

SPEKTRUM

Mitteilungsblatt der
Fachgruppe

Spektroskopie

der Vereinigung der
Sternfreunde e.V.

Ausgabe Nr. 31 (2006)

Einzelheft: 3,50 Euro (plus Porto)

Herausgeber: Ernst Pollmann

Emil Nolde Straße 12

51375 Leverkusen

Impressum

Das Mitteilungsblatt SPEKTRUM erscheint halbjährlich als
Kommunikationsorgan der Fachgruppe SPEKTROSKOPIE der Vereinigung der
Sternfreunde e.V.

Für den Inhalt sind die Autoren selbst verantwortlich

Kontakt:

Ernst Pollmann
Emil Nolde Straße 12
51375 Leverkusen

Fax: 0403603038949
eMail: ErnstPollmann@aol.com
Telefon: 0214-91829

Bankverbindung:

Konto Nr. 202029344; Bankleitzahl 37551440; Sparkasse Leverkusen

Inhalt

	Seite
Johannes Zabel	Aufnahme und Auswertung von Spektren ausgewählter Sterne(I)..... 1
Lothar Schanne	Entwicklung eines klassischen Spektrographen zur Sternbeobachtung.....15
Ernst Pollmann	Spektrometer für die Solarspektroskopie.....20
Ernst Pollmann	Programm der Fachgruppentagung in Sonneberg 2006.....22
Markus Giftthaler	Jugend-forscht 2005 „Astrospektroskopie“(I).....23

Aufnahme und Auswertung von Spektren ausgewählter Sterne (I)

(von Johannes Zabl, Landsberg/Lech)

1. Technische Verwirklichung eines Spektrographen und Methoden der Auswertung

Möglichkeiten der Dispersion von Sternlicht

Damit das von der Sternatmosphäre ausgesandte Licht auf seine spektrale Zusammensetzung hin untersucht werden kann, muss es durch optische Apparaturen in seine „Anteile verschiedener Wellenlänge“ [Kaler, 1994 S.73] zerlegt werden. Dabei stehen mit dem Prisma (Brechung) und dem Gitter (Beugung) zwei physikalisch grundlegend verschiedene, in ihrem Ergebnis doch ähnliche Möglichkeiten zur Verfügung. An Hand des im Rahmen der Facharbeit konstruierten modularen Spektrographen soll aufgezeigt werden, wie sie sich in der Praxis verwenden lassen.

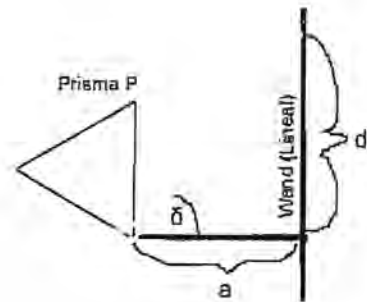
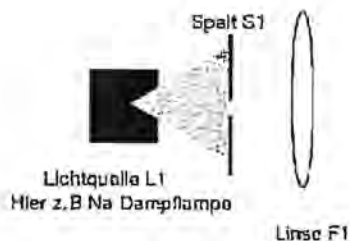
Bestimmung der Dispersionszahl beim Prisma

Bei einem Prisma wird das Licht durch Brechung zerlegt. Grundlage dafür ist, dass Licht beim Übergang zwischen Medien unterschiedlicher optischer Dichte [z.B. Luft und Glas] abgelenkt wird. Diese Richtungsänderung, die man als Brechung bezeichnet [Tipler, 1994, 1032], kommt durch die unterschiedlichen Ausbreitungsgeschwindigkeiten von Licht in verschiedenen Materialien zu Stande. Da die Richtungsänderung, deren Stärke durch die Dispersionszahl n angegeben wird, auch von der Wellenlänge abhängt, wird das Licht in seine spektralen Bestandteile zerlegt.

Zur Berechnung einiger wichtiger Kenndaten und zur Justierung der fertigen Apparatur ist die Kenntnis der Brechzahl n_λ bei mehreren Wellenlängen erforderlich. Da diese für das verwendete Prisma (brechender Winkel $\varphi = 60^\circ$) nicht bekannt war, musste sie experimentell bestimmt werden. Dabei reicht es aus, n für eine Wellenlänge zu bestimmen und durch den Vergleich mit einer Datenbank der verschiedenen Glassorten [vgl. Schott, optical glasses], das vorliegende Glas zu bestimmen. Zusammen mit der Dichte des Glases kann dies auch bei Messfehlern mit recht hoher Sicherheit geschehen.

Dazu wird die Formel für den symmetrischen Strahlengang, der der minimalen Ablenkung entspricht, verwendet.

(2.1)	$n_\lambda = \frac{\sin \frac{\delta + \varphi}{2}}{\sin \frac{\varphi}{2}}$	φ : brechender Winkel δ_λ : Winkelablenkung bei der Wellenlänge λ
-------	--	---



Durch den Einsatz von Linienlampen wird monochromatisches Licht mit bekannter Wellenlänge erzeugt. Mit der Linse F1 wird der Spalt auf die Wand abgebildet. Auf dem Weg dorthin wird das Lichtbündel durch zweimalige Brechung am Prisma (sowohl beim Eintritt als auch beim Austritt) abgelenkt. Das Prisma wird so gedreht, dass der Abstand d minimal ist. Da die Entfernung a zur Wand gemessen werden kann, lässt sich der Ablenkwinkel δ geometrisch bestimmen. Die Messung wurde mit der für die Angabe der Dispersionszahl üblichen Natriumlinie (D-Linie im Fraunhoferspektrum) bei 589nm durchgeführt.

$$a = 79,15\text{cm}; d = 90,2\text{cm}; \varphi = 60^\circ$$

$$\tan \delta = \frac{d}{a} = \frac{90,2\text{cm}}{79,15\text{cm}} \Rightarrow 48,73^\circ$$

Aus Gleichung (2.1) folgt: $n = 1,626$

Für die Dichte gilt:

$$m = 142,72\text{g};$$

$$V = A \cdot h = 39,46\text{cm}^3; A = 8,77\text{cm}^2; h = 4,50\text{cm};$$

$$\rho = \frac{m}{V} = \frac{142,72\text{g}}{39,46\text{cm}^3} = \underline{\underline{3,62 \frac{\text{g}}{\text{cm}^3}}}$$

Am besten passt bei den bestimmten Werten, die Glassorte „F2“. Nun kann aus der Datenbank eine Vielzahl weiterer Glaseigenschaften entnommen werden.

Vor- und Nachteile Prisma - Gitter

Der größte Vorteil eines Prismas ist, dass das gesamte Licht in das eine beobachtete bzw. fotografierte Spektrum geht. Beim Gitter wird es in verschiedene Ordnungen aufgeteilt. Die hohe Lichtausbeute ist aus mehreren Gründen auch bei relativ hellen Sternen ($V_{\text{visuell}} > 2 \text{ mag}$) von großer Bedeutung, zunächst wegen der Instrumentarien. Da die verwendete äquatoriale Montierung mobil aufgebaut, also bei jeder Beobachtung neu auf den Himmelsnordpol geeicht werden muss, ist diese Justierung zwangsmäßig von nicht all zu hoher Genauigkeit. Dies führt zusammen mit der gerätebedingten Nachführungenauigkeit zu Problemen auf die später noch genauer eingegangen werden soll, deren Ausmaß allerdings von der Länge der Belichtungszeit abhängt. Kurze Belichtungszeiten, die durch hohe Lichtausbeute erreicht werden können ermöglichen es, diese Probleme zu lösen.

