

Spektralanalytische Untersuchungen an Fixsternen

(von Stefan Griesing, Max-Planck-Gymnasium, Saarlouis)

Platzierung an zweiter Stelle im Landeswettbewerb „Jugend forscht 1998“

Fachgebiet: Geo- und Raumwissenschaften

Kurzfassung:

Schon in grauer Vorzeit richteten die Menschen ihre Blicke gegen das Firmament. Beim Anblick der Sterne kamen ihnen Fragen in den Sinn wie:

Was ist die Natur dieser Lichtpunkte?

Woraus bestehen sie?

Leuchten sie ewig?

Noch 1835 kommentierte der Französische Philosoph Auguste Comte solche Fragen folgendermaßen: „Niemals werden die Astronomen in der Lage sein, die chemische Zusammensetzung oder mineralogische Struktur der Sterne zu ergründen oder gar ihre Temperatur zu messen.“

Hier irrte er gewaltig! Denn schon ein halbes Jahrhundert später wußten die Astronomen dank der Einführung der Spektralanalyse besser Bescheid über die Zusammensetzung und Temperatur der Sterne als die Geologen über den Zustand des Erdkerns.

Ziel dieser Arbeit ist es, diese frühen astrophysikalischen Beobachtungen mit relativ einfachen Mitteln nachzuvollziehen.

1. Einleitung

Die Anfänge der Spektroskopie gehen auf Isaak Newton zurück. Indem ihm 1667 die Farbaufspaltung von Sonnenlicht mittels eines Dispersionsprismas gelang, konnte er zeigen, daß sich weißes Licht in die Regenbogenfarben aufspalten läßt. 1802 entdeckte William Wollaston dunkle Linie im Sonnenspektrum, die 1814 von Joseph von Fraunhofer katalogisiert wurden.

Deren Bedeutung wurde aber erst 1859 offensichtlich, als die Chemiker Gustav Robert Kirchhoff und Robert Wilhelm Bunsen herausfanden, daß solche Linien von heißen Gasen ausgesendet werden. Dabei emittiert ein bestimmtes Element nur ganz spezifische Linien. Kirchhoff und Bunsen begründeten damit einen neuen Forschungszweig der Astronomie: die Astrophysik, der wir einen Großteil unseres Wissens über das Weltall zu verdanken haben.

Erste Spektraluntersuchungen an Fixsternen wurden ebenfalls zu dieser Zeit durchgeführt. In den 80er Jahren des vorigen Jahrhunderts entwickelten E. C. Pickering und A. Cannon das Harvard - Klassifikationsschema zur Einordnung von Sternspektren. Es enthält die Klassen O, B, A, F, G, K, M („Oh be a fine girl kiss me“); wobei diese Folge eine Temperatursequenz von ca. 30 000 K bis 3 000 K „Oberflächen“ - Temperatur darstellt. Zur feineren Gliederung wurden diese Klassen später noch von 0 bis 9 unterteilt; so ist z.B. ein G2 Stern etwas heißer als ein G8 Stern. Mit der vorliegenden Arbeit will ich

zeigen, daß schon mit relativ einfachen Mitteln erfolgreich Spektralanalyse betrieben und die Harvard Klassifikation nachvollzogen werden kann.

2. Die Entstehung der Spektrallinien

Nach dem Bohrschen Atommodell stehen den Elektronen nur ganz bestimmte Bahnen (um den Atomkern) zur Verfügung, die diskreten Energieniveaus entsprechen. Im Normalfall halten sich die Elektronen auf der energetisch niedrigsten Bahn, also im sogenannten Grundzustand auf. Wird solchen Atomen jedoch Energie zugeführt (z.B. durch Elektronenstoß oder Stöße mit thermisch bewegten Atomen eines Gases oder durch Einstrahlung von Lichtquanten) so werden sie in einen angeregten Zustand überführt, d.h. die Elektronen springen auf höherenergetische Bahnen. Nach ca. 10^{-8} s fällt ein angeregtes Elektron jedoch wieder zurück und gibt dabei die Energiedifferenz zwischen Grund- und angeregtem Zustand in Form von Licht einer bestimmten Wellenlänge ab. Im Spektrum wird eine Emissionslinie sichtbar.

Es sei noch angemerkt, daß die Elektronen nur ganz bestimmte Energiebeträge aufnehmen und abgeben können, da die Energieniveaus der angeregten Zustände festgelegt sind.

