

Probleme der Fraunhofer-Linien im Jahre 1965

Im Januarheft dieses Jahrganges (SuW 5, 12) berichteten wir über die Verleihung der Ehrendoktorwürde an Herrn Prof. MINNAERT, Utrecht, durch die naturwissenschaftlich-mathematische Fakultät der Universität Heidelberg. Im folgenden ist der Vortrag abgedruckt, den Herr MINNAERT aus diesem Anlaß in Heidelberg gehalten hat.

Spektabilität, liebe Kollegen, meine Damen und Herren!

Dem Senat Ihrer hochberühmten, ehrwürdigen Universität, und insbesondere der Fakultät der Mathematik und der Naturwissenschaften, möchte ich meinen aufrichtigen Dank aussprechen für die große Ehre, welche sie mir haben bezeugen wollen. Es war in dieser herrlichen Stadt Heidelberg, daß die Fraunhofer-Linien, mit denen ich mich viel beschäftigt habe, zum ersten Mal in ihrer Entstehung verstanden worden sind. Bei den weiteren Untersuchungen über die Physik der Sonne haben Forscher Ihres Landes und Ihrer Universität sich außerordentlich verdient gemacht. Um so mehr fühle ich mich glücklich, daß die Heidelberger Kollegen meinen Anteil an diesen Forschungen als lobenswert betrachtet haben. Es ist eine Äußerung schöner internationaler wissenschaftlicher Gesinnung, daß solche Auszeichnungen weit über die Landesgrenzen hinaus verliehen werden — ein Symbol der Freundschaft und Zusammengehörigkeit, das alle Forscher miteinander verbindet.

Da Sie mir jetzt die Gelegenheit geboten haben Sie anzureden, kann ich nicht umhin, in der Universität von KIRCHHOFF und BUNSEN die Fraunhofer-Linien zum Thema dieses Vortrages zu wählen. Ich möchte zusammen mit Ihnen die auf diese Linien sich beziehenden Probleme, welche uns heute beschäftigen, überblicken, beiläufig hier und dort einige Bemerkungen machen und unseren Kollegen der anderen Wissenschaften unter Vermeidung technischer Spezialsprache zeigen, wie unerschöpflich reich an Konsequenzen sich die Entdeckung der zwei Heidelberger Forscher erwiesen hat.

Dadurch, daß man die Fraunhofer-Linien im Sonnenspektrum mit den irdischen Spektrallinien identifizierte, konnte man im Prinzip die Zusammensetzung der Sonnengase bestimmen. KIRCHHOFF hatte 10, vielleicht 11 Elemente in der Sonne gefunden. Jetzt sind es etwa 70. Es war auf diesem Wege ein erster, wichtiger Fortschritt als ROWLAND, in den Jahren 1893–1896, die genauen Wellenlängen von etwa 20 000 Linien bestimmte, sie

nach Möglichkeit identifizierte und deren Stärke roh schätzte. Dieser Katalog wurde später von BABCOCK und MOORE revidiert.

In einem zweiten Stadium stellte sich die Frage, aus der Stärke der Linien die Häufigkeit der einzelnen Elemente abzuleiten; aber dazu mußte man wissen, wie

Während der letzten 20 Jahre haben die Utrechter Astronomen diese Areale bestimmt; endlich ist der Katalog fertig — hier sind die Druckbogen! Es ist unser Beitrag zum zweimal revidierten Rowland-Katalog, dem Frau SITTERLY in Washington den ganzen Reichtum ihres Wissens über die Identifizierung der Linien im Atomschema geschenkt hat. Für das ultraviolette Gebiet konnten wir die Registrierungen der Sternwarten in Dublin und in Göttingen benutzen. Ohne Zweifel werden andere Forscher diesen Katalog bald ins infrarote Gebiet fortsetzen, wo schon die Atlanten von Michigan und von Lüttich vorliegen, aber wo die Anzahl der Sonnenlinien nur gering ist. Zu diesem Stadium unseres Wissens gehören auch die glänzenden Errungenschaften der Raumforschung,

