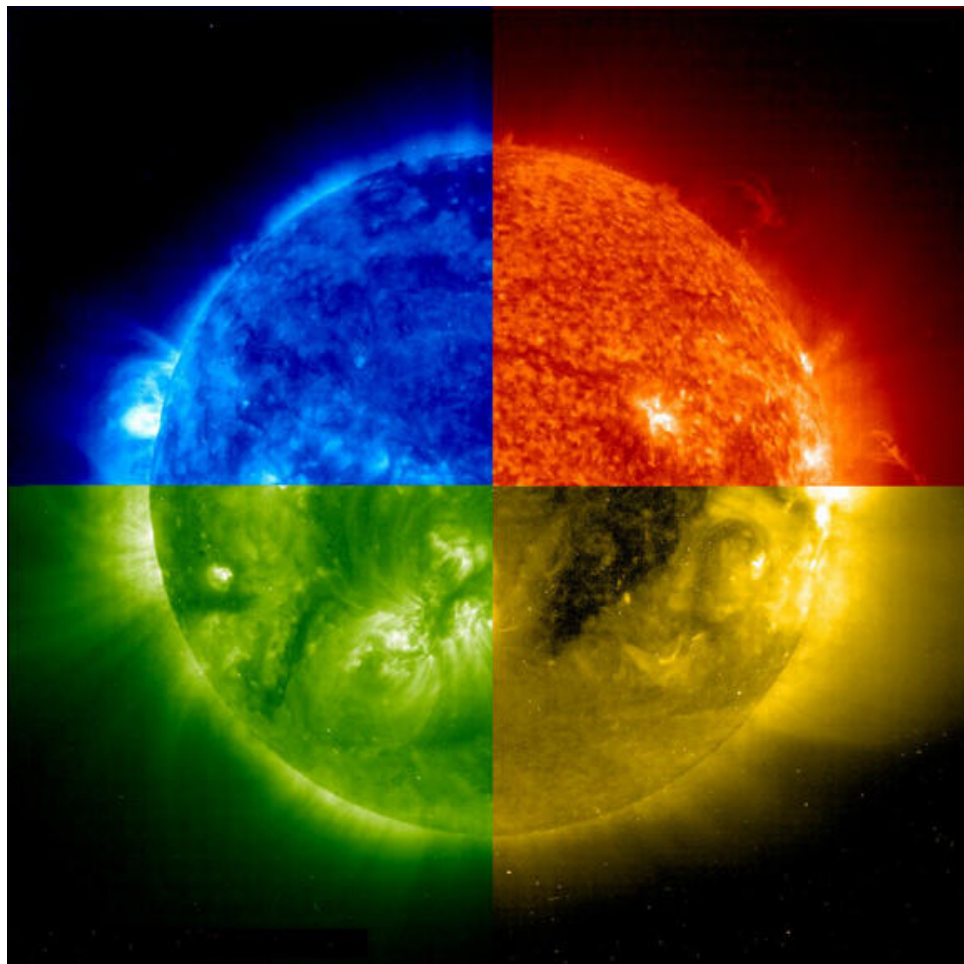


Entwicklung und Eigenschaften der Sonne und Untersuchung des optischen Sonnenspektrums

Schriftliche Hausarbeit im Rahmen der Ersten Staatsprüfung für das Lehramt für die Sekundarstufe II ggf. mit Zusatzprüfung für die Sekundarstufe I, dem Staatlichen Prüfungsamt für Erste Staatsprüfungen für Lehrämter an den Schulen in Essen vorgelegt von:

Ina Hohn
Neuss, den 13. April 2006
Prof. Dr. Georg Pretzler
Institut für Laser- und Plasmaphysik



Aufnahmen der Sonne mit Hilfe der vier Filter von EIT
(Extreme ultraviolet Imaging Telescope, eines der Instrumente von SOHO)
von oben links nach unten rechts: 171 Å, 304 Å, 284 Å, 195 Å.

Inhaltsverzeichnis

Einleitung.....	4
I. Teil: Die Sonne	5
I.1 Die Idee des Sonnenfeuers.....	5
I.2. Entstehung und Entwicklung eines Sterns	5
I.2.1 Entstehung eines Sterns	6
I.2.2 Bildung von Planetensystemen.....	6
I.2.3 Entwicklung eines Sterns.....	6
I.2.4 Weitere Entwicklung der Hauptreihensterne	9
I.2.5 Das Ende eines Sterns.....	10
I.2.5.1 Das Ende eines Sterns unter 1,4-facher Sonnenmasse:	10
I.2.5.2 Das Ende eines Sterns unter 3,2-facher Sonnenmasse:	12
I.2.5.3 Das Ende eines Sterns über 3,2-facher Sonnenmasse:	12
I.2.5.4 Formen der Supernova	12
I.2.6 Gesamtentwicklung der Sterne	13
I.2.6.1 Hertzsprung-Russell-Diagramm	13
I.2.7 Sonnenentwicklung.....	14
I.3 Phänomenologie der Sonne	15
I.3.1 Rotation der Sonne	16
I.3.2 Sonnenzyklus	17
I.4 Magnetfeld der Sonne	18
I.5 Aufbau der Sonne	20
I.5.1 Kern	21
I.5.2 Strahlungszone	21
I.5.3 Konvektionszone	21
I.5.4 Photosphäre.....	23
I.5.5 Chromosphäre	23
I.5.6 Korona	24
I.6. Sonnenaktivität	24
I.6.1 Sonnenflecken.....	27
I.6.2 Der Sonnenwind	29

II. Teil	Untersuchung des optischen Sonnenspektrums mit Hilfe der Spektroskopie	30
II.1	Geschichte und Entwicklung der Spektroskopie	30
II.2	Die Funktionsweise eines Spektroskops.....	32
II.3	Entstehung von Sternspektren	33
II.3.1	Grundlagen der Spektralanalyse	33
II.3.2	Das elektromagnetische Spektrum	38
II.3.3	Das Spektrum der Sterne	39
II.3.4	Sternklassen nach Harvard	40
II.3.5	Das Sonnenspektrum	41
II.4	Vorgehensweise und Versuchsaufbau.....	43
II.4.1	Instrumentarium.....	43
II.4.2	Probleme während des Experiments.....	47
II.5	Auswertung der Messungen	48
II.5.1	Vorgehensweise bei der Auswertung.....	48
II.6	Ergebnisse der Messungen	54
II.6.1	Methoden der Temperaturbestimmung.....	54
	Schlusswort	60
	Literaturverzeichnis	60
	Abbildungsverzeichnis	63
	Hilfsmittel.....	66
	Danksagung	66
	Anhang.....	67

Einleitung

Bei der Beschäftigung mit Sternen kommt man nicht umhin, unseren nächsten Stern ins Auge zu fassen. Aufgabe dieser Arbeit wird es sein, im ersten Teil einen Überblick über die Entstehung der Sonne zu geben, sowie einige Eigenschaften zu erläutern und im zweiten Teil wird anhand eines selbst gewonnenen Sonnenspektrums die Temperatur der Sonne bestimmt.

Im ersten Kapitel des ersten Teils wird eine kleine Übersicht zu der Idee des Sonnenfeuers bzw. wie sich die Menschen die Energiegewinnung der Sonne vorstellten bzw. erklärten, gegeben.

Im zweiten Kapitel wird die Entstehung eines Sterns, insbesondere der Sonne, behandelt und die vorherrschenden Fusionsprozesse erläutert. Im dritten Kapitel werden die charakteristischen Zustandsgrößen der Sonne beschrieben.

Im vierten Kapitel wird näher auf das Magnetfeld der Sonne eingegangen, darauf folgt im fünften Kapitel eine Betrachtung des Sonnenaufbaus und schließlich werden ausgewählte Sonnenaktivitäten beschrieben.

Der zweite Teil beschäftigt sich mit der Untersuchung des optischen Sonnenspektrums und der Frage, was ein Spektrum ist, wie es entsteht und welche Erkenntnisse man aus einem Spektrum ziehen kann. Im ersten Kapitel des zweiten Teils wird auf die Entwicklung der Spektroskopie eingegangen, dann erfolgt eine Beschreibung der Funktionsweise eines Spektroskops. Im dritten Kapitel des zweiten Teils wird die Entstehung der Sternspektren erläutert und auf die Grundlagen der Spektralanalyse, das elektromagnetische Spektrum sowie das Spektrum der Sterne eingegangen und eine Übersicht über die Einteilung der Sterne nach dem Harvard- Klassifikationsschema gegeben.

Im vierten Kapitel wird das benutzte Instrumentarium sowie die Vorgehensweise beschrieben und anschließend wird im fünften Kapitel die selbst gewonnene Aufnahmen des Sonnenspektrums ausgewertet sowie Probleme, die bei der Aufnahme und Auswertung entstehen können, beschrieben.

Im sechsten und damit letzten Kapitel im zweiten Teil werden anhand der Ergebnisse der Messung verschiedene Methoden zur Bestimmung der Oberflächentemperatur aufgezeigt.

Es wird die in der Astronomie übliche Einheit der Wellenlänge „Ångström (Å)“ benutzt.

Angefügt an die Arbeit befinden sich das Literatur- und Abbildungsverzeichnis sowie der Anhang. Die Herkunft der Abbildungen ist im Abbildungsverzeichnis nachzulesen, da einige dem Internet entnommen wurden, werden diese nicht noch speziell im Literaturverzeichnis erwähnt.

I. Teil: Die Sonne

I.1 Die Idee des Sonnenfeuers

Die Frage, woher die Sonne ihre Kraft bezieht, um uns Wärme zu schenken und ein Leben auf der Erde zu ermöglichen, beschäftigte nicht nur Wissenschaftler der Neuzeit, sondern auch schon Philosophen und Astronomen aus der Antike. So behauptete Anaxagoras (ca. 500- 428 v. Chr.), die Sonne sei ein glühender Stein, größer als der Peloponnes, während der Pythagoreer Philolaos von Kroton am Ende des 5. Jahrhunderts v. Chr. und in einer erweiterten Form Herakleides Pontikos (ca. 388-315 v. Chr.) sich in der Mitte des Kosmos ein Zentralfeuer vorstellten, das von Sonne, Mond, Planeten und Erde umkreist wird. [vgl. Herrmann, 2000, S.15]

Hermann von Helmholtz führt in „Der Ursprung der Sonnenenergie“ 1871 die Frage nach der Entstehung der Sonnewärme weiter: „Aber woher nimmt die Sonne diese Kraft? Sie strahlt intensiveres Licht aus, als mit irgend welchen irdischen Mitteln zu erzeugen ist. (...) Kann vielleicht die Sonnenwärme durch einen Verbrennungsprozess entstehen? Diese Frage kann vollständig und sicher mit Nein beantwortet werden; denn wir wissen jetzt, dass die Sonne die uns bekannten irdischen Elemente enthält.“ Selbst die Verbrennung von Sauerstoff und Wasserstoff und die daraus resultierende Wärme hätte, nach Helmholtz, nur für 3021 Jahre gereicht, aber die Sonne existiert ja bekanntlich schon einige Jahre länger. Zur Lösung dieses Problems versuchte er einen Teil der Wärmeerzeugung der Sonne durch „kosmische Anziehungskräfte“ zu erklären, indem Meteore auf die Sonne stürzen und bei ihrem Fall Wärme erzeugen, wird ein Teil der „Wärmeabgabe“ der Sonne erzeugt, der andere Teil wird über einen schon bestehenden Vorrat an Wärme gedeckt, der seinen Ursprung in der Entstehung der Sonne hat und durch ihre „Verdichtung“ für noch 17 Millionen Jahre reichen soll.[Zitat aus: Hamel, 2004, S. 311- 313]

Die Physik, die hinter Helmholtz Überlegungen steckt, ist die, dass, wenn man ein Gas verdichtet, nicht nur der Druck steigt sondern auch die Temperatur, dennoch konnte er noch nicht das Alter der Sonne bestimmen. [vgl. Hahn, S. 77- 78]

Erst zu Beginn des 20. Jahrhunderts, nach der ersten Kernumwandlung durch Rutherford und der Entdeckung des Fusionsprozesses von Bethe und Weizsäcker, der Wasserstoff zu Helium verschmelzen lässt, kam man den „Sonnenrätsel“ auf die Spur. [vgl. Hahn, 1978, S. 79]

Neben der erdgebundenen Erforschung der Sonne als Stern gibt es einige Raumfahrtmissionen, die die Beobachtung der Sonne und deren Eigenschaften und Verhalten zur Zielsetzung haben. z. B. dem „Skylab“, „Helios A und B“, „SOHO“ (Solar & Heliospheric Observatory), „TRACE“ (Transition Region and Coronal Explorer) und Ulysses. Die Sonde Genesis ist eine so genannte Sample-Return-Mission, mit der im September 2004 eine Probe des Sonnenwindes zur Erde zurück befördert wurde. Leider zerschellte die Sonde bei der Landung auf der Erde. [vgl. Beatty, 1983, S. 11- 13, SuW Nr.4, 1999, S. 38- 39, <http://www.nasa.gov>]

I.2. Entstehung und Entwicklung eines Sterns

Ein Stern durchläuft in seiner Entstehung eine ganze Reihe von Entwicklungsstadien:

I.2.1 Entstehung eines Sterns

Phase der Verdichtung

Die Sternentwicklung setzt vor allem in interstellaren Molekülwolken ein, in denen Wasserstoff zu 50% in Form von Molekülen vorkommt. Daneben gibt es noch weitere Moleküle. In diesen Riesenmolekülwolken, den Bok-Globulen, die eine Dichte von 1000 Teilchen pro cm^3 haben können, kommt es zu einer Komprimierung durch Eigengravitation. Diese Wolken zerfallen im Laufe der Zeit in einzelne Fragmente, die sich durch einen protostellaren Kollaps zu Einzelsternen weiterverdichten können. Das durch kosmische Strahlung und nahe Supernovae teilweise ionisierte Gas „friert“ Magnetfelder in die interstellare Materie ein. Sowohl dies, als auch die Rotation und die innere Turbulenz der Wolke, verhindern, dass sich die Wolken beliebig weiter verdichten. Der Drehimpuls kann durch eine zunehmende Fragmentierung abgebaut werden, so dass auf das Fragment ein immer kleinerer Drehimpuls entfällt. Bei weiter anhaltender Verdichtung wird die Eigengravitation schließlich so groß, dass die beschriebene magnetische Bremse immer mehr an Wirkung verliert und ab einer Dichte von einer Milliarde Moleküle pro cm^3 beginnt ein immer schneller werdender Kollaps. Gleichzeitig nimmt die Rotation zu und es bildet sich eine abgeflachte Scheibe um den Protostern. In dieser Scheibe kommen neben ionisiertem Gas auch schon Staubkörnchen und Teilchen vor, aus denen ein Planetensystem entstehen kann. [vgl. Hauschildt, P.: Rendezvous von Licht und Materie, In: SuW Nr.4, 2003, S. 59, Herrmann, 1996, S. 492- 495]

I.2.2 Bildung von Planetensystemen

In der Phase der Verdichtung eines jungen Sterns nimmt die Rotationsgeschwindigkeit wegen der Erhaltung des Drehimpulses zu. Die Rotation kann dazu führen, dass die Gaskugel sich abplattet und ein Doppelstern entsteht, aber wenn die Rotation so stark ist, dass eine flache Scheibe entsteht, kann sich aus der zentralen Verdichtung ein Stern bilden und aus kleineren Verdichtungen in den Außenbezirken Planeten und in deren Nachbarschaft können sich dann noch kleinere Satelliten, die Monde, herausbilden. Die Bildung von Planeten erfolgt in etwa zur gleichen Zeit mit der Entstehung des zentralen Sterns. [vgl. Herrmann, 2000, S. 185- 187]

I.2.3 Entwicklung eines Sterns

Bildung des Protosterns

Etwa 100.000 Jahre vergehen seit der Bildung der abgeflachten Scheibe um den Protostern bis der anfangs noch mit 16 Kelvin kalte Protostern eine Dichte von 10 bis 100 Milliarden Moleküle pro cm^3 erreicht. Die dabei entstehende Wärme wird auf den umliegenden Staub abgeführt, so dass die Temperatur zunächst noch gleich kühl bleibt. Der Stern hat in diesem Stadium noch eine sehr große Ausdehnung von ca. 150 Milliarden km und eine Masse von etwa 10 Sonnen. [vgl. Herrmann, 1996, S. 492- 495, Herrmann, 2000, S. 185 und <http://www.astronomia.de>]

Phase der Entzündung

Bei Dichten über 100 Milliarden Molekülen pro cm^3 versagt der Kühlungsprozess und kommt es zu einem Temperatur- und Druckanstieg im Inneren des Protosterns. Die Wasserstoffmoleküle werden dort bei 2000 K in atomaren Wasserstoff aufgespalten. Schließlich werden die Wasserstoffatome ionisiert und ab einer Temperatur von 10 Millionen Kelvin im Inneren des Sterns setzt die Kernfusion ein. Bleibt die Temperatur unter 10 Mill. K, entsteht ein sogenannter Brauner Zwergstern. [vgl. Herrmann, 1996, S. 495]

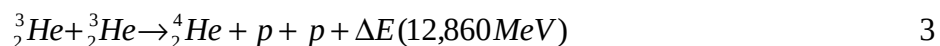
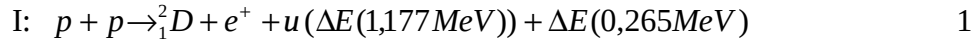
Einsetzen des Wasserstoff-Brennens

Im Inneren gerade entstandener Sterne beginnen Kernfusionsprozesse. Ab einer Temperatur von 5 Millionen Kelvin setzt dann für alle Sterne das „Wasserstoffbrennen“ ein. Dabei kommt es zum so genannten Massendefekt. Die Massendifferenz (0,7 %) zwischen den vier Wasserstoff- und dem einen Heliumatom wird in reine Energie umgewandelt und als Licht und Wärme abgestrahlt (1 Heliumatom ist "leichter" als vier Wasserstoffatome).

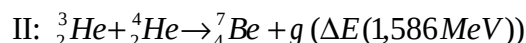
Dieses Verbrennen von Wasserstoff zu Helium kann auf zwei Arten geschehen: Durch den Proton-Proton-Zyklus oder den CNO- bzw. Bethe-Weizsäcker-Zyklus. [vgl. Herrmann, 1996, S. 496, Hermann, 2000, S. 187]

Der Proton-Proton-Zyklus

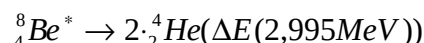
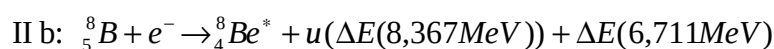
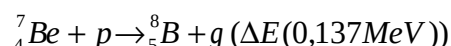
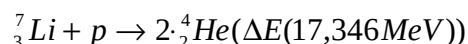
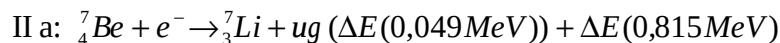
Im Proton-Proton-Zyklus kann die Erzeugung von ${}^4_2\text{He}$ über drei verschiedene Möglichkeiten ablaufen. Dies ist der wichtigste Fusionsprozess für die Sonne, denn dieser ist schon bei einer Temperatur von 5 Millionen Kelvin wirksam.



Die zweite Endreaktion läuft über die Bildung von Beryllium ab:



Weiter gibt es dann zwei mögliche Reaktionswege:



Der zweite mögliche Reaktionsverlauf läuft nur dann ab, wenn schon eine bestimmte Menge an Heliumkernen im Fusionsplasma vorhanden ist. Hier

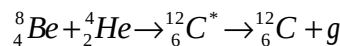
werden auch schwerere Elemente wie Lithium oder Beryllium, das noch für den CNO-Zyklus benötigt wird, gebildet.

Bei dem letzten der drei Proton-Proton-Zyklen entsteht das Element Bor. Es ist das schwerste Element in dem gesamten Proton -Proton- Zyklus.

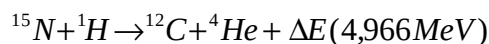
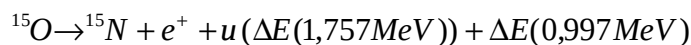
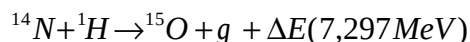
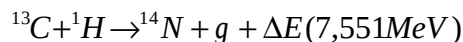
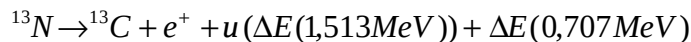
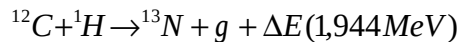
Die gesamte Energiebilanz beträgt 26,732MeV, dabei muss aber berücksichtigt werden, dass um den Schritt 3 der ersten Zyklusmöglichkeit durchführen zu können, erst noch die beiden ersten Schritte (1 und 2) doppelt ablaufen müssen. [vgl. Demtröder Bd 4, 2005, S. 307, Hermann, 1996, S. 135, Hermann, 2000, S. 187- 189, Lang, 2001, S. 60- 61, Stix, 2004, S. 39]

Der CNO-Zyklus

Wie oben schon erwähnt, stellt die I. pp- Kette die dominante Reaktion für die Energiegewinnung bei Temperaturen bis etwa 15 Millionen Kelvin dar. Über diese Temperatur hinaus, bei 18 Millionen K, ist ein anderer Zyklus vorherrschend, der CNO,- oder Bethe-Weizsäcker-Zyklus. CNO steht für die beteiligten und entstehenden Kerne Kohlenstoff, Stickstoff und Sauerstoff in diesem Zyklus. Die Reaktion wurde zum ersten Mal von Bethe und Weizsäcker postuliert. Hier verschmelzen auch vier Protonen zu einem Heliumkern, jedoch benötigen sie einen Katalysators, hier ein Kohlenstoffkern. Der Kohlenstoff, der in den 3 Proton-Proton-Zyklen nicht gebildet wird, entsteht in einer Nebenreaktion:



Der Bethe-Weizsäcker Reaktion genügt folgendem Reaktionsschema:



Einige Reaktionen erfolgen über Zerfälle von angeregten Kernen, wie z.B. Stickstoff-13 oder Sauerstoff-15. Der Zyklus jeder 2000. Reaktion verläuft jedoch über Fluor 17 (${}^{17}\text{F}$) sowie Sauerstoff 16 (${}^{16}\text{O}$) und 17 (${}^{17}\text{O}$). Die gesamte Energieabgabe in diesem Zyklus beträgt 26,732 MeV.

Es gibt noch weitere Fusionsreaktionen in Sternen mit Elementen höherer Ordnung, bei denen Fusion bis zum Element Eisen möglich ist. Dies kommt jedoch nicht in unserer Sonne vor. [vgl. Demtröder, 2005, S.307- 309, Herrmann, 1996, S. 135, Lang, 2001, S. 60- 61, Stix, 2004, S. 39- 40]

I.2.4 Weitere Entwicklung der Hauptreihensterne

Der Hauptreihenstern

Erreicht die Temperatur etwa 10 Mill. K, beginnt die Kernfusion des Wasserstoffs zu Helium. Ein Hauptreihenstern ist geboren. Die Bezeichnung hat ihren Ursprung in der Position dieser Sterne im Hertzsprung-Russell-Diagramm. Hauptreihensterne, wie unsere Sonne, verbrennen in ihrem Kern Wasserstoff zu Helium. Die Kernfusion setzt große Mengen Energie frei, wodurch sich der Gas- und der Strahlungsdruck im Inneren des neuentstandenen Sterns so weit erhöhen, dass ein weiteres Zusammenziehen des Gases verhindert wird. Sobald die Kernfusion in Gang gekommen ist, gleichen sich innerer Gas- und Strahlungsdruck und die Eigengravitation aus. Weil für die Kernfusion extrem hohe Temperaturen notwendig sind, beschränkt sich die Kernreaktion zunächst auf das Sterneninnere, dort sind ca. 12% des gesamten Wasserstoffvorrates. Die Größe und Temperatur bleiben etwa 2 Millionen bis 20 Milliarden Jahre stabil. Die Leuchtkraft, die Oberflächentemperatur, die Lebensdauer und die zukünftige Entwicklung des Sterns hängen maßgeblich von seiner Masse ab. Je massereicher, desto schneller verschwindet der Stern wieder von der Hauptreihe, d.h. schwere Sterne verbrennen ihren Wasserstoffvorrat wesentlich schneller und sind damit heller als leichte Sterne. Je massiver ein Hauptreihenstern ist, desto heller und blauer ist er (z.B. Sirius), andererseits ist Alpha Centauri, unser nächster Nachbar, leichter als die Sonne und damit „röter“ und weniger hell. Da Sterne nur einen begrenzten Wasserstoffvorrat in ihrem Kern haben, haben sie auch nur eine begrenzte Lebenserwartung als Hauptreihenstern. Unsere Sonne ist eine der kleineren Sterne. Jedoch wird auch in ihr in ca. 5,5 Milliarden Jahren der Wasserstoff zum größten Teil zu Helium verbrannt sein. Geschieht das in einem Stern, so kann nicht mehr genügend Hitze erzeugt werden, und das Gleichgewicht aus Gravitation und Gasdruck verliert an Bestand. Der Stern bzw. unsere Sonne bläht sich zu einem Riesenstern auf.

[vgl. Herrmann, 1996, S. 496, Herrmann, 2000, S. 189, <http://www.astronomia.de> und http://home.arcor.de/ernst_werner/diplom/astro/hrd.html vom 21.03.2006]

Ein Roter Riese

Wenn ein Stern kollabiert, erhitzt sich das Sterneninnere wieder und erreicht Temperaturen von etwa 100 Millionen Kelvin. So entsteht ein erneuter Kernprozess. Dabei wird das Helium zu Kohlenstoff und noch schwereren Elementen verbrannt, das sogenannte Heliumbrennen setzt ein. Ein roter Riese gewinnt seine Energie nicht nur aus dem Heliumbrennen, sondern auch aus dem Wasserstoff-Schalenbrennen, dass auch zu seiner Ausdehnung führt.

Bei diesen Fusionsprozessen können Elemente mit einer relativen Atommasse von 40 (Calcium) oder sogar bis zu Eisen entstehen.

Nach ihrer Expansion haben Rote Riesensterne vorübergehend ein Gleichgewicht gefunden, aber es ist nicht so stabil wie jenes, als er sich noch auf der Hauptreihe befand. Er kommt zeitweise in Schwingung. Bei sinkendem Druck und sinkender Temperatur nimmt die Helligkeit ab, dadurch erscheint der Stern röter. Wenn dieser Stern dann seinen maximalen Durchmesser erreicht hat, fällt er wieder zusammen und kontrahiert, dabei steigt die Temperatur wieder und der Stern erscheint weiß.

Wenn die Temperaturen im Sterninneren nicht mehr ausreichen, um effizient Energie zu gewinnen, sinkt auch der Druck, der bisher die Gravitation kompensierte, so dass das Gleichgewicht zusammenbricht und der Stern in sich zusammenfällt. Dabei stößt der Kern durch seinen starken Wind seine äußeren Sternschichten ab und es bleibt ein weißer Zwergstern übrig (siehe dazu Abb. I.2.5.1.1) [Zimmermann, H.: Der Stern in unserer Nähe, Innerer Aufbau und die Physik der Sonne, In: SuW Nr.4, 1999, S. 97].

Es gibt nicht nur die Roten Riesensterne, sondern auch die Blauen Riesen, bei denen es sich um extrem junge Sterne am linken oberen Ende der Hauptreihe des Hertzsprung-Russel-Diagramms handelt, während die Roten Riesen ältere Sterne darstellen.

Rote Überriesen sind eher selten, bei ihnen bläht sich der Stern immer weiter auf und erhöht seine Leuchtkraft um etwa das 1.000- bis 10.000-fache (siehe dazu Abb. I.2.4.1). Zu ihnen gehören beispielsweise Rigel und Beteigeuze. [vgl. Herrmann, 1996, S. 496, Herrmann, 2000, S. 189, <http://www.astronomia.de>]

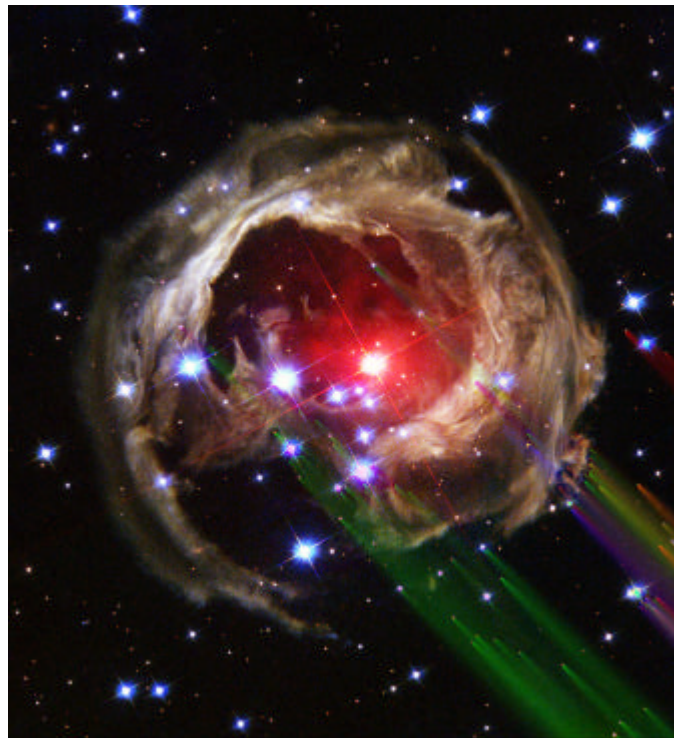


Abb. I.2.4.2.1: Dieses Bild wurde am 8. Februar 2004 vom Hubble-Teleskope aufgenommen. Es zeigt einen Roten Überriesen (V838 Monocerotis), der den ihn umgebenden Staub rot erleuchtet. Dieser Rote Überriese ist 20000 Lichtjahre von der Erde entfernt und befindet sich am Rand der Milchstraße.