Neben diesem großen Vorteil hat die Verwendung des Prismas aber auch einen ebenso großen Nachteil. Die wellenlängenabhängige Dispersion, also $n(\lambda)$, ist keine lineare Funktion. Ein gleicher Abstand auf dem Film entspricht nicht einem gleich langen Wellenlängenintervall. Im blauen wird das Spektrum in die Länge gezogen, im roten wird es gestaucht.

Im Roten rücken die Linien verschiedener Wellenlänge nahe zusammen. Häufig ist es deswegen unmöglich, Linien in diesem Bereich zu trennen. Im Blauen dagegen werden die Linien weit auseinander gezogen. Pro Wellenlängenintervall trifft wenig Licht auf den Film, er wird also nur schwach belichtet. Da im Roten die gleiche Filmfläche wesentlich stärker beleuchtet wird, ist es nicht möglich, eine über den gesamten Spektralbereich ausgewogene Belichtung des Films zu erreichen. Die Nichtlinearität des Spektrums bringt auch Schwierigkeiten bei der Auswertung und bei der Eichung des Spektrums mit sich. In diesen Punkten, ist das Gitter im Vorteil.

2. Technische Daten und Arbeitsweise des im Rahmen der Facharbeit konstruierten Spektrographen

Allgemeines über Spektrographen

Ziel eines jeden astronomischen Spektrographen ist es, das Spektrum eines Sterns auf einem Strahlungsempfänger festzuhalten. Dies kann sowohl auf chemische Art, also mit Hilfe einer fotografischen Emulsion, als auch mit einem digitalen Gerät, z.B. einem CCD - Chip (Charged Coupled Device), der im Wesentlichen auf dem Prinzip des Photoeffekts beruht, geschehen.

Das Licht des Sterns wird durch eine der beiden oben genannten Methoden, also Brechung oder Beugung, in seine spektralen Anteile zerlegt. Dabei muss darauf geachtet werden, dass die zu untersuchende Lichtquelle keine flächenmäßige Ausdehnung hat. Es kommt ansonsten zur Überlagerung der verschiedenen Spektralbereiche, scharfe Linien können nicht mehr beobachtet werden. Der Grund dafür ist, dass Licht einer bestimmten Wellenlänge, das von unterschiedlichen Stellen des flächigen Objekts emittiert wird, auch auf dem Film unterschiedliche Positionen hat. Das Spektrum der einen Stelle ist relativ zu dem der anderen verschoben.

Glücklicherweise sind die Sterne auf Grund ihrer großen Entfernung für den Beobachter auf der Erde theoretisch nahezu punktförmige Objekte. Allerdings werden sie durch die Unruhe der Atmosphäre verschmiert, was zu einer Verschlechterung der Abbildungsqualität führt.

Um eine scharfe Abbildung des Sternspektrums zu erreichen, muss das Licht nach der Dispersion schließlich noch mit Hilfe einer Linse, in dessen Brennebene der Strahlungsempfänger sitzt, gebündelt werden.

Im einfachsten Fall besteht ein Spektrograph also aus einem vor ein Fotoobjektiv montierten Prisma. Diese Anordnung, die man als Objektivprismenspektrograph, bezeichnet eignet sich besonders dazu, mehrere Spektren gleichzeitig aufzunehmen und wird deswegen im Profibereich mit großen Prismen und Astrokameras vor allem zu Klassifikationszwecken eingesetzt. [vgl. Kaler, 1994, 82f] Die Auflösung, also die Möglichkeit Details zu erkennen, ist in der Regel verhältnismäßig gering. Um eine höhere Lichtstärke zu erreichen sind größere Prismen erforderlich, die allerdings sehr teuer, da schwer herzustellen sind.

Ein größeres Spiegelteleskop (Reflektor) zu bauen ist dagegen wesentlich einfacher. Deswegen wird häufig das Dispersionsmittel hinter dem Teleskop angebracht, wo das gesamte von einem dem Teleskop gesammelte Licht zu Verfügung steht. Es können hierbei sowohl Prismen, als auch Gitter eingesetzt werden. Moderne Gitter ermöglichen es gigantische Auflösungen zu erzielen.

Deswegen eignet sich diese Art von Spektrograph besonders um genaueste Analysen von Sternen durchzuführen.

Idee und Entwicklung eines modularen Spektrographen

Da es in der Facharbeit um die Aufnahme und Auswertung von Sternspektren geht, muss der Aufnahmetechnik eine wichtige Rolle zugesprochen werden. Dazu wurde ein „modularer“ Spektrograph geplant und schließlich auch verwirklicht. Modular in dem Sinne, dass man ihn sowohl mit Gitter als auch mit Prisma einsetzen kann, sowohl mit vorgebautem Teleskop als auch ohne. Kurz, es muss also möglich sein, alle Komponenten, die für den Einsatz mit Teleskop, aber nicht ohne, nötig sind, demontieren kann und alle Teile bei denen sich bei dem Wechsel von Gitter zu Prisma der Ablenkwinkel ändert, müssen drehbar gelagert sein.

Der „klassische“ Spektrograph

Um eine Möglichkeit zu finden, die verschiedenen Techniken in einem Gerät zu vereinigen, war es erforderlich, zunächst ein Grunddesign für die komplizierteste Variante, nämlich diejenige mit Gitter hinter einem Teleskop zu entwickeln, von dieser ausgehend dann Anpassungen zu machen, die die Verwendung für andere Methoden ermöglichen.

Zur Verfügung standen von der Schule als Teleskop ein C8 (Schmitt-Cassegrain Spiegelteleskop D=200mm) auf äquatorialer Montierung und ein 600 Striche/mm Gitter. Als Fotoapparat konnte auf eine manuelle KB-Spiegelreflexkamera mit einem 50mm Objektiv und einem 2fach Telekonverter zurückgegriffen werden.

Das Licht, das vom Teleskop gesammelt wird, vereinigt sich hinter diesem in seinem Brennpunkt. Man kann nun „vor“ dem Brennpunkt ein Gitter einbringen, so dass das dispersierte Licht durch das Teleskop selbst auf dem Film scharf abgebildet wird. [vgl. Zimmermann, 1989/11] Diese Möglichkeit kommt allerdings für den Selbstbau nicht in Frage, da kein Objektiv am Fotoapparat verbleibt und deswegen die Apparatur 100 % gegen Streulicht abgeschirmt sein muss. Dies war mit den vorhandenen Möglichkeiten nicht realisierbar und der Kauf einer solchen Halterung kam nicht in Frage. Deswegen ist die Entscheidung auf den Bau eines „klassischen“ Spektrographen [vgl. I 3] gefallen, dessen einzelne Teile (Module) im Folgenden genauer beschrieben werden sollen.



Der Spalt

Im Brennpunkt des Teleskops wird ein in der Breite einstellbarer Spalt eingesetzt. Er wird so ausgerichtet, dass er parallel zum Himmeläquator steht. Dies bedeutet, dass die Sterne in ihrer durch die Erdrehung bedingten Bewegung entlang des Spaltes wandern.

Aufgabe des Spaltes ist es Objekte, die flächenmäßig ausgedehnt sind künstlich zu begrenzen. Somit ist es möglich Spektren unseres nächsten Sterns, der Sonne aufzunehmen und im Labor Testspektren zu fotografieren.

