynamische Betrachtungen kommt Schwarzschild 1906 zu dem Resultat, daß

bei einer derartigen Gaskugel Temperatur und Dichte ganz außerordentlich schnell von innen nach außen abnehmen müssen. Nach ihm ist zu erwarten, daß auf eine Niveaudifferenz von 30 km eine Abnahme der Temperatur von etwa 10000° auf 5300° und der Dichte von 18,5 auf 0,5 stattfindet. Da die Helligkeit der kontinuierlichen Lichtemission mit zunehmender Temperatur und Dichte ganz enorm steigt, so muß der Abfall der Helligkeit von innen nach außen noch viel rapider vor sich gehen, so daß bei der starken Verkleinerung, unter der wir alle Sonnenphänomene beobachten, der Übergang von der weißleuchtenden Sonnenscheibe zur äußeren Atmosphäre als plötzlich und diskontinuierlich erscheinen muß. Bei dieser Theorie stößt jedoch die Erklärung der geringen mittleren Dichte der Sonne auf Schwierigkeiten.

Besonders eingehend hat sich Emden mit der Anwendung der Thermo-Emdens Theorie. dynamik auf die Theorie des gasförmigen Sonnenballs beschäftigt. Er leitet unter Berücksichtigung der Sonnenrotation her, daß sich, zumal in den äquatorialen Gegenden der Sonne, häufig Wirbel bilden müssen, die in der Tiefe beginnend sich nach außen hin fortpflanzen. Schon viele ältere Beobachter, wie Faye, Reye und Spörer, hatten die Ansicht vertreten, daß die Sonnenflecke als Wirbelbewegungen aufzufassen sind, und so sieht auch Emden in den von ihm theoretisch abgeleiteten Wirbeln die Ursache der Sonnenflecke. Viele Forscher haben die Bildung der Sonnenflecke auf absteigende Strömungen in der Sonnenatmosphäre zurückgeführt. Da jeder Wirbel in der Richtung seiner Achse eine Saugwirkung ausübt, so muß sich über ihm in der Atmosphäre eine absteigende Strömung bilden, und so würde auch diese Theorie der Fleckenbildung mit der Emdenschen Wirbeltheorie im Einklang sein. Auch die charakteristische Verteilung der Flecke auf der Sonne vermag Emden aus seiner Theorie herzuleiten, dagegen ist es weder ihm noch anderen gelungen, die Periodizität der Sonnentätigkeit in befriedigender Weise zu erklären.

Den letzten größeren Fortschritt in der Sonnentheorie verdanken wir den Untersuchungen von A. S. Eddington über das Strahlungsgleichgewicht der Sterne. Um für jeden Punkt im Innern des ungeheuren Gasballes den Wert der drei den Zustand des Gases bestimmenden Größen Druck, Temperatur und Dichte ermitteln zu können, müssen uns drei physikalische Gesetze gegeben sein, die diese Größen verknüpfen. Das erste ist das für ideale Gase geltende Gesetz von Mariotte und Gay-Lussac oder besser die allgemeiner gültige Van der Waals'sche Zustandsgleichung. Als zweites Gesetz hatte zuerst Schwarzschild (1906) das Gleichgewicht der Strahlung nach dem Kirchhoffschen Satze herangezogen: jedes Teilchen muß im Gleichgewichtszustande ebensoviel Energie abgeben, wie es von seiner Umgebung empfängt. Als drittes Gesetz hatte man früher stets das des mechanischen Gleichgewichts benutzt, nach welchem der innere Druck des Gases an jeder Stelle gleich dem Gewicht der über dem betreffenden Raumteile befindlichen Massen ist. Zwar war schon mehrfach darauf hingewiesen worden, daß im Innern der Sonne auch der schon bei der Theorie der Kometen-

Eddingtons
Sonnentheorie

schweife (S. 312) erwähnte Strahlungsdruck von großer Bedeutung sein müsse, aber erst Eddington führte 1916 dessen Berücksichtigung streng durch und konnte so die Druck- und Temperaturverhältnisse im Innern der Fixsterne aus den uns zugänglichen Beobachtungsgrößen Masse, mittlerer Dichte und Oberflächentemperatur theoretisch ableiten.

Theorie der
Protuberanzen.

