LXII. Bericht Naturforschende Gesellschaft Bamberg, Seite 135 - 152, 1987

Experimentelle Ermittlung von Sternspektren mit dem Objektivprismenspektrographen

von

Stephan POMP, Gundelsheim

Inhalt

1. Einleitung
2. Das Absorptionsspektrum der Sterne
a) Aufbau und Energieerzeugung bei Sternen
b) Einfache Theorie der Linienspektren
3. Der Aufbau des Objektivprismenspektrographen
4. Die Aufnahmetechnik
a) Rahmenbedingungen
b) Belichtung
5. Vorhergehende Messungen
a) Ermitteln der Brechzahl
b) Herleitung einer allgemeinen Ortsfunktion für die Wellenlänge
c) Erstellen eines Maßstabs für die Spektren
d) Bestimmen der Erreichten Dispersion
6. Das Auswerten der Spektren
a) Vermessen eines Spektrums
b) Zuweisung eines Spektraltyps
7. Ergebnisse
8. Literaturverzeichnis

1. Einleitung

In der Kollegstufe ist es für jeden Kollegiaten Pflicht, eine Facharbeit zu erstellen, das heißt er muß sich mit einem bestimmten Thema aus dem Fachbereich eines seiner beiden Leistungskurse näher beschäftigen. In der Zeit von Juni 1986 bis Februar 1987 entstand deshalb folgende, inhaltlich gekürzte Arbeit, deren Thema vom Autoren wegen seines Hanges zur Astronomie gewählt wurde.

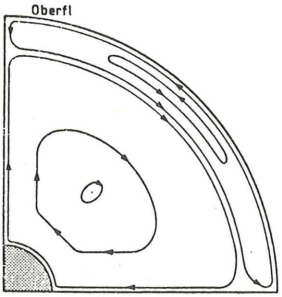
An dieser Stelle möchte ich noch einigen Personen meinen Dank aussprechen, weil sich ohne ihre Hilfe das Entstehen dieser Arbeit weit schwieriger gestaltet hätte.
Herr Frank Grieger, Physikstudent in Erlangen, gab mir wesentliche Ratschläge für den Bau des Spektrographen und die Aufnahmetechnik. Ralph Barthelmann, Mitglied der Volkssternwarte Coburg, hat mir ebenfalls Empfehlungen für den praktischen Teil der Arbeit gegeben. Herr Joachim Bauer, Lehrer am Dientzenhofer-Gymnasium, hat sich bemüht, mich in das Arbeiten mit dem Textverarbeitungsprogramm auf einem Personal-Computer der Schule einzuführen, womit diese Arbeit schließlich angefertigt wurde.

2) Das Absorptionsspektrum der Sterne

a) Aufbau und Energieerzeugung bei Sternen

Sterne sind sehr große Objekte und in viele verschiedene Zonen einteilbar. Der Kern, in dem die Energieerzeugung durch Kernverschmelzung stattfindet, nimmt etwa ein Fünftel bis ein Zehntel des Sternradius ein. Dafür befindet sich hier aber ein relativ großer Anteil an der gesamten Masse des Sterns. Die freigewordene Energie kann aufgrund der hohen Dichte im Kern als Strahlung nicht sehr effektiv transportiert werden. Ein Photon, das im Kern erzeugt wird, benötigt etwa 10^6 Jahre um an die Oberfläche zu gelangen. Die Energie wird vermutlich

vor allem durch Konvektion in die äußeren Schichten transportiert, wo sie als Strahlung in den Weltraum abgegeben wird. Diese Schicht wird deshalb Photosphäre genannt. Sie ist bei der Sonne etwa 300 km dick und 5000 bis 7000 K heiß. Die Photosphäre ist also die sichtbare äußere Begrenzung eines Sterns.



Meridionale Zirkulationsströme in einem rotierenden Stern. Der grau dargestellte Bereich ist der konvektive Kern und die Pfeile zeigen die Richtung der Strömung an.

aus [5]

b) Einfache Theorie der Linienspektren

In der Photosphäre finden auch die entscheidenden Geschehnisse für die Entstehung eines für den Stern charakteristischen Spektrums statt. Einzelne Wellenlängenbereiche können relativ zum Kontinuum geschwächt oder verstärkt werden, so daß Absorptions- bzw. Emissionslinien im Spektrum auftreten. Welche Wellenlängen beeinflußt werden, hängt von den in der Photosphäre vorkommenden Elementen ab und von ihrer Temperatur.