Der Spalt wurde auch bei der Aufnahme von Sternen benutzt, allerdings wesentlich breiter als das Sternscheibchen selbst. Er verhindert, dass der zu beobachtende Stern von dem Spektrum eines anderen überlagert wird und schirmt die Lichtverschmutzung des Himmels ab.[vgl. I 4]

Der Kollimator

Das hinter dem Brennpunkt des Teleskops wieder divergierende Lichtbündel wird vor dem Durchgang durch das Dispersionsmittel parallel gerichtet. Dies geschieht im einfachsten Fall durch den Einsatz einer Sammellinse, die genau entgegen ihrer eigentlichen Funktion eingesetzt wird. Der Brennpunkt der Linse, die man in dieser Verwendung als Kollimator bezeichnet, muss also mit dem Brennpunkt des Teleskops zusammenfallen. Um die bei einfachen Linsen stark auftretenden, und das Auflösungsvermögen beeinträchtigenden Abbildungsfehler wie „sphärische Abberation“ (Der Brennpunkt der Linse ist von deren Rand weiter entfernt als von ihrer Mitte) und „chromatische Aberration“ (unterschiedliche Brennpunkte für unterschiedliche Farben) [vgl Tipler, 1994, 1081] möglichst gering zu halten, wird ein verkehrtherum eingebautes Fotoobjektiv (Brennweite: $f_c = 135\text{mm}$ Öffnungsverhältnis: $F_c = 2,8$) verwendet.



Interessant ist, welchen Durchmesser d_c das parallele Lichtbündel hat. Aus der Zeichnung ergibt sich:

$$(2.2) \quad \frac{d_c}{f_c} = \frac{D_t}{f_t} \Rightarrow d_c = D_t \cdot \frac{f_c}{f_t} = 200\text{mm} \cdot \frac{135\text{mm}}{2000\text{mm}} = \underline{\underline{13,5\text{mm}}}$$

Das Gitter

Nun kann das Lichtbündel durch ein Gitter in seine spektralen Anteile zerlegt werden. Dabei ist darauf zu achten, dass dieses groß genug ist, um das gesamte Licht aufzunehmen, also sowohl die Höhe des Gitters als auch die Breite des Gitters größer ist als der Durchmesser des Lichtbündels [vgl. I 3]. Diese Bedingung ist bei den verwendeten Gittern erfüllt.

Das Auflösungsvermögen eines Gitters, welches eine Angabe dafür ist, welche feine Details man mit einer Spektralapparatur maximal erkennen kann, wurde im Schulunterricht unter Berücksichtigung des Raleighkriteriums hergeleitet. Es wird angegeben durch den Quotienten $\frac{\lambda}{\Delta\lambda}$, wobei λ und $\lambda + \Delta\lambda$ zwei Wellenlängen sind die gerade noch getrennt voneinander wahrgenommen werden können. Beim Gitter gilt:

$$(2.3) \quad \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \leq k \cdot N; \quad k = \text{Ordnung}; \quad N = \text{Anzahl der ausgeleuchteten Spalte}$$

N lässt sich berechnen aus:

$$(2.4) \quad N = \frac{d[\text{mm}]}{b[\text{mm}]}; \quad b = \text{Gitterkonstante}$$

Für 1. Ordnung	Gitter 1 (600 lines/mm)	Gitter 2 (300 lines /mm)
b	$1,667 \cdot 10^{-3} \text{ mm}$	$3,333 \cdot 10^{-3}$
N	8100	4050
λ	8100	4050
$\Delta\lambda$		

Bei einem Auflösungsvermögen von 8100 gilt z.B. bei einer Wellenlänge von 5890Å (Die kurzwelligere der berühmten Natriumdoppellinie):

$$(2.5) \quad \Delta\lambda \geq \frac{5890\text{Å}}{8100} \geq 0,7272\text{Å} \geq 0,07272\text{nm}$$

Theoretisch könnte man also problemlos die 6 Å entfernte Doppellinie beobachten. Das Auflösungsvermögen wird allerdings durch mehrere Faktoren stark eingeschränkt, sowohl durch die beugungsbegrenzten Optiken, nämlich Teleskop, Kollimator und Fotoobjektiv, hauptsächlich allerdings durch die Korngröße des Films.

Das Fotoobjektiv

Schließlich müssen die parallelen, aber schon dispergierten Strahlen, auf der Filmebene vereinigt werden. Dazu dient ein am Fotoapparat angebautes Fotoobjektiv, in diesem Fall eines mit der Brennweite $f_0 = 50\text{mm}$.

Praktische Probleme

Das größte Problem bei einem derartigen Aufbau ist die trotz des relativ großen Teleskops immer noch sehr geringe Lichtstärke. Zunächst verschlucken die optischen Flächen (sowohl Spiegel als auch Linsen) einen beträchtlichen Anteil des Lichts. Wenn man von optimistischen Werten ausgeht, lassen sowohl das Teleskop, als auch die Objektive jeweils maximal 80% des Lichtes durch (vgl. [I 8] und [I 4]). Nach dem Durchgang durch Teleskop, Kollimator und Fotoobjektiv ist dann also nur noch ein Anteil von $0,80^3 = 0,512$ des ursprünglichen Lichtes vorhanden. Doch den dramatischsten Lichtverlust bewirkt das Gitter. Da es sich um ein „normales“, kein Blaze-Gitter handelt (vgl. Zimmermann, 1989/11), sind nur 2% des Lichtes in einer 1.Ordnung. So steht maximal 1% des gesammelten Lichtes für die Aufnahme zur Verfügung. Dies führt im Zusammenhang mit dem doch recht hohen Gewicht und der durch die Gesamtgröße bedingten Windanfälligkeit dazu, dass durch die maximal möglichen Belichtungszeiten nur recht wenige, besonders helle Sterne zu erreichen sind. Erschwerend kommt hinzu, dass durch die lange Brennweite des Teleskops, jeder Nachführungsfehler unverzeihlich ist. Zwei häufig auftretende Fehler sind:



1. Wenn beim Nachführen zu stark korrigiert wird, dann entstehen mehrere Spektren.



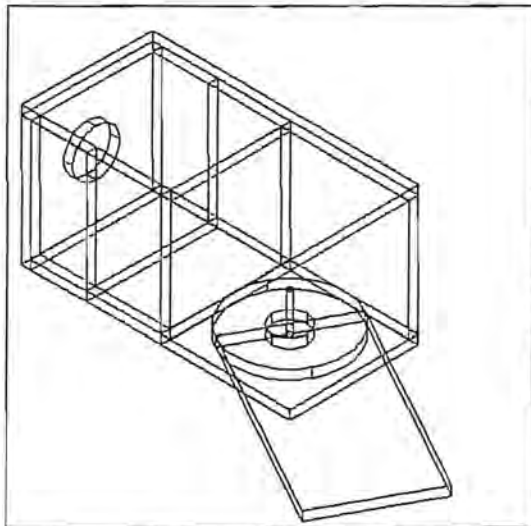
2. Bei falscher Ausrichtung der Montierung, verlaufen die Linien schräg und wenn dann noch korrigiert wird, dann überlagern sich mehrere Spektren des gleichen Sterns

Der Objektivprismenspektrograph

Beim Objektivprismenspektrograph fallen Teleskop, Spalt und Kollimator weg. Er ist dadurch wesentlich leichter und auch einfacher zu handhaben. Statt des Gitters wird ein Prisma verwendet. Während beim „klassischen Spektrographen“ ein sehr langwieriges Justieren nötig ist (alle drei Objektive müssen richtig eingestellt sein und das Sucherfernrohr muss ideal justiert zu sein, um den Stern mit der langen Brennweite des Teleskops überhaupt in die Bildfeldmitte zu bringen), muss lediglich das Prisma im richtigen Winkel (minimale Dispersion siehe II.1.a) angebracht und das Fotobjektiv scharf gestellt werden. Das Ausrichten auf den Stern geht durch die geringe Objektivbrennweite ($f=100\text{mm}$) sehr einfach. Allerdings ist durch die kurze Brennweite das Spektrum auf dem Film sehr klein.