I.2.5 Das Ende eines Sterns

Nun gibt es 3 verschiedene Möglichkeiten, wie ein Stern enden kann:

I.2.5.1 Das Ende eines Sterns unter 1,4-facher Sonnenmasse:

weißer Zwerg

Solange ein Roter Riese eine Masse von weniger als dem 1,4-fachen der Sonne hat, verliert er seine Außenhülle (siehe dazu Abb.I.2.5.1.1:Katzenaugennebel), ohne dass eine Supernova stattfindet. Zurück bleibt ein Erdgroßer weißer Zwerg mit schwereren Elementen wie Kohlenstoff und Eisen und nur sehr wenig oder keinem Wasserstoff. Die Oberflächentemperaturen liegen um 10^4 Kelvin und darüber, so dass die Sterne weiß erscheinen. Dank der thermischen Energie kann ein weißer Zwerg mindestens 10 Milliarden Jahre weiter leuchten. Es gibt eine obere Massegrenze, die so genannte Chandrasekhar-Grenze von 1,5 Sonnenmassen, bei der ein Stern zu einem weißen Zwerg wird, darüber hinaus geht der Kollaps weiter in einen Neutronenstern.

Ein weiteres Ende für einen weißen Zwergstern ist die Explosion in einer Supernova des Typs I. Dies ist aber nur möglich, wenn er sich in einem Doppelsternsystem befindet, denn dann strömt Materie vom Begleiter auf den weißen Zwerg über. Wird dann die Chandrasekhar-Grenze des Weißen Zwergs überschritten, setzt Fusion ein und die Oberfläche wird weggesprengt. Der Begleitstern wird dabei weggeschleudert und macht sich selbstständig. Als Überrest der Supernova sieht man die expandierenden Gasreste. [vgl. Herrmann, 1996, S. 498 und S. 551, Herrmann, 2000, S. 191, <http://www.astronomia.de>]



Abb. I.2.5.1.1: Der Katzenaugennebel war der erste Nebel, der jemals entdeckt wurde und ist einer der komplexesten Planetarischen Nebel im Weltraum. Ein planetarischer Nebel entsteht, wenn sonnenähnliche Sterne ihre äußeren Gasschichten abstoßen.

schwarzer Zwerg

Der Stern kühlt ab und wird zu einem Körper aus kaltem, entartetem Gas. Schwarze Zwerge konnten noch nicht direkt nachgewiesen werden, da das Stadium des weißen Zwergs viele Milliarden Jahre andauern kann und es fraglich ist, ob es seit der Entstehung des Universums überhaupt schon schwarze Zwerge gibt. [vgl. Herrmann, 1996, S. 445]

I.2.5.2 Das Ende eines Sterns unter 3,2-facher Sonnenmasse:

Neutronenstern

Wenn ein Stern nach einer Supernova eine größere Masse als 1,44 (Chandrasekhar-Grenze), jedoch eine geringere als 2 bis 3 Sonnenmassen hat, dann wird er zu einem Neutronenstern. Er ist nur etwa 20 bis 24 km groß.

Bei dem Kollaps des Sterns ist der Druck dabei so stark, dass die bereits entartete Materie noch weiter zusammengedrückt wird. Protonen und Elektronen werden ineinandergedrückt, so dass sie zu Neutronen werden und ein reines Neutronengas bilden, welches dann ausschließlich den Kern des Sterns bildet. Das Magnetfeld eines Neutronensterns erreicht eine Stärke von rund 10^8 Tesla. Ummantelt ist ein Neutronenstern von einer mehrere hundert Meter dicken Eisenkruste. Das Eisen in dem starken Magnetfeld bildet Polymere in einem festen Gitter und hat hier eine 10^4 -fache Dichte gegenüber den Zuständen auf der Erde und eine um rund 10^6 -mal größere Festigkeit als Stahl.

Neutronensterne haben bei ihrer Entstehung eine Zentraltemperatur von rund 10^{11} Kelvin, welche aber infolge der Neutrinostrahlung nach etwa einer Million Jahren auf 10^7 Kelvin abgekühlt ist. Die Leuchtkraft ist um einiges geringer als die eines weißen Zwerges.

Einige der Neutronensterne zeigen sich als Pulsare im Röntgen- und/ oder Radiowellenbereich. [vgl. Herrmann, 1996, S. 334- 335 und S. 498 sowie S. 512, Herrmann, 2000, S. 191]

I.2.5.3 Das Ende eines Sterns über 3,2-facher Sonnenmasse:

Schwarzes Loch

Schwarze Löcher entstehen, wenn ein Stern am Ende seines Lebens nach einem Supernovaausbruch noch eine Masse von über 3,2 Sonnen, der sogenannten Oppenheimer-Volkoff-Grenze, besitzt. Der Radius eines Schwarzen Lochs entspricht dem sogenannten Schwarzschild- Radius. Die kollabierte Masse fällt weiterhin in sich zusammen bis sie in einer Singularität endet, einem Punkt unendlicher Dichte.

Für schwarze Löcher versagt jegliche bisher bekannte Physik, es gab zwar Betrachtungen, die quantenmechanische Effekte außen vor lassen, aber heute ist man zum Teil der Ansicht, dass Schwarze Löcher höchstens noch drei Eigenschaften haben: Masse, Drehimpuls und elektrische Ladung. Materie oder Energie, die ins Schwarze Loch fällt, verliert unweigerlich ihre Informationen und Eigenschaften (Masse wird zu „materiefreie“ Masse, sie besitzt keine manifeste Materie oder Elementarteilchen mehr) und nimmt nur diese drei Werte an. Da weder Teilchen noch sämtliche elektromagnetische Strahlung ein schwarzes Loch verlassen kann, konnte es bisher auch nicht auf direktem Wege nachgewiesen werden (Modellbeschreibung nach Kerr und Newman). [vgl. Herrmann, 1996, S. 444- 445 und S. 498, Herrmann, 2000, S. 191]

I.2.5.4 Formen der Supernova

Es gibt grundsätzlich zwei Arten von Supernovae. Die des Typs I bezieht sich ausschließlich auf weiße Zwergsterne und wurde bereits erklärt. Aus Supernovae des Typs II gehen ausschließlich Neutronensterne oder Schwarze

Löcher hervor. Da die weitere Fusion von Eisen keine weitere Energie mehr bringt, kollabiert der Rote Überriese. Dadurch wird ein letztes Mal sehr viel Energie freigesetzt, so dass die äußeren Schichten des Sterns weggeschleudert werden. Die absolute Helligkeit steigt dabei schlagartig um das Milliardenfache der ursprünglichen Leuchtkraft an. [vgl. Herrmann, 1996, S. 496 und 511- 513, Herrmann, 2000, S. 189 und <http://www.astronomia.de/index.htm?http://www.astronomia.de/sternent.htm> vom 21.03.06]

I.2.6 Gesamtentwicklung der Sterne

Während der längsten Zeit seines Bestehens bleibt ein Stern auf der Hauptreihe des Hertzsprung-Russel-Diagramms, daher findet man dort auch die meisten Sterne. Dass der linke obere Teil dünner besetzt ist als der rechte untere, liegt daran, dass massereiche Sterne eine kürzere Lebensspanne haben als masseärmere Sterne. Das Stadium der Roten Riesen wird relativ schnell durchlaufen, daher ist dieser Ast des Hertzsprung-Russel-Diagramms auch weniger besetzt. Im Gegensatz dazu sind Weiße Zwerge häufiger, da sie ein Endstadium eines Hauptreihensterns darstellen.

Das Hertzsprung-Russel-Diagramm kann man zur Altersbestimmung von Sternen heranziehen. Für Einzelsterne ist dies möglich, wenn diese entweder die Hauptreihe verlassen (ältere Sterne) oder beispielsweise wie jüngere Sterne noch nicht die Hauptreihe erreicht haben, aber in beiden Fällen muss man die Masse und die Leuchtkraft des betreffenden Sterns kennen. [vgl. Herrmann, 2000, S.191- 193]

I.2.6.1 Hertzsprung-Russel-Diagramm

Beim Hertzsprung-Russel-Diagramm handelt es sich um ein Farben-Helligkeitsdiagramm, bei dem die Spektralklasse (oder Farbe bzw. Oberflächentemperatur) und die absolute Leuchtkraft (Helligkeit) der Sterne zueinander in Beziehung gesetzt werden. Auf der Senkrechten wird die absolute Helligkeit oder Leuchtkraft, in der Einheit der Sonnenleuchtkraft, aufgetragen. Die hellen Sterne stehen oben, die schwächeren Sterne unten. Auf der Waagerechten sind die Spektralklassen aufgetragen. Da der Spektraltyp eine Einteilung aufgrund der Oberflächentemperatur ist, befinden sich im linken Teil des Diagramms Sterne mit hoher und im rechten Teil Sterne mit niedriger Oberflächentemperatur. Im oberen rechten Teil des Diagramms sind leuchtmächtige gelbe und rote Sterne, die sogenannten Roten Riesensternen eingezeichnet. Diesen Bereich nennt man daher auch den Riesenast. Unten links finden sich weitere vereinzelte Punkte die auf Weißen Zwergsternen zurückgehen.

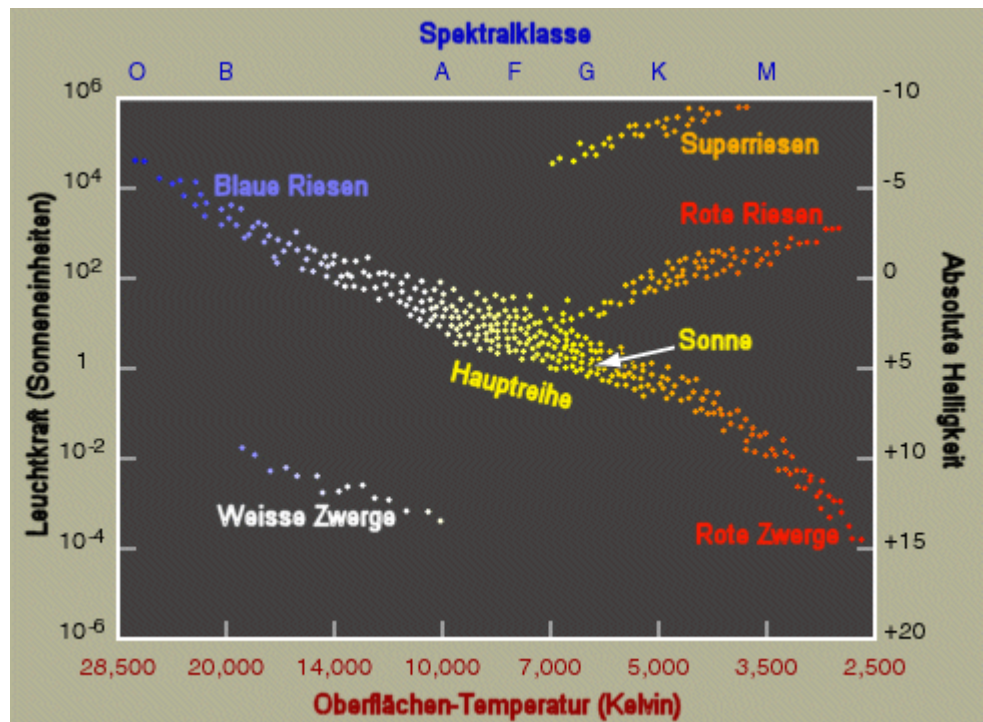


Abb. I.2.6.1.1: Das Hertzsprung-Russell-Diagramm zeigt den Vergleich der absoluten Helligkeit von Sternen zu ihrer Oberflächen-Temperatur bzw. Spektralklasse

Die meisten Sterne ordnen sich in einem Streifen an, der von links oben nach rechts unten verläuft. Diesen Bereich nennt man die Hauptreihe oder den Zwergenast. Auf diesem Ast befinden sich die sogenannten Hauptreihensterne, die in ihrem Kern Wasserstoff zu Helium fusionieren. Zu ihnen gehört auch unsere Sonne.

Um etwas über die tatsächliche Häufigkeit bestimmter Sterntypen aussagen zu können, werden nur Sterne bis zu einer Maximalentfernung von 10 parsec bzw. 32,6 Lichtjahre zur Erde in das Diagramm eingetragen, da sonst Sterne mit hoher Leuchtkraft gegenüber den lichtschwächeren Sternen bevorzugt wären.

Aus dieser Betrachtung sieht man, dass die roten Riesensterne (z.B. Arktur in 36 Lichtjahren Abstand) seltener sind als die Weißen Zwerge und in der Hauptreihe sind die lichtschwächeren Roten Zwerge in der Überzahl.

[vgl. Herrmann, 1996, S. 205- 206, Herrmann, 2000, S. 153- 155 und http://home.arcor.de/ernst_werner/diplom/astro/hrd.html vom 21.03.2006]

I.2.7 Sonnenentwicklung

Die Sonne bleibt während ihrer Lebensdauer für etwa 10 Milliarden Jahre auf der Hauptreihe des Hertzsprung-Russell-Diagramms, davon sind bis heute schon etwa 4,6 Milliarden Jahre vergangen (siehe Abb. I.2.7.1, die Sonne befindet sich z.Z. an der Position des Wasserstoffbrennens).

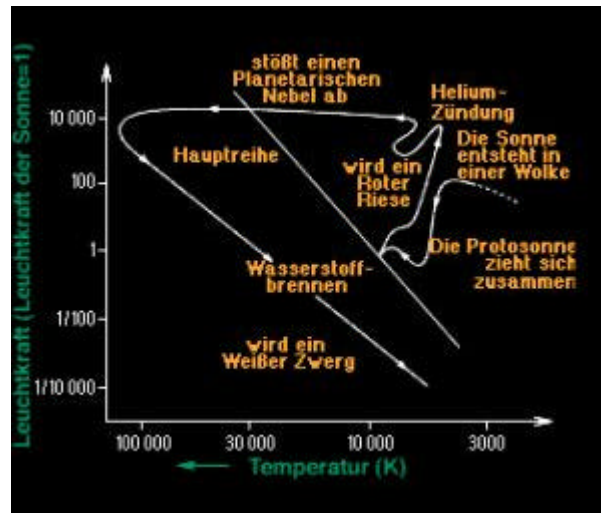


Abb.I.2.7.1: Die Entwicklung der Sonne im HRD

Die Leuchtkraft der Sonne nimmt bereits zu und in weiteren 500 Millionen Jahren wird diese um rund 10 % ansteigen, dies könnte dann schon das Ende von höher entwickelten Lebewesen auf der Erde bedeuten. Nach 3 Milliarden Jahren wird die Helligkeit bereits um 50 % gestiegen sein und in einem Alter von 10 Milliarden Jahren wird sich die Sonne zu einem Roten Riesen aufblähen. Die Lebensphasen durchläuft sie nun schneller. Als Roter Riese hat die Sonne eine Leuchtkraft, die die heutige um das 1000-fache übersteigt. Auf der Erde herrschen dann Temperaturen um 800°C. Wenn die Temperaturen im Inneren der Sonne 10^8 K erreichen, beginnen die Heliumkerne zu Kohlenstoff zu verschmelzen. Dies führt zu einer weiteren Erhöhung der Temperatur und Ausdehnung der Sonne und es kommt zu einem so genannten Heliumblitz, dabei fällt die Leuchtkraft der Sonne kurzzeitig auf das 50-fache zum heutigen Wert und die Sonne bläht sich anschließend zu einem Roten Überriesen auf. Während die Sonne dann über 10000-mal heller strahlt als heute, dehnt sie sich so sehr aus, dass sie Merkur und Venus „verschlingt“ und ihre Sonnenoberfläche bis zur Erdbahnbahn reicht. In diesem Stadium verliert die Sonne durch den starken Sonnenwind ca. 10 % ihrer Masse, wobei sich wegen der nachlassenden Sonnengravitation die Erdbahn vergrößert, dabei könnte die Erde die Sonne in doppelter Entfernung zu heute umkreisen und vielleicht der Zerstörung durch die Sonne entgehen. Wenn die Fusionsprozesse der Sonne keine weitere Energie mehr liefern, kollabiert die Sonne und es wäre möglich, dass sie einen planetarischen Nebel um sich bildet, in dessen Mitte ein weißer Zwergstern übrig bleibt, der im Laufe der Zeit auskühlt und die Sonne wird somit zu einem Schwarzen Zwerg. [vgl. Herrmann, 1996 S. 463]

I.3 Phänomenologie der Sonne

Die Sonne ist das größte Objekt in unserem Sonnensystem. In ihr vereint sich 99,8 % der Gesamtmasse des Sonnensystems [seds.lpl.arizona.edu]. Sie ist ca. 4,6 Milliarden Jahre alt und hat eine Masse von $(1,9889 \pm 0,0003) \cdot 10^{30}$ kg. Die mittlere Dichte beläuft sich auf 1,408 g/cm³. Die Schwerebeschleunigung der Sonne an der Sonnenoberfläche ist 274 m/s².

Der Sonnenradius beträgt $6,957 \cdot 10^8$ m. Der Radius eines Sterns wird als die obere Grenze der Photosphäre eines Sterns definiert, die fast die gesamte Leuchtkraft des Sterns in den Weltraum abstrahlt.

Die Solarkonstante beträgt $1367 \pm 3 \text{ W/m}^2$, daraus erhält man durch umformen von $S = L_{\text{Sonne}} / 4\pi A^2$, mit der Astronomischen Einheit $A = 149597870 \pm 2 \text{ km}$, die Leuchtkraft der Sonne (L_{Sonne}), die $(3,844 \pm 0,010) \cdot 10^{26} \text{ W}$ beträgt. Wenn der Radius der Sonne bekannt ist, erhält man mit Hilfe von $L_{\text{Sonne}} = 4\pi r_{\text{Sonne}}^2 \sigma T^4$, mit der Stefan-Boltzmann Konstanten $\sigma = 5,67051 \cdot 10^{-8} \text{ W/m}^2\text{K}^4$, die effektive Temperatur der Sonne $T_{\text{eff}} = 5778 \pm 3 \text{ K}$. Die Strahlungsleistung der Sonne je m^2 der Sonnenoberfläche beträgt $6,33 \cdot 10^{17} \text{ W/m}^2$.

Sämtliche durch Kernreaktionen im Inneren der Sonne entstandene Energie wird in Form von Strahlung abgegeben. Die Sonne wandelt je Sekunde rund $6 \cdot 10^9$ Tonnen Wasserstoff in Helium um, dabei werden 0,7% der Masse in Energie überführt und ausgestrahlt. Dadurch verliert die Sonne je Sekunde eine Masse von etwa $4,3 \cdot 10^6$ Tonnen. In ihrer gesamten Lebenszeit von 10 Milliarden Jahren büßt die Sonne 1/1400 ihrer Masse ein.

Das allgemeine Magnetfeld der Sonne ist so schwach, dass lange Zeit unklar war, ob es ein solches außerhalb der Sonnenflecken überhaupt gibt. Inzwischen wird seine Stärke auf eine Größenordnung von 10^{-4} bis 10^{-3} Tesla bestimmt. Besonderheiten des Magnetfeldes werde ich im Kapitel I.5 näher erläutern.

Bisher wurden 68 der 92 natürlich vorkommenden chemischen Elemente in der Sonne nachgewiesen. Das Element Helium wurde sogar erst auf der Sonne entdeckt, bevor es auf der Erde bekannt wurde, daher sein Name vom griechischen Wort „Helios“ für Sonne.

Wasserstoff tritt in der Sonne am häufigsten auf, gefolgt von Helium, Sauerstoff, Kohlenstoff, Stickstoff und auch Eisen [siehe dazu Unsöld, 1999, S. 220, Tab. 7.5]. Elemente mit gerader Ordnungszahl sind im Spektrum häufiger als jene mit ungeraden Ordnungszahlen und um die Ordnungszahl 26 (Eisen) zeichnet sich ein Maximum ab.

[vgl. Bergmann-Schäfer Bd 8, 2002, S.189- 194, Demtröder Bd 4, 2005, Umschlag, und S. 204, Herrmann, 1996, S.460- 461, Herrmann, 2000, S. 105 und S. 111, Kaler, 1994, S. 166- 167, Stix, 2004, S.2- 8, Unsöld, 1999, S.169- 173, Zimmermann, H.: Der Stern in unserer Nähe, Innerer Aufbau und Physik der Sonne, In: SuW Nr.4, 1999, S. 95]

I.3.1 Rotation der Sonne

Die Sonne ist kein starrer Körper wie die Erde, deshalb kann man für sie auch keine einheitliche Rotationsperiode angeben, vielmehr unterscheiden sich die einzelnen Bereiche in ihrer Umlaufzeit, die man mit Hilfe der Bewegung der Sonnenflecken bestimmt. Das Plasmafluid ist je nach Ort unterschiedlich schnell, so dass der äquatoriale Bereich eine Umlaufzeit von 24 Tagen und der polare Bereich der Sonne eine Umlaufzeit von 27 Tagen hat.

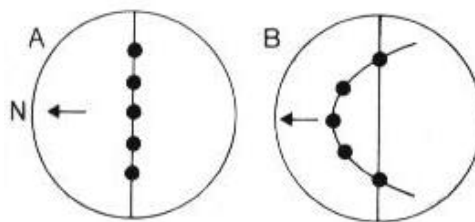


Abb. I.3.1: Die Rotationsperiode der Photosphäre wächst mit der Breite. Wenn eine Reihe von Sonnenflecken auf dem Zentralmeridian der Sonne läge (A),

wäre nach einer Rotation ihre Anordnung wie in (B). [Zitat aus: Nicolson, 1982, S. 39]

Da die eingefrorenen Magnetfeldlinien (siehe Kap. I.4) diese unterschiedlichen Bewegungen des Plasmas mitmachen muss, kommt es mit der Zeit zu Feldlinienverschiebungen und Feldliniendehnungen (siehe dazu auch Abb.I.4.1: das Babcock-Leighton-Modell). Die Feldlinien verdrillen sich zu Schlaufen und treten aus der Oberfläche aus und ein oder weisen andere komplizierte Strukturen auf, aber es gibt nur geschlossene Linien. Dass Magnetfeldlinien zum Teil an die Oberfläche gedrückt werden, liegt daran, dass sie sich zu Magnetfeldlinienschläuchen zusammendrängen. In diesen schlauchartigen Bereichen ist die Dichte der Magnetlinien geringer als in der Umgebung, da die Linien versuchen auseinander zu drängen. Dieser Dichteunterschied, zusammen mit Konvektionsbewegungen der Materie, befördern die Magnetfelder zur Oberfläche oder sogar aus ihr heraus. Es muss Arbeit aufgewendet werden, um die Feldlinien zu dehnen, die dann in Form von magnetischer Feldenergie in den Linien gespeichert wird. [vgl. Bergmann-Schäfer Bd 8, 2002, S. 198- 199 und 202- 204, Glaßmeier, 1991, S.8- 10 und S. 66- 67, Unsöld, 1999, S. 247]

I.3.2 Sonnenzyklus

Bei der Beobachtung der auffälligsten Sonnenphänomene erkennt man Zeiten der maximalen und der minimalen Sonnenaktivität, die in einem 11- jährigen Zyklus aufeinander folgen. Diesen Zeitraum nennt man den "Sonnenzyklus" und manchmal auch "Sonnenfleckenzyklus".

Bei Beginn eines neuen Sonnenfleckensminimums ist Folgendes zu beobachten: In Äquatornähe befinden sich nur noch wenige Flecken des alten Zyklus, während in 40° solarer Breite schon die ersten Flecken des neuen Zyklus erscheinen. Des Weiteren nimmt die Fleckenanzahl zu und die neuen Flecken treten in immer niedrigeren solaren Breiten auf. Erreichen diese Flecken bei er Wanderung Richtung Äquator dann 15° solarer Breite, nimmt ihre Anzahl wieder ab. Schließlich endet ein Fleckenzyklus, wenn die letzten vereinzelt Flecken bei 5 und 10° solarer Breite auftreten und die ersten Flecken des neuen Zyklus sich in der 40°-Zone mit entgegengesetzter Polarität bilden.

Fleckengruppen haben in jedem Aktivitätszyklus in westlicher Richtung der nördlichen Hemisphäre dieselbe Polarität, während Fleckengruppen auf der südlichen Hemisphäre, obwohl sie in dieselbe Richtung (westlich) wandern, die entgegengesetzte Polarität haben.

Der Sonnenfleckenzyklus gilt als Beweis für die Existenz eines ca. 22 Jahre andauernden magnetischen Zyklus (vgl. dazu Abb. I.3.2.2), der z. Z. noch weiter erforscht wird. In einem magnetischen Zyklus verlaufen die Magnetfeldlinien an den Polen in Nord-Süd-Richtung, während sie in Äquatornähe aufgrund der mit der Abnahme der solaren Breite ansteigenden, differentiellen Rotation des Gases verzerrt werden.

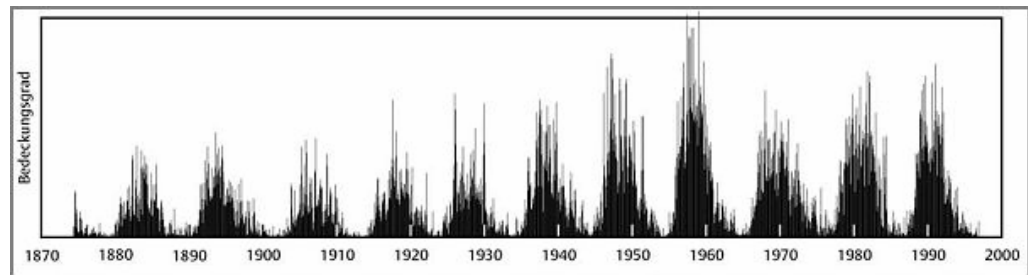


Abb.I.3.2.2: Auf der vertikalen Achse ist hier einfach die Anzahl der Flecken und auf der horizontalen Achse die Zeit aufgetragen. Diese Grafik zeigt den Sonnenfleckenzyklus von 1870 bis 1990. (siehe dazu auch [Nicolson, 1982, S. 41] die graphische Darstellung der Fleckentätigkeit seit 1645 bis Anfang der 1970er Jahre wird dort gezeigt, die die 11-jährige Periode und die Modulation der Höhen der Maxima bestätigen)

Die Magnetfeldlinien führen in drei Jahren in 0° solarer Breite fünf komplette Umdrehungen mehr durch als in 50° solarer Breite. In einer Minimum- Periode verlaufen alle Magnetfeldlinien entlang der Längenkreise und laufen in den Polen zusammen. In einem Zyklus verzerren sich die Linien aber immer mehr, so dass sie schließlich parallel zu den Breitenkreisen liegen. Schließlich sind die Linien so weit deformiert, dass sie beginnen, sich miteinander zu verdrillen und verflechten, bis sie instabil werden. Wenn dies geschieht, treten Bündel von Feldlinien an die Oberfläche und so erscheinen die Sonnenflecken.

[vgl. Herrmann, 2000, S. 111- 113, Glaßmeier, 1991, S. 10, Stix, 2004, S. 364-365, Unsöld, 1999, S.227- 229]

I.4 Magnetfeld der Sonne

In der solaren Plasmaphysik geht man davon aus, dass das Plasma ein ideales Fluid ist. Dies beinhaltet zwei Vereinfachungen: zum einen ist das Plasma als Flüssigkeit anzusehen, da sich so viele Eigenschaften des Plasmas mit dem Zweiflüssigkeiten Modell darstellen lassen, bei dem es eine Ionen/Neutral-Teilchen und eine Elektronen Flüssigkeit gibt, deren Wechselwirkungen mit den Gesetzen der Magneto-Hydrodynamik beschrieben werden können. Die zweite Vereinfachung setzt voraus, dass das Plasma ideal sei, dies bedeutet, es handelt sich um ein vollständig ionisiertes, d.h. ein nur noch aus Ionen und Elektronen bestehendes Gas.

Der Widerstand des Plasmas ist bei hohen Temperaturen sehr gering. Eine Folge der unbegrenzten Leitfähigkeit ist, dass das Plasma an die magnetischen Feldlinien „gebunden“ ist bzw. die Feldlinien in das Plasma eingefroren sind.

Dies hat zur Folge, dass das Plasma dieses Magnetfeld bei seinen Bewegungen mitnimmt, da beide nur unter größerem Energieaufwand wieder zu trennen sind.

Der andere Effekt ist die Abstoßung, bei der Energie erforderlich wäre, einen freien Ladungsträger um eine Magnetlinie gyrieren zu lassen. Dies kommt z.B. dann zum Tragen, wenn Ladungsträger in einem feldfreien Plasma einem Magnetfeld ausgesetzt werden und diesem „folgen“ sollen, denn dann ist Energie nötig, um die Ladungsträger auf die Feldlinien des Magnetfeldes zu zwingen.

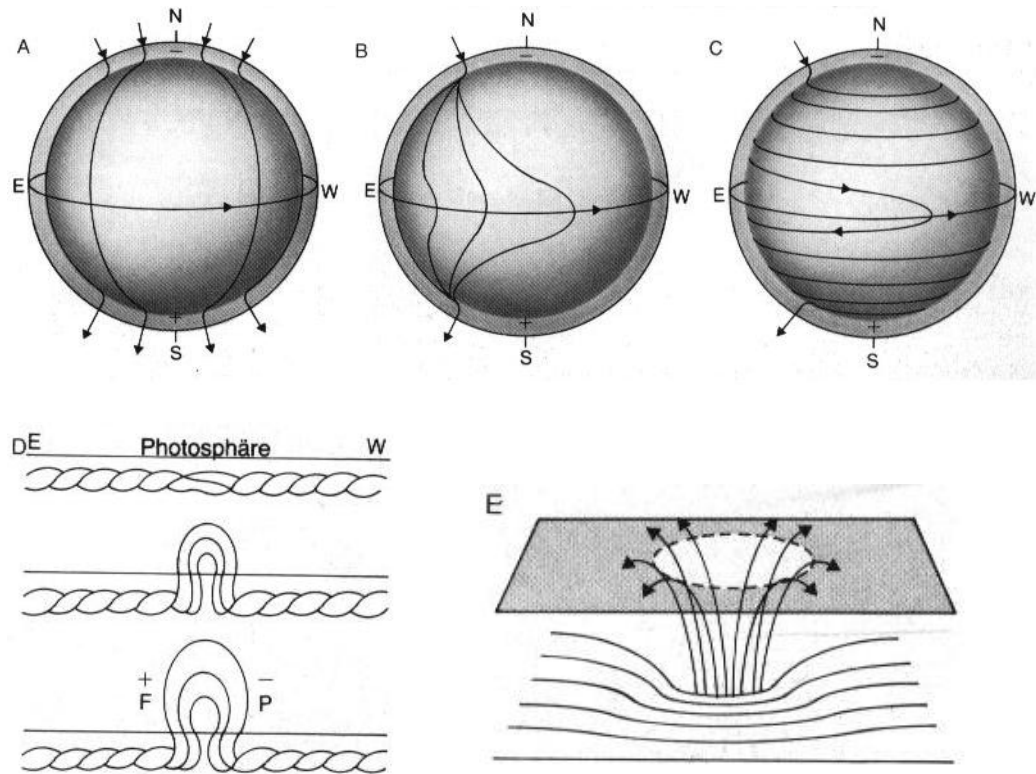


Abb. I.4.1: **Babcock-Leighton-Modell:**

„Nach diesem Modell ist das Aufwickeln magnetischer Feldlinien durch die differentielle Rotation der ursprüngliche Mechanismus der Sonnenaktivität. In (A) ist die Anfangssituation vereinfacht dargestellt mit negativer magnetischer Polarität am Nordpol und positiver am Südpol. Die Feldlinien liegen entlang der Meridiane in N-S-Richtung unterhalb der Photosphäre. Die Feldlinien sind in die solare Materie eingefroren und werden mit der Zeit durch die differentielle Rotation gedehnt (B) und allmählich um die Sonne gewickelt. Auf diese Weise werden die Feldlinien zusammen gedrängt und damit wird die Feldstärke stark erhöht (C). Die Feldlinien bilden schließlich magnetische Flussröhren (D), die durch die Wirkung der Konvektion verdrillt werden. Bündel von Flussröhren werden zu seilähnlichen Strukturen zusammengedreht, was die Feldstärke weiter erhöht. Wenn diese hoch genug ist, steigen die Bündel an die Oberfläche; in den Bündeln entstehen Schlaufen, die die Photosphäre durchstoßen und so eine (Sonnen)fleckengruppe bilden. Unter einem Fleck werden die magnetischen feldröhren trotz der zwischen ihnen wirkenden Kräfte durch mächtige Konvektionsströme verdichtet (E).“ [Zitat aus: Nicolson, 1982, S. 43]

Die Sonne verfügt über ein allgemeines schwächeres Magnetfeld und über lokale, sehr starke Magnetfelder. Darüber hinaus ist im planetaren Raum ein Magnetfeld, das vom Sonnenwind, ähnlich einer magnetisierten Blase aus Plasma, gebildet wird und Heliosphäre genannt wird. Diese reicht in eine Entfernung von 6 bis $15 \cdot 10^9$ km, bis sie auf die geladenen Teilchen und Magnetfelder des interstellaren Gases trifft. Die Grenzlinie zwischen Sonnenwind und interstellarem Gas wird Heliopause genannt (Abb. I.4.2).