Beispiel Wasserstoffatom:

Der 2. Bahn ist etwa die Energie 10,19 eV zugeordnet; der 3. Bahn 12,07 eV. Springt ein Elektron von der 3. Bahn (angeregter Zustand) auf die 2. Bahn zurück, so wird die Energie

$$\Delta W = 12,07 \text{ eV} - 10,19 \text{ eV} = 1,88 \text{ eV} \approx 3,012 \cdot 10^{-19} \text{ J frei.}$$

Es entsteht eine Spektrallinie der Wellenlänge

$$\lambda = \frac{h}{\Delta W} \cdot c \approx 659,9 \text{ nm} \quad (H_{\alpha} : \text{Literaturwert: } 656,3 \text{ nm})$$

λ : Wellenlänge

h: Plancksches Wirkungsquantum ($6,626 \cdot 10^{-34} \text{ Js}$)

c: Lichtgeschwindigkeit ($3 \cdot 10^8 \frac{\text{m}}{\text{s}}$)

Voraussetzung ist, daß dem Atom die Anregungsenergie $\Delta W = 3,012 \cdot 10^{-19} \text{ J}$ zugeführt wurde. Die Elektronen können aus einem angeregten Zustand auf verschiedene energieärmere Bahnen zurückfallen. Alle Sprünge, die auf derselben Bahn enden, führen zur Aussendung von Linien, die zu einer bestimmten Serie gehören. Die folgende Abbildung gibt ein Beispiel für das Wasserstoffatom.

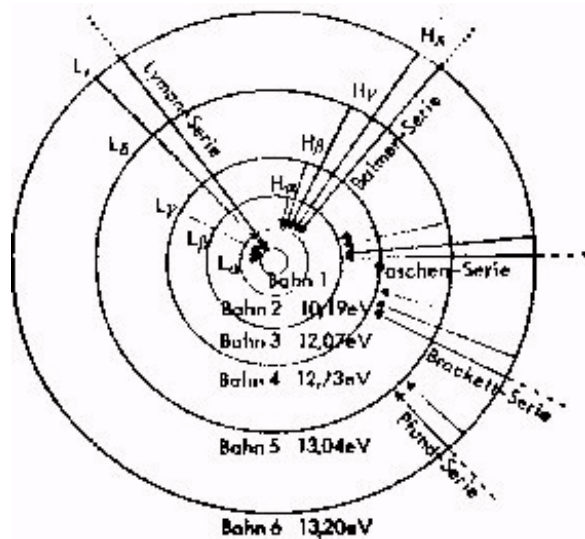


Abbildung 1: Spektralserien des Wasserstoffs aus [4]

Die Stärke der Spektrallinien ist abhängig

- von der Anzahl der Atome im angeregten Zustand (bei neutralen Atomen proportional zur Linienstärke)
- von der Anzahl der Atome im ionisierten Zustand (bei neutralen Atomen umgekehrt proportional zu Linienstärke).

Wegen der bei steigender Temperatur rasch zunehmenden Ionisation erreichen die Spektrallinien des Wasserstoffs schon bei Sternen mit 10 000 K „Oberflächen“ - Temperatur ihre maximale Intensität.

3. Arten von Spektren

Als *kontinuierliches Spektrum* bezeichnet man das Farbband von violett bis rot (vergleiche Regenbogen); es wird von allen glühenden festen und flüssigen Körpern und auch von leuchtenden Gasen mit hohen Dichten und Temperaturen ausgesandt. Die Intensitätsverteilung hängt dabei von der Temperatur des Strahlers ab.

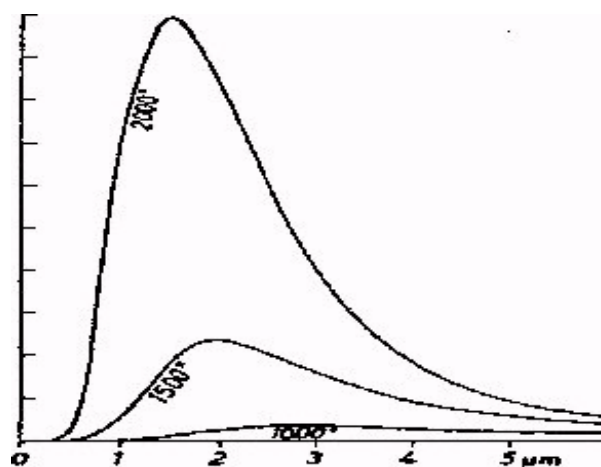


Abbildung 2: Intensität in Abhängigkeit von der Wellenlänge für verschiedene Temperaturen [2]

Sie gehorcht dem Planckschen Strahlungsgesetz:

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

Ein *Emissionslinienspektrum* wird von einem heißen Gas geringer Dichte ausgestrahlt. Die Entstehung ist im vorigen Abschnitt ausführlicher beschrieben.

Bei Sternen findet man allerdings ein *Absorptionslinienspektrum*, d.h. man sieht dunkle Linien auf einem kontinuierlichen Untergrund. Dabei entsteht der kontinuierliche Teil der Strahlung in der Photosphäre eines Sterns. Durchläuft dieser eine kühlere Schicht der Sternatmosphäre, so absorbieren deren Bestandteile bestimmte Energiebeträge $W = \frac{hc}{\lambda}$ die als Anregungsenergien genutzt werden. Bei der anschließenden Reemission wird das Licht in alle möglichen Richtungen ausgestrahlt, so daß nur ein entsprechend geringerer Bruchteil beim Betrachter ankommt.

4. Versuchsplanung

Es gibt zwei Methoden, Licht in seine Farben zu zerlegen:

- mit Hilfe eines Beugungsgitters, bei dem das Spektrum mittels Interferenz erzeugt wird oder
- mit Hilfe eines Prismas, bei dem das Spektrum auf Grund der Dispersion entsteht.