Das Gehäuse

Um die einzelnen Module in einem gegen Streulicht abgeschirmten Gehäuse unterzubringen, wurde eine Konstruktion aus Pressholzplatten vom Baumarkt entworfen.



Links oben befindet sich die Öffnung für den Lichteinlass. Vor dem Drehteller werden im Inneren des Gehäuses, Spalt und Kollimator mit Hilfe von Halterungen montiert. In der Mitte des Drehtellers wird das Gitter befestigt. Die um den Teller drehbare Kamerahalterung wird so eingestellt, dass das Objektiv auf die 1.Ordnung gerichtet ist.

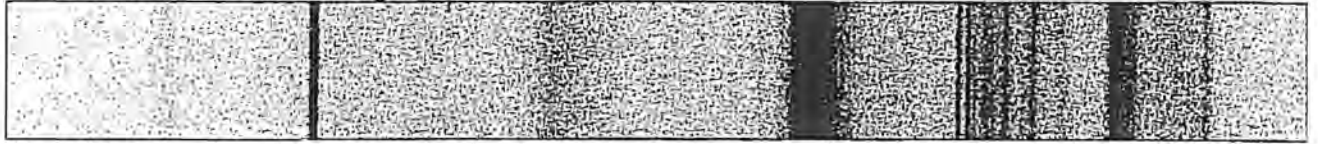
Wenn nun mit der Option des Objektivprismenspektrographen aufgenommen werden soll, dann werden Spalt und Kollimator demontiert, anstelle des Gitters wird das Prisma eingesetzt und die Kamerahalterung in die richtige Position für den symmetrischen Strahlengang gedreht. Beim Lichteinlass tritt jetzt direkt das Sternlicht ein, ohne davor durch das Teleskop zu gehen.

Verwendung in der Praxis

Der Spektrograph wird auf einer äquatorialen Montierung befestigt. Bei der Verwendung als „klassischer Spektrograph“ ist der Aufbau recht lang und schwer. Es ist deshalb zwingend notwendig, ihn so zu montieren, dass die wirkenden Hebelkräfte in alle Richtungen gleich groß sind. Nur so konnte sichergestellt werden, dass die Montierung dennoch leichtgängig zu bewegen ist. Näheres im Bereich Belichtungszeiten.

Im rechten oberen Bild sieht man den §Spektrographen“.

Sein erstes Licht erblickte der Spektrograph im Keller. Er wurde samt Teleskop auf eine Leuchtstoffröhre ausgerichtet.



Als Objektivprismenspektrograph ist der Aufbau wesentlich leichter, was auch eine einfachere Handhabung zur Folge hat.

Technische Daten

Bei jeder Aufnahme eines Spektrums müssen einige wichtige technische Daten des Spektrographen angegeben werden. Dies sind vor allem der so genannte plate factor D und das Auflösungsvermögen R – das – bei – den – meisten – Spektrographen – hauptsächlich durch den verwendeten Strahlungsempfänger begrenzt wird, und von dem in {II.2.b)aa}(3)} berechneten optisch-theoretischen Auflösungsvermögen deshalb deutlich abweicht. [vgl. Jaschek, 1990, 8ff]

Plate factor D

D gibt an, wie vielen Angström 1mm auf dem Film entspricht. Wenn der Wert hoch ist z.B 2000 Å/mm, ist das Spektrum auf dem Film sehr klein. Bei kleinen Werten dagegen sehr groß.

Beim Gitter lässt sich auf Grund der linearen Dispersion die Wellenlänge λ in Abhängigkeit von der Position x auf dem Film angeben durch eine Gleichung der Form $\lambda(X) = m \cdot x + t$;

D kann als Ableitung der Funktion an $\lambda(x)$ angesehen werden.

$$(2.7) \quad D = \frac{d\lambda}{dx} = m;$$

Mit Hilfe eines für die Facharbeit erstellten Programms, kann m bestimmt werden, allerdings in der Einheit Å/Pixel, welche leicht umgerechnet werden kann, da die Auflösung des Scanners, mit dem der Film digitalisiert wurde mit 2800 dpi (2800 Pixel pro inch [Inch = 25,4 mm]) bekannt ist. Dies bedeutet, dass $1\text{Pixel} \cdot 25,4\text{mm} / 2800 = 9,071 \cdot 10^{-3} \text{mm}$

Mit dem 600lines/mm Gitter und einem 50 mm Fotoobjektiv ergibt sich in der ersten Ordnung ein m von 2,759 und somit ein D von 2,759 Å/Pixel was 304 Å/mm entspricht.

Beim Prisma kann der Pixelwert x in Abhängigkeit von der Wellenlänge λ durch eine Funktion der Form $X(\lambda) = \frac{E}{(\lambda - F)^n} + X_0$ angegeben werden. [vgl Jaschek,

1990, 9] E, F, n sind dabei Parameter. Nach Hartmann [vgl Goretzki, 2000/15] kann der Koeffizient n in Näherung gleich eins gesetzt werden. So lässt sich bei drei unbekannten Parametern durch eine Hyperbel mit Hilfe von drei bekannten Punkten leicht die Funktion ermitteln. D kann hier durch den Kehrwert der Ableitung der Funktion angegeben werden. Allerdings ist die Steigung und somit auch D von der Wellenlänge abhängig. In der Regel wird sie bei $H_\gamma (\lambda = 4340 \text{Å})$ angegeben.

$$(2.8) \quad D = \frac{d\lambda}{dx} = \frac{(\lambda - F)^2}{-E}$$

Für die aus dem Programm abgelesenen Werte (gibt die Umkehrfunktion aus) ergibt sich: $D_{4340\text{\AA}} = 1,952 \frac{\text{\AA}}{\text{Pixel}}$ was $215 \frac{\text{\AA}}{\text{mm}}$ entspricht.

Auflösungsvermögen R

Die Auflösung ist bei den aufgenommenen Spektren vor allem durch das Filmmaterial (Kodak T-Max 400) begrenzt. Laut Datenblatt [Kodak T-Max] können bei geringem Kontrast (1,6:1), 50 Linien/mm aufgelöst werden. Daraus ergibt sich für R_λ , das beim Prismenspektrographen von λ abhängt:

$$(2.9) \quad R_\lambda = \frac{D_\lambda}{50 \frac{1}{\text{mm}}};$$

Das Auflösungsvermögen wird bei der Wellenlänge der H- γ Linie angegeben. Somit ergibt sich für:

klassischen Spektrographen

$$R_{4340\text{\AA}} = \frac{304\text{\AA} \cdot \text{mm}}{50\text{mm}} \approx 6,1\text{\AA}$$

Objektivprismen Spektrographen

$$R_{4340\text{\AA}} = \frac{215\text{\AA} \cdot \text{mm}}{50\text{mm}} \approx 4,3\text{\AA}$$

R ist also der minimale Abstand den zwei Linien von einander haben müssen, um sie trennen zu können. Da das theoretische Auflösungsvermögen nach Raleigh (vergleiche {II.2.b)aa}(3)), größer ist, sollte bei idealen Bedingungen die Trennung solcher Linien möglich sein. Bei dem Testspektrum der Kellerlampe sind die feinsten klar trennbaren Details etwa $12\text{\AA}$ voneinander entfernt.

