Vöhlin Gymnasium Memmingen

Kollegstufenjahrgang
1999/2001

Facharbeit

Aus dem Fach Physik

Thema: Praktische Astrospektrografie

Verfasser: Michael Kreißle

Leistungskurs: Physik

Kursleiter: Herr Ziegler

Abgabetermin: 1. Februar 2001

Erzielte Note: ..... in Worten: .....

Erzielte Punkte: ..... in Worten: .....

Unterschrift des Kursleiters

Übersicht:

Einleitung

1. Entstehung von Sternspektren und ihre Klassifikation

1. **Der Aufbau von Sternen**
2. **Die Entstehung von Absorbtionslinien**
3. **Die Entstehung von Sternspektren**
4. **Spektrale Klassifikation**
5. **Das Hertzsprung – Russel Diagramm**

2. Versuchsdurchführung

1. **Der Spektrograf**
2. **Aufnahmetechnik**
3. **Objektauswahl**
4. **Auswertung**

Schlussbemerkung

Anhang - Literaturverzeichniss

1. Entstehung von Sternspektren und ihre Klassifikation

Hinweis:
Die in der folgenden Erläuterung zur Entstehung von Sternspektren gebrauchten Vorstelleungen sind vereinfacht und sollen lediglich einen groben Einblick in das Gebiet verschaffen.
Sterne sind komplexe dynamische Gebilde, die keinesfalls schon vollständig verstanden sind.

1.Der Aufbau von Sternen

Wie nachgewiesen werden konnte, sind die meisten Sterne einheitlich aufgebaut. Sie bestehen aus ca. 75% Wasserstoff, 23% Helium und zu 2% aus Elementen höherer Ordnung. Durch den enormen Gravitationsdruck in ihrem Inneren werden sie sehr heiß. Durch die dort herrschenden Temperaturen von bis zu 150 Millionen Kelvin laufen hochenergetische Kernprozesse ab.
Im einfachsten Fall wird Wasserstoff direkt in Helium umgewandelt:

$$4\ H^{+} \longrightarrow He^{2+} + 2\nu_e + 2\gamma + 2e^{+} + \text{Energie}$$

Die dabei entstandene Energie wird durch Konventionsströme an die Sternenoberfläche transportiert und dort abgestrahlt. Dies ist erst möglich, wenn das Gas eine Dichte erreicht hat, in der die Atome ihre Energie nicht mehr durch thermische Stoßprozesse weitergeben können. Diese Gasschicht deren Dichte immer noch relativ hoch ist, verhält sich dabei in etwa wie ein schwarzer Strahler. Diese Schicht sendet ein kontinuierliches Spektrum aus, so wie es auch von glühenden festen oder flüssigen Körpern ausgesandt wird. Die Intensitätsverteilung unterliegt dabei dem Planck`schen Strahlungsgesetz:

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

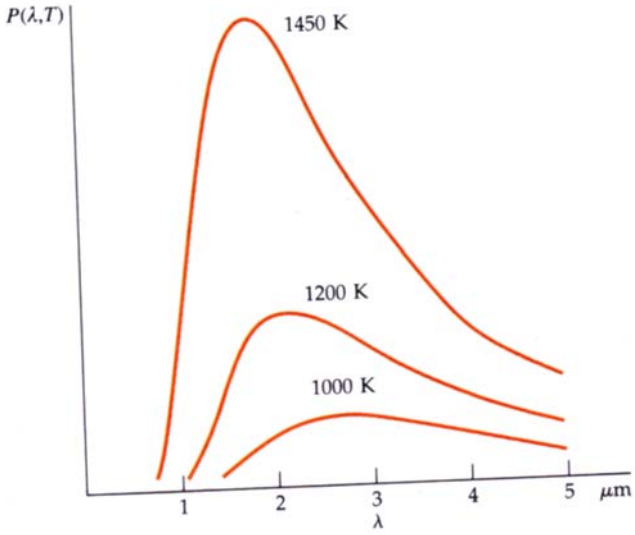


Abbildung aus [1]
Intensitätskurve eines schwarzen Strahlers

Mit Hilfe dieser Spektralverteilungsfunktion kann man bereits auf die Temperatur eines Sternes schließen, in dem man nach dem Intensitätsmaximum im Kontinuum sucht. Bei den meisten Sternen ist dies jedoch nicht möglich, da das Kontinuum von einer Vielzahl von Spektrallinien zerstückelt ist.