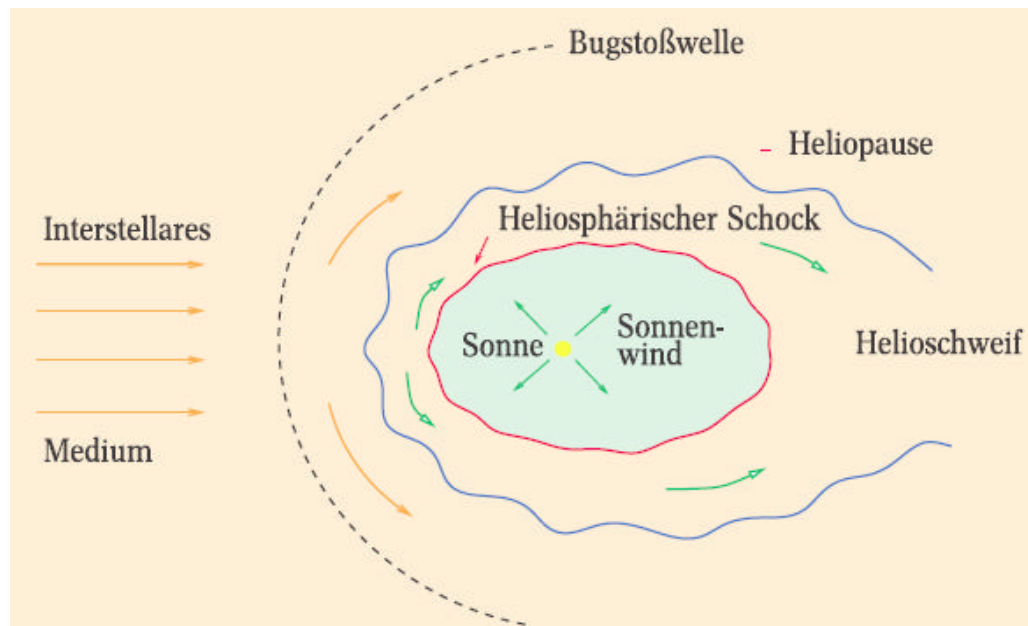


Abb. I.4.2: Skizze der Heliosphäre mit den fundamentalen Plasmaströmungen im Ruhesystem der Sonne. Der heliosphärische Schock und die Heliopause sind als gewellte Linien eingezeichnet, die die ständige Präsenz von klein- und großskaligen Fluktuationen andeuten sollen. Die Heliopause trennt das anströmende interstellare Medium vom Sonnenwind. Die Ausdehnung der Heliosphäre variiert wegen der Fluktuationen in der Dichte des interstellaren Mediums.

Das Magnetfeld der Sonne erreicht in den polnahen Gebieten eine Stärke von 10^{-4} T, kann aber in den fleckennahen Bereichen sogar zwischen $3 \cdot 10^{-2}$ T und 0,5 T erreichen und übersteigt somit jenes der Erde, das zwischen $0,3 \cdot 10^{-4}$ T und $0,6 \cdot 10^{-4}$ T liegt. [vgl. Goldston & Rutherford, 1998, S. 69- 115, Glaßmeier, 1991, S. 19, Herrmann, 1996, S.146, S. 200, S. 286 und S. 467, Unsöld, 1999, S. 224- 229]

I.5 Aufbau der Sonne

Die Sonne weist mehrere konzentrisch angeordnete Schichten auf (siehe dazu Tab. I.5.1, Abb. I.5.3.1 und im Anhang Abb.1 und 2), deren physikalischen Eigenschaften sich deutlich voneinander unterscheiden.

Abstand vom Zentrum in 1000 km	Temperatur in 10^6 K	Dichte g/cm^3	Druck 10^{12} Pascal
0	14,6	134	22100
25	14,2	121	20000
70	12,6	85,5	13500
139	9,35	36,4	4590
209	6,65	12,9	1160
279	4,74	4,13	267
348	3,42	1,30	60,5
418	2,49	0,405	13,7
488	1,80	0,124	3,0
556	1,28	0,035	0,611

585	1,04	0,02	0,301
627	0,605	0,009	0,078
696	0,0058	$2 \cdot 10^{-7}$	0,08

Tab. I.5.1: Der innere Aufbau der Sonne [entnommen aus Herrmann, 1996, S. 461]

I.5.1 Kern

Der Kern liefert seit etwa 4,5 Milliarden Jahren Energie aus der Verschmelzung von Wasserstoff zu Helium. Er reicht vom Mittelpunkt der Sonne bis etwa einem Viertel ihres Radius von rund 175000 Kilometer.

Die Temperatur erreicht einen Wert von $15,6 \cdot 10^6$ K. Die Dichte im Zentrum des Kerns beträgt rund $22 \cdot 10^{12}$ kPa. [vgl. Benestad, 2002, S. 29, Herrmann, 1996, S. 461]

I.5.2 Strahlungszone

Die in Zentrumsnähe aufgebaute Energie muss nach außen abgeführt werden. Dies kann auf drei Arten geschehen: Zum einen durch Wärmeleitung, durch Strahlung oder durch Konvektion, wobei allerdings nur die letzten beiden für die Sonne in Frage kommen. In dieser Schicht geschieht der Wärmetransport durch Strahlung, dabei wird die Energie nur mittels hochenergetischer Röntgen- und Gammastrahlungsquanten nach außen transportiert. Prinzipiell heißt das, dass ein kleines Volumen Gas bzw. Plasma entsprechend seiner Temperatur gleichmäßig in alle Richtungen Energie in Form von Photonen ausstrahlt. Zwei benachbarte Volumenelemente strahlen sich also gegenseitig Energie zu. Da wegen des Temperaturgefälles von innen nach außen, das etwas außen liegende kühlere Volumenelement mehr Energie vom weiter innen liegenden heißeren Volumenelement erhält, entsteht ein Energiefluss. Die Wegstrecke, die ein Photon in der Sonne von der Emission bis zur Absorption zurücklegen kann, seine freie Weglänge, beträgt nur einen Zentimeter oder weniger. Die freigesetzte Energie kann die Sonne also nicht auf geradem Wege verlassen, sondern durchläuft, getragen von Photonen wechselnder Energie, einen Zufallsweg bis sie den Weltraum erreicht. Die freie Weglänge nimmt nach außen hin zu bis sie in der Photosphäre schließlich so groß ist, dass die Photonen ungehindert in den Weltraum entweichen können. [vgl. Schmitt, J.: Aktive Sterne, In: SuW Nr.4, 2003, S. 25, Zimmermann, H.: Der Stern in unserer Nähe, Innerer Aufbau und Physik der Sonne, In: SuW Nr.4, 1999, S. 94- 95]

I.5.3 Konvektionszone

Im äußeren Mantel, der 25% der Sonnenmasse umfasst, erfolgt der Wärmetransport durch Konvektion. Hier wird die Materie selbst zwischen den unterschiedlich heißen Schichten ausgetauscht. Ist durch Zufall eine etwa planetengroße Plasmablase etwas heißer und damit weniger dicht als die Materie in ihrer Umgebung, so erfährt sie einen Auftrieb und steigt auf, gibt die Wärme an die dünne Außenschicht ab und sinkt als kühlerer und dichter Materieballen in einer zyklischen Bewegung wieder herab. Nach einer gewissen Strecke lösen sich die einzelnen Ballen durch Temperatúraustausch mit der umgebenden Materie auf. Für die weiter außen liegenden Schichten

bedeutet dies einen Energiegewinn, für die weiter innen liegenden einen Energieverlust, so dass sich insgesamt wieder ein Energietransport von innen nach außen ergibt.

Bei der Konvektion expandiert ein Materieballen beim Aufstieg infolge des abnehmenden Drucks und wird dadurch kühler. Nur wenn er auf diese Art weniger Temperatur verliert als auf Grund der abgegebenen Wärmestrahlung, bleibt er heißer, und damit leichter als seine Umgebung, und kann weiter aufsteigen, ansonsten käme die Konvektion nicht in Gang. Direkt unter der Sonnenoberfläche muss Konvektion vorherrschen, während im tiefen Inneren der Wärmetransport durch Strahlung erfolgt.

Granulation und Supergranulation sind die beiden Sonnenphänomene der Photosphäre sind der sichtbare Teil der Konvektionsströme. Bei der Granulation sieht man das Zusammenspiel der hellen bzw. heißeren Ströme mit den dunkleren bzw. kühleren Strömen, die sich ständig in Form und Größe verändern. Der Temperaturunterschied zwischen den helleren und dunkleren Bereichen reicht von 100 K bis 200 K. Die Geschwindigkeit der heißeren Bereiche wurde mit Hilfe des Doppler-Verfahrens bestimmt. Das Gas steigt hier mit 300 m/s auf. Sie haben eine sehr unregelmäßige Struktur und ihr Durchmesser beträgt im Durchschnitt 100 km bis 3500 km, wobei ihre „Lebenszeit“ maximal 8 Minuten beträgt. Neben der Granulation gibt es auch noch die Supergranulation, die sich dadurch auszeichnet, dass sie die Granulation mit einem Durchmesser von 15000 km bis 40000 km und einer Lebensdauer von bis zu 36 Stunden, selten bestehen sie drei bis vier Tage, übertrifft.

[vgl. Stix, 2004 S. 267- 268, Schmitt, J.: Aktive Sterne, In: SuW Nr.4, 2003, S. 25, Unsöld, 1999, S.223- 224, Zimmermann, H.: Der Stern in unserer Nähe, Innerer Aufbau und Physik der Sonne, In: SuW Nr.4, 1999, S. 94- 95]

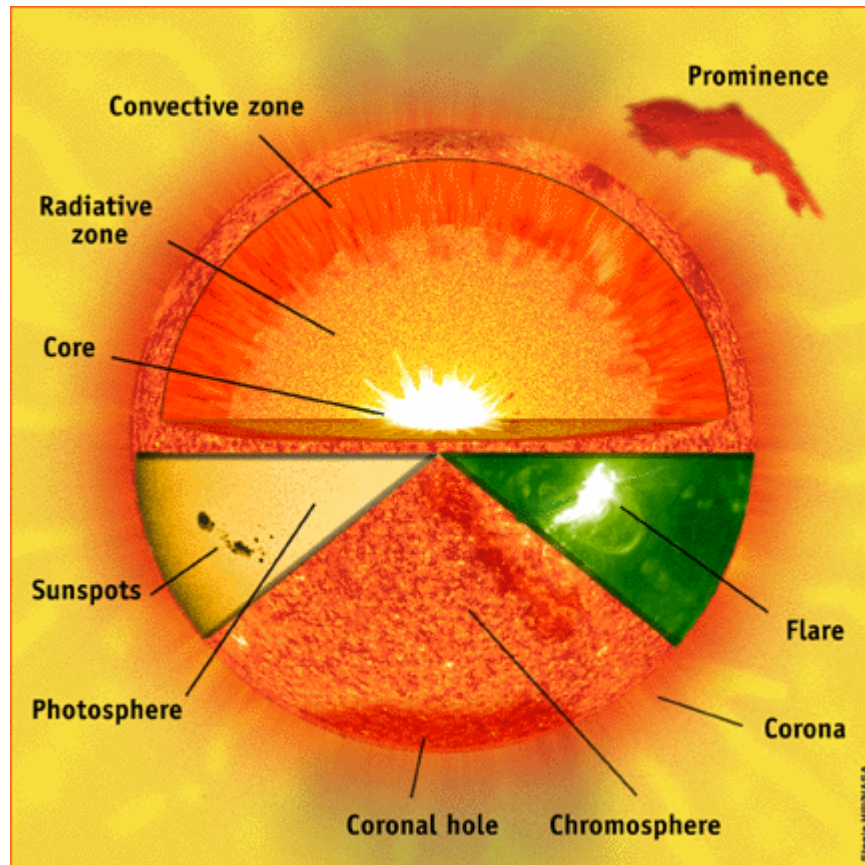


Abb.I.5.3.1: Aufbau der Sonne mit einem Überblick über die drei inneren Sonnen-schichten, dem Kern, der Strahlungszone und der Konvektionszone als auch der Chromosphäre und der Photosphäre und den Erscheinungen wie Flare, Sonnenflecken und einer Protuberanz (engl. „prominence“).

I.5.4 Photosphäre

Diese „Sphäre des Lichts“ ist die äußere, etwa 300 km dicke Schicht der Sonne. Ihre Temperatur beläuft sich auf 5778 ± 3 K, fällt aber an der Grenze zur Chromosphäre auf 4150 K ab, da die Energie hier effektiv abgestrahlt werden kann und das Gas dadurch abkühlt. Da die Sonne eine Plasmakugel ist und somit keine festen Grenzen aufweist, ist eine exakte Definition der Größe schwierig, daher spricht man von einem „Sonnendurchmesser“ bei dem es sich stets um die Photosphäre handelt. Über der Photosphäre liegen noch die Chromosphäre und die Korona. In der Photosphäre zeigen sich für den Beobachter auf der Erde besonders die Sonnenflecken und Sonnenfackeln, aber auch die Granulation. [vgl. Herrmann, 1996, S. 372, Stix, 2004, S. 8, Schmitt, J.: Aktive Sterne, In: SuW Nr.4, 2003, S. 25]

I.5.5 Chromosphäre

Die Chromosphäre liegt zwischen der Photosphäre und der Korona und besteht aus zwei Zonen. Die untere Chromosphäre ist mit ca. 7500 K recht kühl, während in der oberen Chromosphäre die Temperatur auf bis zu 1 Millionen Kelvin ansteigt. Die Höhe der unteren Schicht beträgt 4000 km und ihre Gasdichte geht von 10^{-8} auf 10^{-13} g/cm³ zurück. Sie besteht im Wesentlichen aus neutralem Wasserstoff. Die obere Chromosphäre erstreckt sich in eine Höhe von bis zu 12000 km, wo die Dichte auf bis zu 10^{-16} g/cm³ abfällt und enthält

im Wesentlichen ionisierten Wasserstoff auf Grund der vorherrschenden hohen Temperaturen. Dieses ionisierte Wasserstoffgas, also Plasma, erstrahlt intensiv rot, im Licht der für das häufigste Element charakteristischen Spektrallinie H-alpha. [vgl. Herrmann, 1996, S. 88- 89, Schmitt, J.: Aktive Sterne, In: SuW Nr.4, 2003, S. 22]

I.5.6 Korona

Die Korona ist die oberste Sonnenschicht (siehe Abb. I.5.6.1) und von ihr aus breitet sich der Sonnenwind in den Raum aus. Sie zeichnet sich durch eine extrem ansteigende Temperatur aus, die in wenigen Tausend Kilometern bis zu 10^6 K erreicht. Von der Erde aus ist die Korona mit bloßem Auge nur bei einer totalen Sonnenfinsternis zu sehen. Die von der Korona ausgehende Strahlung wird in F-Korona und K-Korona aufgeteilt. Die F-Korona dominiert in einem Abstand von 2 bis 3 Sonnenradien, in ihr finden sich die dunklen Linien des Fraunhoferspektrums. Die K-Korona erhielt ihren Namen wegen des kontinuierlichen Spektrums, in dem sich keine Fraunhoferlinien finden. Die Helligkeit der Korona nimmt mit dem Abstand zum Sonnenzentrum ab, ebenso ihre Dichte. Die Dichte der Sonnenkorona ist sehr gering und liegt in einer Höhe von 1,4 Millionen km bei $5 \cdot 10^{-19}$ g/cm³ und in 6,3 Millionen km Höhe bei $2 \cdot 10^{-20}$ g/cm³. [vgl. Herrmann, 1996, S. 470, Stix, 2004, S. 394]



Abb. I.5.6.1: Diesen helle Kranz um die Sonne herum nennt man "Korona" (Krone). Die Korona sieht man nur, wenn die Sonne abgedunkelt wird. Hier sieht man die Korona bei einer Sonnenfinsternis. Der Mond steht genau zwischen Erde und Sonne und erscheint als schwarzer Kreis mitten auf der Sonne.

I.6. Sonnenaktivität

Es gibt solare Vorgänge, die zu jeder Zeit beobachtet werden können, also stationären Charakter tragen. Zu ihnen gehören die kleinräumigen Auf- und Abwärtsbewegungen in der Photosphäre (Granulation, die in Kapitel I.5.3) und in der Chromosphäre (Spiculae). In diesem Zusammenhang spricht man von Phänomenen der ruhigen Sonne, während es auch Erscheinungen gibt, die in mehr oder weniger großer Regelmäßigkeit erscheinen und verschwinden. Zu diesen gehören unter anderem die Sonnenflecken, Protuberanzen und Flares.

All diese variablen Vorgänge werden unter dem Begriff Sonnenaktivität zusammengefasst.

Aktivitätserscheinungen treten meist in der Nähe von Sonnenfleckengruppen auf, so dass man von Aktivitätsgebieten spricht. Die Korona selbst kann als globale Aktivitätserscheinung angesehen werden, da sich ihre Gestalt während eines Zyklus erheblich verändert und um das Sonnenfleckenninimum Strukturen aufzeigt, die an ein großräumiges Magnetfeld erinnern. [vgl. Glaßmeier, 1991, S. 11]

Ein weiteres Phänomen der Sonne, das allerdings nicht sichtbar aber dennoch messbar ist, ist die Pulsation der Sonne, bei der es verschiedene Frequenzen gibt. Das bedeutet, dass die Sonne sich rhythmisch aufbläht und anschließend wieder zusammenzieht. Sie ändert dabei ihren Durchmesser in einem ca. 5 minütigen Rhythmus (Hauptfrequenz) um ca. 1.000 - 2.000 Kilometer.

Im Folgenden werden ein paar der Aktivitätserscheinungen der Sonne tabellarisch kurz vorgestellt. Im Anschluss daran wird das Phänomen der Sonnenflecken sowie der Sonnenwind vorgestellt.

Bögen (engl. loops).	Hier wird zwischen den single loops und den flare loops unterschieden. Bei den Single loops fließt die Materie auf der einen Seite aufwärts und auf der anderen Seite abwärts - meistens in einen Fleck hinein, während hingegen bei den flare loops die Materie auf beiden Seiten abwärts strömt.
Filamente (engl. filaments)	Filamente sind Protuberanzen in der Draufsicht, nur erscheinen sie gegen die helle Sonnenoberfläche dunkel. Man unterscheidet hier zwischen den ruhenden und den eruptiven Filamenten. Die stabilen älteren Filamente kann man auf der Oberfläche gut erkennen, da sie parallel zum Sonnenäquator ausgerichtet sind, manchmal fast über die gesamte Scheibe.
Flares oder chromosphärische Eruptionen siehe dazu Abb. I.6.1	Flares sind Strahlungsausbrüche, die nur wenige Minuten bis maximal zwei Stunden andauern Eruptionen in Sonnenfleckennähe. Die Strahlung verläuft von der harten Röntgen- oder sogar Gammastrahlung über den UV-Bereich bis zur Radiostrahlung. Es werden hauptsächlich Elektronen und Protonen, seltener schwere Atomkerne und Neutronen, mit Geschwindigkeiten von rund 1500 km/s herausgeschleudert.
Protuberanzen (engl. prominences) siehe dazu Abb. I.6.2	Sie sind Eruptionen der Chromosphäre, die am Sonnenrand betrachtet werden, und eingeteilt sind in stationäre, aufsteigende und Fleckenprotuberanzen sowie Surges und Flares. Ruhende Protuberanzen haben eine Dicke von 5000 - 7000 km, eine Höhe von 40 000 km und eine Länge von 200 000 km. Diese ruhenden Protuberanzen können aber auch eine aktive Phase zeigen und werden dann zu aufsteigenden Protuberanzen. Die Höhen, die über die Sonnenoberfläche erreicht

	werden, betragen bis zu $1-2 \cdot 10^6$ km, bei Aufstiegsgeschwindigkeiten von 100 km/s bis zu 600 km/s. Ihre Temperatur liegt bei 15000 K. bis 25000 K. Ruhende Protuberanzen liegen auf einem Polster magnetischer Kraftlinien auf und „schweben“ in der sie umgebenden Korona nur langsam herunter in die Photosphäre, da die Zähigkeitskräfte gegenüber den Druck- und Trägheitskräften überwiegen.
Sonnenfackeln	Oft in der Nähe von Sonnenflecken. Sie bestehen aus einem Netzwerk heller Lichtknoten und Adern und haben eine um Tage bis Wochen längere Lebensdauer als die Sonnenflecke. Polare Sonnenfackeln hingegen, die vorwiegend während der Phase des Sonnenfleckenminimums auftreten, haben nur eine Lebensdauer von einigen Stunden.
Spicula (engl. spicules)	Als farbiger Lichtsaum zeigen sich einzelne Spitzen der höheren Chromosphäre bei der Betrachtung des Sonnenrandes. Sie sind nicht gleichförmig verteilt und bewegen sich mit Geschwindigkeiten von 25 km/s. Sie stellen wahrscheinlich Wellenbewegungen in dünnen magnetischen Flussröhren dar.
Materieauswürfe (engl. surges)	Surges gehören zu den Protuberanzen. Es sind lange gerade oder leicht gekrümmte Säulen bzw. Spritzer, die aus Aktivitätsgebieten (meist Sonnenfleckengruppen) heraus schießen und auf derselben Bahn in die Chromosphäre zurückfallen. Sie stammen aus Helligkeitsausbrüchen (Flares) und erreichen mit Geschwindigkeiten von 50 bis 200 km/s

[vgl. Herrman, 1996, S.161, S. 148- 149, S.463- 464 und S. 514, Glaßmeier, 2001, S.6, Scheffler & Elsässer, 1990, S. 221- 227 und S. 245- 276, Unsöld, 1999, S. 231, S.236- 240 und S. 246- 247]

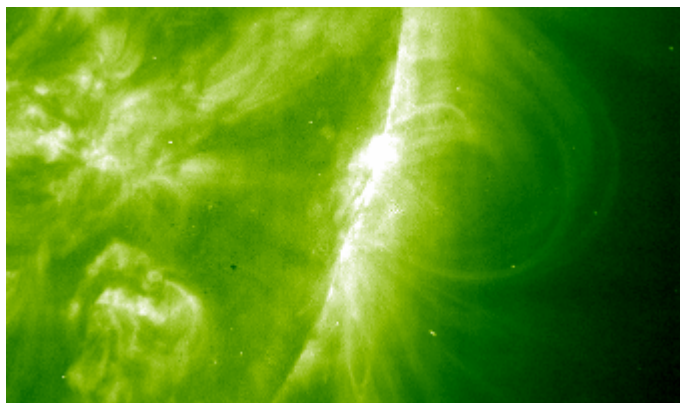


Abb. I.6.1: Röntgenstrahlen-Flare vom 4. November 2003

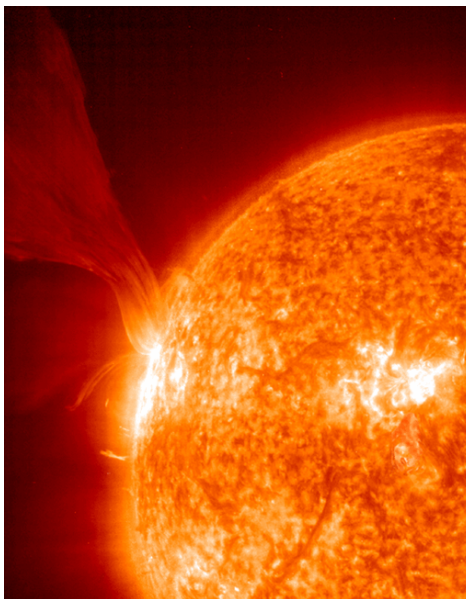


Abb. I.6.2: Aufnahme einer Protuberanz vom 15. Mai 2001, aufgenommen mit Hilfe des EIT in der He II Emissionslinie bei $304 \text{ \AA}$. Die Aufnahme zeigt die Chromosphäre bei einer Temperatur von ca. 60000 K . Die großen hellen Gebiete werden Aktivitätsgebiet genannt. Oben links sieht man eine Protuberanz, die im Allgemeinen kälter sind als die sie umgebende Korona, deren Temperatur typischerweise bei rund 1 Millionen K liegt. Wenn Teilchen eines solchen Ausbruchs in den Raum geschleudert werden und die Erde erreichen, kommt es in der Erdatmosphäre zu Störungen, z.B. zu einem Polarlicht.

I.6.1 Sonnenflecken

Eines der veränderlichen Phänomene der Sonnenoberfläche sind die Sonnenflecken. Die Anzahl der Sonnenflecken nimmt dem 11 jährigen Sonnenzyklus (siehe Kap. I.3.2) entsprechend regelmäßig ab und wieder zu. Einige der großen Sonnenflecke haben eine Penumbra (siehe Abb. I.6.1.1), deren radiale Ausbreitung rund 5000 km beträgt. Ohne Penumbra haben Sonnenflecken einen Durchmesser von ca. 11000 km und bei Flecken mit Penumbra ist der umbrale Durchmesser etwa 2500 km .

Das Plasma der Flecken hat eine Temperatur von ca. 3700 K , während die Umgebungstemperatur bei ca. 5780 K liegt. Ähnlich wie bei den Granulen erscheinen die Flecken dunkler vor dem leuchtstarken Hintergrund der Photosphäre, dennoch wäre der als Umbra bezeichnete dunkle Kern eines Flecks am Nachthimmel heller als der Vollmond.

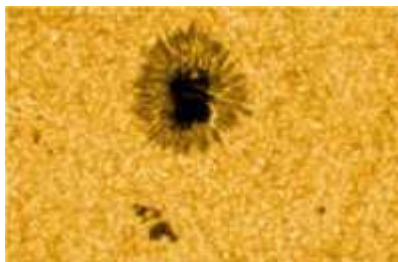


Abb. I.6.1.1: Ein kleiner Ausschnitt der Sonne mit einem Sonnenfleck. Deutlich ist die dunkle Umbra und die etwas hellere den Kern des Flecks umgebende Penumbra zu sehen.

Sonnenflecken sind Zentren starker Magnetfelder. Bei ihrer Entstehung spielen die andauernden Änderungen des solaren Magnetfeldes eine entscheidende Rolle.

Sonnenflecken treten in den Bereichen der Oberfläche auf, in denen Magnetfeldlinien in einer Schlaufe aus der Oberfläche hinaus und an anderer Stelle wieder hineinlaufen. Das Plasma der Sonne bewegt sich auf den Magnetfeldlinien vom Zentrum weg, verliert allerdings immer mehr an Geschwindigkeit bis es an der Grenze zur Chromosphäre seine Richtung ändert und sich wieder auf die Sonne zu bewegt. In den Zonen, in denen das Magnetfeld die Oberfläche durchstößt, wird der Konvektionsstrom des Plasmas gestört, da sich Plasma und Magnetfeld in diesen Stellen abstoßen (Prinzip des Einfrieren und Abstoßen der Magnetfeldlinien). Da also die Granulabewegung nur um diese Ein- und Austrittsstellen passieren kann, gelangt auch dort keine Energie nach außen. Diese Bereiche sind dadurch kühler und erscheinen uns dementsprechend auch dunkler als die restliche Oberfläche (siehe dazu Abb. I.6.1.1 und Abb. I.6.1.3).

Sonnenflecken treten meist paarweise oder auch in Gruppen auf und besitzen meist eine entgegengesetzte Polarität. Ihr Ursprung sind kleine dunkle Einzelflecken, die als Poren bezeichnet werden. Sie treten meist zuerst in der Region zwischen 40° nördliche Breite und 40° südliche Breite auf, weniger unterhalb von 30° solarer Breite. Flecken, die oberhalb der 40° -Grenze entstehen, sind äußerst selten, sehr klein und existieren nur sehr kurz. In jedem Zyklus verlagern sich die Flecken von den oberen Breiten im Maximum bis in die unteren Breiten bei ca. $\pm 5^\circ$ im Minimum (vgl. Abb. I.6.1.2).