Belichtungstechnik

Wenn ein punktförmiges Objekt sich relativ zum Spektrographen nicht bewegt, so erhält man ein fadenförmiges Spektrum. Es ist dispergiert, besitzt aber keine Breite. Solche Spektren lassen sich nicht weiter auswerten, da Spektrallinien nicht erkannt werden können (Bei einem fadenförmigen Spektrum ist es ohnehin nicht möglich, von Linien zu sprechen). Deswegen muss eine Auffächerung erfolgen, wozu es erforderlich ist dass die Dispersionsrichtung senkrecht zu der täglichen Erddrehung steht. Dazu wird das Dispersionsmittel auf eine äquatoriale Montierung befestigt, deren Gegengewichtsstange stets parallel zum Himmelsäquator steht. Wenn man das Dispersionsmittel so befestigt, dass die Linien des Gitters bzw. die brechende Kante des Prismas parallel zu dieser ausgerichtet ist, dann ist diese Bedingung erfüllt. Nun kann man das Spektrum bei stehender Montierung allein durch die Erdrehung auffächern lassen. Dabei kann allerdings die Belichtungszeit nicht an die Sternhelligkeit angepasst werden. Sie passt deshalb nur für ganz wenige Sterne. Wie schnell sich das fadenförmige Spektrum dabei über den Film bewegt und somit auch wie stark jede Stelle des Films belichtet wird, hängt von der Brennweite „ f “ des Objektivs und der Deklination „ δ “ des Sterns ab. [vgl. Zimmermann, 1989/11]. Es gilt:

$$(3.1) \quad v : f$$

$$v : \omega_0 \cdot \cos \delta; \quad \omega_0 = \text{die Winkelgeschwindigkeit der Erdrehung}$$

Die effektive Belichtungszeit T_{eff} , also wie lange jede Stelle des Films tatsächlich belichtet wird, ist indirekt proportional zur Geschwindigkeit. Bei größerer Geschwindigkeit ist T_{eff} kleiner.

$$(3.2) \quad T_{eff} : \frac{1}{v} \rightarrow T_{eff} : \frac{1}{\cos \delta}$$

Der Schwarzschildexponent

Wie stark ein Film belichtet wird, also die Belichtung B hängt von der Beleuchtungsstärke „ E “ und der Belichtungszeit „ T “ ab.

Wenn die Belichtung für Objekte verschiedener Beleuchtungsstärke gleich sein soll, dann gilt für die notwendige theoretische Belichtungszeit T_{th} :

$$(3.3) \quad T_{th}^p : \frac{1}{E} \rightarrow T_{th} : \frac{1}{\sqrt[p]{E}}$$

Verwundernd ist der Exponent „ p “. Dieser von dem deutschen Astronomen Karl Schwarzschild entdeckte Effekt, wird als „Schwarzschild-Verhalten“ eines Films bezeichnet, der Exponent als der „Schwarzschildexponent“. „ p “ ist stets kleiner als 1 [vgl. Martin, 2002, S.180]. Dies bedeutet, dass ein Film nicht linear Licht sammelt, also dass die doppelte Belichtungszeit keine Verdoppelung der Belichtung selbst bedeutet. So können bei schwachen Objekten (also geringem E) sehr lange Belichtungszeiten entstehen. Es ist also bei der Auswahl eines geeigneten Films für die Aufnahme von Spektren (lange Belichtungszeiten) sehr wichtig auf den Schwarzschildexponenten zu achten.

Die Belichtungsmethode

Der Rektaszensionsmotor der Montierung kann die Erdrotation ausgleichen, also er dreht die Montierung in der gleichen Zeit wie die Erde sich um ihre Achse dreht um deren Achse.

Der Stern verbleibt dann stets an der gleichen Stelle, es entsteht ein fadenförmiges Spektrum. Damit kann zwar die Formel (3.3) für die Belichtungszeit angewandt werden, allerdings ist dies ja nicht sinnvoll um ein auswertbares Spektrum zu erzeugen. Es steht allerdings auch die Möglichkeit zur Verfügung, die Montierung mit 1,5 facher (bzw 0,5facher) und 16 facher (bzw. 1/16facher) Erdbewegung zu drehen. Damit kann die ideale Belichtungszeit durch mehrmaliges Pendeln des Sterns über eine bestimmte Filmfläche erreicht werden.

Für die Anzahl der notwendigen Durchläufe D , die proportional zum Quotienten aus theoretischer T_{th} und effektiver Belichtungszeit T_{eff} ist, gilt:

$$(3.4) \quad D : \frac{T_{th}}{T_{eff}} \rightarrow (0..) \rightarrow D : \frac{\cos \delta * \omega_v}{\sqrt[p]{E}}; \omega_v = \text{Nachführgeschwindigkeit}$$

Für den Objektivprismenspektrographen eignet sich diese Methode hervorragend, bei dem „klassischen Spektrographen“ war durch das hohe Gewicht bedingt die Nachführung zu unpräzise. Hier wurde versucht, den Stern durch Nachführung der Erddrehung an der gleichen Stelle zu halten. Allein durch die Nachführfehler wurde das Spektrum bis zur Auswertbarkeit aufgeweitet.

Die Dauer der jeweiligen „Fahrt“ nimmt keinen Einfluss auf die Stärke der Belichtung. Sie bestimmt lediglich die Breite des Spektrums. Bei einer gleich langen „Fahrt“ mit 1,5facher Sternengeschwindigkeit wird das Spektrum stärker belichtet, als

bei einer Fahrt mit 16facher Geschwindigkeit, allerdings ist bei letzterem das Spektrum stärker aufgefächert, also breiter.

Um die Gesamtbelichtungszeit „t“ in Grenzen zu halten muss die Dauer der Einzeldurchläufe auf ein akzeptables Minimum reduziert werden. Akzeptabel in dem Sinne, dass das Spektrum eine Mindestbreite, die die Grenze der Auswertbarkeit darstellt, nicht unterschreitet. [vgl. Jaschek, 1990, 10]. Da das Spektrum im Bereich von H_β und H_γ bei einem Prisma eine recht hohe Beleuchtungsstärke pro Fläche hat und auch die Filmempfindlichkeit in diesem Spektralbereich maximal ist, kann man hier auf eine lange Belichtung zu Gunsten einer stärkeren Auffächerung verzichten. In diesem Bereich wurde mit der 16fachen Sterngeschwindigkeit gearbeitet. Um allerdings Linien zu erfassen, die an der Grenze zum UV Bereich liegen (dieser Bereich wird wegen vieler für die verschiedenen Spektralklassen typischen Linien häufig zu Klassifikationszwecken verwendet), muss, da dieser auf Grund von mehreren Faktoren (Durchlass der Erdatmosphäre, starke Dispersion, geringe Empfindlichkeit des Films, niedrige UV-Durchlässigkeit von Glas, Wien'sches Verschiebungsgesetz,) sehr schwach beleuchtet wird, auf eine hohe Auffächerung verzichtet werden. Es wird hier mit 1,5facher Sterngeschwindigkeit bei minimaler Auffächerung gearbeitet. Linien im Bereich von H_β und H_γ sind dabei stark überbelichtet.