Nun kann man einem Stern eine Spektralklasse zuteilen, die von den im Spektrum vorkommenden Linien abhängt. Allerdings kann man daraus keine konkreten Schlüsse auf das quantitative

Vorkommen verschiedener Elemente ziehen. Ein A-Stern, der stark hervortretende Wasserstofflinien als Kennzeichen hat, könnte zum Beispiel prozentual weniger Wasserstoff enthalten als ein M-Stern, bei dem die Linien der Balmerserie praktisch nicht hervortreten. Dies ist folgendermaßen zu erklären: Wir betrachten das Wasserstoffatom und die damit verbundene Balmerserie. Sie hat folgende Serienformel:

$$\frac{1}{\lambda} = R_H \cdot \left(\frac{1}{2^2} - \frac{1}{m^2}\right)$$

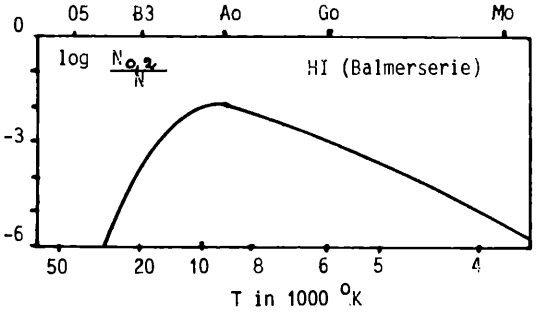
Die Balmerserie tritt in Absorption auf, beim Übergang vom Niveau 2 in ein höhergelegenes Energieniveau m (2 m). Damit diese Serie auftreten kann, müssen also Atome vorliegen, bei denen des Elektron nicht auf dem Grundniveau n 1 ist, sondern bereits auf n 2 angeregt ist. Dazu muß die Sternhülle eine genügend hohe Tempertur haben. Ist die Zahl der Atome mit dem Elektron auf n 2, $N_{0,2}$, verhältnismäßig gering, so kann auch die Serie nur schwach im Spektrum auftreten. Das Verhältnis dieser Zahl $N_{0,2}$ zur Gesamtzahl N der Wasserstoffatome, ist also von Interesse:

$$\frac{N_{0,2}}{N} = \frac{N_{0,2}}{N_0+N_1} = \frac{N_{0,2}}{N_0} \cdot \frac{1}{1+\frac{N_1}{N_0}}$$

$N_{0,2}$ ist die Zahl der Wasserstoffatome pro Volumeneinheit $[cm^{-3}]$, die sich im angeregten Zustand n => 2 befinden und also nicht ionisiert sind. N_1 ist die Zahl der ionisierten Wasserstoffatome, N_0 die der nicht ionisierten, ebenfalls pro Volumeneinheit.

Den Quotient $N_{0,2}/N_0$ liefert eine Formel von Boltzmann, der andere Bruch N_1/N_0 ergibt sich aus der Saha-Gleichung, jeweils in Abhängigkeit von der Oberflächentemperatur T. Das

Ergebnis der Rechnung kann man graphisch darstellen:



Man erkennt auf der obigen Abbildung ein Maximum für die Balmerserie bei einer Temperatur von etwa 10000 K. Ist die Temperatur geringer, so befinden sich die meisten H-Atome im Grundzustand, ist sie höher, so sind sie in einem energetisch höheren Zustand oder gar ionisiert. In beiden Fällen tritt dann die Balmerserie schwächer hervor.