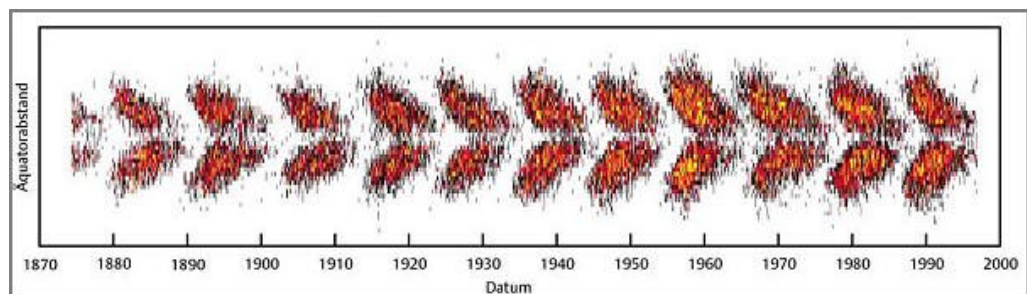


Abb. I.6.1.2: Die Grafik zeigt das so genannte Schmetterlingsdiagramm von Sonnenflecken, bei der man auch die Fleckenzyklen erkennt. In dieser Art des Diagramms werden die heliographischen Koordinaten (Länge und Breite auf der Sonne) von Sonnenflecken aufgetragen. Der Sonnenäquator liegt in dieser Abbildung in der Mitte der Grafik. Man sieht, dass zu Beginn der Zyklen die Flecken gehäuft in Polnähe entstehen und während des Zyklus langsam Richtung Sonnenäquator "wandern".

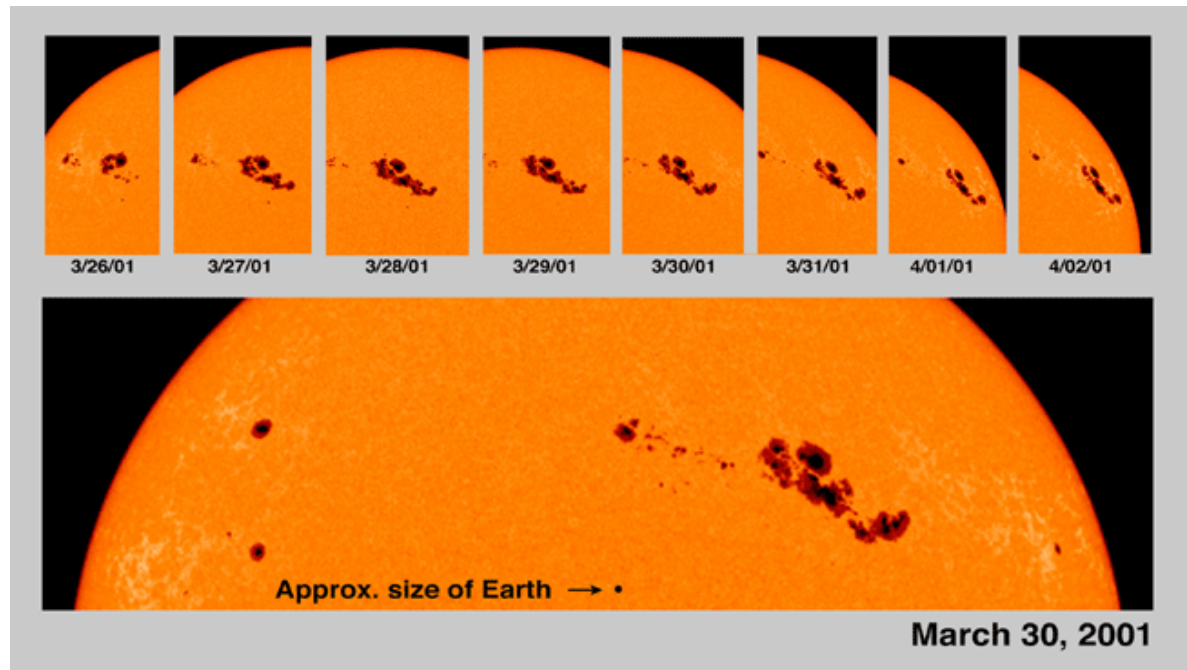


Abb. I.6.1.3: Beobachtung der größten Sonnenfleckengruppe in diesem Sonnenzyklus während der Rotation der Sonne. Am 30. März 2001 dehnte sich diese Fleckengruppe (genannt „Aktive Zone 9393“) über ein Gebiet von mehr als 13mal des Erddurchmessers aus. Aus ihr flossen viele Flares und Masseauswürfe, sowie der größte in 25 Jahren beobachtete Röntgen-Flare, der am 2. April 2001 aufgezeichnet wurde. Aufgrund des starken Magnetfeldes, das aus dem Inneren der Sonne hervorbricht, erscheint ein Sonnenfleck.

Zu Anfang ihrer Entwicklung bilden sich zwei Hauptflecke heraus, die von weiteren Flecken umgeben sind. Die Verbindungslinie der Hauptflecken ist dabei parallel zum Äquator. Mit der Zeit verschwinden die kleineren Flecke und es bleibt der Doppelfleck, der der Rotation der Sonne bzw. den Plasmabewegungen folgt und dabei allmählich auch verschwindet (siehe Abb. I.6.1.3, hier sieht man die Wanderung einer Sonnenfleckengruppen auf der Sonnenoberfläche). [vgl. Herrmann, 1996, S. 465- 468, Stix, 2004, S. 342-345]

I.6.2 Der Sonnenwind

Das Sonnenplasma verlässt die Korona über die so genannten koronalen Löcher, also Gebiete niedrigerer Temperatur, um 10^6 K, und geringerer Röntgenintensität. So verliert die Sonne durchschnittlich ca. 10^{17} g Materie am Tag bzw. 1 Millionen t pro Sekunde. Hochenergetische Teilchen schießen entlang der solaren Magnetfeldlinien mit einer Geschwindigkeit von rund 500 km/s, je nach Stärke des Sonnenwindes bis zu 750 km/s, und einer Dichte von ca. $5 \cdot 10^6$ Protonen und Elektronen pro m^3 als Sonnenwind in den Weltraum. Der Sonnenwind trägt ein schwaches Magnetfeld von $5 \cdot 10^{-9}$ T mit sich. Trifft das Sonnenplasma nun auf das Magnetfeld der Erde, entsteht auf der sonnenzugewandten Seite eine Schockfront, während auf der sonnenabgewandten Seite die Magnetfeldlinien in die Länge gezogen werden (Abb. I.6.2.1); durch diese Verformungen wird das Plasma um die Erde geführt und gelangt weiter in den interplanetaren Raum. Die Intensität des

Sonnenwindes variiert periodisch und sein Auftreffen ist auf der Erde durch zahlreiche Störungen des Erdmagnetfeldes nicht unbemerkt.

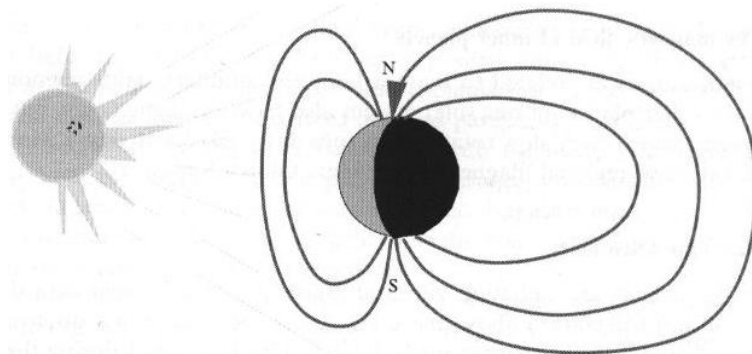


Abb. I.6.2.1 : Schema des Magnetfeldes der Erde, deren Tagseite auf Grund des Sonnenwindes gestaucht ist, während das Magnetfeld der sonnenabgewandten Seite in die Länge gezogen wird

Mit Hilfe der 1990 gestarteten Raumsonde Ulysses hat man den Sonnenwind, die interplanetare Materie und die Heliosphäre außerhalb der Ebene der Planetenbahnen untersucht. [vgl. Glaßmeier, 1991, S. 10- 30, S. 41- 45 und S. 59, Herrmann, 1996, S. 474 und 532, Stix, 2004, S. 403- 407, Unsöld, 1999, S. 241]

II. Teil Untersuchung des optischen Sonnenspektrums mit Hilfe der Spektroskopie

II.1 Geschichte und Entwicklung der Spektroskopie

Der Begriff Spektroskopie wird in der heutigen Wissenschaft sehr vielfältig verwendet. Das liegt zum einen daran, dass das elektromagnetische Spektrum, bei dessen Studium wohl zuerst in größerem Umfang spektroskopische Untersuchungen durchgeführt wurden, vom langwelligen Radiobereich bis zu extremen hochenergetischen Photonen reicht. Zudem kennen wir heute die Äquivalenz von Masse und Energie sowie den Zusammenhang der Wellenlänge elektromagnetischer Strahlung als auch der Materiewellenlänge mit Energie bzw. Masse eines Teilchens, so dass alle Messverfahren, die entweder Teilchen oder Photonen hinsichtlich ihrer Energie oder Masse zu trennen vermögen, als Spektroskopie bezeichnet werden. Entsprechend vielfältig sind auch die Techniken, die bei der Spektroskopie in diesem sehr weiten Sinne angewandt werden.

Die Zerlegung des Lichtes im sichtbaren Bereich und den angrenzenden Bereichen des nahen Infrarot und Ultraviolett mit Hilfe eines Prismas oder Beugungsgitters ist sozusagen die „klassische Spektroskopie“.

Abgesehen davon, dass unser Auge schon immer die Farben des Lichtes unterscheiden konnte und sicher schon in vorgeschichtlicher Zeit, Antike und Mittelalter farbliche Unterschiede bei Sternen und Planeten und die atmosphärischen Wirkungen auf das Sonnenlicht beobachtet wurden, beginnt die Entwicklung der wissenschaftlichen optischen Spektroskopie wohl im 17. Jahrhundert mit Arbeiten von Snellius (1591-1626) zum Brechungsgesetz. R. Hooke (1635-1703) betrachtet das Licht als Schwingung und interpretiert

damit Farbe und Brechung. Im Jahr 1666 zerlegt I. Newton (1642-1727) weißes Licht mit Hilfe eines Prismas, aber seine Autorität verhindert wohl auch für ca. 100 Jahre Fortschritte in der Wellentheorie des Lichtes, bis Th. Young (1773-1829) 1801 das Interferenzprinzip formuliert.

William Hyde Wollaston (1766-1828) bemerkte 1802 erstmals dunkle Linien im Sonnenspektrum. Er nahm jedoch an, dass es sich bei diesen Linien um die natürlichen Grenzen zwischen den einzelnen Farben handle. Erst Joseph Fraunhofer (1787-1826) katalogisierte etwa zehn Jahre später 574 Absorptionslinien im Sonnenspektrum, um Linsenprüfungen durchzuführen. Dabei bezeichnete er die stärksten Linien auf der roten Seite beginnend mit den Buchstaben A, B, C und so weiter. Er stellte fest, dass die D-Linie auch im Spektrum einer Kerzenflamme zu finden war. Er konnte weder erklären, ob dieses Zusammentreffen zufällig war oder nicht, noch konnte er den Umstand erklären, dass die D-Linie im Sonnenspektrum dunkel, im Spektrum der Flamme jedoch hell war.

Fraunhofer stellte bei der Beobachtung von Spektren des Mondes, einiger Planeten sowie heller Sterne wie Sirius und Castor fest, dass die Häufigkeit der einzelnen Spektrallinien der Sonne und der Sterne sowie unter den Sternen unterschiedlich war.

Die 50 Jahre vor 1900 war die Zeit der wissenschaftlichen Etablierung der optischen Spektroskopie. Wesentlicher Aspekt war dabei die Entwicklung der Spektralanalyse durch G. Kirchhoff (1824-1887) und R. W. Bunsen (1811-1899), etwa in den Jahren 1861 bis 1863.

Bunsen versuchte, Substanzen durch die bei der Verbrennung in der Flamme des nach ihm benannten Brenners entstehende Flammenfarbe zu identifizieren. Kirchhoff schlug vor, zur Analyse ein Prisma zu verwenden und so entwickelten sie ein hochpräzises Spektroskop. Sie deuten die Fraunhoferlinien im Sonnenspektrum als Absorptionslinien und finden mehr als 12 chemische Elemente auf der Sonne (Na, Ca, Mg, Cr, Fe,...).

Levis M. Rutherford gelang es 1864, ein Spektrum der Sonne bei hoher Dispersion zu fotografieren. Die Arbeiten werden von A. J. Angström fortgesetzt, der Lichtbogen als Laborlichtquellen einsetzt, Wellenlängen mit Beugungsgittern misst und 800 Fraunhoferlinien zuordnet, u.a. von Wasserstoff auf der Sonne. Gegen Ende des 19. Jahrhunderts konnten schon etwa 50 Elemente im Sonnenspektrum identifiziert werden.

Eine Besonderheit gab es bei der Entdeckung des Heliums: Bei der Sonnenfinsternis 1868 untersuchten sowohl Pierre Janssen (1824–1907) als auch Norman Lockyer (1836–1920) das Licht der Sonnenkorona und entdeckten beide eine gelbe Linie ganz in der Nähe der gelben D-Linien des Natriums. Doch zu welchem Element konnte diese Linie gehören, die noch nie in einem Funken oder Flammenspektrum beobachtet worden war? Bestand die Sonne also doch auch aus Elementen, die uns auf der Erde fremd sind? Die Antwort lieferte William Ramsay (1852–1916) erst 1895, als er ein vorher unbekanntes Gas auf der Erde isolierte: das Helium. Er schickte Proben dieses Gases an Crookes und Lockyer, die spektroskopisch die Übereinstimmung mit den 1868 entdeckten Linien im Sonnenspektrum bestätigten. Auch hier zeugt die Namensgebung nach dem griechischen Wort „helios“ für Sonne heute noch von der Geschichte seiner Entdeckung.

Die erste Hälfte des 20. Jahrhunderts war wohl die Blütezeit der optischen Spektroskopie, sowohl im Labor als auch in der Astronomie. Im Labor hat sie die vielen Experimente zur Quantenmechanik ermöglicht und dieser Theorie zum Durchbruch verholfen.

Mit der Erkenntnis der Sternentwicklung durch die Spektralklassifikation der Sterne (Hertzsprung-Russell-Diagramm) und der Expansion des Universums auf Grund der Rotverschiebung von Spektrallinien (E. Hubble) wurde unser Wissen um die großen Zusammenhänge im Universum ganz entscheidend erweitert.

In der zweiten Hälfte des 20. Jahrhunderts fand die Ausweitung der Beobachtung von astronomischen Objekten auf einen extrem weiten Wellenlängenbereich vom Radiobereich bis zur Gamma-Astronomie statt. An Techniken kam im Wesentlichen der Nachweis von Licht mit CCD Detektoren bzw. kurz- und langwelliger Strahlung mit den entsprechenden Detektoren für diese Bereiche hinzu. Entscheidend für die Beobachtungen war, neben der Entwicklung der Radio- und Infrarotastronomie, die Raumfahrt, die es erlaubt hat, die Spektrometer über die, in weiten Spektralbereichen absorbierende, Atmosphäre zu bringen. [zusammengestellt aus: Ulrich, A.: Geschichte der Spektroskopie, In: Einführung in die Spektroskopie für Amateure, 2000, S.6- 8, Jochen Hennig, 2003, S. 24 ff. und Suter, 2004, S. 2]

II.2 Die Funktionsweise eines Spektroskops

Wenn man Sonnenlicht eine Spaltblende passieren und danach auf ein Prisma fallen lässt, spaltet sich der gebündelte Lichtstrahl in seine einzelnen Farbbereiche, das Spektrum, auf (siehe Abb.II.2.1). Das Sonnenlicht besteht aus verschiedenen Wellenlängenbereichen. Das Auge nimmt allerdings nur einen Teil davon wahr, den so genannten sichtbaren Bereich von ca. 3000 Å (violett) bis 8000 Å (rot). [vgl. Herrmann, 2000, S. 33]

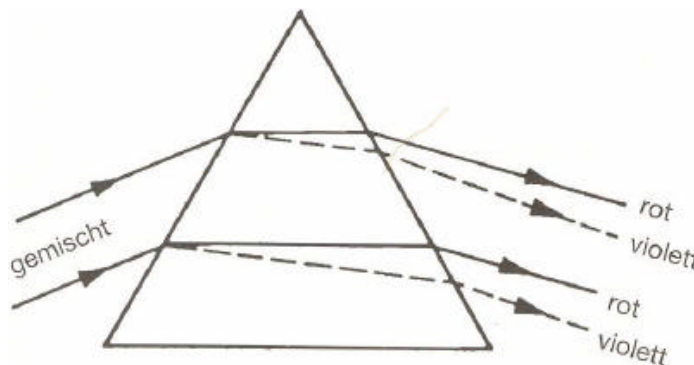


Abb.II.2.1: Dispersion des Lichts durch ein Prisma

Die Wellenlänge λ ist durch $\lambda = \frac{c}{\nu}$ mit der Frequenz ν verbunden, wobei c die Lichtgeschwindigkeit mit 299792452 m/s [Angabe aus Gerthsen Physik, 2002, Umschlag] ist.

Während mit einem Spektroskop das Spektrum eines Sterns visuell beobachtet wird, kann man mit einem Spektrographen Photographien dieses Spektrums machen.

Bei einem Prismenspektrographen entsteht das Spektrum durch Lichtbrechung, Refraktion, und bei einem Gitterspektrographen durch Beugung.

Bei der Beobachtung und Auswertung eines Spektrums bestimmt das Auflösungsvermögen, ob zwei benachbarte Spektrallinien gerade noch trennbar sind.

Können also bei einer Wellenlänge λ zwei Spektrallinien gerade noch getrennt werden, wenn sie einen Wellenlängenunterschied $\Delta\lambda$ haben, so wird das

Auflösungsvermögen als das Verhältnis $\frac{\lambda}{\Delta\lambda}$ bezeichnet. Das Auflösungsvermögen kann bei einer Wellenlänge von z.B. 5000 Å etwa 0,01 Å oder noch kleinere Werte erreichen.

Das Auflösungsvermögen eines Gitters wird beschrieben durch:

$$\frac{\lambda}{\Delta\lambda} \leq mN.$$

Es hängt zwar nicht von der Gitterkonstanten d ab, sondern wächst nur mit der Strichzahl N und der Ordnung m des benutzten Maximums, aber je kleiner d ist, desto breiter aufgefächert ist das Spektrum.

Bei einem Gitter laufen zwei Teilwellen, die von den äußersten um Nd voneinander getrennten Gitterstrichen in ein Maximum m -ter Ordnung zusammen und haben den Gangunterschied $g = Nd \sin \theta_m$. Da dieses Maximum in der Richtung $\sin \theta_m = m \lambda / d$ liegt, heißt dass das $g = Nm \lambda$.

Für zwei Spektrallinien mit λ bzw. $\lambda + \Delta\lambda$ sind diese Gangunterschiede um $\Delta g = Nm \Delta\lambda$ verschieden. Die Gangunterschiede müssen um ungefähr eine Wellenlänge verschieden sein: $\Delta g = Nm \Delta\lambda \sim \lambda$, damit die beiden Linien trennbar sind.

Bei einem Prisma hat das Licht bei symmetrischem Durchgang an der Basis des Prismas mit der Breite d und der Brechzahl n den Lichtweg nd zurückzulegen. Für zwei Spektrallinien mit λ bzw. $\lambda + \Delta\lambda$ unterscheiden sich die Lichtwege um:

$$d \frac{dn}{d\lambda} \Delta\lambda.$$

Das muss etwa gleich λ sein, damit die Linien trennbar sind.

Das Auflösungsvermögen eines Prismas ergibt sich durch Multiplikation der Basisbreite d und der Dispersion $dn/d\lambda$ des Glases:

$$\frac{\lambda}{\Delta\lambda} = d \frac{dn}{d\lambda} \quad . \text{ [vgl. Gerthsen Physik, 2002, S.527- 528]}$$

II.3 Entstehung von Sternspektren

II.3.1 Grundlagen der Spektralanalyse

Auf dem kontinuierlichen Farbhintergrund (Kontinuum) von Sonnen- und Sternspektren zeigen sich auch dunkle, aber seltener helle, Stellen. Diese wurden, wie bereits erwähnt, erstmals 1802 von W.H. Wollaston im Sonnenspektrum entdeckt und von J. Fraunhofer 1814 mit lateinischen Buchstaben gekennzeichnet. Erst R.W. Bunsen und G.R. Kirchhoff erkannten 1859 ihre Bedeutung für die Grundlagen der Spektralanalyse (Kirschhoffsche Gesetzte):

1. Ein glühender, fester oder flüssiger Körper sowie Gase unter sehr hohem Druck und hoher Temperatur erzeugen ein

zusammenhängendes, kontinuierliches Spektrum ohne Linien (Abb.II.3.1.1 b)).

2. Leuchtende Gase unter geringerem Druck oder niedrigerer Temperatur zeigen einzelne helle Emissionslinien. Jedes chemische Element erzeugt seine eigenen Linienserien. Das Emissionsspektrum bestimmter leuchtender Gase verrät also deren chemische Zusammensetzung (Abb.II.3.1.1 a)).
3. Durchläuft das Licht eines Körpers, das für sich allein genommen ein kontinuierliches Spektrum ergibt, ein (kühles) Gas, so zeigten sich auf dem Kontinuum genau bei derjenigen Wellenlänge dunkle Linien (Absorptionslinien, Fraunhofersche Linien), bei denen das durchstrahlte Gas im alleinigen Leuchtzustand Emissionslinien erzeugen würde (Abb.II.3.1.1 c)).

Dies geschieht auch bei der Sonne. Die aus der Strahlungszone stammenden Lichtstrahlen durchlaufen äußere, kühlere Randschichten und in dieser „umkehrenden Schicht“ entstehen die Fraunhofer-Linien. [vgl. Herrmann, 2000, S.33 ff.]

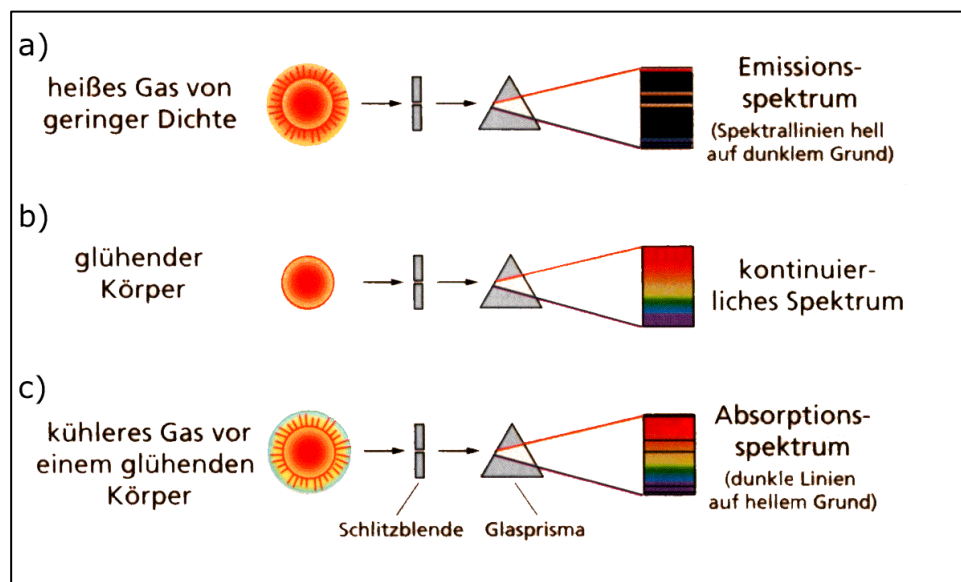


Abb.II.3.1.1 : Schematische Darstellung der Entstehung eines
a) Emissionsspektrums b) kontinuierlichen Spektrums
und c) Absorptionsspektrum

Diese Vorgänge zur Emission und Absorption von Licht werden hier am Modell des Wasserstoffatoms erklärt. In Abb. II.3.1.2 sind die Energieniveaus des Elektrons im Wasserstoffatom dargestellt.

Durch die Absorption wird ein Elektron auf ein höheres Energieniveau befördert, wobei die Differenz zwischen den beiden Energieniveaus genau der Energie des absorbierten Photons entsprechen muss. Die Elektronen verharren nicht für alle Zeit in den höheren Energiezuständen, sondern fallen nach einer Weile unter Aussendung eines Photons wieder auf ein niedrigeres Energieniveau zurück, dessen Energie wiederum genau der Energiedifferenz zwischen den Energieniveaus entsprechen muss. Allerdings haben die Elektronen hier unter Umständen mehrere Möglichkeiten.

Ein Elektron, das sich auf dem Niveau $n=3$ befindet, hat die Möglichkeit, direkt in den Grundzustand $n=1$ zurückzuspringen oder erst über das Niveau $n=2$, um dann in den Grundzustand, den energieärmsten, zu gelangen. Die Serie der Übergänge von höheren Energiezuständen zum Niveau $n=2$ bzw. umgekehrt trägt beim Wasserstoff den Namen Balmer-Serie, deren bekanntester Vertreter, der Übergang von $n=3$ nach $n=2$, der H_{α} -Linie bei $6563 \text{ \AA}$ entspricht. (Für einen Sprung von Zustand $n=1$ nach $n=2$ ist z.B. ein Energiebetrag von $10,91 \text{ eV}$ (Elektronenvolt, 1 eV ist die Energie, die ein Elektron gewinnt, wenn es ein Feld mit einer Spannungsdifferenz von 1 Volt durchläuft) erforderlich, während für einen Sprung von $n=2$ nach $n=1$ ein Energiebetrag von $10,91 \text{ eV}$ frei wird. Für einen Sprung von $n=1$ nach $n=3$ sind es $12,07 \text{ eV}$ und bei einer Zufuhr von $13,595 \text{ eV}$ oder mehr wird das Elektron völlig vom Atomkern getrennt.)

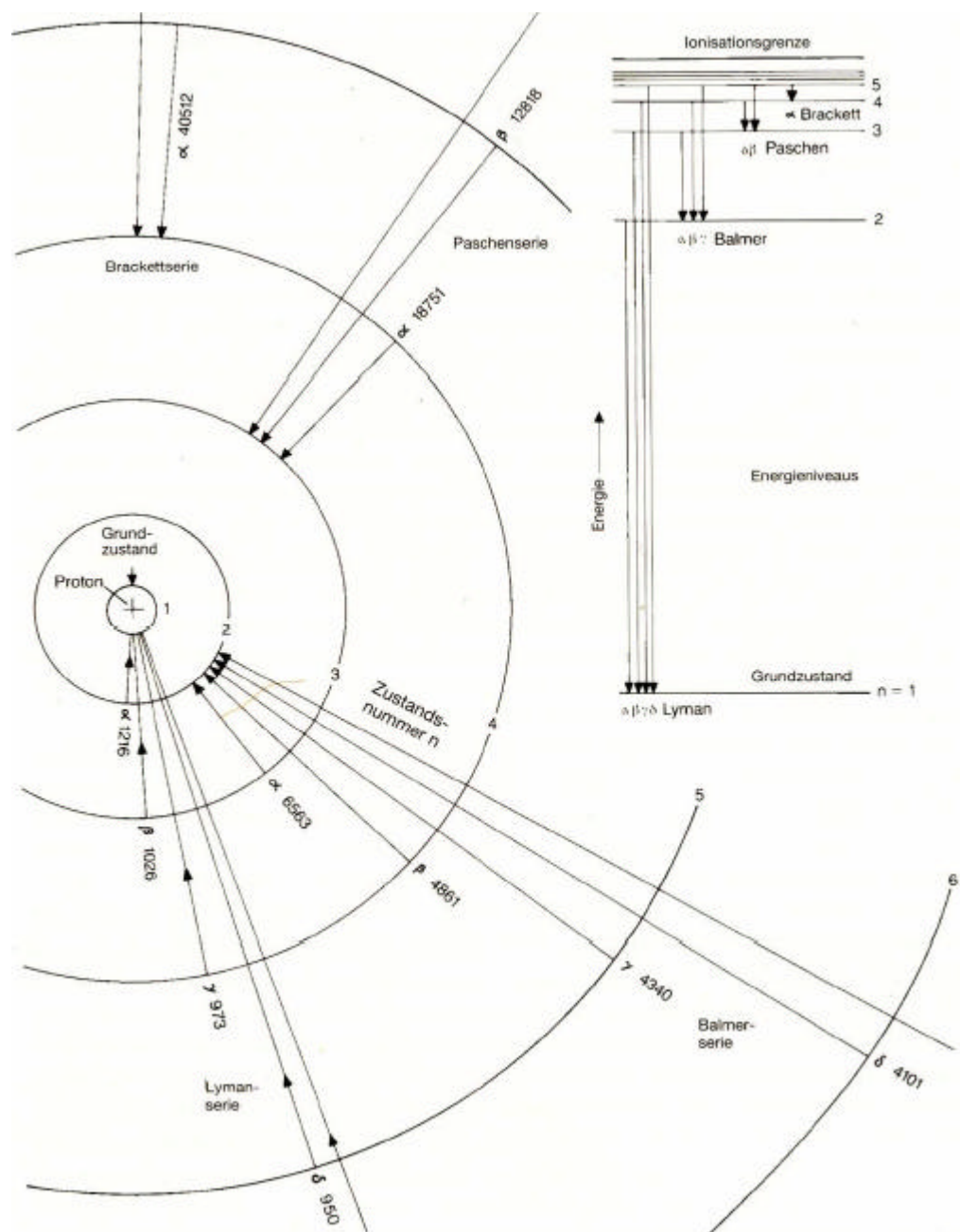


Abb. II.3.1.2: Energieniveaus im Wasserstoffatom

Der Übergang eines Elektrons von höheren zu niedrigeren Energieniveaus ist der Entstehungsmechanismus der Emissionslinien, der hellen Linien im Spektrum. Ein heißes Gas geringer Dichte erzeugt Emissionslinien, denn wenn die Elektronen, die durch Stöße untereinander oder durch Absorption auf höhere Energieniveaus befördert worden sind, wieder zurückfallen auf niedrigere Energieniveaus, so senden sie Photonen in zufällige Richtungen aus, so dass das Gas im Licht der entsprechenden Übergänge leuchtet und sein Spektrum die entsprechenden Emissionslinien aufweist.

Dabei stehen die Wellenlänge λ und der freiwerdende Energiebetrag E folgendermaßen zueinander:

$$E = \frac{h \cdot c}{\lambda} \text{ bzw. } \lambda = \frac{h \cdot c}{E}$$

mit h , dem Planckschen Wirkungsquantum ($h=6,6 \cdot 10^{-34} \text{ Js}$) und der Lichtgeschwindigkeit c .