Sowohl Gitter als auch Prisma haben Vor- und Nachteile.

Vorteile des Gitters: Linearität, d.h. gleiche Strecken im Spektrum entsprechen gleichen Wellenlängenintervallen

Nachteile des Gitters: Verteilung des Lichts auf mehrere Maxima, von denen nur eines verwendet wird

Vorteil des Prismas: kein Lichtverlust, da das Licht nur gebrochen und nicht gebeugt und somit auf mehrere Maxima aufgeteilt wird

Nachteil des Prismas: wellenlängenabhängige Dispersion, also keine Linearität

Nach sorgfältigem Abwägen entschied ich mich für ein Prisma, da mir die hohe Lichtausbeute den Nachteil der fehlenden Linearität mehr als aufzuwiegen schien. Es stellte sich aber die Frage, welches Prisma für meinen Zweck geeignet ist.

Grundsätzlich gilt: die Glassorte und die Größe des brechenden Winkels bestimmen die Winkeldispersion (Maß für die Auffächerung des Lichts) und damit, in Verbindung mit der Brennweite der Abbildungsoptik und dem Auflösungsvermögen des Films, die spektrale Auflösung.

Je größer nämlich der brechende Winkel und der Brechungsindex des Glases sind, desto höher ist die Winkeldispersion. Leider sind Prismen aus hochbrechenden Glassorten wie z.B. Schwerflint mit $n = 1,69$ sehr teuer, besonders, wenn sie einen großen brechenden Winkel aufweisen.

Für meine Untersuchungen benötigte ich jedoch keine allzu große spektrale Auflösung, und so entschied ich mich für ein 45° Kronglasprisma, das zudem noch leichter zu beschaffen war als ein Flintglasprisma.

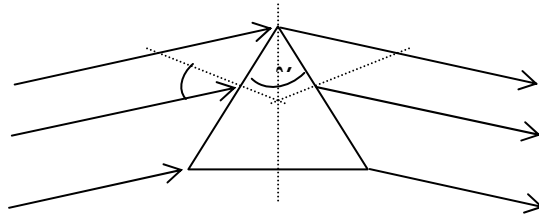
Als nächstes galt es sich Gedanken über die Dimension des Prismas zu machen. Das von mir verwendete CARL - ZEISS - SONNAR 2.8 / 180 mm hat einen Linsendurchmesser von 62 mm, den ich möglichst vollständig ausnutzen wollte. Bei symmetrischem Durchgang des Lichts durch ein Prisma gilt für den Eintrittswinkel α , der auch gleich dem Austrittswinkel ist:

$$\sin \alpha_\lambda = n_\lambda \cdot \sin (\gamma / 2)$$

n_λ : Brechungsindex bei der Wellenlänge λ (hier 1,52 bei $\lambda = 546 \text{ nm}$)

γ : brechender Winkel (hier 45°)

Hieraus ergibt sich α zu $35,6^\circ$. Bei gegebenem Linsendurchmesser läßt sich jetzt graphisch oder rechnerisch die Kantenlänge des Prismas bzw. umgekehrt bei gegebener Kantenlänge der gerade noch ausgeleuchtete Objektivdurchmesser ermitteln.



Aus den Angeboten wählte ich ein Prisma mit 70 mm Kantenlänge aus, das einen Objektivdurchmesser von 53 mm ausleuchtet. Somit ging in Verbindung mit dem eingesetzten 2fach Telekonverter lediglich eine Blende verloren.

Mit dem gegebenen Prisma ließ sich dann auch die Spektrenlänge auf dem Film errechnen. Dabei geht man davon aus, daß der Bereich von 369 nm bis 706 nm abgebildet wird. Die Spektrenlänge L ergibt sich aus:

$$L = 2 \cdot f \sin \Delta\alpha$$

$$= 2 \cdot f \cdot \sin \left(\frac{\gamma}{2} \right) \cdot (\arcsin n_{369} - \arcsin n_{706}) \approx 7,95 \text{ mm}$$

f : Brennweite des Teleobjektivs (360 mm mit Konverter)

Bei 12facher Vergrößerung ergab sich daraus eine Spektrenlänge von knapp 9,6 cm auf dem Positiv.

Als nächstes galt es eine Film- und Entwicklerkombination zu finden, die folgende Eigenschaften erfüllen sollten:

- hohe Empfindlichkeit
- geringer Schwarzschildeffekt (Abnahme der Empfindlichkeit mit zunehmender Belichtungszeit)
- hohe Feinkörnigkeit und Schärfe
- kontrastreiche Wiedergabe der Linien

Farbfilme kamen von Anfang an nicht in Frage, da sie wesentlich weicher als Schwarzweißfilme arbeiten. In dem Schwarzweißfilm KODAK T-MAX 100 (100 ASA Grundempfindlichkeit) hatte ich ein äußerst feinkörniges und scharfes Fotomaterial gefunden, das

zudem ein sehr günstiges Schwarzschildverhalten aufweist. Der ideale Astrofilm also - wenn nicht die relativ geringe Empfindlichkeit wäre. Umfangreiche Versuche führten zu der Entdeckung einer Entwicklerkombination, die die Empfindlichkeit auf 800 ASA erhöhte und zudem den gewünschten hohen Kontrast erzeugt: ich entwickelte in Tetenal NEOPRESS HC 1+31 / Tetenal DOKUMOL 1+7 jeweils 10 Minuten bei 20° C.