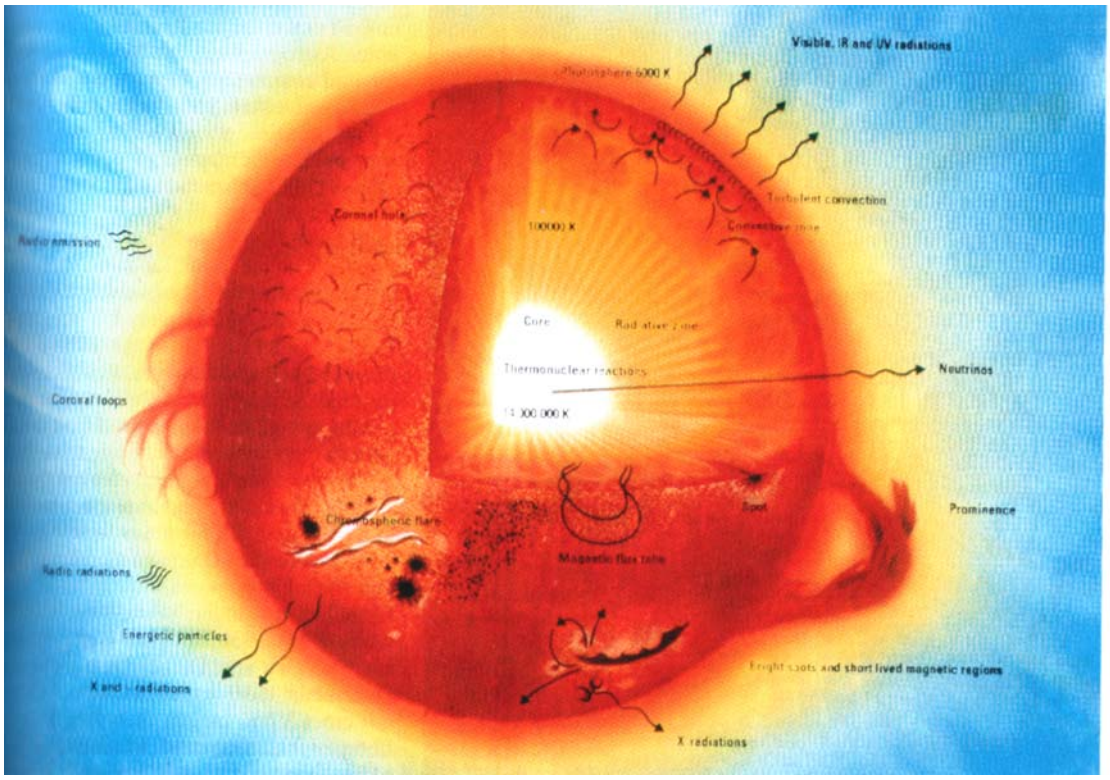


Abbildung aus [2]
Der innere Aufbau eines Sterns (schematisch)

2. Entstehung von Absorbtionslinien

Wie kommt es nun zur Entstehung von Spektrallinien?
Kirchhoff und Bunsen erkannten, daß die Tatsache, daß heisse Gase von geringer Dichte charakteristische Spektrallinien aussenden (man spricht hier von Emissionslinien) auch umgekehrt auftreten kann.
Bestrahlt man zum Beispiel Natriumdämpfe mit weissen Licht, so wird der gelbe Lichtanteil, den eine Natriumflamme normalerweise emittiert verschluckt und im Kontinuum zeigen sich statt Gelb dunkle Linien.
Dieser Effekt läßt sich erst an Hand des Bohr`schen Atommodells erklären. Nach diesem Modell können sich Elektronen nur auf bestimmten Bahnen um den Atomkern aufhalten, die konkreten Energieniveaus entsprechen. Normalerweise halten sich Elektronen auf den unteren Bahnen auf. Wird das Atom jedoch durch thermische Stöße oder durch Einstrahlung von Photonen angeregt, nehmen die Elektronen die Energie auf und springen in eine höhere Bahn. Nach kurzer Zeit jedoch (ca. eine Nanosekunde) fallen sie wieder zurück und geben die Energiedifferenz zwischen den Bahnen durch Aussendung von Lichtquanten einer bestimmen Wellenlänge ab.
Dies soll am Beispiel des Wasserstoffatoms verdeutlicht werden.

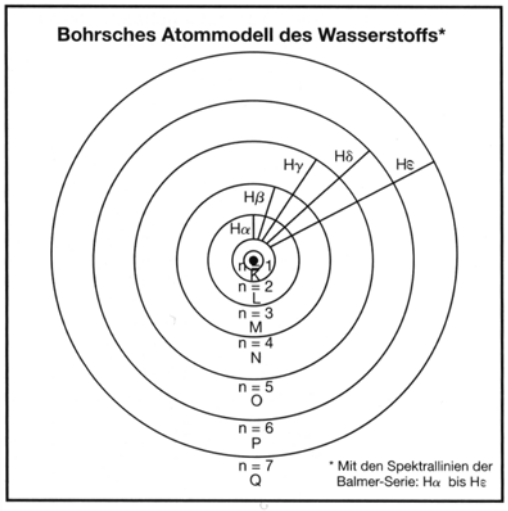


Abbildung aus [2]

Springt nun ein Elektron von der dritten Bahn, der die Energie 12,07 ev zugeordnet ist auf die zweite Bahn mit 10,19 ev, so wird Energie frei.

ΔE = 12,07 ev – 10,19 ev = 1,88 ev ≈ 3,012 x 10^{-19} J
Nach Planck gilt**: E = (h x C) / λ**
Daraus folgt für die Wellenlänge der Spektrallinie:
λ = (h x C) / ΔE = 6,59 nm (Hα)
Die gesamte Spektralsequenz des Wasserstoffs im sichtbaren Licht wird als Balmerserie bezeichnet.