Ein Photon kann bei ausreichender Energie auch ein Atom ionisieren. Bei der Rekombination, wenn sich das Elektron wieder mit dem Atomrumpf verbindet, gibt ein Elektron entsprechend seiner Relativgeschwindigkeit dazu ein Photon ab und kann danach unter Aussendung von Photonen entsprechender Energie über mehrere Stufen wieder zum Grundzustand gelangen, falls dies nicht schon geschehen ist.

Ein heißes Gas bzw. ein Plasma kann so nicht nur Emissionslinien, sondern auch ein Kontinuum erzeugen, denn dort sind die Relativgeschwindigkeiten der Elektronen und Ionen über einen weiten Bereich verteilt und so entsprechend auch die Wellenlängen der bei der Rekombination ausgesendeten Photonen. Dementsprechend gibt es auch Absorptionskontinua, denn die Energie eines Photons muss nur eine gewisse Grenze überschreiten, um ein Atom zu ionisieren, über dieser Grenze hinaus kann die Energie einen beliebigen Wert annehmen. [vgl. Kaler, 1994, S. 55 ff.]

Mittels der Identifikation der Absorptionslinien kann eine qualitative chemische Analyse der Sternatmosphären erzielt werden. Wohingegen bei der quantitativen Analyse der prozentuale Anteil der auftretenden chemischen Elemente ermittelt wird. Die Stärke der Absorptionslinie ist nicht nur von der Zahl der absorbierenden Atome abhängig, sondern auch von der Temperatur oder des Drucks auf dem Stern. Da sich diese physikalischen Werte jedoch nicht immer ausreichend genau bestimmen lassen, unterliegen quantitative Analysen gewissen Unsicherheiten.

Grundsätzlich lassen sich Temperaturen für die Oberflächen der Sterne aus dem Spektrum entnehmen. Dazu dient das Wiensche Verschiebungsgesetz, nach dem das Intensitätsmaximum im Kontinuum temperaturabhängig ist. Dies

gilt für die Temperatur $T = \frac{2,898 \cdot 10^7 \text{ ÅK}}{\lambda_{\text{max}}}$, wobei λ_{max} die Wellenlänge des

Intensitätsmaximums in Å ist.

Des Weiteren ergibt sich aus dem Planckschen Strahlungsgesetz ein bestimmter Intensitätsverlauf im Spektrum bei verschiedenen Temperaturen. Dies gilt allerdings nur für einen schwarzen Körper (Absorptionsvermögen = 1), was aber in erster Näherung für Sterne zutrifft.

Das nach Max Planck (1858-1947) benannte Gesetz beschreibt, dass jeder Körper mit einer Temperatur größer als der absolute Nullpunkt (0 Kelvin)

elektromagnetische Strahlung aussendet, die in Relation zur Temperatur des Körpers und zur Wellenlänge steht:

$$I(l, T) = \frac{2 \cdot p \cdot h \cdot c^2}{l^5} \left(e^{\frac{h \cdot c}{l \cdot k \cdot T}} - 1 \right)^{-1}$$

mit der Boltzmann- Konstanten $k = 1,381 \cdot 10^{23} \text{ W / K}$.

Das Plancksche Strahlungsgesetz liefert den Zusammenhang der abgestrahlten Leistung $I(\lambda, T)$ als Funktion der Temperatur T und der Wellenlänge λ . Dieses Gesetz gilt recht genau für Sterne (Sonne) mit verschiedener Oberflächentemperaturen. Unsere Sonne strahlt bei etwa 6000 K, A-Sterne wie Sirius mit 10000 K und rote Riesen mit 3000-4000 K (siehe dazu Abb.II.3.1.3). Dies hat zur Folge, dass Sterne in weißer Farbe, blauweiß und gelb-rot erscheinen. Man kann der Farbe eines Sternes eine Farbtemperatur zuschreiben, die in etwa seiner Oberflächentemperatur entspricht.

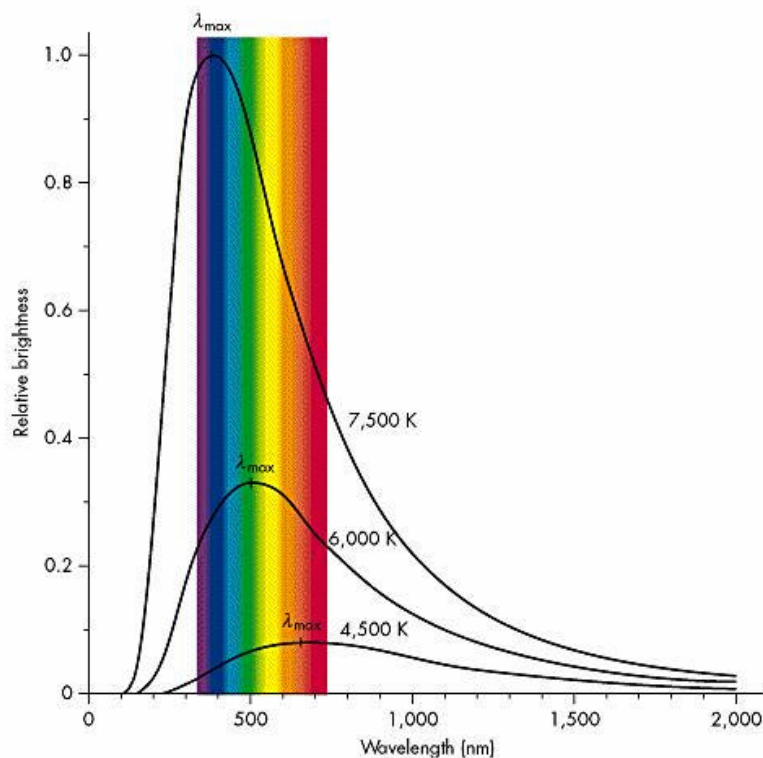


Abb.II.3.1.3: Strahlungskurven von schwarzen Körpern

Integriert man das Planck-Gesetz über alle Wellenlängen, so erhält man die spezifische Ausstrahlung:

$$I(T) = \int_0^{\infty} I(l, T) dl = s T^4.$$

Diese Beziehung nennt man Stefan-Boltzmann-Gesetz, mit der Stefan-Boltzmann-Konstante $\sigma = 5,670 \cdot 10^{-8} \text{ W / (m}^2 \text{ K}^4)$. Das Stefan-Boltzmann-Gesetz beschreibt die gesamte Intensität der Strahlung eines schwarzen

Körpers. [vgl. Gerthsen Physik, 2002, S.579- 583, Giese, 1981, S. 167, Kaler, 1994, S. 42- 44]

II.3.2 Das elektromagnetische Spektrum

Elektromagnetische Strahlung entsteht durch die Schwingung elektrischer Ladungen und breitet sich als elektrisch-magnetisches Wechselfeld im Vakuum mit Lichtgeschwindigkeit aus.

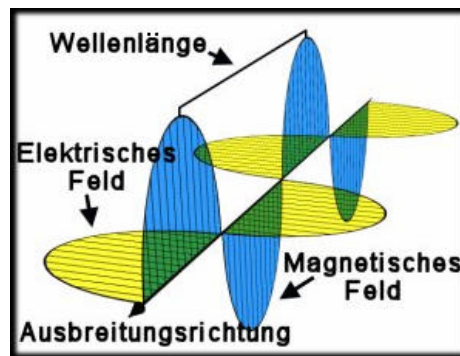


Abb.II.3.2.1: Schema einer elektromagnetischen Welle

Die Schwingung erfolgt dabei in Wellenform senkrecht (*transversal*) zur Ausbreitungsrichtung (siehe Abb. II.3.2.1). Je nach Frequenz kann elektromagnetische Strahlung in unterschiedlichen Erscheinungsformen beobachtet werden.

Das vom Auge wahrgenommene Licht ist nur ein kleiner Bereich des elektromagnetischen Spektrums, das von einer Wellenlänge von ca. 10^{-11} cm (γ -Strahlung) bis 10^6 cm (Langwellen, Radiostrahlung) reicht.

Die Erdatmosphäre ist für diese Strahlungen nur bedingt durchlässig, was für die Entstehung und Erhaltung von organischem Leben auf der Erde sehr wichtig ist. Röntgen- und Ultraviolettstrahlen werden schon in den oberen Luftschichten vollständig absorbiert. Aufgrund dieser Eigenschaft gibt es nur zwei sogenannte Fenster ins Weltall: das „optische Fenster“, das Strahlung im Bereich von 4000 Å bis 8000 Å und etwas Infrarotstrahlung durchlässt sowie das „Radiofenster“, das Strahlung im Bereich von 1mm bis 18m Wellenlänge passieren lässt (Abb.II.3.2.2). Darüber hinaus wird längerwellige kosmische Radiostrahlung an der Ionosphäre zwischen 80 und 250 km Höhe wieder ins All reflektiert. [vgl. Herrmann, 2000, S. 37]

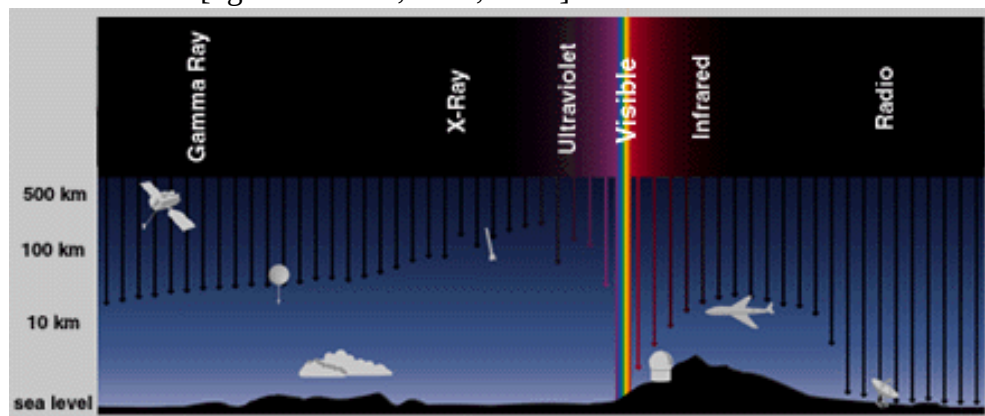


Abb. II.3.2.2: Das elektromagnetische Spektrum und seine Eindringtiefe in die Erdatmosphäre

II.3.3 Das Spektrum der Sterne

Bei der Sonne sind die inneren Schichten dicht, sehr heiß und stehen unter hohem Druck. Laut dem ersten Kirchhoffschen Gesetz erzeugen sie somit ein kontinuierliches Spektrum. Zu den äußeren Schichten hin nehmen Dichte, Temperatur und Druck ab und im Kontinuum erscheinen Absorptionslinien. Was für Linien das sind, hängt von der Entfernung zum Kern ab, denn in den etwas tieferen Schichten, wo die Temperaturen höher sind, können Linien von ionisierten Atomen entstehen, die jedoch in größerer Höhe neutral vorliegen.

Würde man die höheren Schichten allein, ohne die darunter liegende Kontinuumsquelle, betrachten, so würde man ein Emissionsspektrum sehen, denn auf dieses trifft das zweite Kirchhoffsche Gesetz zu, denn diese Schichten sind ein heißes Gas geringer Dichte.

Es ist nicht ganz einfach, von dem Vorhanden- bzw. dem Nichtvorhandensein gewisser Linien auf das Vorkommen bzw. Nichtvorkommen gewisser Elemente zu schließen bzw. auf deren Häufigkeiten. Kenntnis der Temperatur-, Druck- und Dichteverhältnisse sind hier Voraussetzung für eine sinnvolle Interpretation eines Spektrums. So könnte man beispielsweise bei kühleren Sternen aufgrund der Abwesenheit von Wasserstofflinien naiv auf das Nichtvorhandensein von Wasserstoff schließen, was einen gewaltigen Trugschluss darstellen würde, zumal alle Sterne (von gewissen Sternendzuständen abgesehen) zum weitaus größten Teil aus Wasserstoff bestehen. In den kühlen Sternen sind lediglich die Temperaturen nicht hoch genug, um Elektronen des Wasserstoffatoms auf höhere Energieniveaus zu befördern. Dafür können sich in diesen Sternen Moleküle bilden, denn hier sind die Teilchengeschwindigkeiten niedrig genug, so dass Atome molekulare Bindungen eingehen können und diese Bindungen nicht gleich wieder durch Zusammenstöße zerstört werden. Moleküle erzeugen sehr komplizierte Spektren, denn hier spielen die verschiedenen Vibrationszustände des Moleküls eine Rolle, die sich wiederum aufspalten in verschiedene Rotationszustände. Die entsprechenden Übergänge erzeugen im Spektrum sogenannte molekulare Banden. Diese drängen sich zu einer Seite des Spektrums stark zusammen und bilden dort einen Bandenkopf, nach dessen Wellenlänge ein Band bezeichnet wird.

Zur Bestimmung der Temperatur in Sternatmosphären gibt es mehrere Möglichkeiten: zum einen über das Stefan-Boltzmann-Gesetz, sofern man die Leuchtkraft des Sterns und seinen Radius kennt (dies liefert die sogenannte effektive Temperatur, diejenige Temperatur, die ein Schwarzer Körper mit gleicher Oberfläche und Strahlungsleistung haben würde), zum anderen über das Wiensche Gesetz nach Bestimmung des Strahlungsmaximums. Weiterhin können die Spektrallinien betrachtet werden, um daraus Ionisationsverhältnisse bzw. Anregungsverhältnisse zu bestimmen. Bei hohen Temperaturen ist zu erwarten, dass mehr Atome in ionisiertem Zustand bzw. in höher angeregten Zuständen vorliegen.

Um den Druck und Dichte der Sternatmosphäre zu bestimmen, kann man die Spektrallinien analysieren, indem man ihre Breite und innere Struktur bzw. ihr Linienprofil auswertet. Das Profil wird graphisch als Strahlungsfluss innerhalb einer Linie in Abhängigkeit von der Wellenlänge dargestellt. Die Informationen über Druck und Dichte ergeben sich dann aus folgenden Überlegungen: bei Stößen oder nahen Begegnungen zwischen Atomen werden die Energieniveaus innerhalb eines Atoms geringfügig verändert aufgrund der

elektrischen Kräfte zwischen ihnen, so kann Absorption und Emission von Strahlung bei etwas anderen Wellenlängen erfolgen als im ungestörten Zustand. Bei höherem Druck und höherer Dichte werden die Spektrallinien breiter, da Stöße zwischen Teilchen immer häufiger werden. [vgl. Kaler, 1994, S. 60- 71]

II.3.4 Sternklassen nach Harvard

Sternspektren weisen eine große Vielfalt an Linien (-profilen) auf. Um 1900 entwickelten die am Harvard-Observatorium beschäftigten Damen W. P. Fleming, A. Maury und A. Cannon ein noch rein phänomenologisches Klassifikationsschema, in dem die Sternspektren nach dem Auftreten und der Stärke bestimmter Spektrallinien in sieben Spektralklassen eingeteilt wurden - B, A, F, G, K, M (Merksspruch: „Oh, be a fine girl. Kiss me!“)-, die sich bald als Folge abnehmender Oberflächentemperatur erwies. Gelegentlich bezeichnete man auch die ersten Sterne, die blauweißen und weißen, als „frühe“ Sterne, die mittleren als „mittlere“ und die letzten Sterne, die roten, als „späte“ Sterne. Dies hat jedoch nichts mit der tatsächlichen Entwicklung der Sterne zu tun.

Zur genaueren Spezifizierung führte man noch Dezimalklassen mit den Bezeichnungen B0, B1,...B9, A0, A1... usw. und noch eine weitere Klasse, die mit dem Buchstabe „O“ gekennzeichnet ist, für die heißesten Sterne ein. Dieses Schema wurde später noch um einige Neben- bzw. Sonderklassen, wie R, N und S, rote Sterne, sowie der Klasse W, die nur selten auftreten, erweitert. Weiterhin wurde mit der Zeit auch klar, dass man für ein tieferes Verständnis der Sterne auch die unterschiedlichen Leuchtkräfte innerhalb einer Spektralklasse betrachten musste, wodurch die Leuchtkraftklassen entstanden. Nachdem sich die heutige Reihenfolge durchgesetzt hatte wurde noch herausgefunden, dass die Klassen direkt in Relation zur Temperatur eines Sterns stehen (Wiensches Gesetz für den Schwarzen Körper):

Klasse	O	B	A	F	G	K	M
Farbe	blau	bläulich- weiß	weiß	gelblich- weiß	gelb	orange	rot- orange
Temperatur	28000 – 50000 K	9900 - 28000 K	7400 – 9900 K	6000 - 7400 K	4900 - 6000 K	3500 - 4900 K	2000 – 3500 K
Kennzeichen	He II, Emissions- linien	He I	H	Metalle, H	Ca II, Metalle	Ca II, Ca I, Moleküle	(TiO) S(ZrO)
Leuchtkraft	100000	1000	20	4	1	0,2	0,01
Durchmesser	10	5	1,7	1,3	1	0,8	0,3
Masse	50	10	2	1,5	1	0,7	0,2
Lebensdauer	10	100	1000	5000	10000	50000	100000
Beispiel	Alnilam	Rigel	Sirius	Prcyon A	Sonne	40 Eridani A	Proxima Centauri

Tabelle II.3.4.1: Die Harvard-Spektraltypen; sowie Leuchtkraft, Durchmesser und Masse in Sonneneinheiten, Angaben beziehen sich auf Hauptreihensterne; Lebensdauer in Millionen Jahren [vgl. Kaler, 1994, S. 94 und Herrmann, 2000, S.153, sowie Freund, 2006, Internetseite zum Hertzsprung-Russel-Diagramm]

Der Bezug beruht darauf, dass in einem Stern je nach Temperatur mehr oder weniger Elemente in einem Energieniveau gehalten werden, wodurch dann der Ausstoß von Photonen im sichtbaren Wellenlängenbereich ermöglicht wird. Kalte Sterne, die beispielsweise zu 90% aus Wasserstoff bestehen, können daher Spektren haben, in denen die Balmerreihe gar nicht auftaucht, weil nicht genügend Energie vorhanden ist, um Außenelektronen in das zweite Energieniveau zu „erhöhen“. [vgl. Kaler, 1994, S. 84 ff und Herrmann, 1996, S.478 ff.]

II.3.5 Das Sonnenspektrum

Bei der Sonne kann man verschiedene Schichten und somit auch Temperaturen getrennt voneinander beobachten: die Photosphäre, die kühleren Sonnenflecken, die Chromosphäre und die darüber liegende heiße Korona.

Das Spektrum der Sonne (siehe Abb. II.3.5.2, das sichtbare Sonnenspektrum) besteht zunächst aus einem kontinuierlichen Spektrum, dessen Intensitätsverteilung, gemäß dem Planckschen Strahlungsgesetz, mit dem eines schwarzen Körpers bei 5785 K übereinstimmt. Nur im kurzwelligen Bereich zeigen sich einige Abweichungen. Dem Kontinuum sind zahlreiche Absorptionslinien, die Fraunhoferlinien (siehe Abb. II.3.5.1 und Tab. II.3.5.1), überlagert.

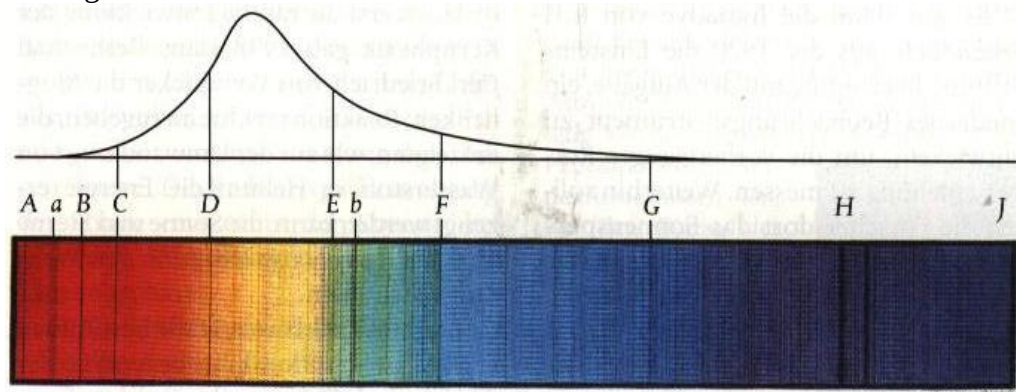


Abb.II.3.5.1: Von Joseph Fraunhofer aufgezeichnetes Sonnenspektrum, bei dem die stärksten Linien mit den Buchstaben A bis J gekennzeichnet sind. Darüber ist eine Planckkurve dargestellt, deren Intensitätsmaximum zwischen den Fraunhofer Linien D und E ist.

Wellenlänge / Å	Bezeichnung der Linie	Atom
3581	N	Fe I
3735	M	Fe I
3820	L	Fe I
3934	K	Ca II
3968	H	Ca II
4046		Fe I
4102	H, H _δ	H I
4227	g	Ca I
4340	G', H _γ	H I
4384	d	Fe I
4861	F, H _β	H I
5167	b ₃	Mg I
5173	b ₂	Mg I

5184	b ₁	Mg I
5890	D ₂	Na I
5896	D ₁	Na I
6563	C, H _α	H I

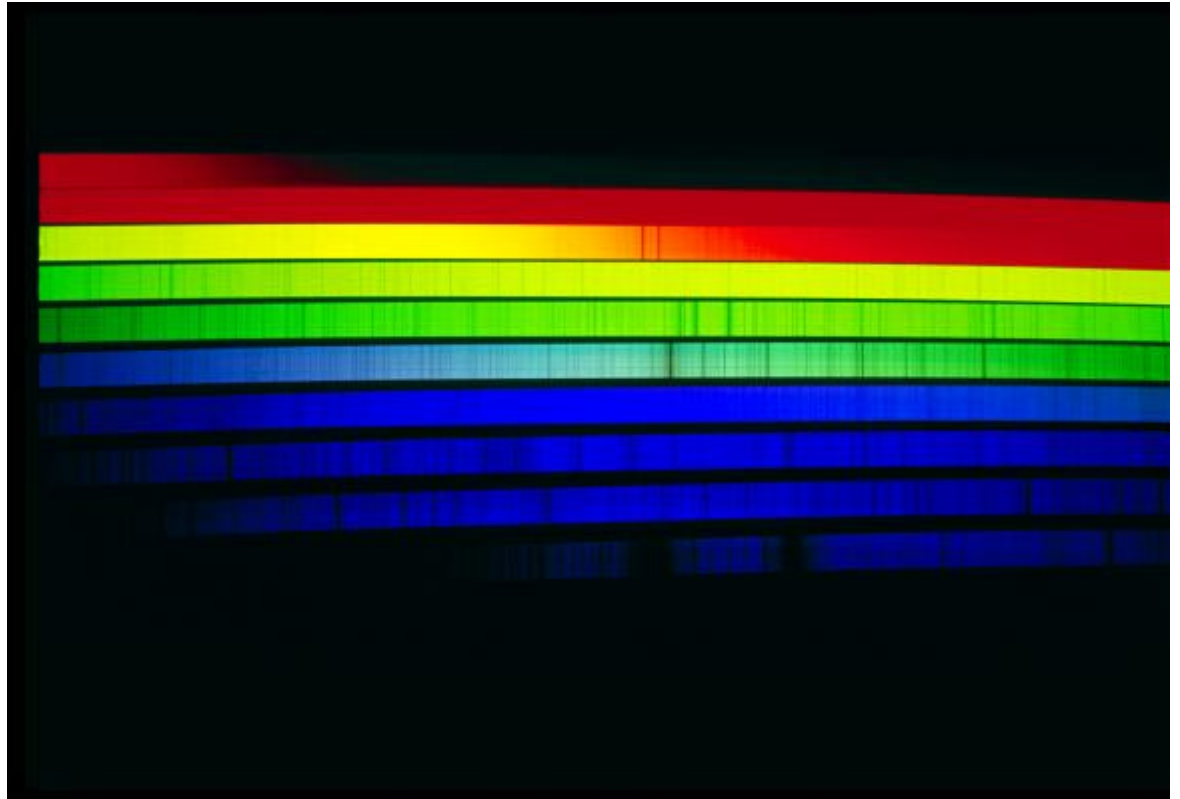
Tab. II.3.5.1: die stärksten Fraunhoferlinien im sichtbaren Bereich

Die Fraunhoferlinien entstehen dadurch, dass Gase in der Photosphäre einen Teil des Sonnenlichts absorbieren. Es handelt sich wie schon erwähnt um Absorptionslinien. Diese Linien geben durch die Art ihrer Entstehung Auskunft über die chemische Zusammensetzung der Photosphäre. Sie konnten im Laufe der Jahre fast vollständig den einzelnen chemischen Elementen zugeordnet werden, zudem gibt es Linien terrestrischen Ursprungs, die beim Durchlaufen des Sonnenlichts durch die Erdatmosphäre entstehen. Die stärksten Fraunhofer-Linien stammen von ionisiertem Calcium und liegen im violetten Bereich bei 3934 Å bzw. 3968 Å.

Inzwischen sind über 20 000 Fraunhofer-Linien entdeckt worden, die in Tabellenwerken oder Atlanten zusammengefasst werden. Die bekanntesten sind beispielsweise der 1940 erschienene „Utrechter Atlas“ von M. Minnaert, G. F. W. Mulders und J. Houtgast, sowie der „Rowlandsche Atlas“, der von der Carnegie-Institution in Washington 1928 aufgestellt wurde.

Neben Linien, die einzelnen Elementen zugeordnet werden können, gibt es aber auch einige Spektralbanden, die auf einfache molekulare zurückzuführen sind, wie zum Beispiel Cyan, eine Verbindung bestehend aus einem Kohlenstoff- und einem Stickstoffatom sowie Verbindungen mit Wasserstoff zu Kohlenwasserstoff (CH), mit Stickstoff (NH), Sauerstoff (OH), Calcium (CaH), Magnesium (MgH), Aluminium (AlH), Silicium (SiH) und Verbindungen mit Sauerstoff zu Titanoxid (TiO) oder mit Eisen zu FeO, sowie weitere Verbindungen. Solche Molekülbanden treten vor allem im Spektrum der Sonnenflecken auf, da bei tieferen Temperaturen, wie sie in den Flecken vorherrschen, die Moleküle beständiger sind. Die Linien der Sonnenflecken geben zudem einen Hinweis auf Magnetfelder durch den sich im Spektrum zeigenden Zeeman-Effekt, bei dem es zu einer Aufspaltung bzw. einer Verbreiterung der Spektrallinien kommt auf Grund der Einwirkung eines Magnetfeldes im Bereich der Lichtquelle.

In den letzten Jahrzehnten konnte man auch mit Hilfe der Raumfahrttechnik das Ultraviolette- und das Röntgenspektrum der Chromosphäre und der Sonnenkorona untersuchen, sowie das Infrarot-Spektrum, welches aber teilweise schon von der Erde aus mit Hilfe von Ballons oder Bergobservatorien beobachtet werden konnte. Im weiteren Sinne kann man hier auch von einem Radio-Spektrum sprechen, bei dem es sich um eine Kurve handelt, die die Intensität der empfangenen Radiostrahlung in den verschiedenen Wellenlängenbereichen anzeigt. [vgl. Herrmann, 1996, S. 472- 473]



II.3.5.2.: Aufnahme des sichtbaren Sonnenspektrums (400nm-700nm) in hoher Auflösung. Es wurde mit Hilfe eines Fourier-Transformations-Spektrometers im McMath-Pierce Solar Facility at Kitt Peak National Observatory bei Tucson aufgenommen. (Aufnahme entstand für den 'Solar Flux Atlas from 296 to 1300 nm' by Robert L. Kurucz, Ingemar Furenlid, James Brault, and Larry Testerman: National Solar Observatory Atlas No.1, June 1984.).

II.4 Vorgehensweise und Versuchsaufbau

II.4.1 Instrumentarium

Für die Gewinnung der Sternspektren ist ein Objektivprismenspektrograph zum Einsatz gekommen (siehe Abb. II.4.1.1), der für die geplanten Klassifikationszwecke völlig ausgereicht hat.



Abb. II.4.1.1: Foto der Kamera mit Teleobjektiv und Prisma (von rechts nach links)

Der Spektrograph besteht aus einem Flintglas-Rundprisma (F2, $n_D=1,62004$ Angabe aus:[<http://www.schott.com>]) mit einem brechenden Winkel von 30° und einem Durchmesser von 80 mm, das an ein Spiegel-Teleobjektiv mit 500 mm Brennweite angebracht ist. Die Fotos werden mit einem Universa Interflex TL Fotoapparat auf einen Ilford Pan F Plus Schwarz-Weiß-Film aufgenommen. Die spektrale Auflösung beträgt $6-7 \text{ \AA}$. Der Spektrograph erzeugt von einem punktförmigen Objekt in der Filmebene das fotografische Spektrum. In der vorliegenden Arbeit wurde dieses punktförmige Objekt durch Reflektion der flächenhaften Sonnenscheibe auf einer silber-glänzenden Weihnachtsbaumkugel mit einem Durchmesser von 2 cm (siehe Abb. II.4.1.2) realisiert, die an einem in einem Abstand von 1-2 m aufgestellten Stativ befestigt wurde. An einer weiteren Halterung des Stativs war ein Laserpointer befestigt, um später das Spektrum kalibrieren zu können.