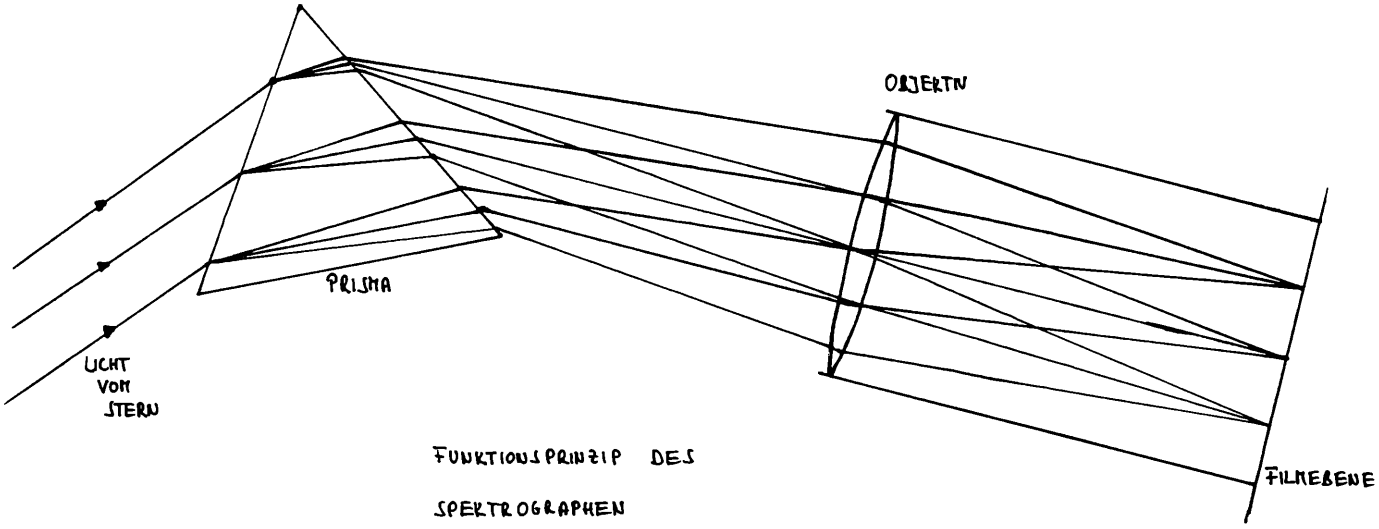
Ebenso verhält es sich mit anderen Elementen oder mit Molekülen. Banden von Titanoxid treten in Spektren von M-Sternen auf. Das bedeutet, daß solche Sterne relativ kühl sein müssen. In heißeren Sternen existiert diese Verbindung nicht mehr, weil die auftretenden Energien ausreichen, die Moleküle zu trennen. Daraus läßt sich schließen, daß die Einteilung in Spektralklassen eine Einteilung nach unterschiedlicher Oberflächentemperatur ist. In der obigen Graphik lassen sich nun auch die Spektralklassen auf der Temperaturachse antragen, wenn man mit den Klassifikationskriterien vergleicht. Die stärksten Wasserstofflinien treten bei der Spektralklasse A auf. In der Graphik ist ersichtlich, daß das Maximum für das Auftreten der Balmerserie bei $T \approx 10000$ K liegt. Man kann daraus folgern, daß ein A-Stern eine Oberflächentemperatur hat, die bei etwa 10000 K liegt.

3) Der Aufbau des Objektivprismenspektrographen

Zur Aufnahme von Sternspektren, benötigt man eine geeignete Apparatur, die das Licht in seine spektralen Bestandteile zerlegt und das so entstandene Spektrum photographisch festhält. Im Rahmen dieser Arbeit soll ein Objektivprismenspektrograph zum Einsatz kommen.

Vor dem Teleobjektiv (Brennweite f 300 mm) einer Spiegelreflexkamera wurde ein 60°-Prisma im Minimum der Ablenkung angeordnet.

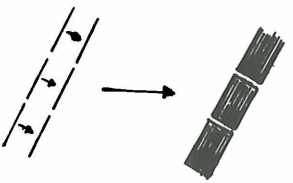
Da die Lichtquellen, die Sterne, praktisch punktförmig sind, kann auf einen Spalt verzichtet werden. Das Prisma besteht aus Flintglas und hat eine Kantenlänge von S 30 mm. Es hat eine mit $n \approx 1{,}63$ recht hohe Brechzahl und ermöglicht eine hohe Dispersion (genaue Angaben erfolgen bei der Auswertung). Dieser Aufbau entspricht im Prinzip dem vom in [3] verwendeten.