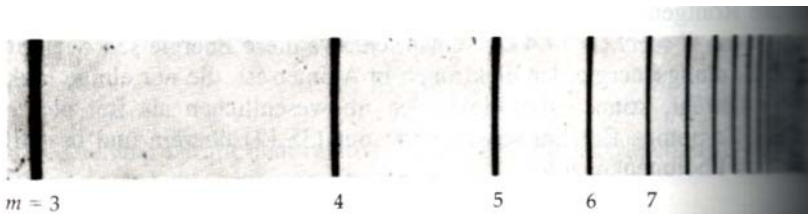


Abbildung aus [1]
Die Balmerserie

3. Entstehung von Sternspektren

Wie schon gesagt strahlt ein Stern eine Energie in Form eines kontinuierlichen Spektrums ab. Bevor das Licht jedoch den Stern verläßt, muß es noch durch eine Schicht aus Gasen von geringer Dichte und niedrigerer Temperatur, die man als absolute Sternenoberfläche bezeichnen könnte. Man spricht hier von der sogenannten Photosphäre. DieGasatome dieser Schicht befinden sich auf einem recht niedrigen Niveau und filtern nun gewisse Wellenlängen als Anregungsenergien aus.
Diese werden dann sofort wieder radial emmittiert, so daß die Intensität der absorbierten Wellenlänge in Richtung des Betrachters praktisch auf Null fällt. Dabei tritt ein solcher Vorgang bei einer gegebenen Temperatur für ein Element mit höherer Wahrscheinlichkeit auf, als für ein Anderes. Das Vorhandensein gewisser Absorbtionslinien ist also ein Maß für die Temperatur des Sterns. Dabei unterscheiden sich nicht nur verschiedene Elemente durch ihre charakteristischen Absorbtionslinien, sondern auch Atome eines Elements durch den unterschiedlichen Grat der Ionisation.
Auch dies läßt Rückschlüsse auf die Temperatur zu.
Schließlich zeigen die Absorbtionslinien welche Elemente qualitativ vorhanden sind.

Nun müßten die Absorbtionslinien doch sehr schmal sein, da immer nur eine bestimmte Wellenlänge verschluckt wird. Es gibt jedoch Effekte welche die Linien verbreitern.

Eine Möglichkeit ist die sogenannte Druckverbreiterung. Durch hohen Druck stoßen die Atome aneinander und stören sich bei der Energieaufnahme und- abgabe. Dadurch werden die Absorbtionslinien nach links und rechts verschoben.

Eine andere Möglichkeit ist die Verbreiterung der Linien durch den Dopplereffekt welcher durch die Rotation des Sterns hervorgerufen wird.

4 Spektrale Klassifikation

Aufgrund dieser Erkenntnisse wurde die bekannte Havardklassifikation entwickelt.
Sie gliedert die Sterne nach den Buchstaben O, B, A, F, G, K, M („Oh be a fine girl kiss me“), was einer Temperatursequenz zwischen 80000K und 3000K Oberflächen-/ Photosphärentemperatur entspricht.
Später wurden diese Klassen noch verfeinert, indem man Jede von Null bis Neun unterteilte. Ein A0-Stern ist also etwas heißer als ein A6-Stern.
Die genauen Klassifikationskriterien können folgenden Tabellen entnommen werden.

Tabelle 2: Überblick über die Spektraltypen der Harvard-Spektralsequenz mit den wichtigsten Klassifikationskriterien.

Spektraltyp	Klassifikationskriterien
O 5	relativ wenige Fraunhoferlinien auf intensivem Kontinuum, vorherrschend He II.
B 0	Linien des neutralen Heliums He I stark. Balmerserie des Wasserstoffs mäßig stark.
A 0	Balmerserie des Wasserstoffs in maximaler Stärke. K-Linie des Ca II sehr schwach. Keine He II- oder He I-Linien.
F 0	Balmerserie des Wasserstoffs nur noch halb so stark wie bei A 0. K-Linie des Ca II etwa gleich stark wie die Summe der H-Linie des Ca II und Hε. Durch Linien neutraler Metalle, besonders des Fe I, gegenüber den Spektralklassen O, B, A stark veränderter Gesamteindruck.
G 0	Balmerserie des Wasserstoffs mäßig stark. Ca I etwa gleich stark wie Hβ oder Hγ. Die von Fraunhofer mit G bezeichnete Liniengruppe und die H- und K-Linie des Ca II dominieren.
K 0	Ca II in maximaler Stärke. G-Liniengruppe stärker als Ca I. Keine deutlichen Molekülbanden.
M 0	Bandenspektrum des TiO vorherrschend. Intensivste Linie ist die von Fraunhofer mit g bezeichnete Linie des Ca I.

Tabelle 1: Die für die Klassifizierung der Sternspektren nach Tabelle 2 wichtigsten Absorptionslinien.

Spektrum	Atom, Ion bzw. Molekül	λ [nm]	Bezeichnung
HI-Balmerserie	H	486.1	Hβ
		434.0	Hγ
		410.1	Hδ
		397.0	Hε = H7
		388.9	H8
		383.5	H9
		379.8	H10
		377.0	H11
		364.6	Seriengrenze
He I	He	402.6	
		447.2	
He II	He^+	392.4	
		420.0	
		454.2	
		468.6	
Ca I	Ca	422.7	g
Ca II	Ca^+	393.4	K
		396.9	H
Fe I, Ti II, Ca I	Fe, Ti^+, Ca	430.8	G
TiO	TiO	455.4	
		476.2	
		484.7	
		500.3	
		516.7	
		544.8	

Beide Abbildungen aus Sterne und Weltraum (11/1989)