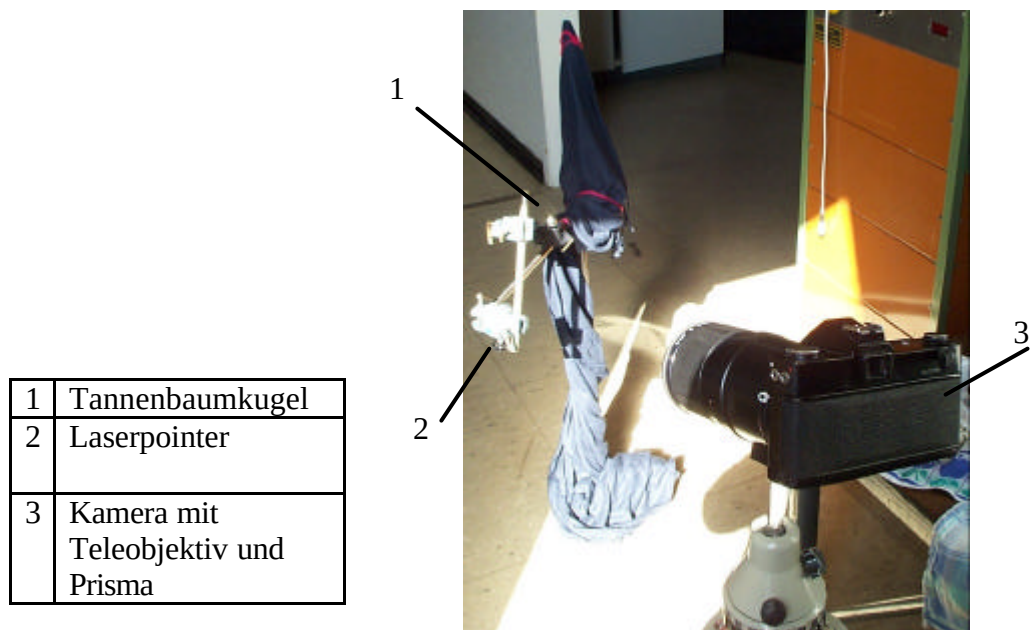


Abb. II.4.1.2: Foto des Versuchsaufbaus

Der Strahlengang (Abb. II.4.1.3 und Abb. II.4.1.4) stellt sich wie folgt dar: Das nahezu parallele Licht der punktförmigen Sonne trifft unter einem gewissen Einfallswinkel auf das Prisma, wird dort entsprechend seiner Wellenlänge gebrochen, passiert das Teleobjektiv und trifft anschließend auf den Schwarzweiß -Film in der Kleinbild-Kamera.

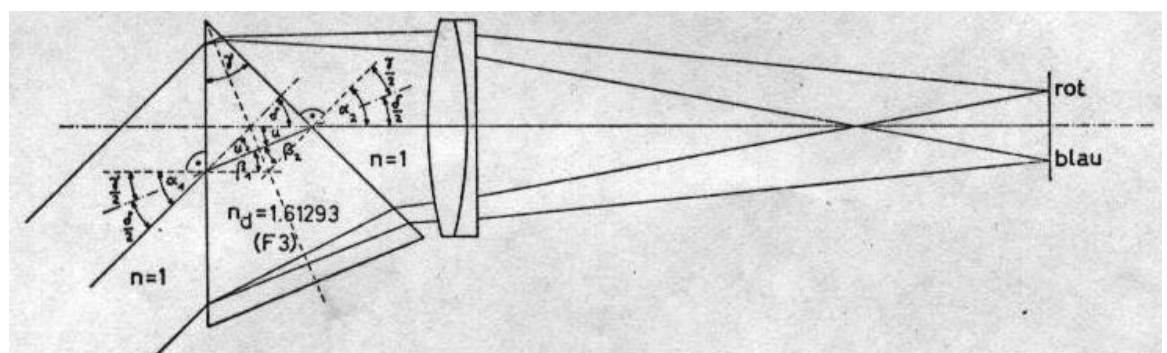


Abb. II.4.1.3: Strahlengang im Objektivprisma und die Erzeugung des Spektrums in der Filmebene

Um ein Optimum an spektraler Auflösung zu erreichen, muss sich das Prisma in der Position der kleinsten Ablenkung ($d_{\min}$) befinden. Dies ist nur dann der Fall, wenn Ein- und Austrittswinkel gleich sind: $a_1 = a_2 = a$, die Winkel des gebrochenen Strahls innerhalb des Prismas gleich sind: $\beta_1 = \beta_2 = \beta$ und dem

halben brechenden Winkel des Prismas $b = \frac{g}{2}$ entsprechen.

Da $a = \frac{g}{2}d$ ist, folgt: $n \cdot \sin \frac{g}{2} = \sin \frac{d+g}{2}$.

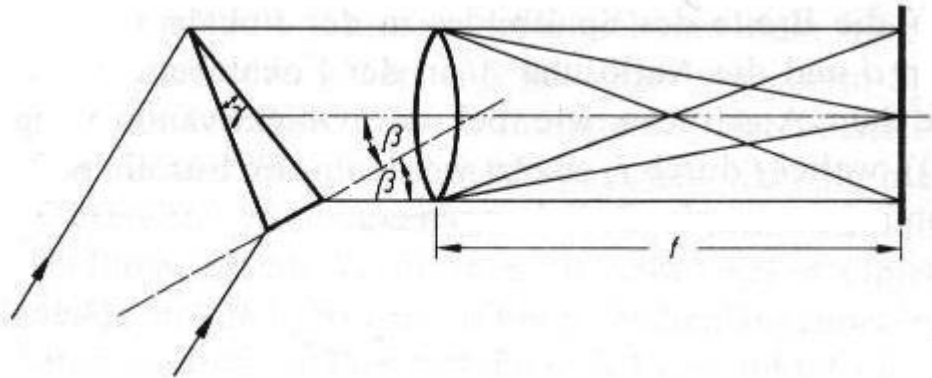


Abb. II.4.1.4: Prinzip des Objektivprismas

Aus der Winkelbeziehung für symmetrischen Durchgang lässt sich der Winkel $\beta = f/2$, mit $f = 2 \cdot \arcsin(n \cdot \sin(g/2))$, zwischen der Prismenbasis und der optischen Achse errechnen. Mit f der Brennweite des Objektivs ergibt sich die wellenlängenabhängige Dispersion d der Spektren in der Fokalebene zu:

$$d = f \frac{dn}{dl}$$

$$d = f \frac{2 \cdot \sin(g/2)}{(1 - n^2 \cdot \sin^2(g/2))^{1/2}} \frac{dn}{dl}$$

Man gibt für gewöhnlich den reziproken Wert von d an, den man auch als „Dispersion“ (normalerweise in nm/mm) bezeichnet. Durch Kombination der

Gleichungen für das Auflösungsvermögen: $A = \frac{l}{\Delta l} = B \cdot \frac{dn}{dl}$, und die

Winkeldispersion des Prismas ergibt sich die Auflösung $?l$ der Gesamtanordnung in der Fokalebene bei der Wellenlänge $?$:

$$\Delta l = \frac{f \cdot l \cdot 2 \cdot \sin(g/2)}{B \cdot (1 - n^2 \cdot \sin^2(g/2))^{1/2}}$$

mit B , der Basislänge des Prismas,

(bei dem hier verwendeten Rundprisma $B = 80$ mm) ergibt dies nun:

$$\Delta l = \frac{500 \cdot 10^{-3} m \cdot 589,6 \cdot 10^{-9} m \cdot 2 \cdot \sin(30^\circ / 2)}{80 \cdot 10^{-3} m \cdot (1 - 1,62004^2 \cdot \sin^2(30^\circ / 2))^{1/2}} = 1,92 \cdot 10^{-6} m$$

mit $\lambda = 589,6 \text{ nm}$ und $n_d = 1,62004$ (von Flint F2). Damit liegt die Auflösung Δl im Bereich der Emulsionskörnung von Photoplaten, die zwischen $1 - 4 \mu\text{m}$ liegt. [vgl. Gramatzki, 1936]

Die Länge des Spektrums wird mit:

$$L \approx f \cdot \Delta n \cdot \frac{2 \cdot \sin(g / 2)}{(1 - \bar{n}^2 \cdot \sin^2(g / 2))^{1/2}} \text{ genähert, wobei } \Delta n \text{ die Differenz der}$$

Brechungsindizes für die Gesamtwellenlängen und $\bar{n}$ ihr Mittelwert ist. Durch Einsetzen der Daten der verwendeten Anordnung erhält man:

$$L \approx 500 \cdot 10^{-3} m \cdot (n_H - n_C) \cdot \frac{2 \cdot \sin(30^\circ / 2)}{(1 - \left(\frac{n_H - n_C}{2}\right)^2 \cdot \sin^2(30^\circ / 2))^{1/2}} = 11,9 \text{ mm}$$

mit $n_C = 1,6081$ und $n_H = 1,6542$ (hier im Beispiel für Flint F3), da diese Werte dem verwendeten Prisma aus Flint F2 mit $n_D = 1,62004$ sehr nahe kommen. Die Länge des Spektrums in der Filmebene des Spektrographen beträgt gemessen mit einem Millimetermaß ca. 11 mm.

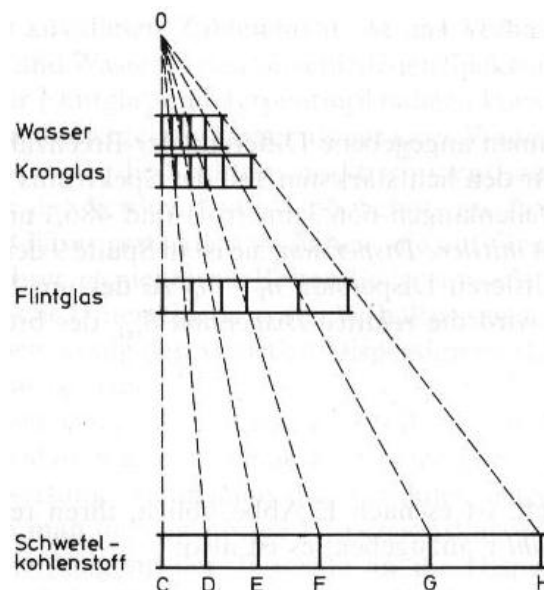


Abb. II.4.1.5: Länge der unter gleichen Bedingungen mit Prismen aus verschiedenen Stoffen erzeugten Spektren.

In Abb. II.4.1.5 sind Spektren so übereinander dargestellt, dass die vom Punkt O aus gesehenen Linien C und H, die in der Abbildung die einzelnen Linien begrenzen, auf einer Geraden liegen. Man sieht auch, dass dies für die übrigen einander entsprechenden Linien nicht der Fall ist. Würde man dennoch z.B. bei einer Projektion durch Verschieben des Schirmabstandes die Spektren auf gleiche Länge bringen, so würden sie trotzdem verschieden aussehen hinsichtlich der einzelnen Farben bzw. der Fraunhoferschen Linien.

Die *Gesamtdispersion* T des Prismas (Dispersion= Länge des Spektrums) kann man daher aber auch wie folgt berechnen:

Nach $d = n(b_1 + b_2) - e = (n-1) \cdot e$ ist die Ablenkung d_C , die die der Fraunhoferschen Linie C entsprechende Farbe durch ein Prisma mit dem kleinen brechenden Winkel e erfährt:

$$d_C = (n_C - 1) \cdot e ,$$

wenn n_C die Brechzahl des Prismas für diese Lichtart bedeutet. Entsprechend ist das durch die Linie H definierte Licht:

$$d_H = (n_H - 1) \cdot e$$

Die Differenz $d_H - d_C$ nennt man (willkürlich) die *Gesamtdispersion* T des Prismas, die sich also durch:

$$\Theta = d_H - d_C = (n_H - n_C) \cdot e$$

ergibt. T bestimmt die Länge des Spektrums zwischen den Linien C und H und ist bei einem gegebenen Prisma der Differenz der den beiden Linien C und H zukommenden Brechzahlen proportional.

[entnommen aus: Bergmann-Schäfer, Bd 3, 1966, S. 40, Bergmann-Schäfer, Bd 3, 1993, S. 209-213, Roth, 1981, S. 550- 551, S. 553- 554, Schneider, R.: Spektroskopie der Sonne, Planeten und Sterne, Eine Anleitung für Anfänger, In: Orion Nr. 147, 1975, S. 56]

II.4.2 Probleme während des Experiments

Das Experiment ist zur Spektroskopie der nicht wolkenverhangenen Sonne von der Wetterlage abhängig.

Bei der hier gewählten Vorgehensweise, das flächenhafte Objekt Sonne auf der Weihnachtskugel als einen „quasipunktförmigen“ Stern im Unendlichen abzubilden, erfordert zur Minimierung störender Spiegelungen und Reflexe (bedingt u.a. durch Unebenheiten auf der Kugeloberfläche) die Notwendigkeit, das fotografische Spektrum „mit der Sonne im Rücken des Beobachters“ aufzunehmen. Zur Vermeidung weiterer Störreflexionen im Hintergrund wie auch am Stativ selbst, an dem die Kugel befestigt war, wurde dieser Bereich mit matt schwarzen Tüchern abgedeckt.

Nach den ersten Aufnahmen des fadenförmigen Spektrums konnte man leider selbst in der Vergrößerung noch keine Fraunhoferlinien sehen, daher muss größtmöglichen Wert auf die Fokussierung gelegt werden. Da die verwendete Apparatur keine Blende hatte, blieb nur die Möglichkeit, die Belichtungszeit zu variieren.

Die Entfernung zur Weihnachtskugel spielt eine Rolle in Bezug auf die Größe des abgebildeten Spektrums in der Filmebene. Wesentlich ist jedoch, dass man in gegebener Entfernung (1-2m) noch ein eindeutig scharf fokussiertes Spektrum erhält. Dazu ist ein Laserpointer hilfreich, denn auf Grund seiner Eigenschaft, nur Licht einer bestimmten Wellenlänge zu emittieren, kann man leichter fokussieren. Das Licht des Laserpointers ergibt durch das Prisma und bei richtiger Scharfstellung am Teleobjektiv eine scharfe senkrechte Linie, mit der man das Spektrum überlagert, um es später leichter kalibrieren zu können, da seine Wellenlänge bekannt ist. Hier hat sich gezeigt, dass die räumliche Schärfe nicht mit der spektralen Schärfe vereinbar ist, denn bei der Fokussierung (ohne Prisma) auf die Tannenbaumkugel und anschließender spektraler Zerlegung durch das Prisma erschien das Spektrum fadenförmig und so hell, dass der grüne Bereich im Spektrum weiß erschien. Erst nach der

Scharfstellung mit Hilfe des Laserpointers waren die einzelnen Farben zu sehen und es zeigten sich Absorptionslinien im Spektrum.

II.5 Auswertung der Messungen

II.5.1 Vorgehensweise bei der Auswertung

1.Schritt: Digitalisieren

Das Negativ muss digitalisiert werden. Dazu eignet sich jeder Scanner, mit dem Negative mit Durchlicht gescannt werden können. Eine andere Möglichkeit der Digitalisierung wäre die der Entwicklung im professionellen Fotolabor mit anschließendem Brennen auf Foto-CD.

2.Schritt: Bildbearbeitung

Bevor die Bilder im Programm verwendet werden können, müssen sie evtl. noch in einem Grafikprogramm (z.B. Microsoft Photoshop) bearbeitet werden. Danach werden sie in das Programm MaxIm DL [siehe Hilfsmittel] eingelesen (Abb. II.5.1.1).

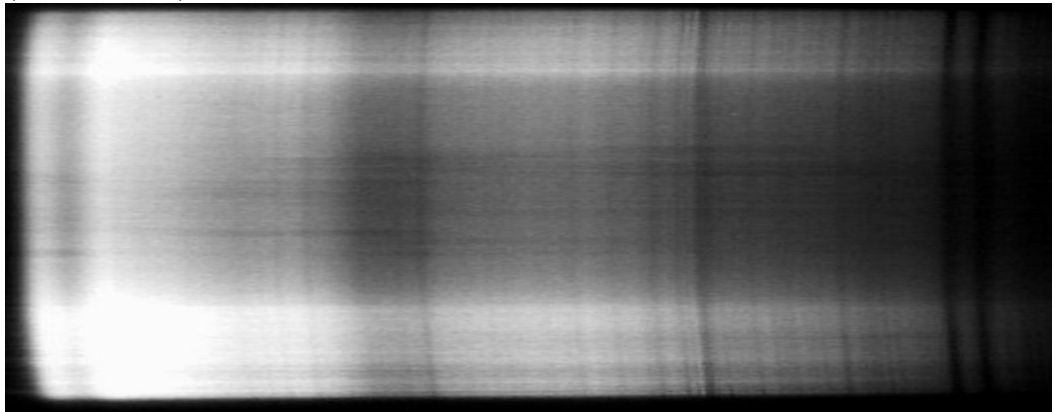


Abb. II.5.1.1 Foto des Rohspektrums von etwa 3900Å (rechts) bis 6500Å (links). Aufgenommen mit einer Belichtungszeit von 1/125 s

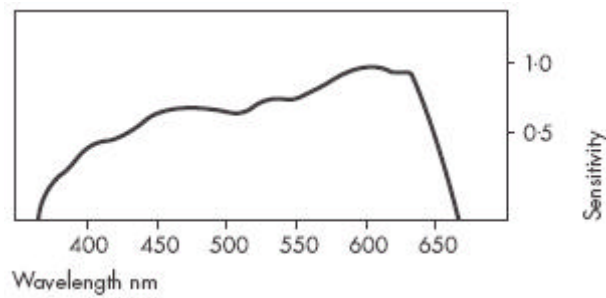
3. Schritt: Auswertung und Normierung

Mit Hilfe des Programms MaxIm DL wird ein ca. 40 Pixel breites Band aus dem oberen Abschnitt des Spektrums ausgeschnitten und gescannt. Man erhält ein eindimensionales Rohspektrum (Abb. II.5.1.2).

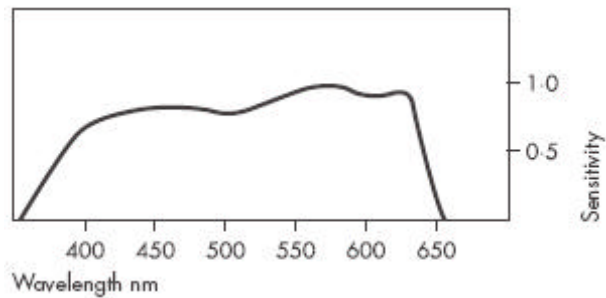


Abb. II.5.1.2: dieses Foto zeigt einen Ausschnitt aus dem Rohspektrum. Die Länge des Ausschnitts beträgt 735 Pixel in der Breite, die Höhe 38 Pixel

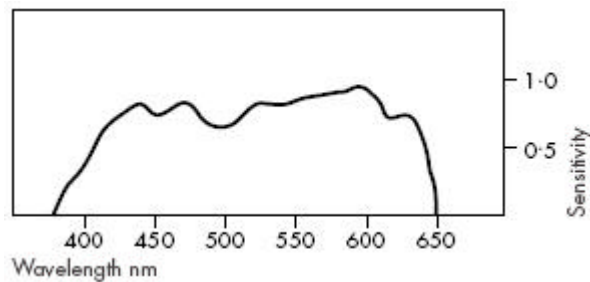
Dieser Datensatz wird in Excel eingelesen und in Form einer Tabelle und als Graphik dargestellt. Die spektrale Empfindlichkeitsfunktion des Films (hier Ilford Pan F Plus) setzt der Darstellung des Sonnenpektrums obere und untere Grenzen (in Abb. II.5.1.1 rechts bei 3900 Å).



FP4 Plus



HP5 Plus



PANF Plus

Abb. II.5.1.3: spektrale Empfindlichkeitsfunktionen dreier verschiedener Ilford Filme. Aufnahme im Tungston Licht (2850K)

Bei Betrachtung der Empfindlichkeitsfunktionen in Abb. II.5.1.3 erkennt man, dass die Filme HP5 Plus und FP4 Plus eine einigermaßen glatte Empfindlichkeitsfunktion besitzen. Der hier im Experiment verwendete Pan F Plus weist hingegen „Empfindlichkeitslücken“ im Bereich um $5000 \text{ \AA}$ und $6200 \text{ \AA}$ auf, die sich als deutlich verfälschender Verlauf im späteren „Pseudokontinuum“ bemerkbar machen. Im Nachhinein wäre ein anderer Film z.B. einer der oben genannten eine besserer Wahl gewesen, da diese eine glattere Empfindlichkeitsfunktion bei der Aufnahme im Tungston Licht zeigen.

Ein wahres Sternspektrum wird, genau betrachtet, verfälscht durch Extinktion im interstellaren Raum zwischen Objekt und am Beobachtungsort der Erde. Diese Effekte sind allerdings in diesem Experiment vernachlässigbar klein. In der Erdatmosphäre wird das Spektrum der Sonne höhenabhängig beeinflusst. Diese Lichtbrechung in der Atmosphäre und die selektive Absorption der Atmosphäre durch Wasserdampf und Sauerstoff (O_2) machen sich z.B. bei Aufnahmen der Mittags- und Abendsonne bemerkbar. Zudem können sowohl die Durchlässigkeitscharakteristik des Prismas, dieses bricht das Licht wellenlängenabhängig, als auch die Durchlässigkeitscharakteristik des Objektivs, obwohl Spiegeloptiken nicht zu Farbfehlern führen, und vor allem die spektrale Empfindlichkeitsfunktion der verwendeten Filmsorte zu einem so genannten „Pseudo-“ bzw. „Scheinkontinuum“ beitragen.

4. Schritt: Wellenlängenkalibration

Die Bestimmung der spektralen Dispersion im gewonnenen Sonnenspektrum erfolgte nach der „Hartmannschen Dispersionsformel“. Die Hartmann-Gleichung ist ausschließlich auf Prismen-Spektren anzuwenden und ist rein empirischen Ursprungs [vgl. [Literatursammlung FG]: Harting, In: Zeitschrift für Instrumentenkunde **63**, 1943, S. 41; Hartmann, In: Zeitschrift für Instrumentenkunde **37**, 1917, S. 166; Hoffmann, In: Phys. Z. **30**, 1929, S. 238; Koehler u. Odencrantz, In: J. opt. Soc. Amer. **47**, 1957, S. 862]

Wenn Licht einer bestimmten Wellenlänge durch ein Prisma geleitet wird, wird der Strahl um einen bestimmten Winkel abgelenkt. Dieser Winkel (β) ist, neben der verwendeten Glassorte, abhängig von der Wellenlänge (λ) des verwendeten Lichtes.

Die Funktion $\beta = f(\lambda)$ ist im Gegensatz zu einem Gitter nicht linear.

Bei der Aufnahme von Sternspektren stellt sich nun die Frage, einem gemessenen Winkel (β) einer Absorptionslinie eine bestimmte Wellenlänge zuzuordnen. Dazu gibt es verschiedene Möglichkeiten:

1. die Funktion $\beta = f(\lambda)$ kann für die verwendete Glassorte des Prismas z. B. aus einer Datenbank der Firma Schott [vgl. <http://www.schott.com>] entnommen werden. Dabei werden aber nicht die besonderen Eigenschaften des verwendeten Spektroskops berücksichtigt (z. B. minimaler Winkel, Dejustierung). Deshalb reicht die alleinige Kenntnis der Funktion $\beta = f(\lambda)$ für ein Prisma normaler Weise nicht aus, um den Absorptionslinien eines Sternspektrums genaue Wellenlängen zuzuordnen zu können, zudem die Ablenkungswinkel absolut gemessen werden müssen.
2. die ganze Optik wird durch eine Aufnahme des Lichtes einer Spektrallampe (z.B. ein Laserpointer) kalibriert. Die Aufnahme des Spektrums einer Spektrallampe erfolgt in der Regel unter Laborbedingungen. Allein durch den Transport des Spektrographen an den Beobachtungsort kann eine Dejustierung erfolgen. Nach dieser Methode kann das Spektrometer hinsichtlich Auflösung und notwendiger Belichtungszeit zwar getestet werden, aber eine direkte Zuordnung der Wellenlänge von Absorptionslinien aufgenommener Sternspekten ist meist nicht mit der nötigen Sicherheit möglich.
3. zur Kalibration wird das aufgenommene Sternspektrum selbst verwendet. Diese Methode setzt natürlich voraus, dass die Wellenlängen einiger typischer Absorptionslinien bekannt sind. Dies trifft im vorliegenden Experiment für die Sonne (mit bekannten Spektraltyp G2V) zu, da hier die Ca II- Linien H (3934 nm) und K (3968 nm), das metallische G-Band (4308 nm) sowie die Wasserstoff-Balmer-Linie H β (4861 nm) dominieren. Der Vorteil der Methode gegenüber den Varianten 1 und 2 liegt darin, dass in die Kalibrierung der gesamte Aufbau des Spektrographen zum Zeitpunkt der Belichtung eingeht und so verschiedene Aufnahmen zu verschiedenen Zeiten direkt verglichen werden können. Außerdem erfolgt die Messung der Ablenkungswinkel relativ zu einem oder mehreren Fixpunkten

(bekannte Absorptionslinien). Wegen dieser Vorteile wird im Weiteren nur diese Methode behandelt.

Voraussetzung ist, dass man im aufgenommenen Spektrum einige Linien durch bloßes Hinsehen identifizieren kann. Man hat also eine Anzahl von Absorptionslinien, deren Wellenlängen man aus der Literatur zuordnen kann.

Direkt messen kann man die Lage des Absorptionsschwerpunktes der genannten Linien auf der Aufnahme in Pixel-Einheiten. Da diese Pixel-Werte proportional zum Ablenkungswinkel sind, ist eine Funktion $\beta = f(\lambda)$ zu ermitteln, wobei β ein bestimmter Pixelwert und λ die zugehörige Wellenlänge ist.

Dies kann z.B. durch ein Polynom n-ten Grades erfolgen. Dabei gilt, dass bei n Stützstellen ein Polynom (n-1)-ten Grades exakt durch diese Stützstellen läuft. Außerhalb dieser Stützstellen geht das Polynom aber häufig recht eigenwillige Wege, die mit den physikalischen Zusammenhängen meist nichts zu tun haben.

Demgegenüber legt die Formel nach Hartmann von vornherein den Verlauf von $f(\lambda)$ fest, und zwar in Form einer Hyperbel. Damit ist der Verlauf der Funktion $\beta = f(\lambda)$ auch außerhalb der Stützstellen festgelegt und man ist vor Überraschungen sicher.

Die Formel nach Hartmann lautet:

$$I - I_0 = \frac{k}{(b - b_0)^\alpha} \quad (0)$$

Der Exponent α kann nach Hartmann in erster Näherung gleich 1 gesetzt werden. Damit verbleiben drei zunächst unbekannte Konstanten: I_0 , k , b_0 . Dabei bedeutet in der Formel:

λ = gesuchte Wellenlänge

β = gemessener Ablenkungswinkel (hier der Pixelwert)

Zur Bestimmung der drei Konstanten sind also drei bekannte Wellenlängen und die zugehörigen Pixel-Werte nötig. Man erhält so drei Gleichungen mit drei Unbekannten, die elementar zu lösen sind. Wegen der nichtlinearen Zusammenhänge ist dies mit etwas Aufwand verbunden. Man hat drei Paare von bekannten Absorptionslinien (λ_1, β_1) , (λ_2, β_2) und (λ_3, β_3) . Dabei bedeuten die λ -Werte die bekannten Wellenlängen und die β -Werte die gemessenen Pixelwerte.

So erhält man drei Gleichungen:

$$I_1 = \frac{k}{(b_1 - b_0)} + I_0 \quad (1)$$

$$l_2 = \frac{k}{(b_2 - b_0)} + l_0 \quad (2)$$

$$l_3 = \frac{k}{(b_3 - b_0)} + l_0 \quad (3)$$

Die mathematischen Schritte zur Berechnung der drei Unbekannten l_0 , k , b_0 sollen hier nicht weiter erläutert werden. Die Lösung des Gleichungssystems führte im vorliegenden Fall zu folgendem Ergebnis:

$$\begin{aligned} l_0 &= -408.318243 \\ k &= 1906775.218 \\ b_0 &= 1835.900792 \end{aligned}$$

Zuordnung	Sollwellenlänge (laut Literatur)	Wellenlänge nach Hartmann
Ca II (H)	3934 ?	3931 ?
Ca II (K)	3968 ?	3968 ?
G-Band	4308 ?	4308 ?
H β	4861 ?	4861 ?

[Literaturwerte der Wellenlängen aus: Harrison, 1969, Corlies & Scribner, 1975]

Mit Hilfe der drei Konstanten λ_0 , k , und β_0 ist es nun auf diese Weise möglich, an jeder beliebigen (Pixel-)Stelle des erhaltenen Sonnenspektrums bzw. an signifikanten Absorptionslinien die zur Identifikation notwendige Wellenlängen- und Elementenzuordnung vorzunehmen.

Die Elementenzuordnung mit Hilfe der Wellenlängenkalibration nach Hartmann kann durch eine, in der Fachastronomie gängige Maßnahme, zu höherer Eindeutigkeit geführt werden: der Vergleich des normierten – vom Scheinkontinuum befreiten – Sonnenspektrums mit dem Spektrum eines Standardsterns aus der Literatur nahezu gleichen Spektraltyps.

Für diese Vorgehensweise stehen in diversen astronomischen Datenbanken (z.B. der CNRS- Centre de Données astronomiques de Strasbourg) Dateien mit Spektren von Standardsternen zur Verfügung. Im dortigen ftp-Verzeichnis (/pub/cats/III/166 auf cdsarc.u-starsbg.fr) kann auf ein von D. R. Silva und M. E. Cornell (siehe Literaturangaben) veröffentlichter Katalog von Standardsternen der gesamten Harvard-Klassifikation zugegriffen werden. Aus diesem Katalog von Standardsternen ist der Stern der HD Nr. 160693 des Spektraltyps G2V ausgewählt worden.

Die für diesen Vergleich notwendige Normierung des aufgenommenen Sonnenspektrums ist mit dem für diese Zwecke entwickelten DOS-Programm MK 32 [siehe Hilfsmittel] für digitale Spektren des Astronomen R. Gray durchgeführt worden. Durch manuelle Fixierung einer Vielzahl signifikanter Punkte im Pseudokontinuum und anschließender Division des originären Sonnenspektrums durch die erzeugte Splinefunktion des Pseudokontinuums,

wird das so genannte „rektifizierte“, vom Scheinkontinuum befreite, normierte Spektrum erzeugt.

Dieses bereinigte Sonnenspektrum kann nun auf gleicher Wellenlängenskala dem Spektrum des Standardsterns gegenübergestellt werden (siehe Abb. II.5.1.4).