5. Technik der Spektralfotografie

Ein Prisma erzeugt von Sternen nur ein fadenförmige Spektren, die nicht gut ausgewertet werden können. Um verbreiterte Spektren zu erhalten ging ich wie folgt vor:

Zuerst montierte ich die Kamera so auf der parallaktischen Fernrohrmontierung, daß die Sterne bei Drehung der Rektaszensionsachse sich im Kamerasucher parallel zur langen Seite des Kleinbildformats bewegten. Dann wurde das Prisma mit einer selbst gebauten Halterung so vor das Objektiv montiert, daß dessen brechende Kante parallel zum Himmelsäquator ausgerichtet war. Bei dieser Prismenorientierung liegt das Spektrum parallel zur kleinen Seite des Kleinbildformats.

Während der Belichtung schaltet man periodisch die Nachführung ab und aktiviert sie anschließend wieder für den gleichen Zeitraum, aber mit doppelter Nachführgeschwindigkeit. Das fadenförmige Spektrum überstreicht also innerhalb der Periode zweimal ein bestimmtes Streckenintervall, das der Breite des Spektrums auf dem Negativ entspricht.

Für das Erkennen der Linien reicht eine Breite von ca. 0,5 mm aus. Bei einer 12fachen Nachvergrößerung hat das Spektrum somit eine Breite von 6mm auf dem Positiv. Es sei noch angemerkt, daß für Spektralaufnahmen, wie für alle anderen astronomischen Aufnahmen auch, ein möglichst dunkler Himmel von Vorteil ist. Aus diesem Grund fuhr ich in einer kalten Januarnacht auf den Saargau, um die vorliegenden Aufnahmen zu machen.

6. Technik der Auswertung

Wie bereits erwähnt, hängt beim Prisma die Winkeldispersion von der Wellenlänge ab. Um Wellenlängen von Spektrallinien bestimmen zu können, ist es nötig, den Verlauf der Winkeldispersion in Abhängigkeit von der Wellenlänge zu ermitteln. Zur Erstellung einer solchen Dispersionskuve geht man folgendermaßen vor:

Auf der Ordinate eines Koordinatensystems wird linear die Wellenlänge aufgetragen. Gleiche Wellenlängenintervalle entsprechen also hier gleichen Abschnitten auf der y - Achse. Als Abszisse dient das Spektrum eines A - Sterns dessen starke Wasserstofflinien sich leicht identifizieren lassen. Nun errichtet man z.B. in H_{β} ($\lambda = 486,1 \text{ nm}$) das Lot. Der Schnittpunkt mit $y = 486,1 \text{ nm}$ ergibt einen Punkt der Dispersionskurve.