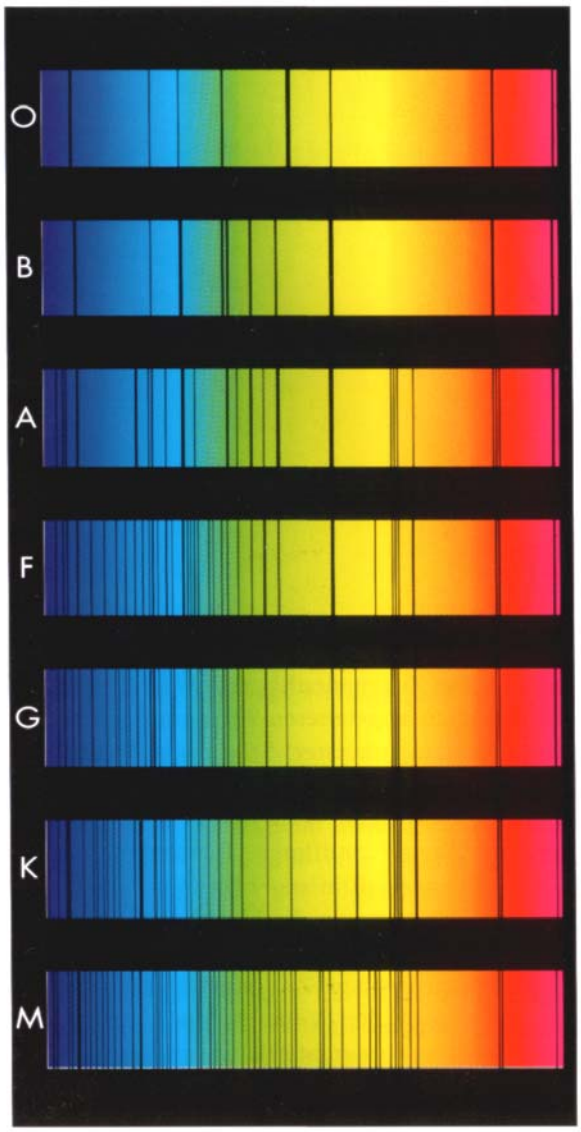


Abbildung aus [3]
Sie zeigt die charakteristischen Absorbtionslinien der Havard-Klassen vor einem kontinuierlichen Spektrum.

5. Das Hertzsprung-Russell-Diagramm

Um die spektroskopischen Daten zu ordnen und auszuwerten benutzt man das Hertzsprung-Russell-Diagramm.

Dabei wird die Temperatur eines Sterns gegen seine Leuchtkraft angetragen. Das so entstehende Diagramm läßt Rückschlüsse auf die Masse, die Größe und das Alter eines Sterns zu. Dabei fällt auf, daß sich die meisten Sterne in einem gewissen Bereich des Diagramms aufhalten, den man Hauptreihe nennt. Daraus folgt:

Sterne können nicht in jeder x-beliebigen Form existieren, sondern gewisse Beziehungen zwischen Größe, Leuchtkraft und Lebensdauer müssen bestehen.