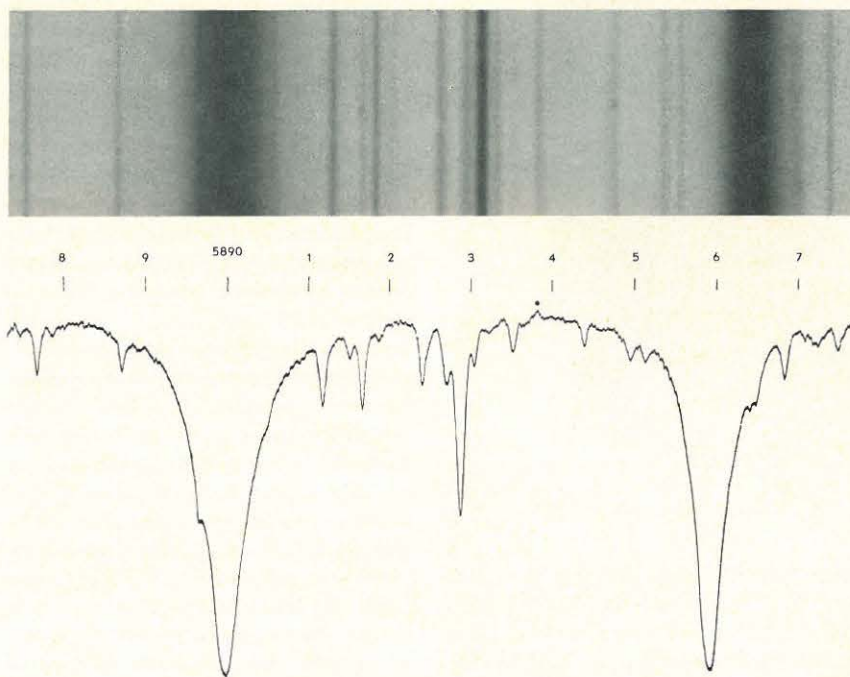


Abb. 1 (oben): Die Natriumlinien D_1 und D_2 im Sonnenspektrum, mit ihrer Umgebung.

Abb. 2: Das Profil der Natriumlinien D_1 und D_2 . Das Areal jeder Linie, von Nachbarlinien befreit, wird als Maß der Intensität gebraucht.

diese sogenannte „Stärke“ einer dunklen Linie eigentlich gemessen werden sollte. Ist eine Fraunhofersche Linie in der Tat schwarz? Wenn nicht, wie ist dann die Lichtintensität innerhalb der schmalen Linien verteilt? 1940 veröffentlichte die Utrechter Sternwarte einen Atlas, in dem die Intensitätsprofile aller Fraunhoferschen Linien graphisch dargestellt sind (Abb. 1 und 2). Der Hintergrund des Spektrums war überall durch das ganze Spektrum hindurch gleichhoch dargestellt. Was man früher die „Stärke“ einer Fraunhofer-Linie nannte, konnte jetzt ein quantitatives Maß erhalten: das Areal der Einsenkung eines solchen Pro-

welche unsere Kenntnis des Sonnenspektrums bis ins ferne Ultraviolett und ins Röntgengebiet ausgebreitet haben. Leider hat die Photometrie hier erst gerade angefangen. Übrigens möchte ich mich in dieser Besprechung auf das nahe Ultraviolett beschränken und das Spektrum unterhalb 1800 Å außer Betracht lassen, wo die Linien in Emission erscheinen und eigentlich nicht mehr in der Photosphäre der Sonne entstehen, sondern viel höher. Aus diesem Material der Linienstärken wurde schon eine Fülle von Resultaten über die Zusammensetzung der Sonne und die Eigenschaften der Oberflächenschichten der Sonne erhalten.

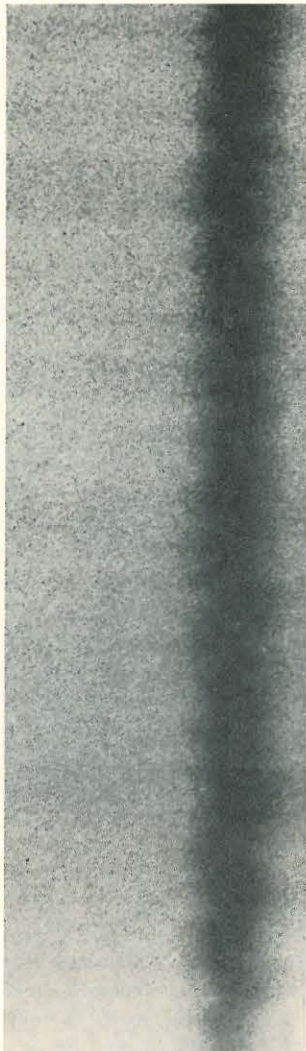


Abb. 3: Geschlängelte Fraunhofer-Linien Ti 5173: Einfluß der Granulation. (Nach Evans und Michard, *Astrophys. Journ.* 135, 815, 1962.)

Man darf sich aber nicht damit begnügen, das Areal des Profils einer Fraunhofer-Linie zu bestimmen, man muß das ganze Profil genau kennenlernen, wissen, wie tief die Linie sich einsenkt, wie breit sie ist, ob sie vielleicht mit einem nebligen Saum umhaucht ist. Für diese dritte Stufe der Forschung sind die Profile der Atlanten nicht genau genug. Wenn man sich auf einzelne Linien beschränken kann, ist es mit modernen Spektrographen ziemlich leicht, genügendes Auflösungsvermögen für eine saubere Wiedergabe des Linienprofils zu erhalten, denn die Fraunhofer-Linien sind nicht sehr scharf. Während einer ziemlich langen Zeit aber hat man damit ringen müssen, das Streulicht zu vermeiden; jetzt gelingt das ganz gut, indem man das Licht erst dispergiert und dann einen kleinen Streifen des Spektrums zum zweiten Mal auf das Gitter fallen läßt. So hat es sich herausgestellt, daß die Linien tiefer sind als man dachte, also dunkler. Es ist jetzt möglich, von etwa jeder Fraunhofer-Linie ein korrektes

Profil zu erhalten, entweder direkt oder nach relativ einfachen Korrekturen.