Beim Objektivprismenspektrographen wurde experimentell für den Stern Wega die ideale Anzahl der „Fahrten“, die das Spektrum über den Film zurücklegen muss, bestimmt.



- 1,5fach
- Kodak T-Max 400
- 4x30s (wurde zum kalibrieren auf 4x10s reduziert, das sonst bei schwächeren Sternen zu lange Gesamtbelichtungszeiten)
- Wega



- 16fach
- Kodak T-Max 400
- 4x10s (Die Aufnahme zeigt die 2x10s, 4x10s ist leider misslungen, ist aber wohl ideal für den H_β und H_γ Bereich)
- Wega

Mit diesen Ergebnissen kann man die Anzahl der für andere Sterne notwendigen Durchläufe „ D_s “ mit Hilfe derer der Wega „ D_w “ berechnen.

Für das Verhältnis zwischen „ D “ eines beliebigen Sterns und dem der Wega gilt nach (Gleichung 3.4):

$$(3.5) \quad \frac{D_s}{D_w} = \frac{\cos \delta_s}{\cos \delta_w} \cdot \sqrt{\frac{E_w}{E_s}}$$

In Sternenkatalogen ist statt der Beleuchtungsstärke E stets die visuelle Helligkeit „ m “ in der Einheit „magnitudo“ (dt. Größenklasse) angegeben. Dieses Helligkeitssystem ist an das menschliche Auge angepasst, also an die logarithmische Umsetzung von Reizen in Sinnesempfindungen. [vgl. Gondolatsch, 1979, 360]. Wega hat in diesem System die Helligkeit 0,03 mag. Nach der Definitionsgleichung der scheinbaren Helligkeit [vgl. Zimmermann, 1989/11] gilt für das Verhältnis der beiden Beleuchtungsstärken:

$$m_w - m_s = -2,5 \cdot \lg \left(\frac{E_w}{E_s} \right) \Rightarrow$$

$$(3.6) \quad \frac{E_V}{E_S} = 10^{\left(\frac{m_V - m_S}{-2,5}\right)}$$

Mit Gleichung (3.5) in (3.6) ergibt sich dann schließlich:

$$(3.7) \quad \frac{D_S}{D_V} = \frac{\cos \delta_S}{\cos \delta_V} \cdot \sqrt[p]{10^{\left(\frac{m_V - m_S}{-2,5}\right)}}$$

Damit kann nun die notwendige Anzahl der Durchläufe für beliebige Sterne berechnet werden. Für D_S werden beliebige Zahlen ausgerechnet, in der Praxis sind allerdings nur ganzzahlige Vielfache möglich. Ein weiterer wichtiger Punkt ist, dass sich bei wechselndem δ auch die Geschwindigkeit v mit der sich das Spektrum über den Film bewegt, ändert. Um stets gleich breite Spektren zu erhalten muss die Dauer „ d “ der einzelnen Durchläufe angepasst werden. Diese kann mit dem aus (3.1) folgendem Zusammenhang bestimmt werden:

$$(3.8) \quad \frac{d_S}{d_V} = \frac{\cos \delta_V}{\cos \delta_S}$$

Beispiel: D_S und d_S sollen für den Stern Pollux (Bet Gem) bei 1,5facher Sternengeschwindigkeit ausgerechnet werden.

geg: $D_V = 4$; $d_V = 10s$; $m_V = 0,03mag$; $|\delta_V| = 38^\circ 47'$;

$m_S = 1,14mag$; $|\delta_S| = 28^\circ 02'$;

$p = 0,85$

ges: D_S ; d_S

$$D_S = \frac{\cos \delta_V}{\cos \delta_S} \cdot \sqrt[p]{10^{\left(\frac{m_V - m_S}{-2,5mag}\right)}} \cdot D_V = \frac{\cos 28^\circ 02'}{\cos 38^\circ 47'} \cdot 0,85 \sqrt[p]{10^{\left(\frac{0,03mag - 1,14mag}{-2,5mag}\right)}} = 15,07 \approx \underline{\underline{15}}$$

$$d_S = \frac{\cos \delta_V}{\cos \delta_S} \cdot d_V = \frac{\cos 38^\circ 47'}{\cos 28^\circ 02'} \cdot 10s = 8,83s$$

Filmauswahl und Entwicklung



Fuji Provia 400F (Farbpositivfilm)



Kodak T-Max 400 (S/W-Negativfilm)

Ein für die Aufnahme von Spektren geeigneter Film sollte lichtempfindlich sein, einen hohen Kontrast bei hoher Schärfe und Feinkörnigkeit aufweisen und einen möglichst nah an 1 heranreichenden Schwarzschildexponenten besitzen. [vgl. Fachgruppe Spektroskopie, 1990, 47]. Ein auf Farbfilm aufgenommenes Spektrum scheint zwar ästhetisch schöner, kann allerdings all diese Kriterien in ihrer Gesamtheit wesentlich schlechter als ein Schwarz-Weiß Film erfüllen.

Da Kontrast, Schärfe und Feinkörnigkeit mit der höheren Empfindlichkeit abnehmen, muss ein Kompromiss zwischen beiden Faktoren gefunden werden. Besonders geeignet sind laut mehrerer Quellen die Filme der Kodak T-Max Serie [vgl. Fachgruppe Spektroskopie, 1990, 49 und Fritzsche, 1998, S.9], die es in Empfindlichkeiten von 100, 400 und 3200 ASA gibt. 100ASA schienen zu wenig.

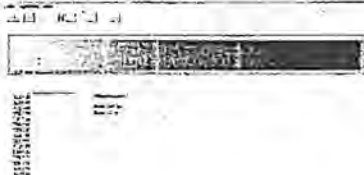
Deswegen wurden nur die 400 und 3200 ASA Versionen getestet, wobei sich 3200ASA als zu grobkörnig herausstellte. Der 400 ASA Film scheint der ideal Kompromiss. Mit ihm ist es möglich ein relativ langes Wellenlängenintervall zu erfassen(ca[380nm;650nm]), für die H-Alpha Linie bei 656nm reicht die Empfindlichkeit aber trotzdem nicht ganz aus. Der Schwarzschildexponent dieses Films, den man aus dem Datenblatt berechnen kann, liegt zwischen 0,80 und 0,85. Nach ersten Versuchen den Film im normalen Fotolabor entwickeln zu lassen, wurde schnell klar, dass dies nicht ideal ist. Da die Spektrenbilder keine klaren Bildgrenzen aufweisen, wurden sie teilweise beim Aufteilen in die Filmstreifen zerschnitten. Sie müssen also selbst entwickelt werden, was bei einem Schwarzweißfilm relativ einfach geht, und mir glücklicherweise aus Erfahrungen in einem Fotokurs bekannt war. Die Filme wurden bei 20°C mit Ilford Microphen (7min) entwickelt und mit Ilford Hypam (5min) fixiert.