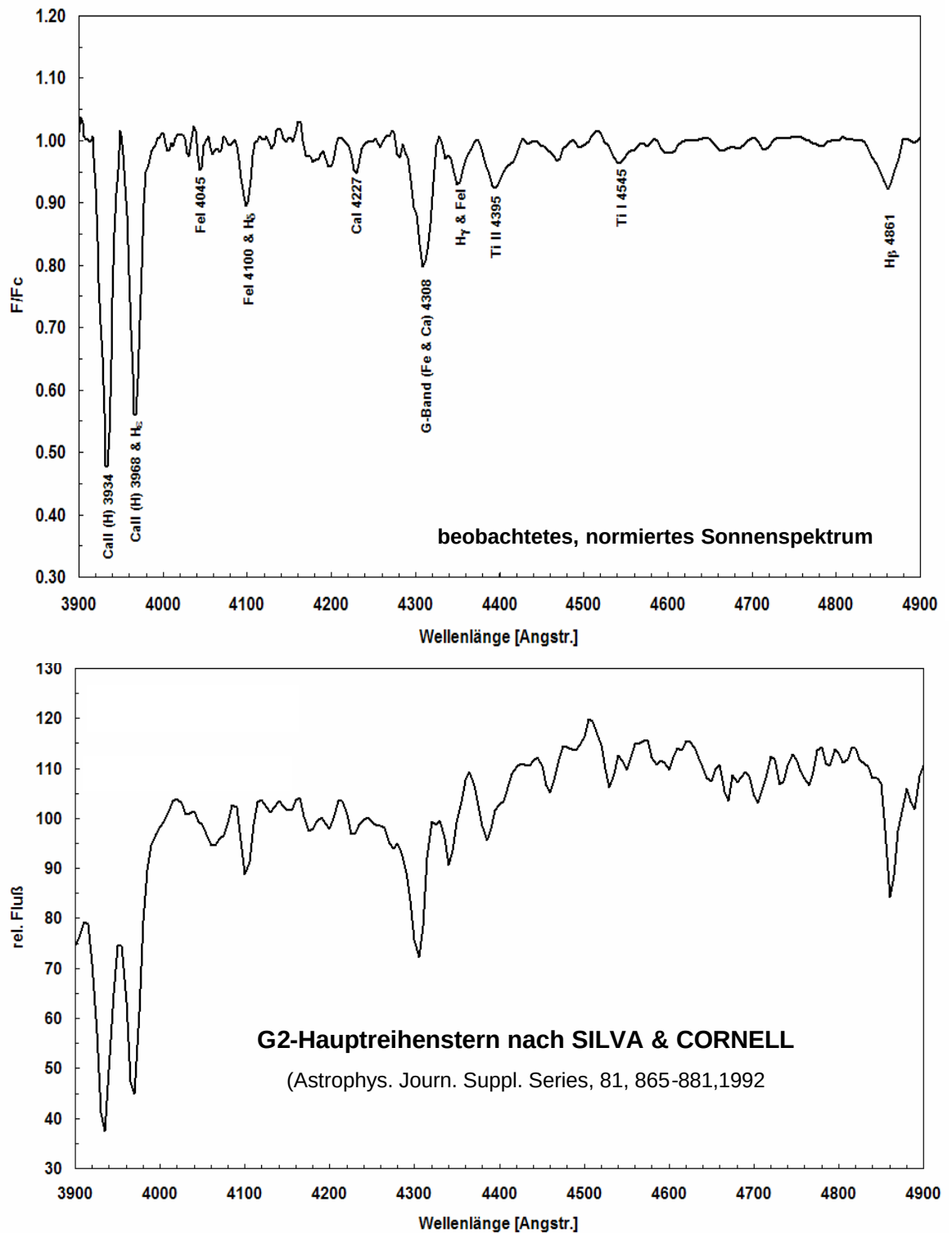


Abb. II.5.1.4: Vergleich des Sonnenspektrums aus dem Experiment zum Spektrum des Hauptreihensterns HD160693 des Spektraltyps G2V mit

Linienidentifikation aus der Literatur [vgl. Harrison, 1969, Corlies & Scribner, 1975]

Innerhalb dieses, für den Spektraltyp G2V signifikanten Spektralbereichs, ist das Ergebnis der Gegenüberstellung außerordentlich zufrieden stellend: ausnahmslos sind im untersuchten und normierten Sonnenspektrum die gleichen Linien- bzw. Bandenkombinationen wieder zu finden (siehe dazu auch Tab.1 im Anhang, dort sind den, in einem ausgewählten Spektralbereich, gemessenen bzw. hier errechneten Wellenlängen Elemente zugeordnet).

II.6 Ergebnisse der Messungen

II.6.1 Methoden der Temperaturbestimmung

Das Auftauchen und Verschwinden von Absorptionslinien ist ein Hinweis auf die Oberflächentemperatur der Sterne.

Informationen über die Sterne werden aus ihrer Strahlung bezogen und die Strahlungsintensität auf der Erde wird durch die Entfernung eines Sterns bestimmt. Bei der Auswertung der Energieverteilung im Kontinuum legt man die Gesetze der schwarzen Strahlung zugrunde.

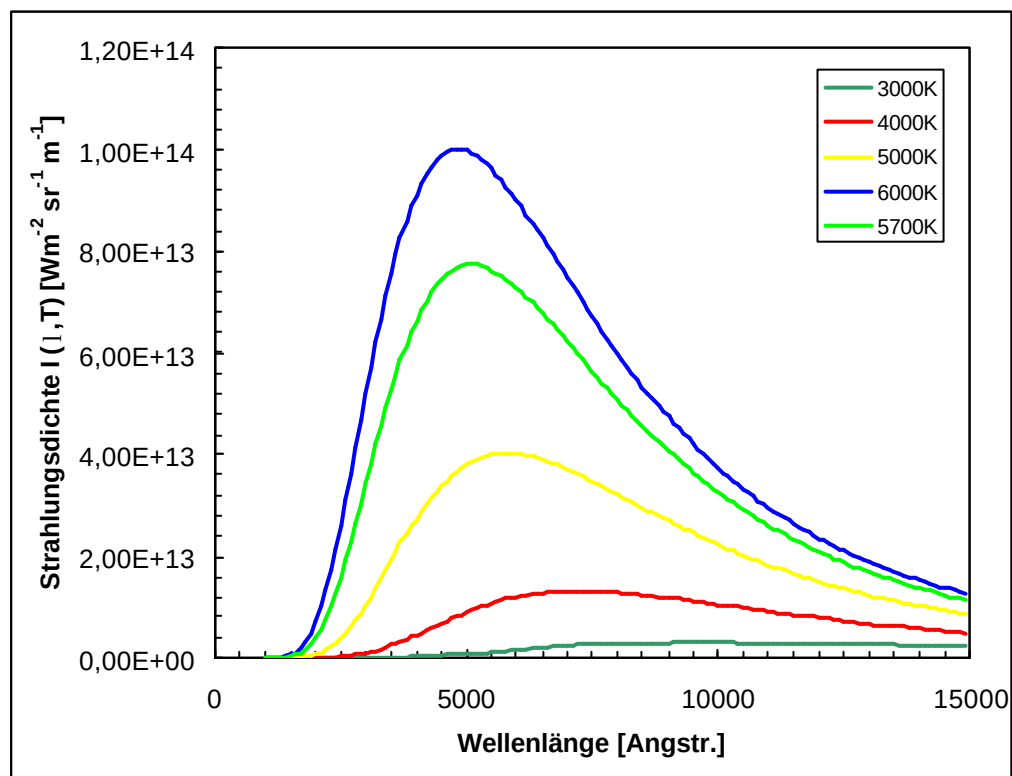


Abb. II.6.1.1: Planckkurven für verschiedene Temperaturen

Bei der schwarzen Strahlung hängt die Energieverteilung im Spektrum (siehe Abb. II.6.1.1) nur von der Temperatur ab. Mit den Gesetzen der schwarzen Strahlung lässt sich aus der Energieverteilung im Kontinuum die Temperatur bestimmen. Die Kontinuumsstrahlung eines Sterns ist keine exakte Schwarzkörperstrahlung, obwohl dies im Allgemeinen angenommen wird. Verschiedene Temperaturbestimmungsmethoden führen zu verschiedenen Temperaturwerten eines Sterns.

Um eine Temperatur der Sonnenatmosphäre(-photosphäre) zuzuordnen, kommen verschiedene Methoden zur Anwendung:

- Fitten an eine Planckfunktion
- den gefundenen Elementen Anregungstemperaturen zuordnen
- Bestimmung der Solarkonstanten und Ermittlung der effektiven Temperatur (dies wäre ein gesonderter Versuch, der hier nicht durchgeführt, sondern nur anhand von Literaturwerten nachgerechnet wurde).

Fitten an eine Planckfunktion:

Vorbemerkung zum schwarzen Körper [es folgt ein Zitat aus: Giese, 1981, S. 167]:

„Ein schwarzer Körper absorbiert Strahlung in allen Wellenlängenbereichen vollständig. Eine kleine Öffnung in einem sonst allseitig verschlossenen, innen geschwärzten Kasten verhält sich in guter Näherung wie ein schwarzer Körper. Bringt man einen solchen Apparat auf die Temperatur T , so lassen sich (im Strahlungsgleichgewicht) für das Strahlungsfeld im Hohlraum und die aus der Öffnung (Fläche dA) austretende Strahlung folgende Aussagen machen:“

Laut Planckschen Strahlungsgesetz ist die Intensität bzw. Strahldichte pro Wellenlängenintervall gegeben durch:

$$I(\lambda, T) = \frac{2 \cdot p \cdot h \cdot c^2}{\lambda^5} \left(e^{\frac{h \cdot c}{\lambda \cdot k \cdot T}} - 1 \right)^{-1}$$

Wenn man dies nun für verschiedene Temperaturen ausrechnet, erhält man ein Diagramm wie in Abb. II.5.1.1 mit den hier gewählten Wellenlängen von 3000 Å bis 15000 Å.

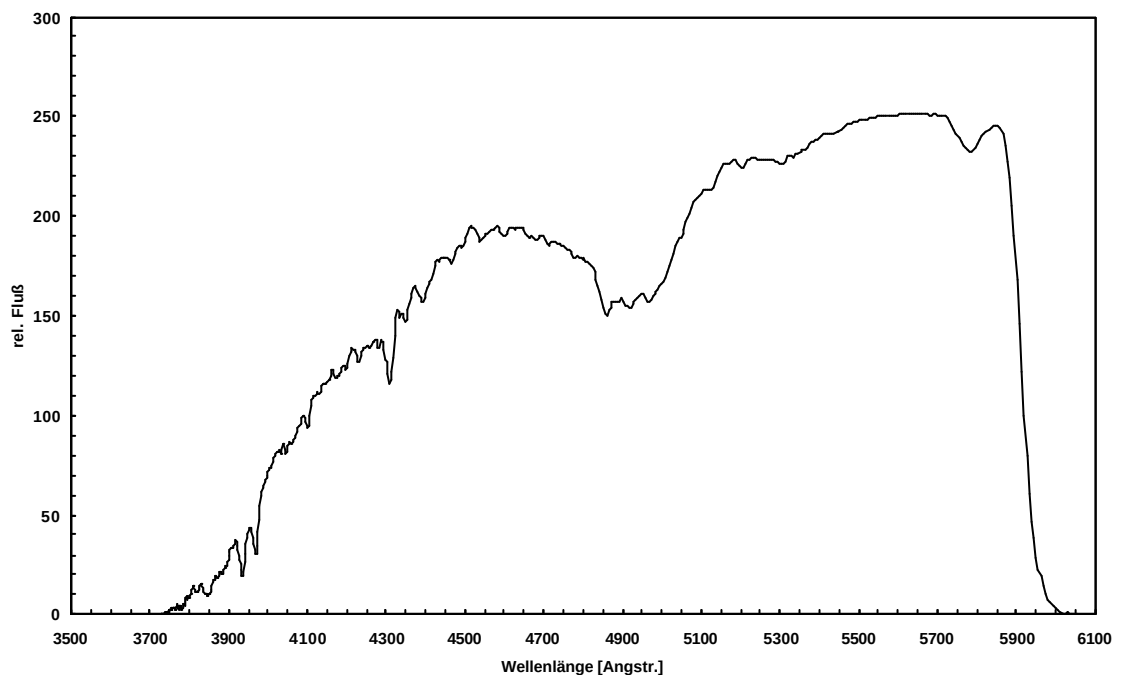


Abb. II.6.1.2: wellenlängenskaliertes Rohspektrum der Sonne

Um nun das aufgenommene Spektrum (Abb. II.6.1.2) an die Planckfunktion anzufitten, werden zwei Planckkurven für 5770 K und 6000 K in einem, dem aufgenommenen Spektrum entsprechenden spektralen Ausschnitt 3500 Å bis 6000 Å, errechnet und in einem Diagramm (Abb. II.6.1.3) dargestellt. An Abb. II.6.1.3 sieht man, dass, um einen Fit zu erstellen, sowohl die Planckfunktionen (Abb. II.6.1.4), als auch das aufgenommene Spektrum normiert werden müssen, um der unterschiedlichen Skalierung der Intensitäts- (Y)-Achse Rechnung zu tragen.

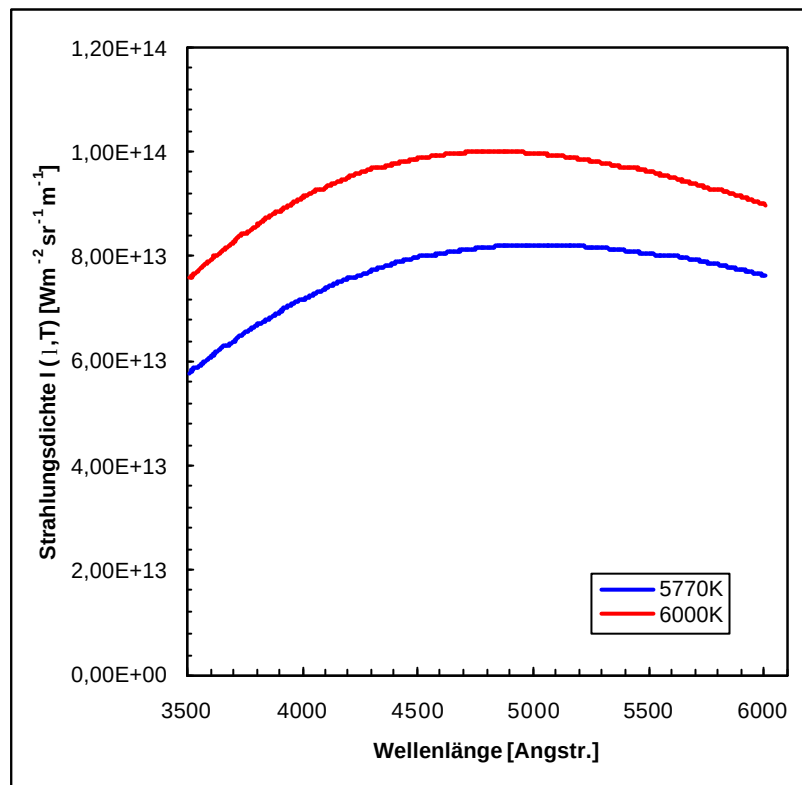


Abb. II.6.1.3: Planckkurven zweier ausgewählter Temperaturen

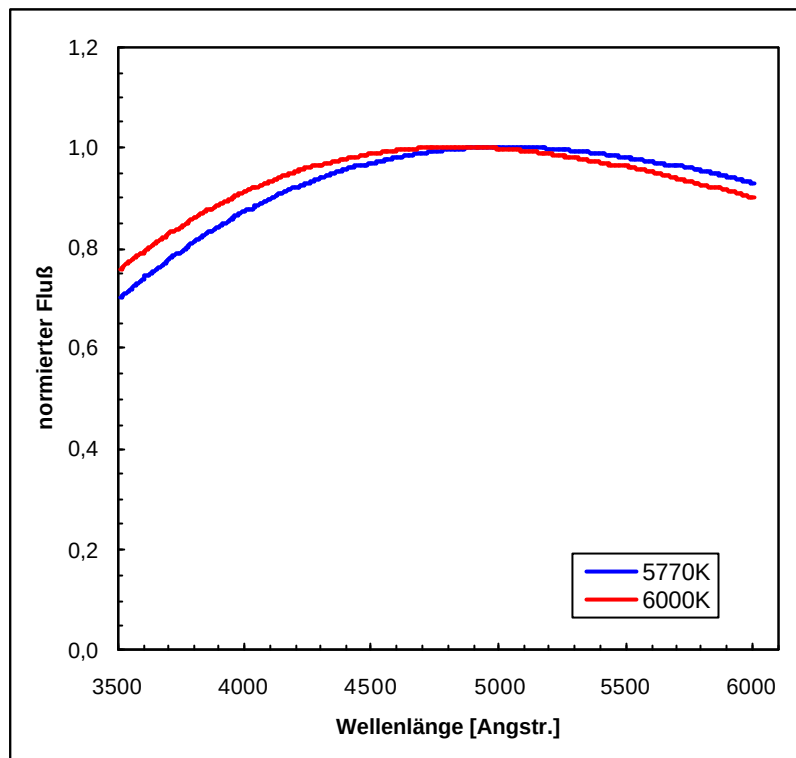


Abb. II.6.1.4: normierte Planckfunktionen

Abb. II.6.1.5: normierte Planckkurven und normierte Aufnahme des Sonnenspektrums im Vergleich zum Standardstern HD160693 (G2V)

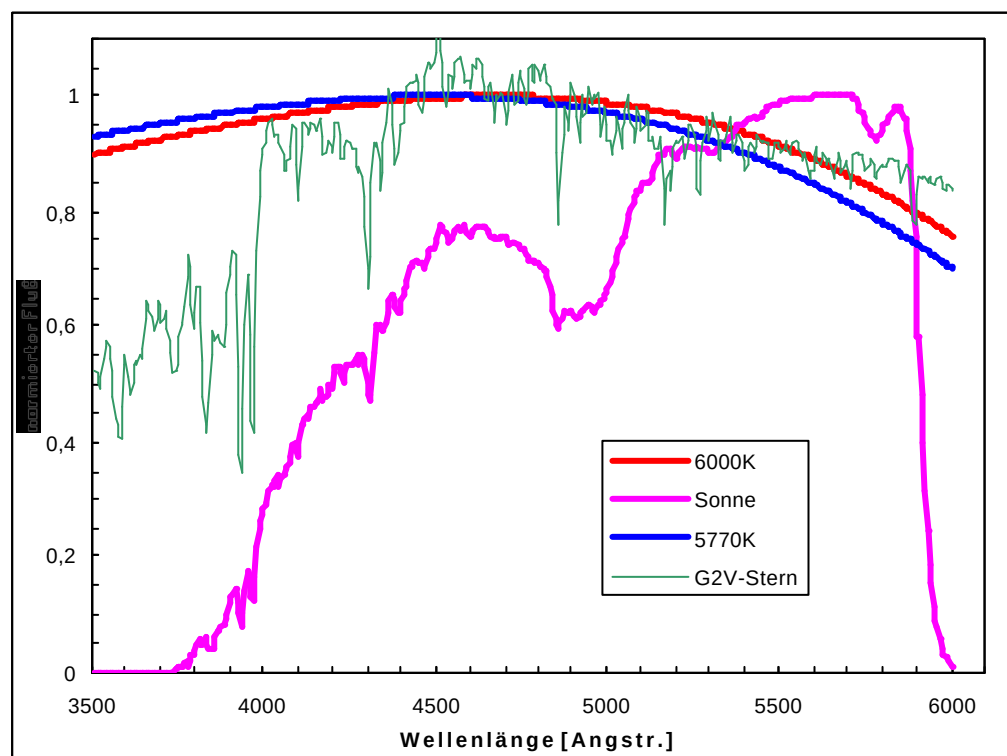


Abb. II. 6.1.5 zeigt, dass wegen der Dominanz der spektralen Empfindlichkeitsfunktion des verwendeten Filmmaterials der (Schein)-Kontinuumsverlauf des aufgenommenen Sonnenspektrums stark von den

Planckkurven abweicht und daher weder eine direkte noch angenäherte Temperaturabschätzung zulässt.

Die Planckfits am Standardstern HD 160693 fallen dagegen erwartungsgemäß zufriedenstellend aus. Interessant wäre hier der Hinweis, dass, blauseits ab dem Balmersprung (siehe auch Abb. II.6.1.6) an der Seriengrenze der Wasserstoffbalmerserie bei etwa 4000?, diese Fittung wegen der dort einsetzenden Lymanserie ungültig wird.

Ein besonderer Vorteil einer Normierung ist, dass man sich so vom „Pseudo-“ bzw. Scheinkontinuum (siehe Kap. II.4.1 Erklärung von Scheinkontinuum) löst, dadurch treten Linienfeinheiten hervor, die man sonst nicht erkennen würde. Dies zeigt sich in dem aufgenommenen Sonnenspektrum (Abb. II.6.1.2) besonders an der $H\gamma$ und Fe I, sowie am G-Band. Ein normiertes Spektrum erlaubt die Bezugnahme auf Vergleichsspektren, z.B. dem G2V-Stern, HD160693 (HD= Henry Draiper), aus der Arbeit und dem Sternkatalog von D.R. Silva und M.E. Cornell [Silva & Cornell, 1992], dem G3V-Hauptreihenstern, HD 186427, aus C. Jaschek und M. Jaschek [Jaschek & Jaschek, 1990, S. 275- 280, Abb. 3 im Anhang] oder auch zu der Linienidentifikation eines G0V-Sterns nach R. O. Gray (siehe Literaturangaben, Internet und Abb. 4 im Anhang). Mit solchen Vergleichsspektren kann man eine Linienzuordnung durchführen, dabei ist allerdings darauf zu achten, dass bei einer Aufnahme des Spektrums mit einer höheren spektralen Auflösung auch mehr Absorptionslinien im Spektrum erscheinen. Daher wurde hier eine Linienidentifikation nach dem Vergleichstern von D.R. Silva und M.E. Cornell durchgeführt (siehe dazu auch Abb. II.5.1.4), da diese der spektralen Auflösung der benutzten Apparatur am ähnlichsten ist.

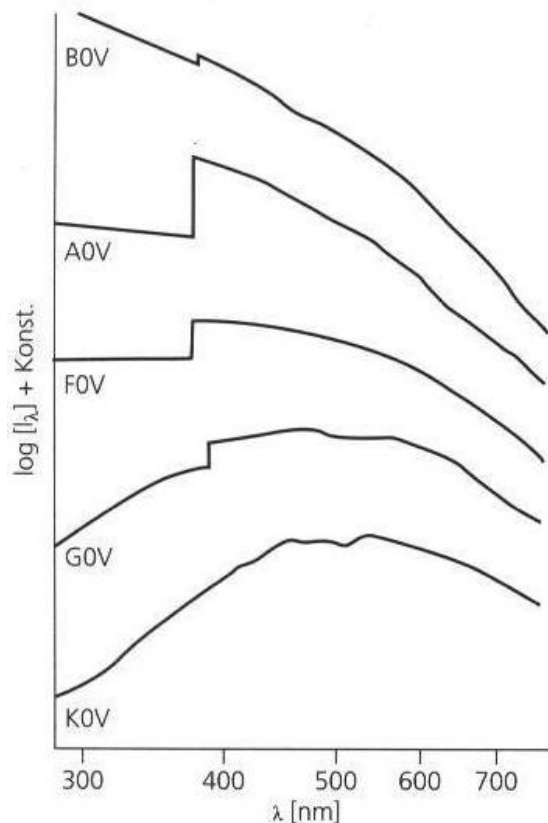


Abb. II.6.1.6: Hier sind die kontinuierlichen Spektren heißer Sterne dargestellt. Bei 400 nm sieht man einen Sprung, den Balmersprung, der auf den Eigenschaften des Wasserstoffs beruht und bei Sternen der Klasse A sehr ausgeprägt ist. [vgl. Kühn, 2003, S.122]

effektive Temperatur:

Die effektive Temperatur ist definiert als die Temperatur eines schwarzen Strahlers, der bei gleicher Oberfläche die gleiche Gesamtstrahlungsleistung emittiert wie der Stern. Die Gesamtstrahlungsleistung P eines kugelförmigen schwarzen Strahlers mit Radius R ergibt sich zu:

$$P = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad \text{mit } \sigma = 5,67 \cdot 10^{-8} \text{ W/m}^2 \text{ K}^4 \quad 2$$

Setzt man hier statt P die Leuchtkraft L des Sterns ein, so erhält man die Definitionsgleichung für die effektive Temperatur:

$$T_{\text{eff}} = \sqrt[4]{\frac{L}{4\pi R^2 \sigma}} \quad 3$$

$$\text{mit } L_{\text{Sonne}} = 3,85 \cdot 10^{26} \text{ W} \quad \text{und} \quad R_{\text{Sonne}} = 6,96 \cdot 10^8 \text{ m}$$

$$\Rightarrow T_{\text{eff}} = 5779 \text{ K}$$

Eine direkte Bestimmung von T_{eff} aus Leuchtkraft, die aus der Solarkonstante bestimmt wird, und Radius ist außer bei der Sonne nur bei wenigen anderen Sternen möglich. Die wenigen direkt bestimmten Werte effektiver Sterntemperaturen haben eine sehr große Bedeutung, denn sie bilden das Fundament für die Temperaturwerte, die den einzelnen Spektraltypen zugeordnet werden. Die Effektivtemperatur gehört zu den Grundgrößen (Zustandsgrößen), die den Zustand einer Sternatmosphäre kennzeichnet.

Ionisations- und Anregungstemperaturen:

Auf Grund der Anregungszustände der Elemente kann man Rückschlüsse auf die Temperatur der Sonne ziehen. Bei dieser Art der Temperaturmessung werden Spektrallinien des Sterns herangezogen. Ionisationstemperaturen ergeben sich aus dem Verhältnis der Atomzahlen in den verschiedenen Ionisationszuständen. Je höher die Oberflächentemperatur eines Sterns, desto größer ist die mittlere kinetische Energie der Atome. Stoßen zwei Atome mit hoher Energie zusammen, so kann es vorkommen, dass dabei ein Elektron aus einem der beiden Atome herausgeschlagen wird (Stoßionisation). Daher ist zu erwarten, dass bei hohen Temperaturen die Linien von ionisierten Atomen stärker werden, z.B. werden die Spektren von O-Sternen ($T > 40000 \text{ K}$) von Linien ionisierter Atome bestimmt.

Anregungstemperaturen werden aus den relativen Besetzungszahlen der Energieniveaus eines bestimmten Elements erhalten. Damit z.B. die Balmerlinien entstehen können, muss sich ein Wasserstoffatom im ersten angeregten Zustand befinden. Bei A-Sternen ($T = 9000 \text{ K}$) befindet sich der größte Teil der Wasserstoffatome in diesem Zustand. Daher sind die Balmerlinien bei diesen Sternen am stärksten. Bei kälteren Sternen befindet sich ein immer kleiner werdender Anteil der H-Atome im 1. angeregten Zustand. Daher nimmt die Stärke dieser Linien bei kühleren Sternen wieder ab.

Schlusswort

Aus der Analyse eines Sternspektrums lassen sich wichtige Parameter wie Leuchtkraft, Druck, Temperatur, Ionisation und chemische Zusammensetzung der äußeren Sternschichten ableiten. Allerdings würde es über den Rahmen dieser Arbeit hinausgehen, auf sie alle einzugehen.

Ziel dieser Arbeit war nicht nur die Darstellung der Entwicklung und Eigenschaften der Sonne, sondern vor allem durch Verwendung eines Objektiv-Prismen-Spektrographen zu versuchen, eine Temperaturzuordnung der Sonnenphotosphäre unter anderem durch Vergleich mit Planckscher Schwarzkörperstrahlung, aber auch eine möglichst zweifelsfreie Linien- bzw. Elementenzuordnung durchzuführen, um diese mit den bekannten Ergebnissen in der Literatur zu vergleichen.