Die Linienprofile geben uns für jede Linie anstatt der einen Zahl der Linienstärke eine ganze Funktion. Sobald man aber diesen Reichtum an Daten benutzen will, muß man gleich damit rechnen, daß die Sonnengase einigermaßen durchscheinend sind, etwa wie sehr klare irdische Luft, und daß man über einige hundert von Kilometern hineinblickt. Um den Beitrag der verschiedenen tiefen Schichten zu ermitteln, müssen wir das Linienprofil nicht nur am Zentrum der Sonnenscheibe, sondern auch in verschiedenen Entfernungen vom Zentrum bis nahe am Rande untersuchen. In diesem Falle blickt man nämlich in schräger Richtung zur Sonnenoberfläche, und dann spielen allmählich die höheren Schichten eine relativ größere Rolle. Wenigstens an 5 oder 6 Stellen muß man das Profil messen, um eine redliche Entzerrung der Schichten zu erhalten. Ich möchte schätzen, daß von den 20 000 Linien etwa 100 auf ihr Profil untersucht sind, die meisten auch an verschiedenen Stellen der Scheibe. Bei solchen Arbeiten fordern wir eine ziemlich hohe Genauigkeit der photometrischen Messung, welche aber mit den modernen heutigen photoelektrischen und anderen Methoden durchaus erreichbar ist.

Leider werden unsere Präzisionsmessungen durch eine ganz unerwartete Komplikation enorm erschwert. Es hat sich nämlich herausgestellt, daß die Sonnenoberfläche nicht gleichmäßig aussieht, sondern mit einer Granulation von tausenden und tausenden helleren Pünktchen bedeckt ist. Das Spektrum der hellen Granulen ist ein wenig verschoben, und die Linien haben ein etwas anderes Profil als in den Zwischenräumen. Die Fraunhofer-Linien sind eigentlich nicht gerade, sondern sie sehen etwas geschlängelt aus (Abb. 3). Alle unsere früheren Messungen, die mit ziemlich langem Spalt und nicht ganz scharfem Sonnenbild erhalten wurden, geben also nur ein mittleres Profil, das unvermeidlich zu breit und zu flach ist. Es soll jetzt unsere Aufgabe sein, an einem haarscharfen Sonnenbilde die Linienprofile mit sehr kurzem Spalt zu messen. Mit der Empfindlichkeit der Photozellen wäre solch ein Programm ausführbar. Aber noch komplizierter wird die Sache, weil die Wellenlängenverschiebungen und Profil-Änderungen innerhalb einiger Minuten fortwährend wechseln. Es zeigt sich in überzeugender Weise, daß die Sonnengase in Bewegung und Wirbelung verkehren. Wellen verschiedener Art eilen durch die Sonnenatmosphäre, Resonanzen und Schwingungen werden angeregt. So sieht man, daß ein mittleres Profil der Fraunhofer-Linien

zwar sehr genau zu bestimmen ist, aber theoretisch nur einen beschränkten Wert hat, um so mehr, weil die Linien bestimmt nicht nach der Art einer Fehlerfunktion verwaschen. Die für die Theorie vollständige Messung könnte nur durch eine zeitlich veränderliche Darstellung wiedergegeben werden. Es ist verwunderlich, daß es solche lokal und momentan gemessene Profile bis jetzt kaum gibt; zwar hat man lokal die sogenannte äquivalente Breite, die mittlere Wellenlänge, ein einziges Mal auch die Tiefe und die Halbwertsbreite gemessen, aber richtige lokale Profile sind meines Wissens niemals publiziert. Also hat eigentlich noch keiner das wahre Profil einer Fraunhofer-Linie gemessen!