3. Techniken zur Auswertung der Spektren

Digitalisierung der Bilder

Die aufgenommenen Spektren können durch verschiedene Methoden weiterverarbeitet werden. Damit können Details erkannt werden, die auf dem Film direkt nur schwer erkennbar sind. Um dies zu realisieren wurde für die Facharbeit ein Computerprogramm entwickelt, das diese Verfahren beherrscht. Als Grunddateien werden von dem Programm Bilddateien im 8bit .bmp Format benötigt. Es muss also zunächst eine Umwandlung der Bilder von Analog in Digital erfolgen, was heute mit modernen Bildscannern recht gut und einfach möglich ist. Die Bilder wurden mit einem Kleinbildscanner mit einer Auflösung von 2800 dpi (2800 Bildpunkte pro inch) digitalisiert.

Berechnung der Durchschnittsintensitäten

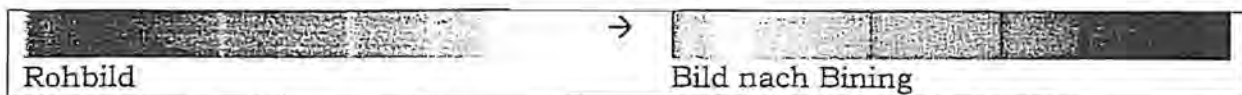


Der erste Arbeitsschritt des Programms besteht darin, dass die gesamte Breite des Spektrums, auf die es aufgeweitet wurde, dazu benützt wird, einen Durchschnittswert der Intensität einer bestimmten Wellenlänge zu bilden. Dies wird Spalte für Spalte durchgeführt. Jedem Pixelwert (der jeweils einer Wellenlänge entspricht), wird also eine Intensität zugeordnet. [vgl. I[6]] Es entstehen Wertepaare wie z.B (Pixel: 300; Intensität 250). Der große Vorteil dieses Verfahren ist, dass das Rauschen des Films durch die Mittelung der Werte herausgerechnet wird. Voraussetzung ist allerdings, dass die durch das Rauschen bedingt veränderten Helligkeiten nicht in der ganzen Breite entweder zu dunkel oder zu hell sind. In diesem Fall würde die Mittelung keinen Vorteil erbringen, im Gegensatz eher einen Nachteil. Dies ist jedoch die Ausnahme.

Das Blining

Man kann die errechneten Werte dazu nutzen, wieder ein aufgefächertes Spektrum zu erzeugen. Dazu wird in der vollen Breite derselbe Wert angegeben. Man erhält ein rauschfreies Bild. Bei Linien, bei denen der Mittelwert stark vom echten Intensitätswert abweicht, scheinen allerdings Spektrallinien vorhanden zu sein, die es in Wirklichkeit nicht gibt. Diese auffälligen Abweichungen sind aber meistens nur ein Pixel breit und somit leicht als solche zu identifizieren. Tatsächliche spektrale Merkmale sind stets breiter. Um sicherzustellen, dass es sich tatsächlich

um Merkmale handelt, ist es hilfreich, zwei verschiedene Bilder von dem gleichen Stern auf diese Weise zu verarbeiten und gegenüberzustellen. Die Bilder werden mit dem Programm erzeugt und negativ zum Original dargestellt. Es erfolgt also eine Umwandlung des Negativs in ein Positiv.



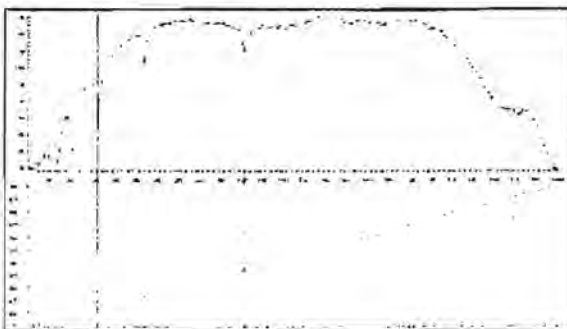
Das Tracing

Auch eine schon lange in der Spektrographie angewendete Auswertungsmethode kann mit den Wertepaaren leicht erreicht werden. Man erzeugt ein Diagramm in dem die Intensität in Abhängigkeit von der Wellenlänge (Pixelnummer) angegeben wird. Ein solches Diagramm bezeichnet man als das Tracing eines Sterns. Zunächst habe ich versucht, die Daten in Excel zu exportieren und das Diagramm damit darstellen zu lassen. Schnell wurde allerdings klar, dass Excel für einige Zusatzfunktionen nicht geeignet ist. Deshalb habe ich entschieden, eine eigene, im Programm integrierte graphische Ausgabe zu entwickeln. Als Einheit für die Wellenlänge wurde nm gewählt, da die Beschriftungen damit kürzer sind, als mit Angström. Auf der Ordinate wird die relative Intensität angetragen.

Das Eichchen

Das Tracing ist zunächst ein Pixel-Intensitäts Diagramm. Viel interessanter wäre allerdings ein Wellenlängen-Intensitäts Diagramm, da man damit für jede Spektrallinie unmittelbar die Wellenlänge ablesen kann. Die notwendige Kalibrierung kann durch die Zuhilfenahme von mindestens 2 (beim Prisma genau 3) Linien bekannter Wellenlänge geschehen. Es muss also eine Funktion $\lambda(\text{Pixel})$ ermittelt werden, die durch die Stützstellen (bekannte Spektrallinien) geht.

Da bei einem mit einem Gitter aufgenommen Spektrum die Dispersion linear erfolgt, kann als Funktionstyp eine Gerade angenommen werden. Die Funktion ist die der Gleichung (2.6) zugrunde liegende. Die Parameter m und λ_0 werden mit Hilfe der mathematischen (vgl. I[7]) Beschreibung einer Mittelgerade durch $n > 2$ Punkte bestimmt. Graphisch kann das Programm dies so darstellen.



Bei mit einem Prisma aufgenommenen Aufnahmen wurde zunächst versucht, die Eichkurve durch Polynome zwischen den Stützstellen zu bestimmen. Da die Ergebnisse unbefriedigend waren, wurde stattdessen auf die Hartmannsche Dispersionsgleichung zurückgegriffen. [vgl. Goretzki, 2000/19.] Da drei unbekannte Parameter vorkommen, sind genau drei Werte erforderlich. Die Ergebnisse stellen eine recht gute Inter- und Extrapolation dar.

(Fortsetzung in RB 32/2006)

Entwicklung, Bau und erste Tests eines klassischen Spektrographen

zur Sternbeobachtung

(von Dr. Lothar Schanne, D-66333 Völklingen, Hohlstrasse 19, schanne@t-online.de)

Hier wird kurz über den Bau eines klassischen Spektrographen und erste Tests berichtet.

Beim Spektrographen wird das Bild eines stellaren Objekts, das sich in der Fokusebene des Teleskops befindet, durch den Kollimator in paralleles Licht verwandelt, das anschließend auf ein Reflexionsgitter fällt. Das Gitter beugt das Licht, was dazu führt, dass die Farben (Wellenlängen) des Lichts in verschiedene Winkel reflektiert werden. Hier muss dann nur noch ein abbildendes Element (Auge, Kamera oder ähnlicher Detektor) in den Strahlengang und schon ist das Objekt in einer monochromen, exakt definierten Farbe (Wellenlänge) zu sehen. Durch Drehen des Gitters können dann die einzelnen Wellenlängenbereiche auf dem Detektor durchgefahen werden.

Das zeigt Abb.1. In meinem Falle ist die CCD-Kamera (Audine mit KAF 401E-Chip) auf der 45°-Achse fest montiert (Abb. 2). Abb. 3 zeigt den Einsatz am Teleskop mit Laptop und Kamerakühlung.