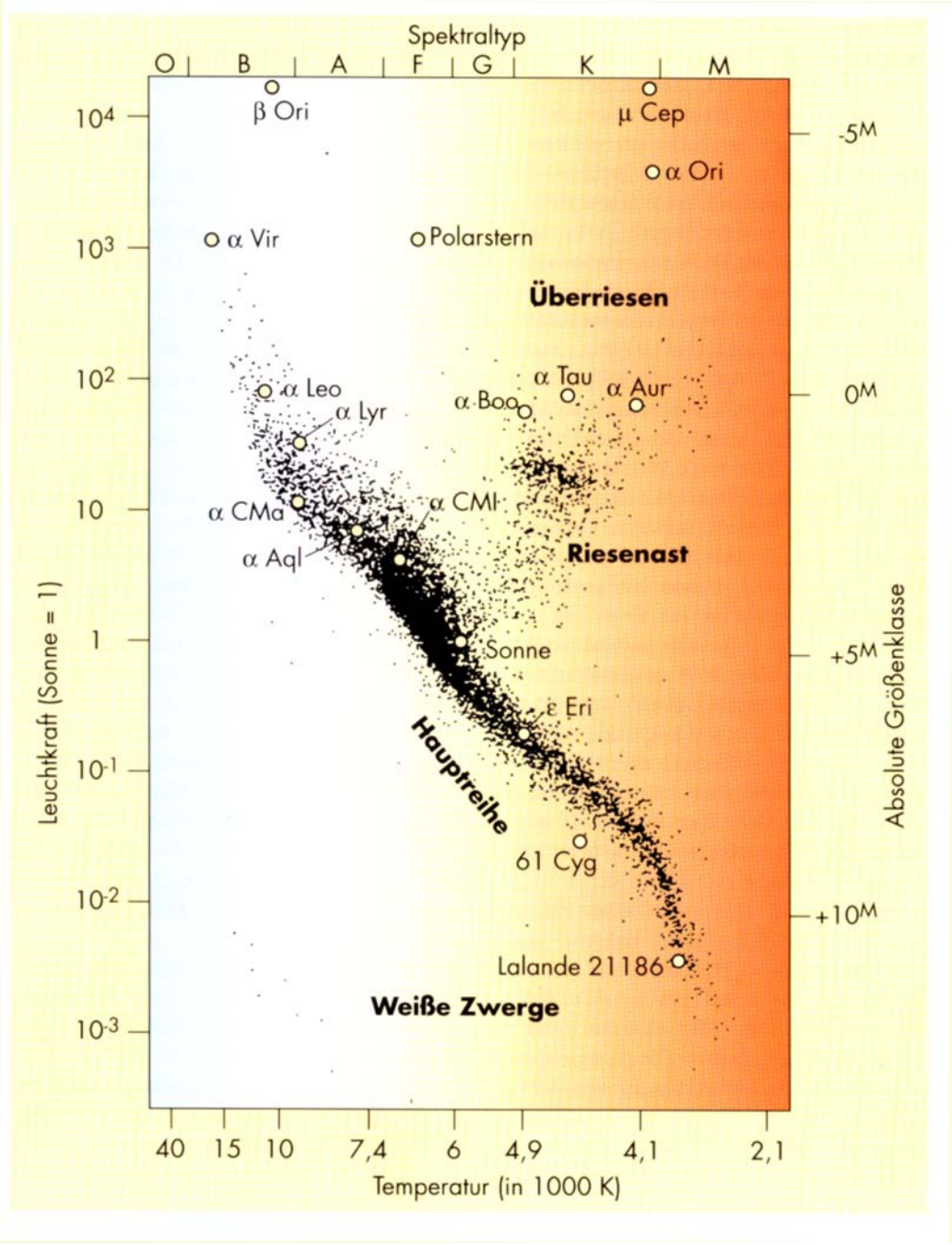


Abbildung aus [3] Das Hertzsprung-Russell Diagramm

2. Versuchsdurchführung

1. Der Spektrograf

Um das Licht in seine Farben zu zerlegen hat man grundsätzlich 2 verschiedene Möglichkeiten. Entweder man verwendet ein Beugungsgitter oder ein Dispersionsprisma.

Beim Beugungsgitter gilt bekanntlich für das für die Spektrografie relevante 1.Maximum:

$$\underline{\mathbf{B \times \sin\alpha = \lambda}}$$

$\rightarrow \alpha \cong \lambda$

Das führt dazu, daß gleiche Wellenlängenintervalle gleichen Längen auf dem Spektrum entsprechen. Anders verhält es sich beim Prisma.
Hier gilt:

$$\sin\alpha = \sin(\gamma / 2) \times n \qquad (\gamma = \text{brechender Winkel})$$

Dabei ändert sich n (Brechungsindex) mit der Wellenlänge des eingestrahlten Lichts.

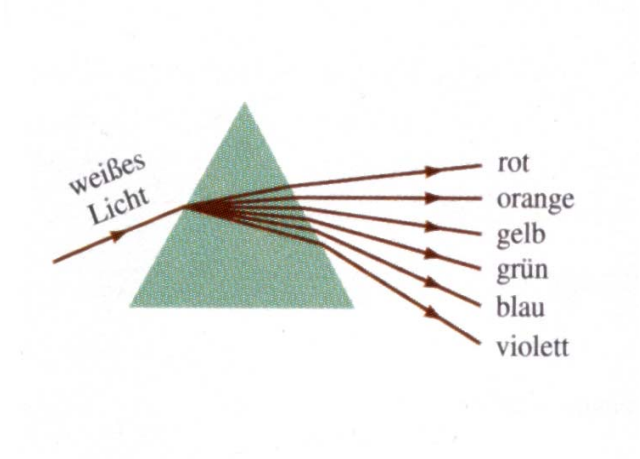


Abbildung aus [1]

Die Dispersion ist also abhängig von der Wellenlänge des Lichts.
Der Vorteil des Gitters liegt also in seiner Linearität, was eine einfache Auswertbarkeit der Spektren bedeutet. Dieser Vorteil wird jedoch dadurch zerstört, daß das Licht auf mehrere Maxima verteilt wird, was die Lichtstärke stark herabsetzt und für Sternaufnahmen ungünstig erscheint. Außerdem wäre mit dem Gitter eine kompliziertere Versuchsan-
ordnung mit verschiedenen Zwischenoptiken nötig, was auch einen größeren finanziellen Aufwand bedeuten würde.

Ich entschied mich deshalb für die Verwendung eines Prismas.

Das Prisma sollte in einem Opjektivprismenspektrograf zum Einsatz kommen, ein Gerät, welches sehr einfach zu bauen ist und deshalb häufig in Amateurkreisen Anwendung findet. Hierbei wird das Prisma vor einem Kameraopjektiv montiert. Das Prisma zieht das Licht des punktförmigen Sterns zu einem Spektralfaden auseinander, welcher durch das Kameraobjektiv nachvergrößert wird.

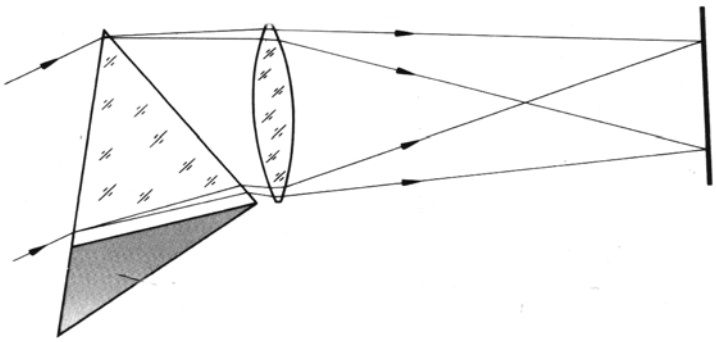


Abbildung aus [4]

Dabei ist die Auflösung (d. h. die Länge des Spektralfadens) um so größer, je größer der brechende Winkel des Prismas, der Brechungsindex des Glases und je länger die Brennweite des Objektives ist. Um eine größere Lichtstärke zu verzielen, sollte das Prisma und der Objektivdurchmesser ebenfalls so groß wie möglich sein.
Mir stand ein Flintglasprisma (Brechungsindex 1,52 bei λ = 546 nm) mit einem Durchmesser von 7 cm und einem brechenden Winkel von ca. 30° zur Verfügung. Um Farbverzerrungen zu vermeiden verwendete ich ein Spiegelobjektiv mit 67 mm Öffnung und 500 mm Brennweite.