Das Profil messen wir relativ zum kontinuierlichen Hintergrund, von dem wir jetzt wissen, daß er durch das Leuchten der negativen Wasserstoffionen entsteht. Im blauen, violetten und ultravioletten Teil des Spektrums entsteht aber eine große Schwierigkeit dadurch, daß die Fraunhofer-Linien dicht nebeneinander fallen, sich teilweise überdecken, so daß es kaum mehr gelingt, wirkliche „Fenster“ zu finden, wo der Hintergrund des Spektrums noch ungestört beobachtet werden kann (Abb. 4). Wie soll man da Profile messen? — Verschiedene Forscher haben versucht, einzelne Stellen anzugeben, welche ihres Erachtens als solche Fenster betrachtet werden können. Aber diese Stellen sind oft weit voneinander entfernt, und was soll man in den Zwischenräumen tun? Außerdem ist es fraglich, ob die sogenannten Fenster wohl ganz frei sind, also nicht durch benachbarte Linien beschattet werden. Vielleicht gibt es überhaupt kein einziges richtiges Fenster unterhalb — sagen wir — 4000 Å. Hat dann noch der Begriff eines virtuellen kontinuierlichen Spektrum-Hintergrundes in diesen Spektralgebieten einen Sinn? — Unter diesen Umständen ist es nötig, den einzigen prinzipiell richtigen Weg zu verfolgen, sowohl in der Beobachtung als in der Theorie. Die Beobachtung soll uns genau lehren, wie die Helligkeit sich mit der Wellenlänge ändert; in absolutem Maß, wie ein geschwärztes Bolometer es zeigen würde, aber nicht über breite Spektralstreifen integrierend, wie es meistens geschehen ist, sondern mit dem vollen Auflösungsvermögen unserer Spektralapparate: sozusagen ein photometrischer Atlas, aber überall in wahrer absoluter Intensität. Ich freue mich darüber, daß ein Mitarbeiter unseres Instituts, Dr. HOUTGAST, dieses Programm im Ultravioletten größtenteils hat ausführen können, und zwar auf der Mount-Wilson-Sternwarte, mit der photoelektrischen Apparatur von MITCHELL. Eine vorläufige Publikation ist

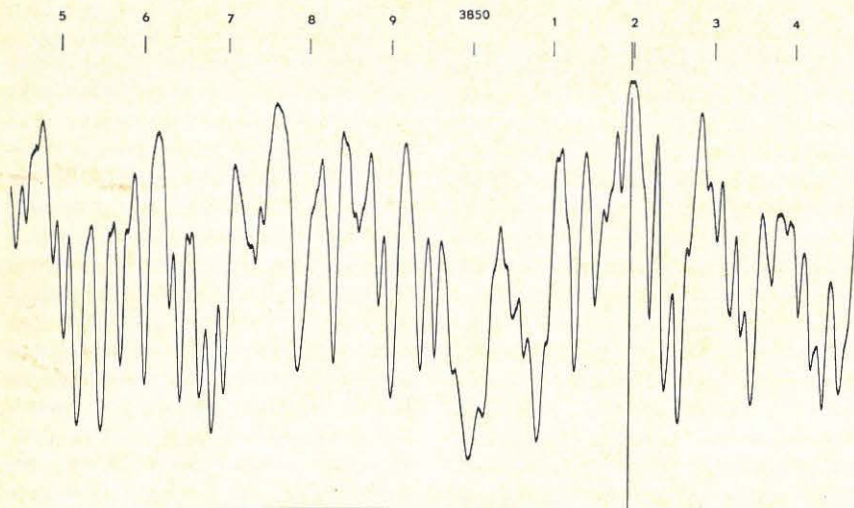


Abb. 4: Ein Abschnitt aus dem ultravioletten Sonnenspektrum ($\lambda\lambda$ 3845–3854) illustriert die Schwierigkeit der Bestimmung des Kontinuums.

erschieden. — Von der theoretischen Seite soll man zum Begriff des Absorptionskoeffizienten zurückgehen, der ja an jeder Stelle aus der Summe der kontinuierlichen und der selektiven Absorption besteht. Aus den anderen, leichter analysierbaren Teilen des Spektrums kennt man die Häufigkeiten der einzelnen Elemente und das Temperatur- und Druckmodell der Atmosphäre. Dann kann man nach klassischen Methoden den ganzen Verlauf der spektralen Intensität von Ångström zu Ångström berechnen. Stimmt etwas nicht, entweder für die Minima der Linien oder für die Übergänge zwischen den Linien, dann muß man hier oder da etwas an den Voraussetzungen ändern. Aber jedenfalls übt die kontinuierliche Absorption einen beobachtbaren Einfluß aus, selbst wenn nirgends reines Kontinuum zwischen den Linien zum Vorschein kommen würde.

Wie steht es nun mit der theoretischen Erklärung der Fraunhofer-Linien selbst? — In der Zeit von KIRCHHOFF und BUNSEN schien alles so einfach: eine helle Lichtquelle auf dem Hintergrund, davor eine Natriumflamme. Die Flamme absorbiert und emittiert, und siehe, da beobachten wir die Umkehrung der D-Linien. — Leider wissen wir jetzt, daß

weder die eine noch die andere Voraussetzung stimmt. Die Sonnengase bestehen nicht aus einer kontinuierlich strahlenden tieferen Schicht und aus einer Schicht Natriumdampf darüber; und in einem leuchtenden Sonnengas finden Prozesse statt, viel verwickelter als man es gedacht hatte.