FUNKTIONSPRINZIP DES

SPEKTROGRAPHEN

Zur Aufnahme von Sternspektren benötigt man Belichtungszeiten, die den üblichen Wert weit übersteigen. Aus diesem Grund muß die Apparatur zum einen stabil aufgebaut sein, zum anderen muß sie gegebenenfalls nachführbar sein, um die Erddrehung auszugleichen. Der Stern bzw. sein Spektrum bleiben dann immer konstant im Gesichtsfeld. Die zweite gestellte Forderung, muß nicht immer erfüllt sein, denn es ist oft vorteilhafter die Nachführung anzuhalten, damit der feine Strich des Sternspektrums auf dem Bild breitgezogen erscheint.



Der Spektrograph wurde also auf einem Spiegelteleskop aufgebaut. Es handelt sich um einen 4 1/2-Zoll Reflektor mit einer Brennweite von 900 mm (Firma Tasco optics). Es kann mittels eines passenden Elektromotors nachgeführt werden. Mein Dank gilt hier der Astronomischen Arbeitsgruppe unserer Schule, die mir freundlicherweise den Motor geliehen hat. An der Rohrschelle des Teleskops ist eine Halterung aus Kupferblech angebracht, auf die die Kamera geschraubt werden kann. Die Kamera ist dann parallel zum Spiegelteleskop ausgerichtet. An der Rohrschelle ist weiterhin eine Sperrholzplatte, auf der sich eine Halterung für das Prisma befindet. Das Objektivprisma kann mit einer Sperrholzhaube abgedeckt werden, um störende Lichteinfälle weitgehend auszuschalten.

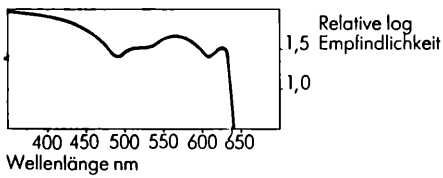
Soll eine Aufnahme bei angehaltener Nachführung gemacht werden, so ist es wichtig, daß die Linien senkrecht zum Spektrum stehen (siehe auch Zeichnung oben). Deshalb muß die Senkrechte zum Strahlengang, also die Prismenhalterung paral-

lel zur Deklinationsachse ausgerichtet sein. Dies ist durch den Aufbau gewährleistet.

4. Die Aufnahmetechnik

a)Rahmenbedingungen

Bevor man mit den Aufnahmen überhaupt beginnen kann, müssen bestimmte Bedingungen erfüllt sein, wie sie für jede astronomische Beobachtung wichtig sind. Dazu gehören äußere Bedingungen wie gutes Wetter und ein möglichst dunkler Beobachtungsort. Letztlich bleibt noch die Wahl des richtigen Films. Ich verwendete dabei bevorzugt einen Ilford HP5. Es handelt sich dabei um einen Schwarzweißfilm mit einer Empfindlichkeit von 400 ASA. Seine spektrale Empfindlichkeit geht vom kurzwelligen Licht bis etwa 640 nm [9]. Dies ist mehr als ausreichend, da die wichtigsten Linien im kurzwelligen Bereich des sichtbaren Licht liegen.



b) Belichtung

Jetzt kann mit den Aufnahmen begonnen werden. Dabei wählt man für Aufnahmen ohne Nachführung einen Stern mit einer großen scheinbaren Helligkeit (möglichst etwa 1^m), der auch zum Zeitpunkt der Aufnahme möglichst hoch über dem Horizont stehen sollte (mindestens 20°), damit eine problemlose Auf-

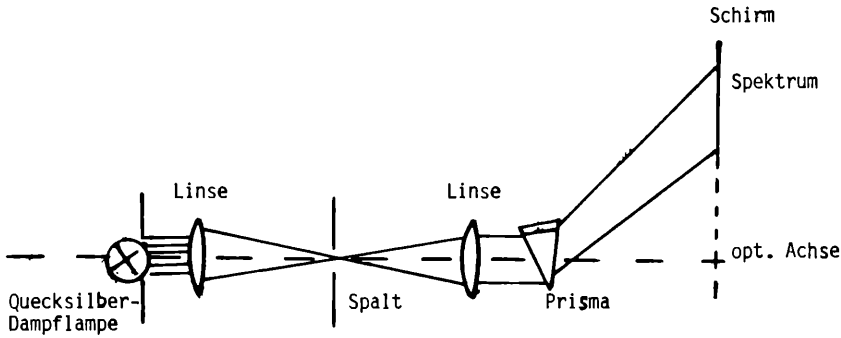
nahme möglich ist. Man stellt den Stern im Kamerasucher ein (das ist bei abgenommener Haube durchaus möglich) was wegen des großen Gesichtsfelds sehr schnell geht. Ist der Stern in der Mitte des Gesichtsfeldes, so ist er auch im Gesichtsfeld des Fernrohrs. Nun stellt man das Fernrohr am Deklinationskreis um 50° tiefer, das entspricht etwa dem Ablenkwinkel δ für sichtbares Licht. Nach Wiederaufsetzen der Haube über den Spektrographen, ist im Sucher der Kamera ein feiner weißer Strich zu erkennen, das ist das Spektrum des Sterns.