Die Spektrenlänge L ergibt sich aus:

$$\mathbf{L = 2 \times f \times \sin \Delta\alpha}$$

Geht man vom sichtbaren Licht aus mit λ (370 nm .- 700 nm) ergibt sich für die Länge meiner Spektren auf dem Negativ ca. 2 cm. Aus Holz baute ich eine Halterung für das Prisma und die Kamera samt Objektiv, welche sich Huckepack auf ein Fernrohr montieren läßt. Als Film verwendete ich den Schwarzweißfilm Kodak T-max 400, der eine breite Spektralempfindlichkeit aufweist. Mit 400 ASA hat er eine ausreichende Empfindlichkeit für Astroaufnahmen und er läßt sich noch gut im Fotoladen entwickeln.

Die Abbildung zeigt die komplette Versuchsanordnung.
Der Spektrograf ist auf einer Justierbaren Halterung befestigt,
um den Aufnahmestern genau einzustellen.

Eine Detailansicht des Spektrografen.
In dem schwarzen Kasten befindet sich das Prisma.
Es ist nicht genau senkrecht zum Objektiv angeordnet, um die maximal mögliche Dispersion zu erreichen.

2. Aufnahmetechnik

Wie schon gesagt zieht das Prisma das Licht des Sterns zu einem Spektralfaden auseinander , da der Stern eine punktformige Lichtquelle ist. Um Absorbtionslinien erkennen zu können muss dieser Spektralfaden verbreitert werden. Dafür giebt es verschiedene Möglichkeiten .Die meisten benötigen eine elektrische Nachführung des Fernrohrs mit variabler Geschwindigkeit und kamen deshalb nicht für mich in Frage.
Ich nützte deshalb zur Verbreiterung meiner Spektren die natürliche Erddrehung aus.
Hierzu befestigte ich den Spektrografen auf einem parallaktisch montierten Fernrohr.
Der Nachthimmel scheint sich aufgrund der Erddrehung um den Polarstern zu drehen.
Eine parallaktische Montierung gleicht diese Bewegung aus, so dass die Sterne stillstehend errscheinen.

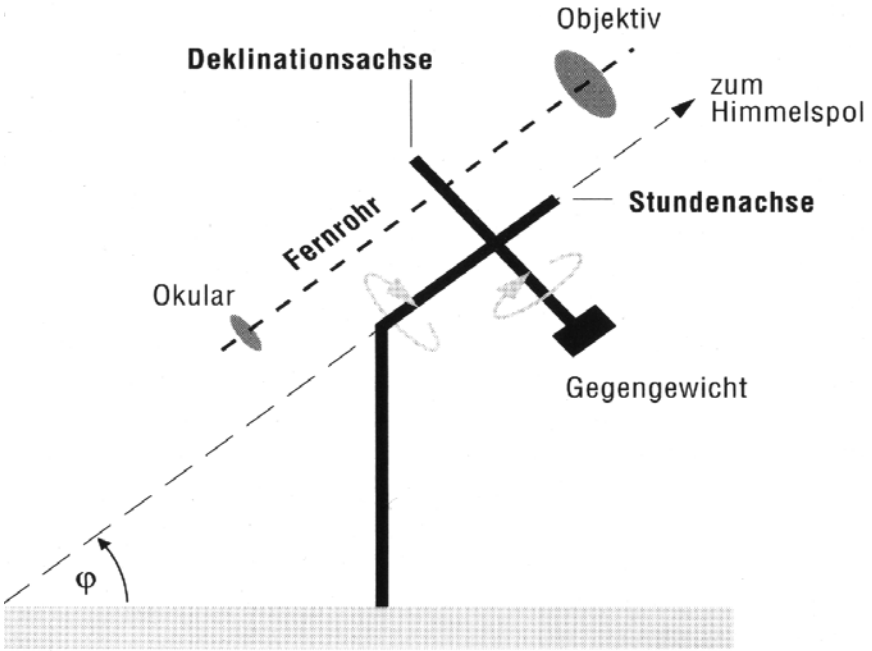


Abbildung aus [5]

Ich montierte den Spektrografen so auf das Fernrohr, dass die brechende Kante des Prismas parallel zur Deklinationsachse verläuft. Der Spektralfaden entstand dadurch in Deklinationsdrehrichtung. Die Bewegung

des Sternhimmels, die von der Stundenachsendrehung ausgeglichen wird, erfolgt nun genau Senkrecht zur Deklinationsrichtung und verbreitert den Spektralfaden. Ich ließ also den „Sternfaden“ über die Fotoemulsion wandern, ohne die Nachführung zu betätigen. Dann drehte ich ihn nach einiger Zeit zurück und ließ ihn nochmals „hinüberwandern“.
Da sich die Belichtungszeit für verschiedenhelle Sterne schwer abschätzen lässt, ließ ich jeden Stern 1x, 2x und 3x „wandern“. Damit der Stern dazu jedesmal die gleiche Strecke zurücklegt benutzte ich ein Fadenkreuzokular und ließ den Stern genau 1x durch das Gesichtsfeld wandern, bevor ich ihn mit der mannuellen Nachführung zurückholte.

3. Objektauswahl

Glücklicherweise decken die hellsten Sterne die man im Winter am Abendhimmel sehen kann nahezu die gesamte Havard Spektralsequenz ab. Außer einem O – Stern habe ich mehr oder weniger zufällig jeden Spektraltyp aufgenommen: Rigel (βori, B8), Beteigeuze (α ori, M2), Aldebaran (α tau, K5), Procyon (α cmi, F5), Capella (α aur, G5), Sirius (α cma A0). Außerdem noch ein sehr schönes Jupiterspektrum.