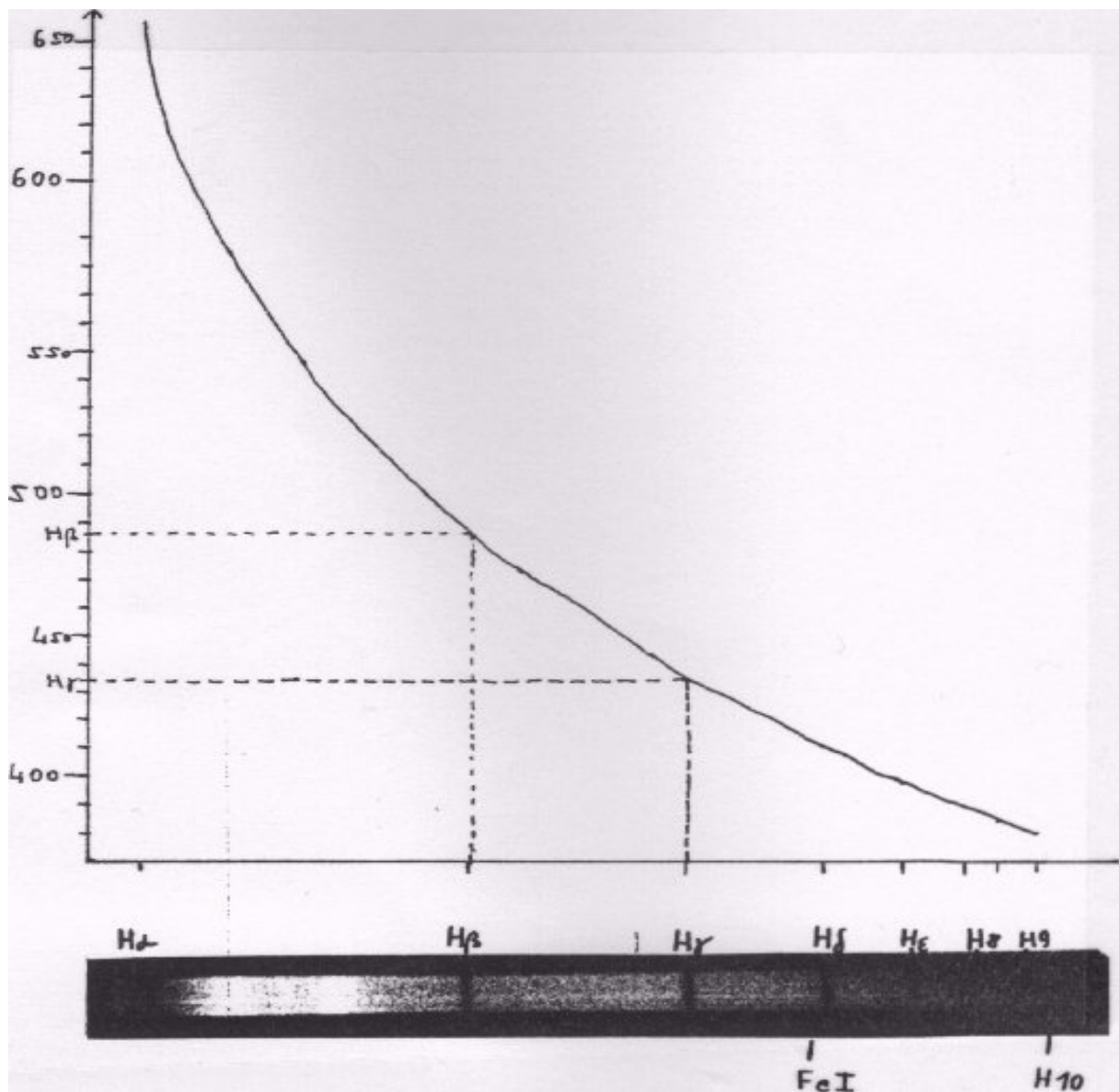


Abbildung 3: Dispersionskurve gewonnen aus Spektrum vom 9 Aur (Eichstern)

Die Praxis hat gezeigt, daß mittels dieser Dispersionskurve die Wellenlängen mit einer Genauigkeit von etwa 1nm bestimmt werden können. Die Genauigkeit wurde aus dem Vergleich von 36 vermessenen Linien mit den Literaturwerten gewonnen (maximale Abweichung 2,5 nm , minimale Abweichung 0,1 nm). Die photometrischen Registrierkurve wurden mittels eines an einem x-y Schreiber befestigten Photowiderstand gewonnen, auf den das vergrößerte Spektrum projiziert wurde.