Nun kann belichtet werden. Um Belichtungszeiten von mehreren Sekunden zu ermöglichen, ist an der Kamera ein Drahtauslöser angebracht, der mit einer kleinen Schraube arretiert werden kann. Nun wird ohne Nachführung etwa 30 60 Sekunden belichtet. Hier ist eine exakte Zeit nicht sehr wichtig, da das Spektrum ohne Nachführung breitgezogen wird und allein die Breite von der Belichtungszeit abhängig ist, nicht aber die exakte Belichtung, die die Linien deutlich hervortreten läßt. Dies ist nur von der scheinbaren Helligkeit des Sterns abhängig, womit sich der Kreis möglicher Aufnahmekandidaten auf die hellsten Sterne beschränkt.

5) Vorhergehende Messungen

a) Ermitteln der Brechzahl

Um Aussagen über die in einem bestimmten Spektrum vorkommenden Linien machen zu können, muß man eine Art Maßstab haben, der, an das Spektrum angelegt, die zu einer Stelle gehörige Lichtwellenlänge angibt. Dazu wurde in der Schule zunächst ein Versuch aufgebaut, der die Ermittlung der Brechzahl des Prismas in Abhängigkeit von der Wellenlänge erlaubte:

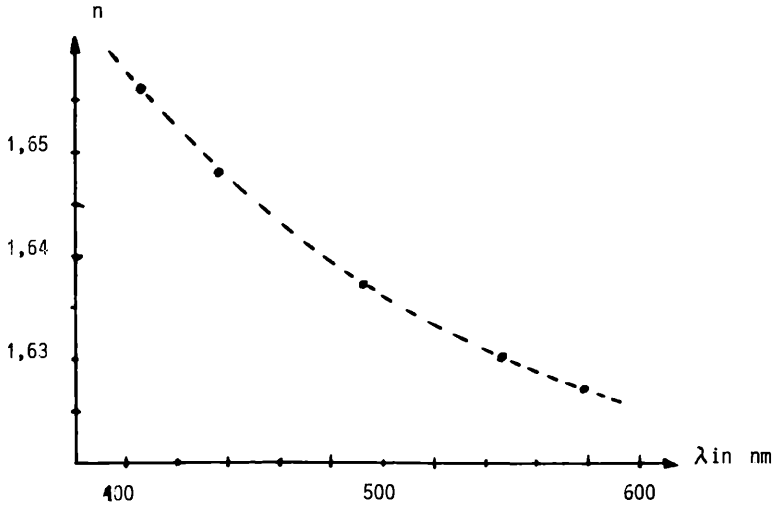


Eine Linse der Brennweite f 100 mm bildet die Lichtquelle, eine Quecksilberdampflampe, auf einen Spalt ab. Von der zweiten Linse wird das divergierende Licht parallel ausgerichtet und trifft so auf das Prisma. Dieses erzeugt nun ein Emissionsspektrum mit fünf Linien bekannter Wellenlänge, die auf einem Schirm vermessen werden können. Es wurde nun in mehreren Messungen der Abstand x der Linien von der optischen Achse gemessen und durch den Abstand y des Schirms von der Mitte des Prismas, gemessen auf der optischen Achse, geteilt. So erhält man den Tangens des Ablenkwinkels δ von fünf Wellenlängen. Nun läßt sich die Brechzahl n für die jeweilige Wellenlänge aus Gleichung 9.14 aus [7] berechnen. Es gilt:

$$\sin(\Upsilon/2 + \delta/2) \quad n \quad \sin(\Upsilon/2)$$

Hier ist Υ (brechender Winkel) gleich 60° und somit:

$$\sin(30° + \delta/2)/\sin(30°) \quad 2 \quad \sin(30° + \delta/2)$$



Die erhaltenen fünf Meßpunkte können durch eine Kurve verbunden werden. Der entstandene Graph ähnelt im betrachteten Bereich einer Hyperbel der allgemeinen Form

$$y \quad f(x) \quad a/x + b$$

Aus den fünf gemessenen Wertepaaren lassen sich durch Kombination von jeweils zwei die Parameter a und b errechnen. Der Mittelwert für a ist dabei 38.56 nm und für b 1.5587. Somit gilt in dem betrachteten Bereich näherungsweise