4. Auswertung

Wie schon gesagt ist die Dispersion des Prismas wellenlängenabhängig. Das heißt z.b, dass in der praxis der Wellenlängenbereich von 400 nm bis 500 nm einen doppelt so breiten Anteil am Spektrum hat, als der Bereich von 500 nm bis 600 nm. Aus diesem Grund muss man eine sog. Dispersionskurve herstellen, um die Wellenlängen eindeutig zuordnen zu können. Dafür benötigt man das Spektrum eines Sterns, dessen Absorbtionslinien bekannt sind, und welche sich möglichst leicht erkennen lassen.
Ich verwendete hierfür das Spektrum des Sirius, von dem man weiß, dass er als A0 Stern im wesentlichen von den Balmerlinien geprägt ist. Diese Linien sind bei Sirius sehr breit, und außerdem stellt er wegen der guten Belichtung wohl das gelungenste Spektrum dar.

Ich legte nun das computertechnisch aufgebesserte und vergrößerte Spektrum an der Abszissenachse eines Koordinatensystems an, und trug an der Ordinatenachse einen Wellenlängenbereich von 350nm – 550nm an. Dann konnte ich anhand der bekannten Wellenlängen der Balmerserie die Dispersionskurve erstellen.
Diese Kurve kann man anschliesend reproduzieren und ein anderes Spektrum an die Abszissenachse anlegen (wie ich es auf Seite 15 exemplarisch mit Capella durchführe), und nun dessen Linien anhand der Kurve identifizieren.
Der Fehler liegt dabei Dank der Vergrößerung schätzungsweise bei maximal 3nm-4nm.
Die nächsten beiden Seiten dokumentieren die Entstehung der Dispersionskurve und die Auswertung eines Sternspektrums (Capella) mit Hilfe der Kurve.
Dem schließt sich dann eine Zusammenfassung der Ergebnisse an, wobei jedes Spektrum genau erleutert wird.
Der Vollständigkeit halber hier noch die Wellenlängen einiger höherer Elemente, welche in der Tabelle auf S.8 nicht erwähnt werden.

Natrium Na:
NaI 589nm

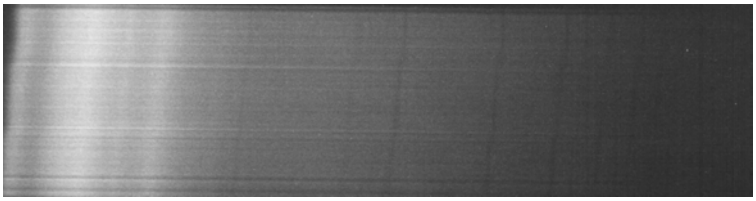
Magnesium Mg:
MgI 517,3nm

Silicium Si:
Si 412.8nm

Eisen Fe:
FeII 417nm

Strontium Sr:
SrII 407,8nm

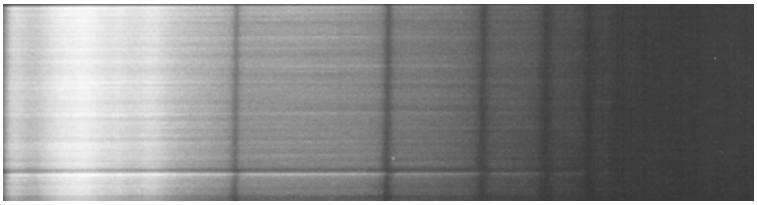
Typ B - Rigel



Oberflächentemperatur: 25000°C – 12000°C
Dominante Linien: Balmerserie, HeI

Laut Literatur ist Rigel ein B8 Stern. Dies kann man anhand des Spektrums sehr schön nachvollziehen, da die Heliumlinie bereits wesentlich schwächer ist als die Balmerlinien.

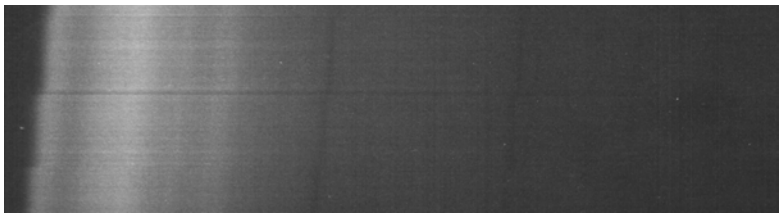
Typ A – Sirius



Oberflächentemperatur: 11000°C – 8000°C
Dominate Linien: Balmerserie

Die Siriusaufnahme ist wohl die beste , die ich gemacht habe. Auffallend ist die extreme Breite der Balmerlinien.Bei dieser Aufnahme ließ ich Sirius 2x über den Film wandern. Die Klassifikation kann man auch hier sehr schön nachvollziehen.

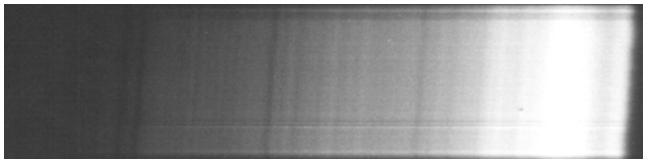
Typ F – Procyon



Oberflächentemperatur: 7000°C – 6000°C
Dominante Linien: Schwache Balmerserie, CaII

Bei meinem Spektrum fallen lediglich die schwachen Balmerlinien auf, die Ca Linien kann man nicht mehr erkennen. Das Spektrum ist im blauen Bereich einfach zu unterbelichtet.
Es ist dem Rigelspektrum sehr ähnlich, doch die fehlende Heliumlinie weißt darauf hin, dass es sich um einen F – Stern handelt,nicht um einen B – Stern.