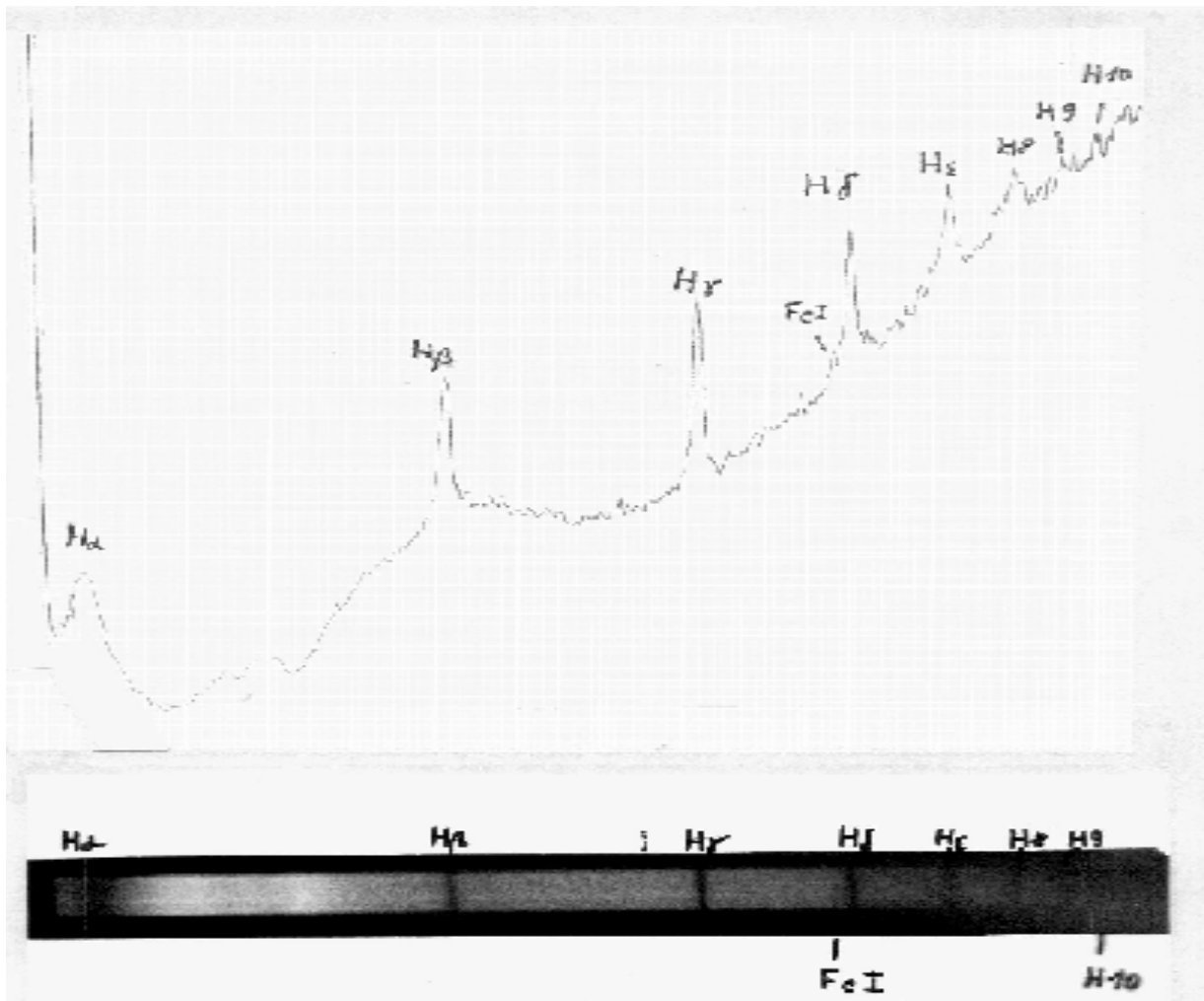
7. Ergebnisse

Im folgenden sind nun die Ergebnisse der einzelnen, von mir untersuchten Sterne angeführt. Bei den im Text vorkommenden Abkürzungen bedeutet

I : neutrales Atom, z.B. Ca I = neutrales Kalzium

II: einfach ionisiertes Atom, z.B. Ca II = einfach ionisiertes Calcium.

Die Zitate in diesem Kapitel entstammen alle [3].

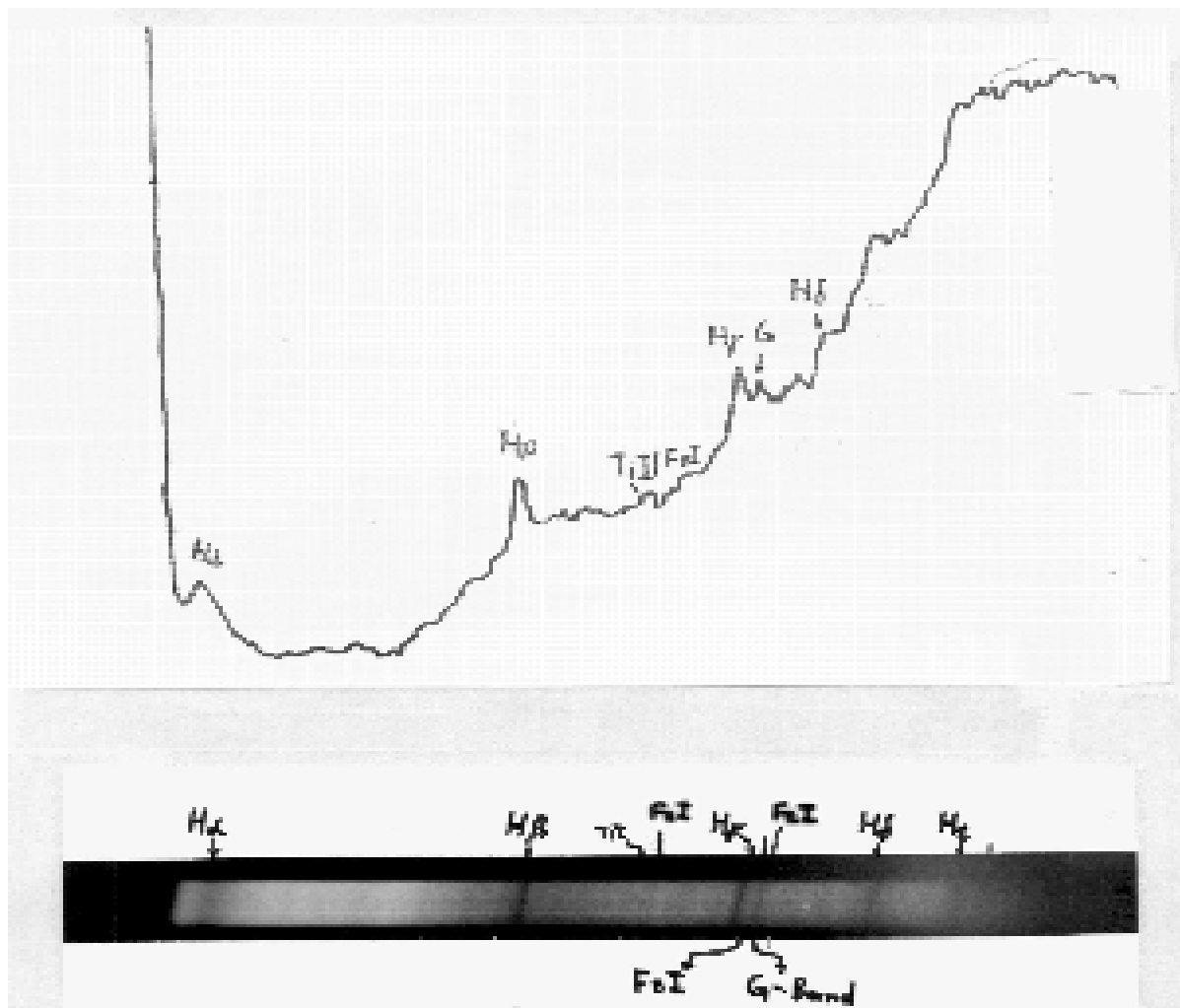


♁ *Aurigae*: Spektraltyp A0; Temperatur ca. 10 000 K

Balmerserie des Wasserstoff in Maximaler Stärke. Linien von Fe I und Ca I treten auf, deren Intensitäten durch die Klasse A hindurch ansteigen.