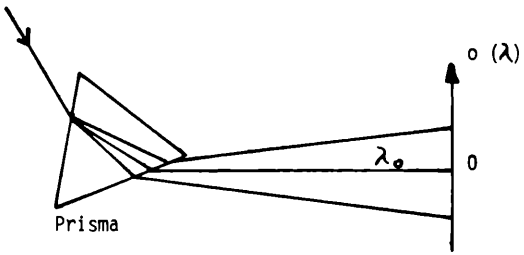
$$n(\lambda) \quad 38.56\ \text{nm}/\lambda + 1.5587 \qquad (\lambda \text{ in nm})$$

Diese mathematische Annäherung an die Meßkurve sollte etwa im Bereich von 380 nm $< \lambda <$ 500 nm verwendet werden. Die erhaltene Gleichung kann nun in eine Funktion für den Ablenkwinkel δ erweitert werden. Nach oben verwendeten Gleichungen ist:

$$\delta \min(\lambda) \quad 2 \quad \arcsin(n(\lambda)/2) \quad 60°$$

b) Herleitung einer allgemeinen Ortsfunktion für die Wellenlänge

Die untere Abbildung stellt noch einmal den vereinfachten Aufbau des Spektrographen dar:



Das Kameraobjektiv ist hier nicht enthalten, die hintere Ebene ist die Filmebene der Kamera, für die es einen Maßstab zu finden gilt. Nun wählt man, wie in der Zeichnung angedeutet, den Ort auf den das Licht der Wellenlänge λ_0 abgebildet wird als Nullpunkt. δ_0 ist dann als $\delta(\lambda_0)$ zu definieren. Für den Maßstab $\sigma(\lambda)$ gilt dann:

$$\sigma(\lambda) \quad \tan(\delta(\lambda) \quad \delta(\lambda_0)) \quad v$$

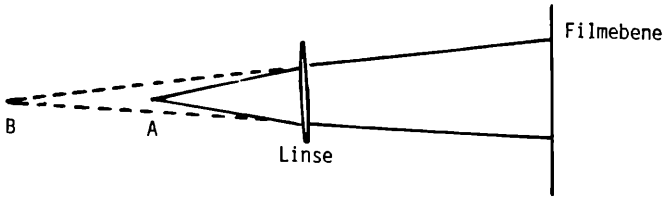
Hier ist v der Vergrößerungsfaktor, der durch Objektiv und Entfernung Prisma Filmebene, festgelegt ist. Ihn gilt es noch zu bestimmen.

c) Erstellen eines Maßstabs für die Spektren

Das Spektrum, das das Prisma erzeugt, kann als ein divergierendes Lichtbündel von Punkt A (siehe Zeichnung) verstanden werden. Es entspricht dann der Abstand dieses Punktes von der Linse der Gegenstandsweite g. Aus der Gleichung

$$1/f \quad 1/g + 1/b$$

kann nun die Bildweite b berechnet werden.