Großen Schwierigkeiten ist das Verständnis der Protuberanzen mit ihren ungeheuren Geschwindigkeiten begegnet. Man hat sie früher ziemlich allgemein für gewaltige, aus dem Sonneninnern kommende Gaseruptionen gehalten. Wie sollen diese aber zustande kommen? Explosionen, welche durch plötzliche Auslösung chemischer, unter großer Energieentwicklung verlaufender Umsetzungen entstehen, sind in dem Gasozean der Sonne wohl ausgeschlossen. Es bliebe also nur die Annahme plötzlicher Ausdehnung übrig, welche durch gewaltige lokale Temperatursteigerung hervorgebracht wird. Damit so z. B. der Wasserstoff eine Geschwindigkeit von 200 km gewinnen sollte, müßte, wie sich leicht berechnen läßt, die Temperatur 4800000°C betragen, wovon doch in den äußeren Schichten der Sonne keine Rede sein kann. Und selbst wenn man etwas Derartiges annehmen wollte, bliebe noch der häufig beobachtete plötzliche Wechsel in der Größe und Richtung der Protuberanzenbewegung unerklärlich. Ein Verständnis für diese Erscheinungen bietet sich nur auf Grund der Auffassung, daß es sich bei den Protuberanzen um ionisierte, d. h. elektrisch geladene leuchtende Gase handelt. Solche ionisierte Gase sind es, die in den Goldsteinschen Kanalstrahlen leuchten und unter dem Einfluß elektrischer Felder mit großer Geschwindigkeit sich bewegen, wie Stark durch die Linienverschiebung nach dem Dopplerschen Prinzip nachgewiesen hat. In der Sonnenatmosphäre haben wir vielfache Ursachen, die eine Ionisation der Gase hervorrufen müssen, hohe Temperatur, starke ultraviolette Strahlung und höchst wahrscheinlich auch Kathodenstrahlen, und durch die Haleschen Versuche über den Zeemaneffekt ist die Anwesenheit ionisierter Gase in den Sonnenflecken mit aller Sicherheit nachgewiesen. Wenn wir die Protuberanzen als ionisierte Gasströme betrachten, so lassen sich die beobachteten ungeheuren Geschwindigkeiten und der rasche Wechsel der Bewegung durch den Einfluß elektrischer und magnetischer Felder sehr leicht erklären.

Theorie der
Korona.

Für die Beschaffenheit der Korona wird aus dem spektralanalytischen Befunde gewöhnlich gefolgert, daß sie als ein Gemisch von leuchtenden Gasen anzusehen ist, die die hellen Koronalinien aussenden, und von festen oder flüssigen Teilchen, von denen das reflektierte Sonnenlicht und das kontinuierliche Eigenlicht ausgehen. Diese Teilchen werden, um das Eigenlicht zu erklären, meistens als glühend angesehen. Es ist aber auch nicht ausgeschlossen, daß das kontinuierliche Spektrum und das Linienspektrum Fluoreszenzspektren der Koronagase sind. Über die Herkunft der festen oder flüssigen Teilchen sind zwei verschiedene Ansichten möglich, entweder sie entstammen der Sonne und sind Kondensationsprodukte großer gasförmiger Strömungen, oder sie sind meteorischen Ursprungs und entstammen den

meteorischen Massen, die sich im Weltenraum finden. Zweifellos ist die Gasatmosphäre in der Korona ganz außerordentlich verdünnt, und es entsteht die Frage, wie sich feste oder flüssige Teilchen in ihr schwebend erhalten können trotz der gewaltigen von der Sonne ausgehenden Gravitation. Fast alle Forscher, die sich mit dieser Frage beschäftigt haben, sind zu der gleichen Ansicht gekommen, daß eine Repulsivkraft von der Sonne ausgehen muß, die der Attraktion das Gleichgewicht hält. Diese Repulsivkraft zeigt sich auch deutlich in der Einwirkung der Sonne auf die Kometen. Über die Natur dieser Kraft haben die Anschauungen gewechselt; man hat früher vielfach angenommen, daß es sich um eine elektrische Abstoßung handelt, neuerdings aber ist es wohl das Wahrscheinlichste, daß die wirkende Kraft der von Maxwell zuerst theoretisch gefundene, von Lebedew direkt experimentell nachgewiesene Lichtdruck ist. Durch ihre Strahlung selbst übt die Sonne, wie jede Strahlungsquelle, auf die Oberfläche der bestrahlten Körper einen Druck aus, der zwar in den meisten Fällen gegen die Gravitation verschwindend klein ist, aber einen verhältnismäßig bedeutenden Wert bei sehr kleinen Teilchen erreichen kann, bei denen das Verhältnis der Oberfläche zur Masse groß ist. Arrhenius hat durch Kombination dieses Lichtdrucks mit der Annahme einer elektrischen Ladung der Sonne eine sehr geistreiche Theorie aufgestellt, die er nicht bloß auf die Korona, sondern auch auf eine große Zahl anderer kosmischer Probleme angewendet hat. Er hat unter der Annahme, daß die Teilchen der Korona gerade so groß sind, daß Schwere und Strahlungsdruck sich das Gleichgewicht halten, das Gesamtgewicht der Korona auf 12 000 000 Tonnen berechnet, das ist nicht mehr als das Gewicht von 400 unserer größten Ozeandampfer. Das würde etwa mit der Schätzung von Newcomb übereinstimmen, der meinte, daß in der Korona vielleicht bloß 1 Staubkorn auf das Kubikkilometer kommt. Ebenso muß auch der Druck der in der Korona enthaltenen Gase ganz minimal sein. Je mehr wir aber in ihr nach unten steigen und, ganz allgemein, je mehr wir uns der Mitte der Sonne nähern, desto mehr müssen Druck und Dichte in der Sonnenatmosphäre zunehmen, und diese Zunahme findet nach den thermodynamischen Sonnentheorien ganz außerordentlich schnell statt.