In meiner Aufnahme konnte ich die Wasserstofflinien H_α , H_β , H_γ , H_δ , H_ϵ sowie die im UV liegenden Linien H8, H9 und H10 identifizieren. Außerdem konnte ich noch eine Eisenlinie nachweisen. Die erkannten Linien von ♁ Aur im einzelnen:

Verursacher	λ (Literatur) in nm	λ (gemessen) in nm	Kommentar
H I	656,3	(656,3)	H_α , Eichwert
H I	486,1	(486,1)	H_β , Eichwert
H I	434,1	(434,1)	H_γ , Eichwert
Fe I	414,4	414	
H I	410,2	(410,2)	H_δ , Eichwert
H I	397,0	(397,0)	H_ϵ , Eichwert
H I	388,9	(388,9)	H8, Eichwert
H I	383,5	(383,5)	H9, Eichwert
H I	379,8	(379,8)	H10, Eichwert



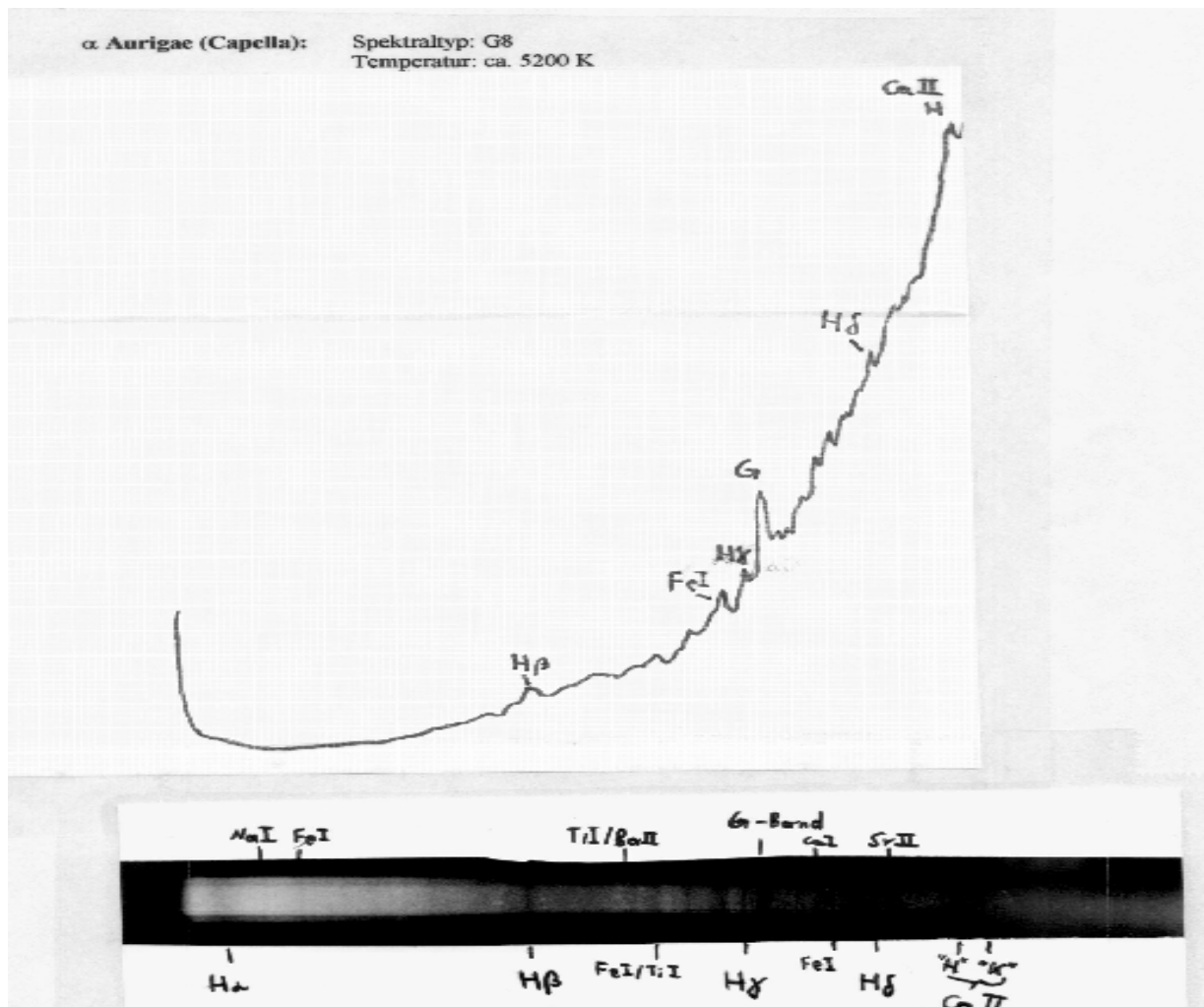
α Canis Minoris (Prokyon): Spektraltyp F5; Temperatur ca. 7 000 K

Wasserstofflinien immer noch dominierend, aber mit abnehmender Intensität. Linien des Ca II zunehmend. Linien neutraler Metalle, besonders von Eisen.