Betrachten wir moderne Beobachtungen dieser selben berühmten Natriumlinien! Wir wählen deren eine. Die Linie ist stark, also gut meßbar; sie steht gut isoliert, also frei von Nachbareinflüssen. Von dieser Linie haben wir das Profil nicht nur für die Mitte der Sonnenscheibe, sondern auch für verschiedene Entfernungen zum Rande. Die theoretische Erklärung dieser scheinbar einfachen Kurvenschar ist ein formidables Problem, an dem sich unsere Kenntnisse der Sonnenatmosphäre und der darin stattfindenden Prozesse außerordentlich entwickelt haben. Uns nur auf diese selbe Natriumlinie beschränkend und nur an die letzten zehn Jahre denkend, finden wir Arbeiten von BÖHM, BRAY, TOMITA, MATTIG und SCHRÖTER, WADDELL, JOHNSON. Die Übereinstimmung, welche diese verschiedenen Forscher aus ihren Theorien erreichen, ist fast immer gut, aber doch nicht so gut, daß man damit zwischen den verschiedenen An-

nahmen mit Sicherheit unterscheiden könnte; also gibt es noch viele Unstimmigkeiten zwischen den Schlüssen der einzelnen Autoren. Wie viele Möglichkeiten hat man ja, um Übereinstimmung mit den Beobachtungen zu erhalten! Die Eigenschaften der Atmosphäre als Ganzes soll man kennen, mit ihrer nach oben abnehmenden Dichte und Temperatur, mit ihren lokalen Ungleichmäßigkeiten, Strömungen und Schwingungen — die Eigenschaften der Atome, mit ihren komplizierten Wechselwirkungen, die wieder von der Dichte und Temperatur abhängen und sich also mit der Höhe ändern.

Zur Erklärung der Beobachtungen fängt man mit den Sachen an, welche man aus anderen Gründen oder theoretisch als feststehend betrachtet. Außerdem ist man leider gezwungen, auch noch zweifelhafte Annahmen einzuführen. Es wird gerechnet; und aus dem Vergleich mit den Beobachtungen wird geschlossen, inwieweit die zweifelhaften Annahmen sich bewährt haben. — Leider gibt es mehr als eine zweifelhafte Annahme, vielleicht gehören selbst einige als feststehend angenommene Ausgangshypothesen eigentlich zu den zweifelhaften! Dennoch wissen wir sicher, daß das Problem eindeutig lösbar sein muß. Denn dieselbe Atmosphäre, welche die Natriumlinien erklärt, soll auch eine Reihe gut ausgewählter, anderer Linien erklären. Das gibt wahrlich Gleichungen genug, um die Lösung vollständig zu bestimmen! Es wachsen die Anforderungen am Forscher, aber es gibt doch Rechenmaschinen!

Außerdem müssen wir bedenken, daß eigentlich nichts Hypothetisches ins Modell eingeführt werden muß, weil ja alles schon aus den bekannten physikalischen Gesetzen folgt — wenn wir nur klug genug wären, um diese mit genügender Sicherheit anzuwenden und die komplizierten Beziehungen zu übersehen. Am schwierigsten vorherzusagen sind wohl die hydrodynamischen Strömungen und die lokalen Ungleichmäßigkeiten. — Also: Möglichkeiten zur Weiterentwicklung sind anwesend. Aber nur

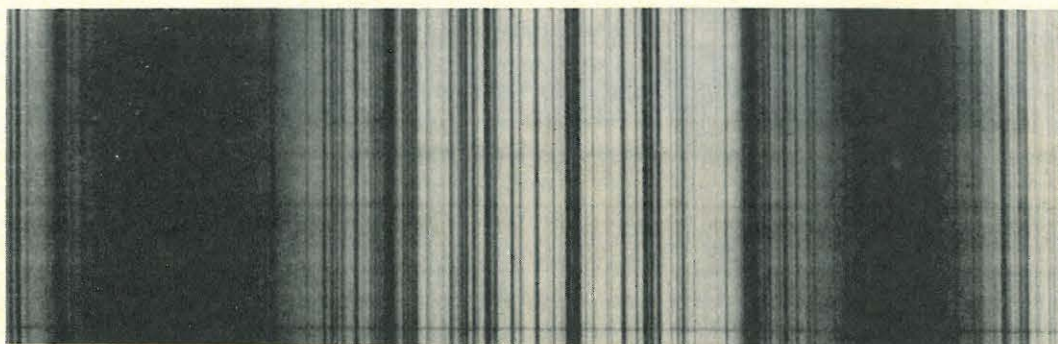


Abb. 5: Die hellen doppelten Umkehrungen innerhalb der breiten Linien H und K des Ca^{2+} , verstärkt in einem Fackelfelde.

mit beträchtlicher Anstrengung können weitere Fortschritte errungen werden.