Literaturverzeichnis

- [Beatty, 1983] Beatty, J.K.; O'Leary, B; Chaikin, A.: Die Sonne und ihre Planeten, Weltraumforschung in ihrer neuen Dimension; Physik-Verlag, Weinheim, 1983
- [Benestad, 2002] Benestad, R.E.: Solar Activity an Earth's Climate; Springer Verlag, Berlin, Heidelberg, New York, (Hrsg.), Praxis Publishing Ltd, Chichester, UK, 2002
- [Bergmann-Schäfer, Bd 3, 1966] Blome, H. J., u.a.: Bergmann-Schäfer, Lehrbuch der Experimentalphysik, Optik; Hrsg. Wilhelm Raith, Walter de Gruyter, Berlin, New York, 1993, Bd. 3, 4. erweiterte Auflage
- [Bergmann-Schäfer, Bd 3, 1993] Blome, H. J., u.a.: Bergmann-Schäfer, Lehrbuch der Experimentalphysik, Optik; Hrsg. Wilhelm Raith, Walter de Gruyter, Berlin, New York, 1993, Bd. 3, 9. Auflage
- [Bergmann-Schäfer, Bd 8, 2002] Blome, H. J., u.a.: Bergmann-Schäfer, Lehrbuch der Experimentalphysik, Sterne und Weltraum; Hrsg. Wilhelm Raith, Walter de Gruyter, Berlin, New York, 2002, Bd. 8, 2. stark erweiterte und aktualisierte Auflage
- [Corlies & Scribner, 1975] W. F.; Corlies, C.H.; Scribner, B.F.: Tables of Spectral-Line Intensities, Part II; National Bureau of Standards Monograph 145, Washington, 1975, 2. Auflage
- [Demtröder Bd 4, 2005] Demtröder, W.: Experimentalphysik 4, Kern-, Teilchen- und Astrophysik; Springer-Verlag, Berlin, Heidelberg, 2005, 2. Auflage
- [Gramatzki, 1936] Gramatzki, H. J.: Hilfsbuch der astronomischen Photographie, Seite 52; Dümmler Verlag, Berlin Bonn, 1936
- [Gerthsen Physik, 2002] Meschede, D.: Gerthsen Physik; Springer-Verlag, Berlin Heidelberg, 2002, 21. völlig neubearbeitete Auflage
- [Giese, 1981] Giese, H. J.: Einführung in die Astronomie, Wissenschaftliche Buchgesellschaft, Darmstadt, 1981
- [Glaßmeier, 1991] Glaßmeier, K. H.: Plasmaphysik der Sonne;

- Bibliographisches Institut-Wissenschaftsverlag,
Mannheim; Wien; Zürich, 1991
- [Goldston & Rutherford, 1998] Goldston, J.R., Rutherford, P.H: Plasmaphysik, eine Einführung; Vieweg Verlag, Braunschweig, Wiesbaden, 1998
- [Hahn, 1978] Hahn, H. M.: Erde Sonne und Planeten, Raumsonden erforschen das Sonnensystem; Kiepenheuer & Witsch, Köln, 1978
- [Hamel, 2004] Hamel, J.: Geschichte der Astronomie; Magnus Verlag, Essen, 2004, 2. überarbeitete und erweiterte Auflage
- [Harrison, 1969] Harrison, G.R.: Wavelength Tables with intensities in arc, spark, or discharge tube of more than 100,000 spectrum lines; The Massachusetts Institute of Technology Press, Cambridge, Massachusetts, London, 1969
- [Hennig, 2003] Hennig, J.: Der Spektralapparat Kirchhoffs und Bunsens; Deutsches Museum München, Verlag für Geschichte der Naturwissenschaften und Technik; Berlin . München, Diepholz, 2003
- [Herrmann, 1996] Herrmann, J.: Wörterbuch zur Astronomie; Deutscher Taschenbuch Verlag GmbH & Co. KG, München, 1996
- [Herrmann, 2000] Herrmann, J.: dtv-Atlas Astronomie mit Sternatlas; Deutscher Taschenbuch Verlag GmbH & Co. KG, München, 2000, 14. überarb. Auflage
- [Jaschek & Jaschek, 1990] Jaschek, C., Jaschek, M.: The classification of stars; Cambridge University Press, 1990
- [Kaler, 1994] Kaler, J. B.: Sterne und ihre Spektren, Astronomische Signale aus Licht; Spektrum Akademischer Verlag GmbH; Heidelberg, Berlin, Oxford, 1994
- [Kühn, 2003] Kühn, L.: Das Milchstraßensystem; S. Hirzel Verlag, Stuttgart, 2003
- [Lang, 2001] Lang, K.R.: The Cambridge Encyclopedia of the sun; Cambridge University Press, Medford, Massachusetts, 2001
- [Nicolson, 1982] Nicolson, I. :Die Sonne; Herder Verlag, Freiburg im Breisgau, 1982
- [Roth, 1981] Roth, G.D.: Handbuch für Sternfreunde, Wegweiser für die praktische astronomische Arbeit; Springer-Verlag, Berlin, Heidelberg, 3. überarb. Und erw. Aufl., 1981
- [Roth, Bd.2, 1989] Roth, G.D.: Handbuch für Sternfreunde, Beobachtung und Praxis, Bd.2 ; Springer- Verlag, Berlin, Heidelberg, 1989
- [Scheffler & Elsässer, 1990] Scheffler, H.; Elsässer, H.: Physik der Sterne und der Sonne; B.I.-Wiss.-Verlag, Mannheim [u. a.], 1990 , 2. vollst. überarb. u. erw. Auflage
- [Stix, 2004] Stix, M.: The sun, an introduction; Springer-Verlag, Berlin, Heidelberg, New York, 2004, 2. Auflage

[Unsöld, 1999] Unsöld, A.: Der neue Kosmos, Einführung in die Astronomie und Astrophysik; Springer-Verlag, Berlin, Heidelberg, 1999, 6. völlig neubearbeitete Auflage

Zeitschriften und Aufsätze:

[Astrophysical Journal Nr. 40, 1979] The Astrophysical Journal Supplement Series, 40, Mai 1979

[Fachgruppe Spektroskopie, 2000] Fachgruppe Spektroskopie im VdS: Einführung in die Spektroskopie für Amateure, 2000

[Orion Nr. 147, 1975] Orion Nr. 147, 33. Jahrgang 1975

[SuW Nr.4, 1999] Sterne und Weltraum Special Nr. 4, Sonne, Stern in unserer Nähe, Hüthig Verlag, 1999

[SuW Nr.4, 2003] Sterne und Weltraum Special Nr. 4, Der heiße Kosmos, Hüthig Verlag, 2003

[Seidl, 2005] Seidl, V.: Aufnahme und Auswertung von Sternspektren und deren Bedeutung in der heutigen Astronomie, Facharbeit, 2005

[Yannik, 2004] Suter, Y.: Astronomische Spektroskopie, Maturitätsarbeit, 2004

aus der Literatursammlung der der Fachgruppe Spektroskopie Harting, In: Zeitschrift für Instrumentenkunde **63**, 1943, S. 41

[Literatursammlung FG] Hartmann, In: Zeitschrift für Instrumentenkunde **37**, 1917, S. 166

Hoffmann, In: Phys. Z. **30**, 1929, S. 238

Koehler u. Odencrantz, In: J. opt. Soc. Amer. **47**, 1957, S. 862

Internet:

[<http://www.astronomia.de>] <http://www.astronomia.de/index.htm?http://www.astronomia.de/sternent.htm> vom 21.03.2006

[<http://www.astronomie.de>] <http://www.astronomie.de/sonnensystem/sonne/basis/korona.htm> vom 31.03.2006

Bilder, Diagramme Freund, R.: <http://www.drfreund.net>

[Freund, 2006] http://home.arcor.de/ernst_werner/diplom/astro/sternentstehung.html vom 21.03.2006

[<http://www.nasa.gov>] http://www.nasa.gov/missions/timeline/current/current_missions.html vom 9.04.2006

Bilder und Texte von SOHO <http://sohowww.nascom.nasa.gov/>

Daten zur Sonne <http://solarsystem.nasa.gov/planets/profile.cfm?Object=Sun&Display=Facts&System=Metric> vom 27.03.2006

[solarsystem.nasa.gov, 2006]

Daten zur Sonne <http://seds.lpl.arizona.edu/nineplanets/nineplanets/sol.html> vom 17.03.2006

[seds.lpl.arizona.edu]

Daten zu Prismen http://www.schott.com/optics_devices/german/products/flash/abbediagramm_flash.html

[<http://www.schott.com>]

Datenblätter zu Ilford-Filme [http://: www.ilfordphoto.com]	vom 7.04.2006 http://www.ilfordphoto.com/Webfiles/2006216115811391.pdf http://www.ilfordphoto.com/Webfiles/2006216115141521.pdf http://www.ilfordphoto.com/Webfiles/2006216115453172.pdf
Vergleichsspektren [Gray, 2006]	Aus: A DIGITAL SPECTRAL CLASSIFICATION ATLAS von R. O. Gray Dept. of Physics and Astronomy Appalachian State University v. 1.02 von: http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/Gray/frames.html vom 10.4.2006
Arbeit und Sternkatalog von D.R. Silva und M.E. Cornell [Silva & Cornell, 1992]	Silva, R.D., Cornell, M.E.: A new library of stellar optical spectra; The Astronomical Journal Supplement Series, 81: 865- 881, 1992 http://adsabs.harvard.edu/cgi-bin/bib_query?1992ApJS...81..865S und http://adsabs.harvard.edu/cgi-bin/bib_query?1992ApJS%2E%2E%2E81%2E%2E865S&db_key=AST Stern-Katalog: http://cdsweb.u-strasbg.fr/ftp/cats/III/166/sp/ vom 9.04.2006

Abbildungsverzeichnis

Titelblatt	Bild und Beschreibung von
Abb.1: 4 Filter Aufnahme der Sonne	http://sohowww.nascom.nasa.gov/ vom 6.02.2006
Abb. I.2.4.1: Roter Überriese	NASA, the Hubble Heritage Team (AURA/STScI) and ESA http://www.spacetelescope.org/images/html/heic0405a.html Vom 22.03.2006 Objekt: Monocerotis, V838 Mon, IRAS 07015-0346
Abb. I.2.5.1.1: Der Katzenaugennebel	ESA, NASA, HEIC and The Hubble Heritage Team (STScI/AURA) http://www.spacetelescope.org/images/html/heic0414a.html vom 22.03.2006 Object: Cat's Eye Nebula, NGC 6543, IRAS 17584+6638A
Abb. I.2.6.1.1: Hertzsprung-Russel-Diagramm	http://www.drfreund.net/mainframe.htm?main#astronomy_spektrum.htm vom 22.02.2006
Abb. I.2.7.1: Die Entwicklung der Sonne im HRD	http://www.drfreund.net/mainframe.htm?main#astronomy_spektrum.htm vom 22.02.2006
Abb. I.2.7.1: Die Entwicklung der Sonne im HRD	http://www.drfreund.net/mainframe.htm?main#astronomy_spektrum.htm vom 22.02.2006

Abb. I.3.1: Rotation der Sonne	[Nicolson, 1982, S. 39]
Abb. I.3.2.2:: Sonnenfleckenzklus von 1870 bis 1990	[SuW Nr.4, 1999, S.58] und http://www.astronomie.de/sonnensystem/sonne/basis/photos.htm vom 31.03.2006
Abb. I.4.1: Babcock-Leighton- Modell	[Nicolson, 1982, S. 43]
Abb. I.4.2: Heliosphäre	Text und Bild von: Scherer K., Fichtner, H., Fahr H.J. und Marsch E: Die Heliosphäre – Schutzschild für die Erde, Die Teilchendichte im Weltraum beeinflusst die Ausdehnung der Sonnenatmosphäre www.pro-physik.de/Phy/pdfs/ISSART11643DE.PDF vom 9.04.2006
Abb. I.5.3.1: Aufbau der Sonne	Bild und Beschreibung von http://sohowww.nascom.nasa.gov/ vom 7.02.2006
Abb. I.5.6.1: Korona	Bild und Beschreibung von http://sternton.com/all/sonne.htm vom 6.2.2006
Abb. I.6.1: Röntgenstrahlen- Flare	Bild und Beschreibung von http://sohowww.nascom.nasa.gov/ vom 30.03.2006
Abb. I.6.2: Protuberanz	Bild und Beschreibung von http://sohowww.nascom.nasa.gov/ vom 6.02. und 30.03.2006
Abb. I.6.1.1: Sonnenfleck	http://sternton.com/all/sonne.htm vom 6.2.2006
Abb. I.6.1.2: Schmetterlingsdiagramm	[SuW Nr.4, 1999, S. 58] und http://www.astronomie.de/sonnensystem/sonne/basis/photos.htm vom 31.03.2006
Abb. I.6.1.3: Sonnenfleckengruppe	Bild und Beschreibung von http://sohowww.nascom.nasa.gov/ vom 6.02.2006
Abb. I.6.2.1.: Schockfront	[Benestad, 2002, S. 157]
Abb. II.2.1: Dispersion des Lichts durch ein Prisma	[Kaler, 1994, S.73]
Abb. II.3.1.1 : Schemat. Darst. der Entstehung diverser Spektren	[Seidl, 2005, S. 10]
Abb. II.3.1.2.: Energieniveaus im Wasserstoffatom	[Kaler, 1994, S.57]
Abb. II.3.1.3. Strahlungskurven von schwarzen Körpern	http://www.astro.washington.edu/labs/clearinghouse/labs/Spectclass/images/blackbody.jpg vom 14.02.2006
Abb. II.3.2.1: Schema einer elektromagnetischen Welle	http://www.drfreund.net/mainframe.htm?main#astronomy_spektrum.htm vom 22.2.2006
Abb. II.3.2.2: Das e-m- Spektrum und seine Eindringtiefe in die Erdatmosphäre	http://imagers.gsfc.nasa.gov/ems/gamma.html vom 22.02.2006
Abb. II.3.5.1: Fraunhoferlinien im sichtbaren Sonnenspektrum	Text und Bild [Mattig M.: Geschichte der Sternforschung, In: SuW Nr.4, 1999, S. 89]

Abb. II.3.5.2.: Aufnahme des sichtbaren Sonnenspektrums	National Optical Astronomy Observatory/Association of Universities for Research in Astronomy/National Science Foundation [NOAO/AURA/NSF]; N.A.Sharp, NOAO/NSO/Kitt Peak FTS/AURA/NSF http://www.noao.edu/image_gallery/html/im0600.html vom 12.01.2006
Abb. II.4.1.1: Foto der Kamera samt Teleobjektiv und Prisma	selbst erstellt
Abb. II.4.1.2: Foto des Versuchsaufbaus	selbst erstellt
Abb. II.4.1.3: Strahlengang: Prisma, Teleobjektiv, Kamera	[Schneider, R.: Spektroskopie der Sonne, Planeten und Sterne, Eine Anleitung für Anfänger, In: Orion Nr. 147, 1975, S.56] [Roth, 1981, S. 551]
Abb. II.4.1.4: Prinzip des Objektivprismas	
Abb. II.4.1.5: Länge von Spektren	[Bergmann-Schäfer, Bd 3, 1993, S. 211]
Abb. II.5.1.1 Foto des Rohspektrums	selbst erstellt
Abb. II.5.1.2: Ausschnitt aus Rohspektrum	selbst erstellt
Abb. II.5.1.3: Empfindlichkeitsfunktionen von Ilfordfilmen	[http://www.ilfordphoto.com]
Abb. II.5.1.4: Vergleich des Sonnenspektrums zum Spektrum des Hauptreihensterns HD160693	selbst erstellt
Abb. II.6.1.1: Planckkurven für verschiedene Temperaturen	selbst erstellt
Abb. II.6.1.2: wellenlängenskaliertes Rohspektrum der Sonne	selbst erstellt
Abb. II.6.1.3: Planckfunktionen zweier Temperaturen	selbst erstellt
Abb. II.6.1.4: normierte Planckfunktionen	selbst erstellt
Abb. II.6.1.5: normierten Planckkurven, normiertes Sonnenspektrum und normiertes Spektrum eines Vergleichssterne	selbst erstellt
Abb. II.6.1.6: Balmeresprung	[Kühn, 2003, S.122]

Anhang:

Abb. 1: Grundgrößenänderung der Sonne in Abhängigkeit von ihrer Masse	Zimmermann, H.: Der Stern in unserer Nähe, Innerer Aufbau und Physik der Sonne, In: SuW Nr.4, 1999, S. 96
Abb. 2: Grundgrößenänderung der Sonne in Abhängigkeit ihres Alters	Zimmermann, H.: Der Stern in unserer Nähe, Innerer Aufbau und Physik der Sonne, In: SuW Nr.4, 1999, S. 96

Abb. 3: Spektren des Sterntyps G nach [Jaschek & Jaschek, 1990]
[Jaschek & Jaschek, 1990, S.276]

Abb. 4: Vergleichsspektren nach Gray
[Gray, 2006]

Hilfsmittel

Prisma mit einem brechenden Winkel von $\varphi = 30^\circ$ aus Flint F2 ($n_D = 1,62004$)
500mm Spiegelteleobjektiv
Universa Interflex TL Fotoapparat
Filmmaterial: Ilford PanF Plus (ISO 50/18°)

Programme: - Microsoft Photo Editor
- Paint Shop Pro
- MaxIm DL, kann man z.B. bei „<http://www.cyanogen.com/>“ kaufen oder bei Herrn Pollmann, Leiter der VdS-Fachgruppe Spektroskopie, über „<http://pollmann.ernst.org/>“ erfragen
- Spektren Katalog von D.R. Silva und M.E. Cornell unter: <http://cdsweb.u-strasbg.fr/ftp/cats/III/166/sp/>
- MK 32 (<http://www1.appstate.edu/dept/physics>)

Danksagung

An erster Stelle möchte ich Herrn Professor G. Pretzler für die Ermöglichung der Examensarbeit und freundliche Unterstützung sowie Anregungen und Hilfestellungen bei der Aufnahme des Sonnenspektrums danken.

Auch bedanke ich mich bei Herrn Dr. Kempkens für die Erläuterungen zur Schwarz-Weiß-Filmentwicklung und Bereitstellung der Kamera, ohne die die Aufnahmen nicht möglich gewesen wären.

All dies wäre nicht möglich gewesen ohne die freundliche Unterstützung von Herrn Ernst Pollmann von der VdS-Fachgruppe Spektroskopie. Er stellte mir sein 500mm Spiegelteleobjektiv und Prisma zur Verfügung. Außerdem stand er mir bei Fragen und für Anregungen stets zur Verfügung. Für all dies möchte ich mich an dieser Stelle herzlich bei Herrn Pollmann bedanken.

Meinem Mann möchte ich für die Motivation und liebevolle Unterstützung danken, sowie für die Geduld, die er mir nicht nur in dieser Zeit meines Studiums schenkte.

Ich möchte mich auch bei meiner Mutter für den Zuspruch und kleinere Besorgungen bedanken und ich möchte allen danken, die mir beim Korrekturlesen geholfen haben und schließlich danke ich meinen Freunden für die Aufmunterung in dieser Zeit.

Anhang

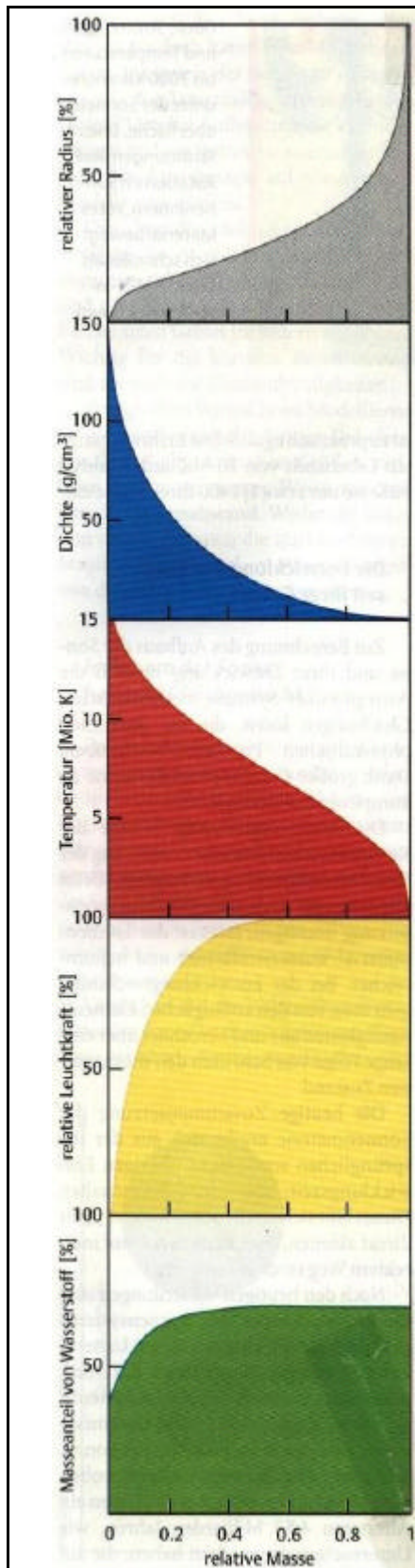


Abb. 1: Die Grundgrößen ändern sich vom Zentrum bis zur Oberfläche in Abhängigkeit von der im Sonneninneren bis zum betrachteten

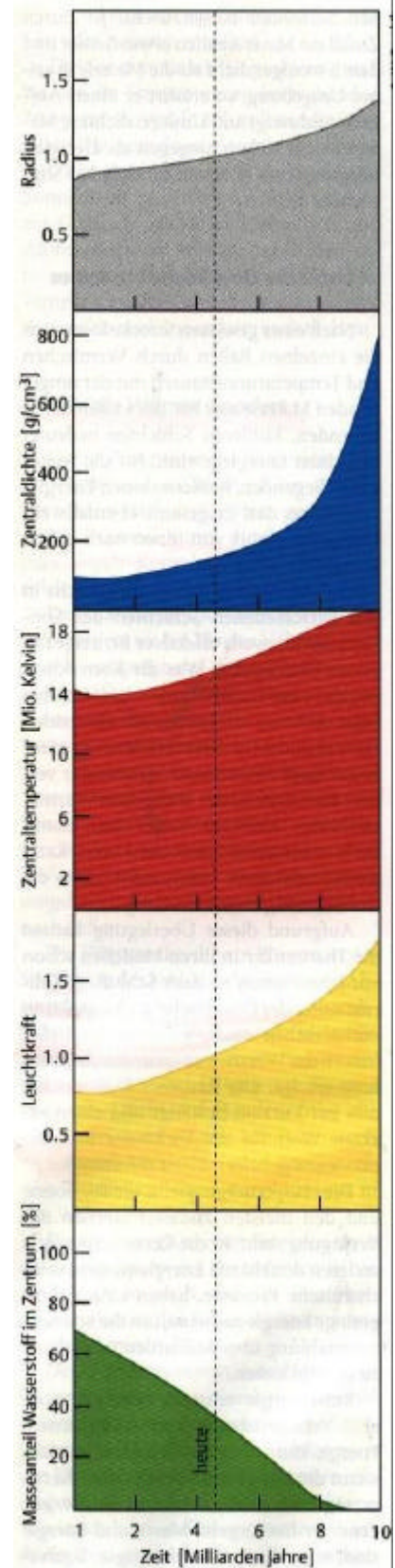


Abb.2: Entwicklung der Sonne während ihrer Phase als Stern, der im Zentrum Helium durch Kernfusion von Wasserstoff erzeugt.

[Zimmermann, H.: Der Stern in unserer Nähe, Innerer Aufbau und die Physik der Sonne, In: SuW Nr.4, 1999, S. 96]

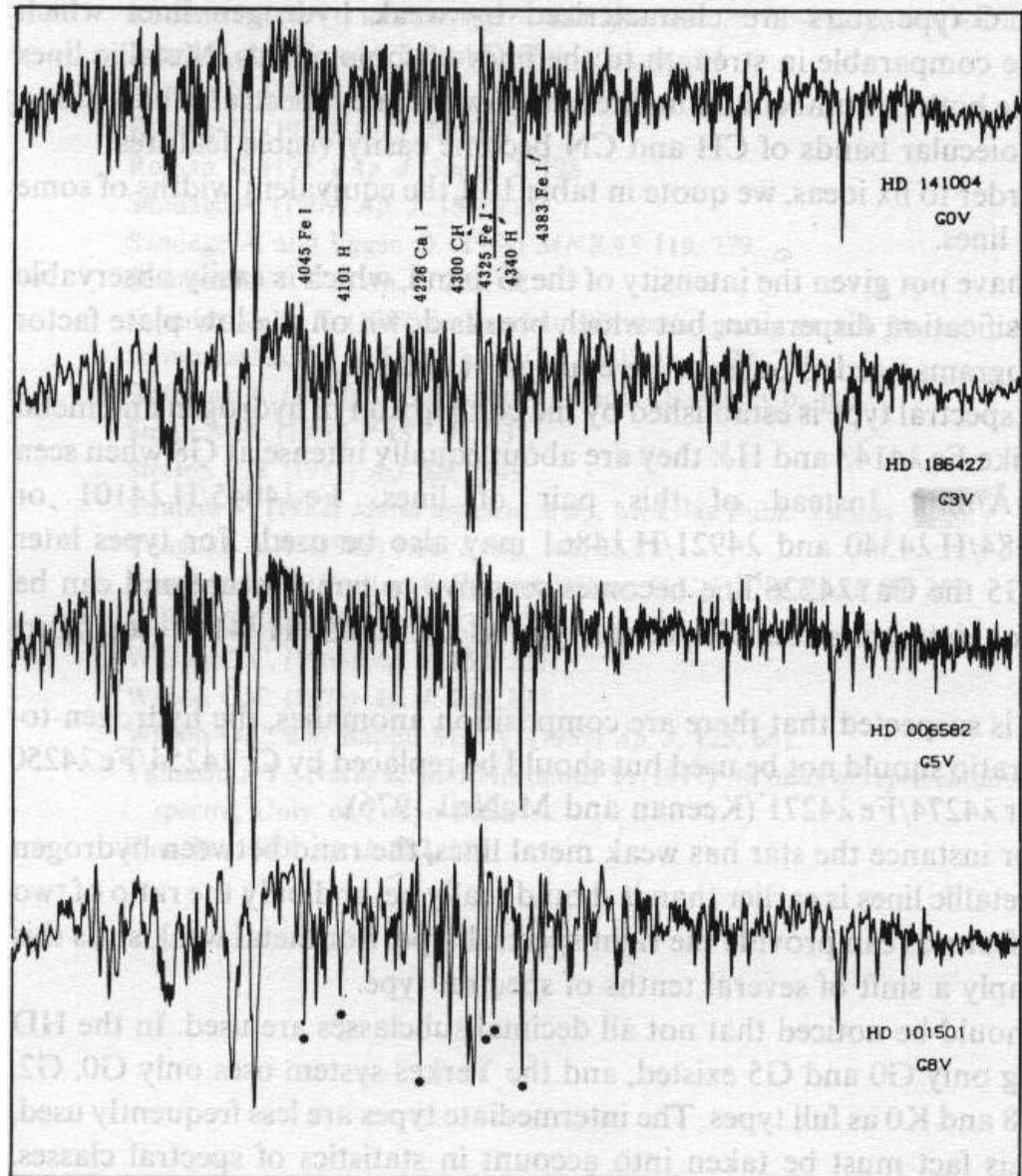


Abb. 3: Spektren des Sterntyps G nach [Jaschek & Jaschek, 1990]

Main Sequence G0 – K5

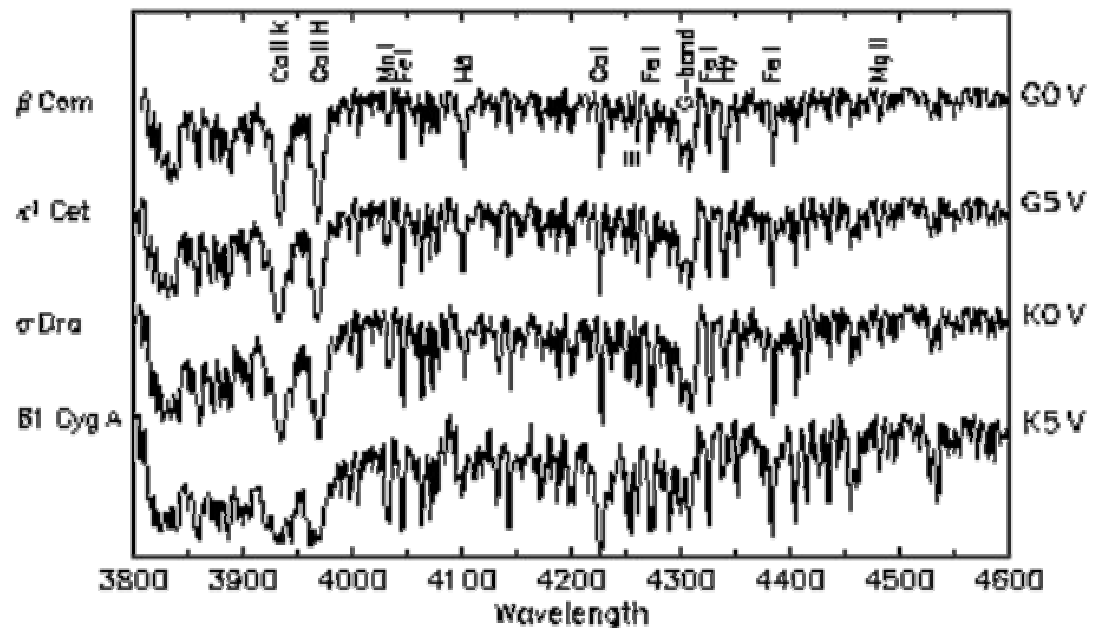


Abb. 4.: In „A DIGITAL SPECTRAL CLASSIFICATION ATLAS“ von R. O. Gray sieht man einen Stern des Typs G0V, der der Sonne sehr nahe kommt und anhand dessen Zuordnung der Absorptionslinien könnte man eine Zuordnung der Absorptionslinien für die Sonne übertragen

Wellenlänge [Å] gemessen bzw. berechnet	Element	Wellenlänge [Å] aus Literatur
5458,2372	Hg I	5460,74
5409,8233	Cr I	5409,79
5372,5594	Fe I	5371,49
5351,4205	Ti I	5350,46
5268,0021	Fe I (E)	5269,54
5232,0843	Fe I	5232,94
5226,9821	Fe I	5227,19
5206,6461	Cr I	5206,04
5186,4268	Mg I (b ₁)	5183,62
5181,3903	Mg I (b ₁)	5183,62
5171,3392	Mg I (b ₂) (oder Fe I)	5172,70 (5171,60)
5166,3247	Mg I (b ₄)	5167,34
5141,3625	Fe I	5142,5
5077,3281	Fe I	5074
5072,4546	Fe I	5074
5048,1998	Fe I	5049,82
5014,5598	Ti I Ti I	5014,19 5014,24
5000,2565	Ti I	4999,51
4990,7589	Ti I	4991,07 4989,15
4981,2919	Ti I	4981,73
4957,7584	Fe I	4957,61

Wellenlänge [Å] gemessen bzw. berechnet	Element	Wellenlänge [Å] aus Literatur
4953,0747	Fe I	4953,8
4934,4169	Ba II	4934,09
4920,5047	Fe I	4920,5
4870,0912	Fe I	4871,32
4861,0266	H β	4861,34
4807,3003	Ti II	4805,1
4754,7172	Mn I	4754,04
4716,0381	Ni I	4714,42
4703,2906	Mg I	4703,02
4686,4077	He II	4685,68
4657,1769	Ti I	4656,47
4571,9083	Mg I	4571,10
4556,0830	Ba II	4554,03
4552,1476	Ba II	4551,03
4544,3022	Ti I	4545
4540,3921	He II	4541,59
4536,4904	Ti I	4536,05
4532,5972	Ti I	4533,24
4528,7124	Fe I	4528,62
4497,9392	Ti I	4496,15
4494,1308	Fe I	4494,57
4482,7568	Mg II	4481,33
4471,4597	He I	4471,48
4452,8027	Ti I	4453,71
4449,0971	Ti I	4449,15
4394,5513	Ti II	4395
4383,8771	Fe I (d)	4383,56
4359,2774	Hg I	4358,35
4341,9704	Fe I, H γ	4340,48
4311,3757	CH-Molekül (G)	4310 $\pm$ 10
4308,0207	G-Band (Fe I & Ca I)	4308
4261,9924	Ca I (g)	4226,74
4255,5609	evtl. Cr I	4254,35
4227,0682	Ca I	4226,73
4199,3139	He II	4199,83
4120,5384	He I	4120,81
4101,2270	Fe I, H δ	4101,74
4046,0812	Fe I (oder Hg I)	4045,82 (4046,56)
4031,1005	evtl. Mn I	4030,76
4026,1842	He I	4026,19
3968,0138	CaII (H), He	3968,49
3934,0127	CaII (K)	3933,68
3923,9103	He II	3923,48
3889,6238	H ₈	3889,05
3835,3515	H ₉	3835,39
3797,0153	H ₁₀	3797,90

Tab.:1 Elementzuordnung

Literaturwerte der Wellenlängen zugeordneten Elemente aus:

[Scheffler & Elsässer, 1990, S. 40, Lang, 2001, S.16, Roth, 1989, Bd.2, S. 631, Corlies & Scribner, 1975, Harrison, 1969]

Ich versichere, dass ich die schriftliche Hausarbeit – einschließlich Zeichnungen, Kartenskizzen und Darstellungen – selbständig verfasst und keine anderen als die angegebenen Quellen und Hilfsmittel benutzt habe. Alle Stellen der Arbeit, die dem Wortlaut oder dem Sinne nach anderen Werken entnommen sind, habe ich in jedem Fall unter Angabe der Quelle deutlich als Entlehnung kenntlich gemacht.

Datum, Unterschrift