Die Dominanz der Wasserstofflinien kann ich bestätigen. Die Linien des Ca II jedoch konnte ich nicht registrieren (vermutlich wegen zu kurzer Belichtungszeit), wohl aber eine Eisen- und eine Titanlinie nachweisen. Auch das G - Band konnte ich registrieren.

Die erkannten Linien von *α CMi* im einzelnen:

Verursacher	λ (Literatur) in nm	λ (gemessen) in nm	Kommentar
H I	656,3	(656,3)	H α , Eichwert
H I	486,1	(486,1)	H β , Eichwert
Ti I	453,6	456	
Fe I	452,9	453	
H I	434,1	(434,1)	H γ , Eichwert
Fe I	432,5	432	
G - Band	430,8	430	
Fe I	429,2	429,5	
H I	410,2	(410,2)	H δ , Eichwert
H I	397,0	(397,0)	H ϵ , Eichwert



Linien des Ca II stark. Wasserstofflinien mäßig stark. Viele Linien neutraler Metalle. Auftreten von Linien der Moleküle CN und CH. Auffällig sind die Linien des Ca II und vor allem das G - Band. Von den Wasserstofflinien konnte ich H α , H β , H γ und H δ identifizieren. Wegen des begrenzten Auflösungsvermögens des Spektrographen ist bei einigen Linien eine eindeutige Elementzuordnung nicht mehr möglich. Ich konnte aber sehr viele Metalllinien finden, sowohl von neutralen, als auch von einfach ionisierten Metallen. Moleküle konnte ich keine nachweisen. Die erkannten Linien im von α Aur einzelnen:

Verursacher	λ (Literatur) in nm	λ (gemessen) in nm	Kommentar
Na	588,9 / 589,6	588	Fraunhofer1/D2
Fe I	561,6	561	
Fe I	495,8	496	
Fe I	489,1	490	
Ti I / Br II	453,0 / 455,4	455	
Fe I / Ti I	452,8 / 453,0	543	
Fe I	437,6 - 440,5	438	
H	434,1	434	H γ
G - Band	430,7	430	sehr stark
Fe I / Cr I	427,2 / 429,1	428	
Ca I	422,7	422	
Fe I	418,8	419	
H	410,2	411	H δ

TiO	476,1	478	
Cr I	465,1	466	
Fe I / Ti I / Cr I	463,3 / 464,0 / 464,6	461	nicht eindeutig
Ti I	454,5	455	
Ti I	452,3 / 452,7	452	
Fe I	447,2	447	
Fe I	440,5	440	relativ stark
Fe I	432,5	432	stark
Ti II	430,0	430	
Fe I	426,1	425	stark
Ca I	422,7	423	
Sr II	421,6	420	

8. Abschließende Bemerkung

Obwohl ich nicht alle Spektraltypen an Hand eigener Aufnahmen vorstellen konnte, konnte ich doch zeigen, daß eine Spektralklassifikation schon mit den einfachen Mitteln eines Amateurs erfolgreich vorgenommen werden kann.

9. Danksagung

Für die Unterstützung meiner Arbeit möchte ich mich herzlich bedanken bei

- dem Jugend Forscht Club Saar e.V.
- meinem Betreuungslehrer Herrn Thomas Klein
- dem VdS Fachgruppenleiter „Spektroskopie“, Herrn Pollmann.

10. Literaturliste

[1] Böhme, Nessa, Greissner: Praktische Spektralklassifikation für Amateurastronomen“ Die Sterne, Bd 59 Heft 2 (S: 110 ff) J. A. Barth, Leipzig 1983

[2] Gerthsen, Vogel: Physik, 17. Auflage, Sonderausgabe (S. 543) Springer Verlag, Berlin, Heidelberg 1993

[3] Gondolatsch, Groschopf, Zimmermann: Astronomie II (S. 371) Ernst Klett Verlag, Stuttgart 1979

[4] Herrmann: dtv Atlas zur Astronomie, 9. Auflage (S. 33 ff) Deutscher Taschenbuch Verlag, München 1987

[5] Karkoschka: Atlas für Himmelsbeobachter Franckh Kosmos Verlag, Stuttgart 1988

[6] Roth (Hrsg.): Handbuch für Sternfreunde, 4. Auflage (S. 622 ff) Springer Verlag, Berlin / Heidelberg 1989

[7] Schwinge: Kosmos Handbuch Astrofotografie (S. 55 ff) Franckh Kosmos Verlag, Stuttgart 1993