Bei dieser allgemeinen Besprechung habe ich nur an die „normalen“ Fraunhofer-Linien gedacht. Wie zahlreiche Sonderfälle gibt es aber noch, die mit speziell interessanten Fragen verknüpft sind! Nehmen wir z. B. die Wasserstofflinien, die ganz anders als alle anderen Fraunhofer-Linien aussehen, viel breiter, viel nebliger. Für die Theorie haben wir hier ein nicht leichtes Problem. Bedenken Sie, die Sonnengase bestehen ja fast ganz aus Wasserstoff, dieser selbe Wasserstoff (in verschiedener Form) strahlt selbst den kontinuierlichen Hintergrund aus und absorbiert auch das Linienspektrum. In diesem ganz speziellen Falle können wir also den Gehalt der Atmosphäre an selektiv absorbierenden Atomen nicht mehr willkürlich wählen, um ihn der beobachteten Linienstärke anzupassen, wie wir das bei Natrium tun konnten. Es muß hier gleich die richtige Liniensstärke aus der Theorie folgen. Das tut

serie, mit Raketen außerhalb der Atmosphäre photographiert.

Unter den vielen Rätseln im Sonnenspektrum gibt es wohl kein fesselnderes als der Fall der H- und K-Linien des ionisierten Kalziums. Diese zwei, sehr breite Linien, die stärksten des ganzen Sonnenspektrums, befinden sich bei ungefähr 4000 Å, gerade im Anfang des ultravioletten Gebietes. Jeder normale Spektrograph zeigt im Zentrum dieser Linien eine doppelte, schwache, aber deutlich helle Linie (Abb. 5). Die zwei Komponenten in jedem Paar sind etwa 0.3 Å voneinander entfernt. Nahe zum Rande wird die Trennung etwas größer. Über gestörten Gebieten, wo es Magnetfelder gibt, wird die Umkehrung viel stärker. Über Sonnenflecken aber verschmelzen die zwei Komponenten zu einer einzigen. Jeder Sonnenphysiker ist mit dieser wunderbaren Erscheinung vertraut, seit 70 Jahren gebraucht man sie, um mit dem Spektroheliographen Aufnahmen der gestörten Gebiete zu erhal-

zeigen. Vielleicht ist die Lyman- α -Linie 1215 Å als extremer Fall anzusehen.

Glücklicher war man mit einer Erscheinung, die lange Zeit kaum bemerkt geblieben war, die aber unzweideutig schon auf den Registrierungen unseres Atlas zu sehen war: ich meine das Auftreten von ganz flachen, einige Ångström breiten Einsenkungen im roten Spektralgebiet, die nur wenige Prozent des Kontinuums tief sind (Abb. 6). Diese wurden vor kurzem durch GOLDBERG als Kalziumtriplett identifiziert, dessen Linien durch dielektrische Rekombination enorm verbreitert sind. Es sei erwähnt, daß HOUTGAST und ich in unserem Atlas auch noch andere, ähnliche Stellen bemerkt haben, die vielleicht analog zu erklären sind.

Eigentlich findet man überall im Spektrum eine Fülle interessanter Merkwürdigkeiten. Nehmen wir z. B. die Linien der seltenen Erden, die nach dem Rande zu ein anderes Verhalten als die anderen Linien zeigen, ja selbst als Emissionslinien erscheinen. Oder die zwei einzigen Linien von zweifach ionisierten Atomen, die im Ultravioletten entdeckt sind, die eine von Cerium, die andere von Schwefel. Oder die verbotenen Eisenlinien, die vielleicht im Sonnenspektrum vorkommen.

Wir haben noch kaum etwas von den Molekülen gesagt, von denen einzelne selbst bei diesen sehr hohen Temperaturen bestehen können. Nur 6 sind mit Sicherheit im Spektrum der Photosphäre festgestellt; manche anderen wurden vermutet, doch hat sich deren Identifizierung nicht bestätigt. An manchen Stellen im langwelligen Teil des Spektrums zeigen unsere Registrierungen schwache, unregelmäßige wellige Züge, die sicher reell sind, und bei welchen man unwillkürlich an Molekülbänder denkt (Abb. 8). Wie interessant würde es sein, aus diesen Molekülen den Gehalt der Sonnengase, z. B. an Fluor, abzuleiten, ein Element, das man im Atomspektrum auf der Sonne nicht findet! Außerdem sind die Molekülspektren besonders geeignet, um den Zustand der hohen Sonnenatmosphäre kennenzulernen, wo sie hauptsächlich vorkommen.

Ich erwähne noch einige andere Probleme verschiedener Art, die sich auf die Fraunhofer-Linien beziehen, um Sie den Reichtum dieses Forschungsgebietes sehen zu lassen.

Schon vor vielen Jahren hat VAN DER MEER, damals einer unserer Utrechter Mitarbeiter, untersucht, ob sich die berühmte 11jährige Periode der Sonnenflecken und anderer Sonnenercheinungen in den relativen Stärken der Fraunhofer-Linien auffinden läßt. Wir hatten Spektrogramme, die im Laufe von vielen

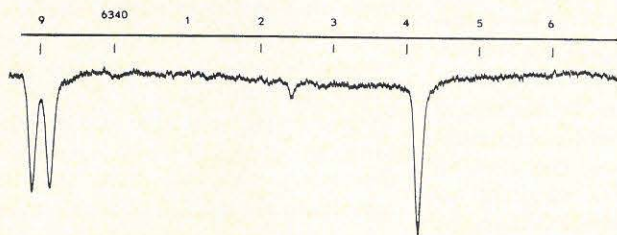


Abb. 6: Die durch Autoionisation sehr verbreiterte Ca-Linie bei 6343 Å.