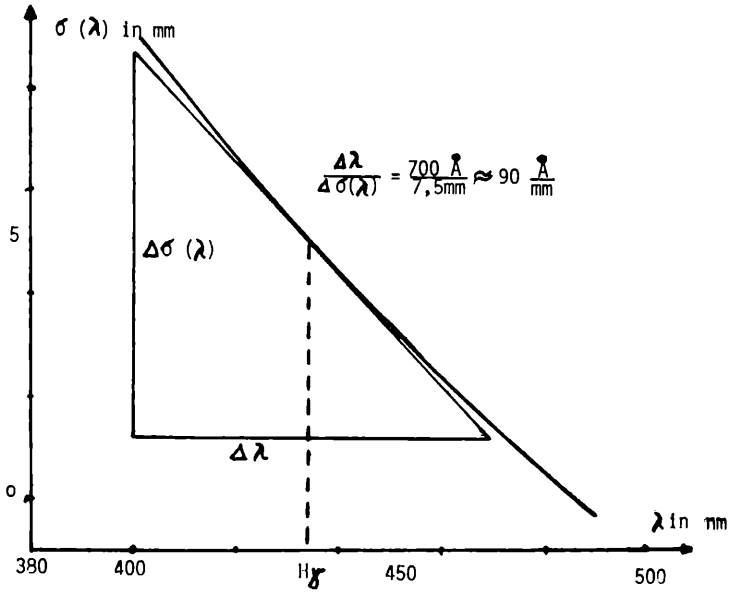


Da g mit etwa 9 cm kleiner ist als die Brennweite f mit 30 cm, ergibt sich für die Bildweite ein negativer Wert, das heißt, der Punkt B liegt vor der Linse. Das Spektrum auf der Filmebene erscheint nun wie ein in eine Richtung divergierendes Lichtbündel von Punkt B aus. Will man $\sigma(\lambda)$ in Millimetern haben, so ist v der Abstand B-Filmebene in Millimetern. Es ergibt sich: v 306 mm. Der erstellte Maßstab sieht dann fünffach vergrößert so aus:

d) Bestimmen der erreichten Dispersion

Die Dispersion ist eine Größe, die das Leistungsvermögen eines Spektrographen kennzeichnet. Dabei wird angegeben, wieviel Angström bei dem aufgenommenen Spektrum auf einen Millimeter abgebildet werden, sie wird also in Å/mm angegeben. Die Dispersion ist für Spektrographen, die mit einem Prisma arbeiten, nicht konstant. Üblicherweise wird sie für Hγ (434 nm) angegeben. Zeichnet man $\sigma(\lambda)$, so kann man an die entstandene Kurve eine Tangente an einen Punkt anlegen. An die Tangente kann man wiederum ein Steigungsdreieck anlegen

und Å und mm ermitteln und durcheinander dividieren. So kann man die Dispersion für jede Wellenlänge ermitteln. Bei Hγ beträgt sie etwa 90 Å/mm. Dies ist relativ hoch. Professionelle Geräte erreichen bei Sternspektren etwa 20 Å/mm.



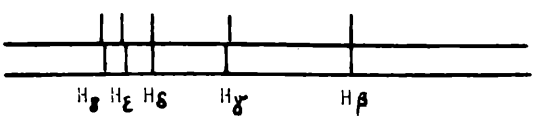
6) Das Auswerten der Spektren

a) Vermessen eines Spektrums

Am 9. September 1986 gelangen mir um 22 Uhr zwei Aufnahmen des Spektrums der Wega. Die Belichtungszeiten betrugen 30 und 60 Sekunden. Eine Nachführung erfolgte nicht, so daß die Spektren auf dem Negativ auf etwa 0,5 und 1 mm breitgezogen wurden. Die meteorologischen Bedingungen waren nicht die be-

sten, trotzdem sind die Aufnahmen gut gelungen. Wega stand zum Aufnahmezeitpunkt etwa 70° über dem Horizont, weshalb die Störungen durch die Atmosphäre praktisch minimal sind. Mit einer Helligkeit von $0{,}1^m$ gehört sie zu den scheinbar hellsten Sternen des nördlichen Himmels.

Die folgende Abbildung zeigt ein Positiv des Wegaspektrums. Darunter befindet sich eine Zeichnung des Negativs, so daß die Lage der Linien deutlich wird. Dann folgt eine Zeichnung der Lage der Linien der Balmerserie, wie sie sich nach den Funktionen berechnet. Schließlich folgt eine Tabelle von Wellenlängen. Dabei sind in der ersten Spalte die Wellenlängen aufgeführt, die sich aus der Messung des Ortes ergeben, wenn man die Funktionen nach der Wellenlänge auflöst. λ_0 wurde dabei zu 486 nm (= Hß) gewählt. In den folgenden Spalten stehen die tatsächlichen Wellenlängen und die Bezeichnung:



Tabelle

Berechnete Wellenlänge (nm)	Genaue Wellenlänge (nm)	Linie
486	486	Hß
436	434	Hγ
410	410	Hδ
394	397	Hε
387	389	Hζ

b) Zuweisung eines Spektraltyps

Es zeigt sich also eine ziemliche deutliche Übereinstimmung, womit bewiesen wäre, daß es sich um die aufgeführte Linien der Balmerserie handelt. Die Linien sind sehr stark ausgeprägt. Ferner sind keine anderen Linien in diesem Spektrum zu erkennen. Ein Vergleich mit Spektren aus [1] zeigt, daß Wega ein Spektraltyp zwischen B5 und A5 zugeordnet wird. In eben dieser Spektralsequenz ist ein Wegaspektrum als Paradebeispiel für AO-Spektren aufgeführt. Ferner sind einige A-Spektren von Sternen abgebildet, die jedoch verschiedene Leuchtkräfte besitzen. Hier kann durch einen Vergleich gesagt werden, daß Wega ein Stern geringerer Leuchtkraft ist. Wega gehört nach [1] zur Leuchtkraftklasse V.

7) Ergebnisse

Der gebaute Objektivprismenspektrograph ermöglicht es, Spektren von Sternen bis zu einer Helligkeit von etwa 1^m aufzunehmen. Mit Hilfe von Funktionen, die die Lichtbrechung durch das Prisma und die Abbildung auf die Filmebene mathematisch annähern, können die gewonnenen Spektren vermessen werden. Für das 60°- Prisma gilt:

$$n(\lambda) \quad 38.56\ \mathrm{nm}/\lambda + 1.5587 \qquad (\lambda \text{ in nm})$$

$$\delta(\lambda) \quad 2 \quad \arcsin(n(\lambda)/2) \quad 60°$$

$$\sigma(\lambda) \quad \tan(\delta(\lambda) \quad \delta(\lambda_0)) \quad 306$$

Die Funktion $\sigma(\lambda)$ errechnet den Ort in mm (von dem Ort der Wellenlänge λ_0 aus), auf dem eine Wellenlänge λ abgebildet wird. Man kann auch den Ort einer Linie messen und die zugehörige Wellenlänge berechnen, indem man die Funktionen nach λ auflöst. Die errechneten Wellenlängen weichen um maximal 1,5 % vom tatsächlichen Wert ab.

Nachdem nun die auftretenden Linien bekannt sind, kann der Spektraltyp grob bestimmt werden. Eine Einteilung nach Leuchtkraft ist allerdings äußerst vage.

8. Literatur

SCHEFFLER, H., ELSÄSSER, H.: Physik der Sterne und der Sonne, Zürich 1974 [1]

HERRMANN, J.: Großes Lexikon der Astronomie, München 1980 [2]

BÖHME, D., POLLMANN, E.: Praktische Leuchtkraftklassifikation für Amateurastronomen, in: Die Sterne, Band 61 Heft 2, 1985, Seite 108 116 [3]

DENZLEIN, M., BARTELMANN, M.: Erstellung und Auswertung des Sonnenspektrums mit Hilfe selbstgebauter Instrumente, in: LVIII. Bericht der Naturforschenden Gesellschaft 1983, Seite 151 -198 [4]

TAYLOR, R., J.: Sterne Aufbau und Entwicklung, Braunschweig/Wiesbaden 1978 [5]

LANDOLT-BÖRNSTEIN: Zahlenwerte und Funktionen Gruppe VI, Berlin/ Heidelberg/New York 1965 [6]

ROTH, G.: Handbuch für Sternfreunde, Berlin 1967² [7]

POHL, R., W.: Einführung in die Physik, Band III, Optik und Atomphysik, Berlin/Heidelberg/New York 1976[13] [8]

Technische Information der Firma Ilford: HP5 [9]

Anschrift des Verfassers:

Stephan Pomp
Am Schelmängerle 10
8601 Gundelsheim

ZOBODAT - www.zobodat.at

Zoologisch-Botanische Datenbank/Zoological-Botanical Database

Digitale Literatur/Digital Literature

Zeitschrift/Journal: Bericht der Naturforschenden Gesellschaft Bamberg

Jahr/Year: 1987

Band/Volume: 62

Autor(en)/Author(s): Pomp Stephan

Artikel/Article: Experimentelle Ermittlung von Sternspektren mit dem Objektivprismenspektrographen 135-152