Repulsivkraft
der Sonne.

Druck und
Dichte in der
Sonnenatmosphäre.

Von besonderem Interesse sind die Zustände in der Chromosphäre und ihrer tiefsten Schicht, der umkehrenden Schicht. Da die Chromosphäre selbst eine Ausdehnung von 7000 bis 11 000 km hat, so müssen in ihren verschiedenen Schichten sehr verschiedene Drucke herrschen, und auch in der umkehrenden Schicht, deren Dicke etwa 1000 km beträgt, würde der Druck nach den Rechnungen Emdens noch von 13 bis 1 Atm. variieren. Das stimmt mit neueren Messungen über den Zusammenhang zwischen Druck und Verschiebung der Spektrallinien überein, aus denen für die umkehrende Schicht ein Druck von 2 bis 7 Atm. für die verschiedenen beobachteten Spektrallinien folgt. Im Gegensatz hierzu kommt Gouy auf Grund spektralanalytischer Betrachtungen zu dem Schluß, daß der Druck an der Sonnenoberfläche nur etwa ein Tausendmilliontel Atm. beträgt. Man hat oft die Ansicht aus-

geprochen, daß die verschiedenen Gase der Sonnenatmosphäre im wesentlichen übereinander geschichtet sind, so daß die schwersten Gase nur in der Tiefe, die leichtesten bis zu den größten Höhen vorkommen. Danach müßten die Elemente nach dem Atomgewicht angeordnet sein. Das wird aber durch die Beobachtungen nicht gestützt.

Juliusche
Theorie.

Von ganz anderer Grundlage als alle Anderen geht Julius in seiner Theorie der Sonne aus. Er betrachtet alle Sonnenphänomene, bei denen wir helle Linienspektren beobachten, als hervorgebracht nicht durch die Emission, sondern durch die anomale Dispersion der glühenden Gase. So gelangt er zu einer Theorie, die in sehr einfacher Weise und auf Grund einer einheitlichen, physikalisch wohlfundierten Anschauung einen großen Teil der auf der Sonne beobachteten Erscheinungen wenigstens in den allgemeinen Zügen zu erklären vermag. Die gasförmigen Elemente der Sonnenatmosphäre prägen den mit kontinuierlichem Spektrum leuchtenden Strahlen der Photosphäre nicht bloß durch Absorption die dunklen Fraunhoferschen Linien ein, sondern sie lenken auch an Stellen örtlich wechselnder Dichte durch anomale Dispersion dasjenige Photosphärenlicht, das im Spektrum in unmittelbarer Nähe der Absorptionslinien liegt, von seinem regelmäßigen Wege ab. So bringen sie nach Julius die hellen Spektralerscheinungen des Flashphänomens und der Chromosphäre durch das stets vorhandene regelmäßige Dichtegefälle, die der Protuberanzen durch sporadisch auftretende, besonders große Dichtigkeitsunterschiede hervor. Die Fraunhoferschen Linien selbst werden nach Julius ebenso wie nach der Kirchhoffschen Anschauung im wesentlichen durch Absorption hervorgebracht, nur die Verbreiterung, welche einige dieser Linien stets, andere nur unter besonderen Verhältnissen, wie z. B. in Sonnenflecken, zeigen, wird durch anomale Dispersion und Diffraktion erklärt. Während die hellen Spektrallinien da, wo sie auf der Sonne zu sehen sind, nach der älteren Anschauung das Vorhandensein der entsprechenden Elemente in gasförmig leuchtendem Zustande verkünden, zeigen sie nach Julius an, daß die stets in der ganzen Sonnenatmosphäre vorhandenen gasförmigen Elemente an diesen Stellen ein starkes Dichtegefälle besitzen. Die ungeheuren Geschwindigkeiten der Protuberanzen reduzieren sich dabei auf rasch fortschreitende Änderungen dieses Dichtegefälles. Alle diese Erscheinungen stellen also nicht lokale Anhäufungen bestimmter chemischer Elemente dar, sondern nur Druckgebiete in der im wesentlichen als ein nahezu homogenes Gemisch aller auf der Sonne vorhandenen Gase anzusehenden Sonnenatmosphäre. Wie in der Erdatmosphäre barometrische Maxima und Minima, Dichtegefälle und Wirbelbewegungen eintreten, so wird das auch in der Sonnenatmosphäre der Fall sein, und die Gebiete dieser atmosphärischen Stürme sind es, die uns als Sonnenflecke, Fackeln und Protuberanzen erscheinen. Diese Stürme aber sind regelmäßiger verteilt als in der Erdatmosphäre, weil die Luftströmungen nicht wie auf der Erde durch den Wechsel von Tag und Nacht, Sommer und Winter verändert, durch Berge und Täler gehindert und durch ungleiche Strah-