sie mehr oder weniger, aber lange Zeit war die Übereinstimmung der Profile ungenügend. Von vornherein war es deutlich, daß die Linienverbreiterung hier besonders wichtig ist: das Wasserstoffatom ist ja viel empfindlicher als andere Atome für elektrostatische Felder, wie sie etwa durch den Vorübergang der Elektronen und Ionen verursacht werden. Erst in den letzten Jahren ist es den Physikern gelungen, das Verbreiterungsgesetz mehr oder weniger befriedigend abzuleiten, und gleich wurde eine erhebliche Verbesserung der Übereinstimmung erhalten. Dennoch war man gezwungen, in der Sonnenatmosphäre noch eine Extra-Absorption im violetten Spektralgebiet einzuführen — eine neue, ziemlich gekünstelte Komplikation.

Für weitere Arbeit gibt es hier jedenfalls wunderschönes Material: nicht nur die Balmerlinien, die man im Ultravioletten so schön verschwinden sieht, bis sie zuletzt als nur schwache Schatten das Spektrum stellenweise ganz wenig verdunkeln; sondern auch die Linien der Paschenserie und selbst der Brackettsérie, mit Bildwandler im infraroten Gebiet aufgenommen; und Linien der Lyman-

ten. Die Sternspektroskopisten fanden diese selben Umkehrungen in Sternspektren, und es stellte sich heraus, daß ihre Stärke als Maß für absolute Leuchtkraft eines Sterns dienen kann (WILSON-BAPPU-Effekt). Die infraroten Linien des Kalzium-Ions bei 8540 Å, atomphysikalisch eng mit den H- und K-Linien verknüpft, zeigen eine ähnliche Struktur.

Aber alles dies ist rein empirisch. Vorgeblich wurde eine Theorie nach der andern vorgeschlagen. Man versuchte es mit ganz speziellen Schichtungen der hohen Atmosphäre. Einige verloren sich in ganz unübersehbare Rechnungen auf Grund der nicht-kohärenten Streuung. Andere wieder betrachteten das Rekombinationsleuchten bei Kalzium-Atomen, deren zweites Elektron sehr hoch angeregt sein soll; aber auch diese Hypothese scheiterte in quantitativer Hinsicht. Ein ganz wichtiger Hinweis wurde gefunden, als es gelang, mit Raketen das bis jetzt unbekannte, ferne ultraviolette Sonnenspektrum zu photographieren und als es sich herausstellte, daß die Resonanzlinien des Magnesium-Ions, bei 2800 Å, dieselbe Erscheinung noch auffälliger



Abb. 7: Das Molekularband des Zyns (CN) bei 3883 Å.

Jahren aufgenommen waren. Durch einen Vergleich zwischen ausgewählten Linien — Atomlinien gegen Ionlinien — hofften wir, mögliche Temperaturänderungen zu entdecken. Nichts dergleichen wurde gefunden, obwohl die Methode genügend genau war, um selbst Unterschiede von 25° aufzuspüren. Vor kurzem wurde eine ähnliche Untersuchung in der Sowjet-Union ausgeführt, die zu ungefähr denselben Schlüssen führte.

Was soll man denken von möglichen Temperatur-Unterschieden zwischen den Polen und dem Äquator der Sonne? Einige Autoren finden kleine Unterschiede, aus der Stärke der Spektrallinien oder aus der Randverdunklung abgeleitet; andere finden keine oder die entgegengesetzte. Man hat eine 11jährige Periode in diesen Unterschieden vermutet, dann wieder gelehnt. Neulich wurde behauptet, daß Unterschiede wirklich vorkommen, wenn man nämlich in polarisiertem Licht mißt.

Eine der wichtigsten Anwendungen des Studiums der Fraunhofer-Linien war von jeher die Bestimmung der Zusammensetzung der Sonnengase. Es ist fesselnd, das Ringen der Sonnenphysiker zu verfolgen, die sich bemühten, dabei eine allmählich größere Genauigkeit zu erreichen. Es ist dazu von durchschlagender Wichtigkeit, zuverlässige Werte der Oszillationsstärken für soviel Spektrallinien als möglich zu bestimmen. Mit Hilfe der Physiker, allmählich auch durch Selbsthilfe, theoretisch oder experimentell, haben wir tausende dieser Werte bekommen, leider oft von geringer Genauigkeit. Dadurch, und auch durch Unsicherheiten in unseren Analysenmethoden, scheint es bis jetzt kaum möglich, einen Unsicherheitsfaktor von etwa zwei zu vermeiden. Wir haben uns leider schon angewöhnt, vorläufig keine höheren Ansprüche zu stellen. Um so mehr aber werden wir aufgerüttelt, wenn es sich ab und zu herausstellt, daß ein Faktor von zehn in Frage kommt. Handelt es sich etwa um ganz seltene Elemente, vielleicht um sehr schwache Linien? Nein, gerade ein Element sehr großer Häufigkeit, Eisen, stellt uns vor solche Probleme — die übrigens in weniger schroffer Weise auch bei anderen Elementen vorkommen. Erst stellte es sich heraus, und zwar durch die Arbeit Heidelberger Physiker, daß die Oszillationsstärke des Eisens dreimal größer war als man erst angenommen hatte. Dann entstand Zweifel darüber,