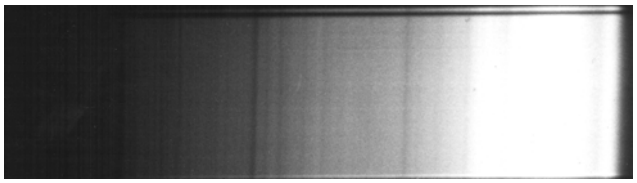
Typ G – Capella



Oberflächentemperatur: 6000°C – 5000°C
Dominante Linien: G – Komplex, CaII

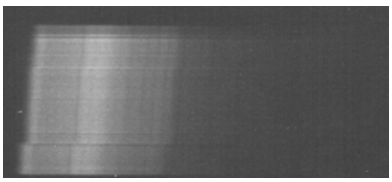
Capella ist wieder sehr leicht und eindeutig einzuordnen. Sein Spektrum ist dem der Sonne sehr ähnlich. Die Ca Linien und vor allem der sehr starke G – Komplex markieren ihn eindeutig als G – Stern. Er zeigt noch zahlreiche andere Linien, vor allem zwischen 430nm
und 480nm ,die ich jedoch nicht richtig identifizieren konnte. Das war für die eindeutige Klassifikation jedoch nicht nötig.

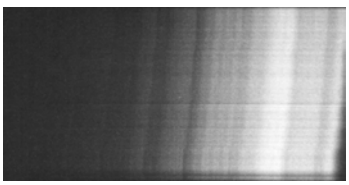
Jupiter – Sonne



Diese Aufnahme ist die meiner Meinung nach interessanteste unter den vorliegenden.
Es handelt sich um ein Jupiterspektrum, stellt also reflecktiertes Sonnenlicht dar.
Die Sonne ist ebenfalls ein G – Stern. Die Aufnahme ist daher nahezu identisch mit dem Capellaspektrum, lediglich etwas heller.Auch hier dominiert die G – Linie. Die Ca Linien lassen sich auf der Orginalaufnahme wesentlich besser erkennen.

Typ K und M – Aldebaran (links) und Beteigeuze (rechts)





Oberflächentemperatur: K – Aldebaran 5000°C – 3000°C
M – Beteigeuze 3000°C – 2000°C

Wir sind nun am „kalten“ Ende der Spektralsequenz angekommen. Bei genauem hinsehen erkennt man eine Vielzahl von Linien. Das Strahlungsmaximum liegt nun eindeutig im roten Bereich. Das äussert sich daran, dass die Spektren im roten Bereich sehr gut belichtet sind, aber praktisch keinen Blauanteil haben.
Man kann praktisch erst ab 480nm überhaupt etwas erkennen und es ist fast unmöglich die Linien genau zuzuordnen. Bei den sehr breiten Linien in beiden Spektren handelt es sich wahrscheinlich um komplexe TIO Molekülbanden. Außerdem finden sich mit hoher Wahrscheilichkeit Elemente wie Natrium, Magnesium und Eisen in diesem Wellenlängenbereich.

Abschließend kann man sagen, daß es mit einfachen Mitteln durchaus möglich ist Spektrografie zu betreiben, und dabei zu brauchbaren Ergebnissen zu kommen. Zwar kann man damit nicht zu großartigen neuen Erkenntnissen kommen, es ist jedoch faszinierend,daß es tatsächlich funktioniert und man einen selbstgemachten Beweis für modernste physikalische Theorien hat. Die Havard Klassifikation konnte ich im großen und ganzen nachvollziehen.
Alle vorliegenden Aufnahmen wurden an einem Abend gemacht. Mit etwas mehr Übung und etwas besserem Equipment, wie z.B. einer elektronisch gesteuerten Nachführung ist es sicherlich möglich auch schwächere Sterne aufzunehmen. Teilweise hätte man die Spektren durchaus noch etwas länger belichten können, um eine bessere Belichtung im blauen Bereich zu erziehlen.
Die Breite der Spektren war etwas übertrieben, da ich nicht genau wußte, wie breit das Spektrum bei dem von mir verwendetem Nachführokular (15 mm Brennweite) tatsächlich sein würde. Ein 10 mm Okular mit kleinerem Gesichtsfeld würde sicher vollkommen ausreichen.
Man könnte natürlich noch Viel verbessern, im großen und ganzen bin ich mit den Aufnahmen jedoch sehr zufrieden.
Ich möchte mich an dieser Stelle noch bedanken beim VDS Fachgruppenleiter Spektrografie Ernst Pollmann für seine Hilfe (Prisma).
Meinem Freund Martin Kächler, der mir sein parallaktisch montiertes „Russenscope“leihweise zur Verfügung stellte.

Anhang

Alle Grundlagen und Abbildungen sind wenn nicht anderst angegeben folgenden Büchern entnommen:

[1] Paul Tipler Physik 1. Auflage 1994 Spektrum Verlag

[2] Harenberg Schlüsseldaten Astronomie 1996 Harenberg Lexikonverlag

[3] Gerhard Weiland Der neue Kosmos Himmelsführer Franckh-Kosmos Verlag

[4] Wolfgang Schwinge Kosmos Handbuch der Astrofotografie 1993 Franckh-Kosmos Verlag

[5] Hans-Ulrich Keller Astrowissen 1994 Franckh-Kosmos Verlag

[6] Gerthsen Physik 19. Auflage 1995 Springer Verlag

[7] Schlosser Astronomische Musterversuche 1986 Hirschgraben Verlag

[8] erforschter Weltraum 1975 Herder Verlag

[10] Meyers Handbuch über das Weltall 1973 Meyers Lexikonverlag

[11] Otto Zimmermann Astronomie2 1979 Klett Verlag