lungseigenschaften der verschiedenen Teile der Oberfläche beeinflusst werden. Für die spektroheliographischen Bilder gelangt man merkwürdigerweise auch nach der Juliusschen Theorie zu dem Ergebnis, daß sie im großen und ganzen in derselben Weise die Zustände verschiedener Höhen-niveaus darstellen, wie es Hale und Deslandres annehmen.

Auch die Juliussche Theorie vermag keineswegs alle Einzelheiten der Sonnenphänomene zu erklären, auch ihr stehen große Schwierigkeiten entgegen, die gerade an denjenigen Punkten einsetzen, in denen die ältere Anschauungsweise den Erscheinungen sehr gut gerecht wird, während diejenigen Beobachtungen, die den älteren Theorien zu der Zeit, als Julius seine Theorie aufstellte, noch besonders große, inzwischen allerdings zum größten Teil überwundene Schwierigkeiten bereitet haben, sich nach Julius sehr leicht verstehen lassen. Die Entscheidung zwischen den beiden großen Erklärungsprinzipien — Emission und Dopplersches Prinzip einerseits, anomale Dispersion und Strahlenbrechung andererseits — dürfte wohl so ausfallen, daß beide bei den Sonnenphänomenen mitwirken, so daß die im allgemeinen durch die einfachen Gesetze der geometrischen Optik, der Strahlenbrechung und des Dopplerschen Prinzips bestimmten Erscheinungen unter gewissen Bedingungen auch durch die anomale Dispersion noch beeinflusst werden können. Bisher haben alle in dieser Richtung namentlich auf dem Mt. Wilson in Kalifornien angestellten Beobachtungen noch keinen sicher nachweisbaren Einfluß der anomalen Dispersion ergeben. Es bleibt nach wie vor die Hauptaufgabe der Sonnenphysik, die Beobachtungen so genau wie möglich durchzuführen und durch neue Beobachtungsmethoden neue Resultate zu gewinnen. Was feststeht und die Veränderung der Zeiten überdauert, das sind gut beobachtete Erfahrungstatsachen, die Theorien entstehen und vergehen wie die Blätter der Bäume und die Geschlechter der Menschen.

Literatur.

Von zusammenfassenden Werken und Abhandlungen, die sich speziell mit der Sonne beschäftigen, seien genannt:

A. SECCHI, Die Sonne. Deutsche Ausgabe (Braunschweig, 1872).

C. A. YOUNG, Die Sonne (Leipzig, 1883).

E. PRINGSHEIM, Vorlesungen über die Physik der Sonne (Leipzig, 1910). Hier ist die Literatur bis zum Jahre 1909 sehr eingehend zitiert.

H. DESLANDRES, Histoire des idées et des recherches sur le soleil (Paris, 1906).

J. BOSLER, Les théories modernes du soleil (Paris, 1910; mit vielen Literaturnachweisungen).

CH. G. ABBOT, The sun (London und New York, 1911).

W. H. JULIUS, Physik der Sonne. Handwörterbuch der Naturwissenschaften (Jena, 1912).

Für die neueste Literatur kommen außer den allgemeinen wissenschaftlichen und astronomischen Zeitschriften besonders in Betracht:

Astrophysical Journal und Contributions from the Mt. Wilson solar observatory.