ob die Eisenlinien sich wohl in einer Schicht bilden, wo thermisches Gleichgewicht angenommen werden darf. Als dieser Zweifel beseitigt wurde, kam ein verhängnisvoller Gegensatz eines Faktors zehn zwischen dem Eisengehalt der Photosphäre und dem der Korona zum Vorschein, wobei die Zahl der Korona durch die der Steinmeteorite gestützt schien. Das Problem ist ungelöst, obwohl die Diskrepanz durch kritische Diskussion etwas gemildert werden konnte. Entweder müssen wir irgendeinen, sehr rätselhaften Entmischungsvorgang zwischen Photosphäre und Korona annehmen — auch für noch andere Elemente als Eisen — oder irgend etwas in unseren Analysen ist nicht in Ordnung.

Fortschritte in den Häufigkeitsbestimmungen werden fortwährend gemacht. Solch schwierige Elemente wie Blei, Silber, Gadolinium, Indium wurden vor kurzem genauer bestimmt. Die seltenen Erden bleiben noch ein schönes Problem, weil ja die Struktur ihrer Spektren ungenügend geklärt ist.

Von besonderem Interesse ist der Fall der Elemente Lithium und Beryllium. In der Sonne ist die Häufigkeit von Lithium relativ zu Beryllium auffallend klein, sehr viel kleiner als in den Meteoriten. Das wäre erklärbar, falls es Strömungen im Inneren der Sonne gibt, welche die Gase bis zu einer Tiefe von etwa 3 Millionen Grad mitschleppen. Das Lithium würde durch Kernprozesse umgesetzt werden, das Beryllium würde unversehrt bleiben. Hydrodynamisch könnte man vielleicht diese Eindringtiefe noch gerade wahrscheinlich machen.

Äußerst wichtig wäre es, für bestimmte Elemente in der Sonne Isotopenverhältnisse messen zu können. Das ist bis jetzt nur für Kohlenstoff gelungen, indem man die Zyanbande $C^{13}N$ mit der normalen Bande $C^{12}N$ verglichen hat. Das Resultat ist überraschend: das

schwere Isotop ist auf der Sonne wenigstens 10mal seltener als auf Erden!

Schlimm steht es leider um das Element, das, nach dem Wasserstoff, am häufigsten auf der Sonne sein muß, ich meine das Helium. In den Schichten, wo die Fraunhofer-Linien entstehen, ist die Anregung ungenügend, und die Heliumlinien treten nicht auf. Vielfach wurde versucht, sekundäre Einflüsse zu finden, aus denen man den Helium-Gehalt bestimmen könnte. Vergebens, die Lage der Gleichgewichte ist zufällig so, daß Entziehung des Heliums kaum etwas am Sonnenspektrum ändern würde. Vorläufig sind wir für diese Häufigkeitsbestimmung auf die Chromosphäre und die Protuberanzen angewiesen mit den Gefahren, die wir bei der Analyse des Eisens schon kennengelernt haben.

In der genauen Bestimmung der Häufigkeiten in der Sonne gipfeln alle unsere Arbeiten über den Bau der Atmosphäre und über die Atomprozesse. Die Resultate haben die größte Bedeutung für die Erforschung der anderen Sterne als Zeugnisse der Prozesse, welche sich bei der Bildung der Atomkerne abgespielt haben, als Ausgangspunkt für die Kenntnis der Planeten und unserer eigenen Erde.

Im Hochland Schottlands sieht man, dem einsamen Pfade entlang, von Abstand zu Abstand einen Steinhäufen, einen sogenannten „Cairn“, der dem Wanderer bei Schnee und Nebel den Weg angeben soll. Öfters habe ich versucht, einem solchen Steinhäufen einige Felsenstücke hinzuzufügen, und enttäuschend war das Gefühl, wie wenig ich, selbst mit Anstrengung, zum Wachsen des Häufens beitragen konnte. Glücklicherweise gibt es viele Wanderer. Durch deren gesamte Arbeit wird der cairn sich erheben, höher und höher, ein fester, zuverlässiger Bau, ein Wahrzeichen, ein Monument der Zusammenarbeit.

Abb. 8: Unregelmäßiger Verlauf der Intensität in einer Strecke des roten Sonnenspektrums (λ 6605—6614 Å). Deutliche Linien sind durch kurze Striche angegeben; manche sehen abnormal verbreitert aus. Das Kontinuum verläuft wellenartig.