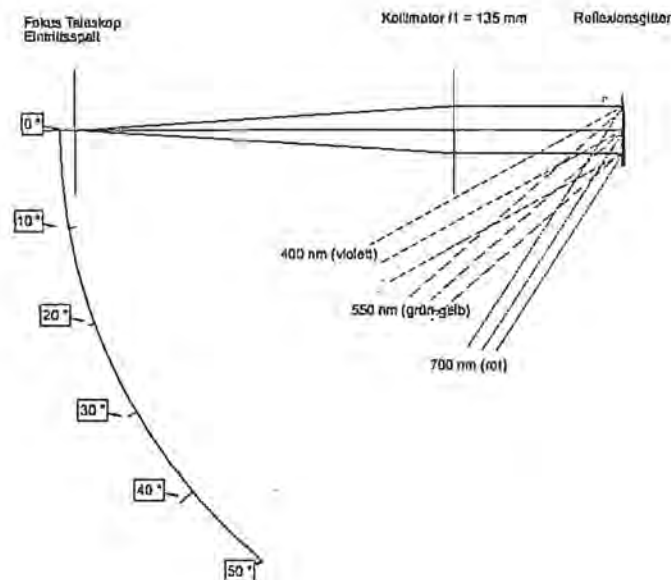


Abb. 1: Prinzip eines Spektrographen

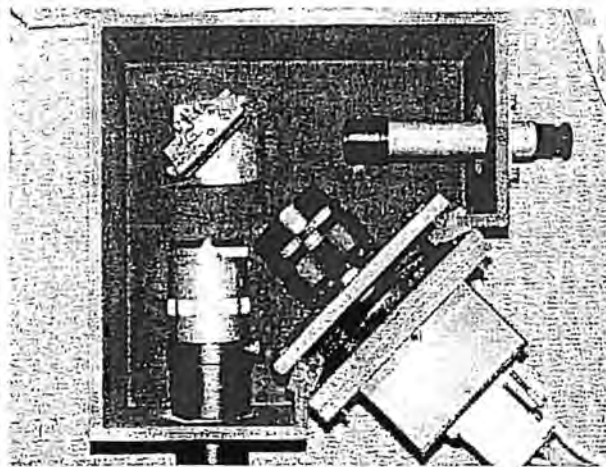


Abb. 2: Fertiger Spektrograph mit Kollimator, Gitter, Kameraobjektiv, Kamera und Sucher.



Abb. 3: Einsatz am Teleskop

Das verwendete Gitter (Anzahl der beugenden Linien/mm und Fläche, hier 1200/mm und 25mmx25mm) und die Optik definieren, welche Auflösung (Dispersion) der Spektrograph besitzt. In meinem Falle ist die Dispersion 0,4 Å/Pixel. Das Spektrum auf dem CCD-Chip umfasst einen Wellenlängenbereich von ca. 300 Å. Es handelt sich um einen Spektrographen mittlerer Auflösung ($R = 4000$).

Um das Gerät zu eichen (Feststellung der Dispersion) bedient man sich einer Lampe, die genau definierte Emissionslinien ausstrahlt. Die einfachste und billigste Lösung ist die Benutzung einer rötlich leuchtenden Glimmlampe, welche das Neon-Emissionsspektrum zeigt.

In Abb.4 ist ein Spektrumausschnitt gezeigt. Hier sind die Emissionslinien scharf abgebildet. Damit kann dann die Wellenlängenskala kalibriert und die Dispersion experimentell ermittelt werden.

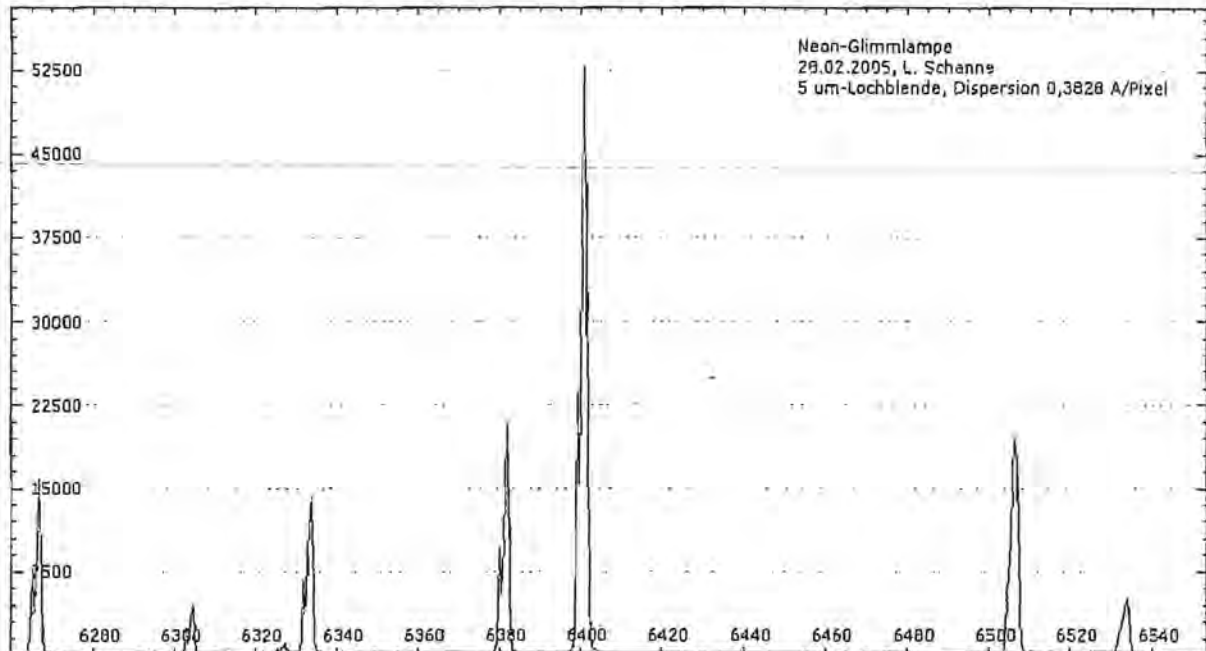


Abb. 4: Emissionsspektrum des Neons (Glimmlampe, kalibrierte Abszisse in Å)

In Abb.5 ist ein Spektrumausschnitt der Sonne zu sehen¹. Hier finden sich Absorptionslinien (Fraunhofer-Linien). Die Atome und Ionen in der Photosphäre der Sonne absorbieren aus dem Kontinuum des 5700 K heißen schwarzen Strahlers Licht, das exakte, naturgesetzlich vorgegebene Wellenlängen besitzt (Energieniveauunterschiede der Atome/Ionen in der Sternatmosphäre).

Auf dem CCD-Chip verraten sich die Fraunhofer-Linien durch dunkle Streifen im hellen Kontinuum. Die Gesamtheit der Linien lässt detaillierte Aussagen über die chemische Zusammensetzung der Gashölle des beobachteten Sterns zu, über Druck und Temperatur, ja sogar über Turbulenzen und die Rotationsgeschwindigkeit des Sterns.

Die meisten Informationen über astronomische Objekte wurden uns durch deren Licht zugetragen. Ein sehr effektives und vielseitiges Werkzeug, die im Licht versteckten Informationen zu entschlüsseln, ist die optische Spektroskopie.

¹ Aufgenommen mit einer 5 µm-Lochblende im Kollimatorfokus, kein Teleskop, keine Nachführung. Die Lochblende wurde mit direktem Sonnenlicht beleuchtet.

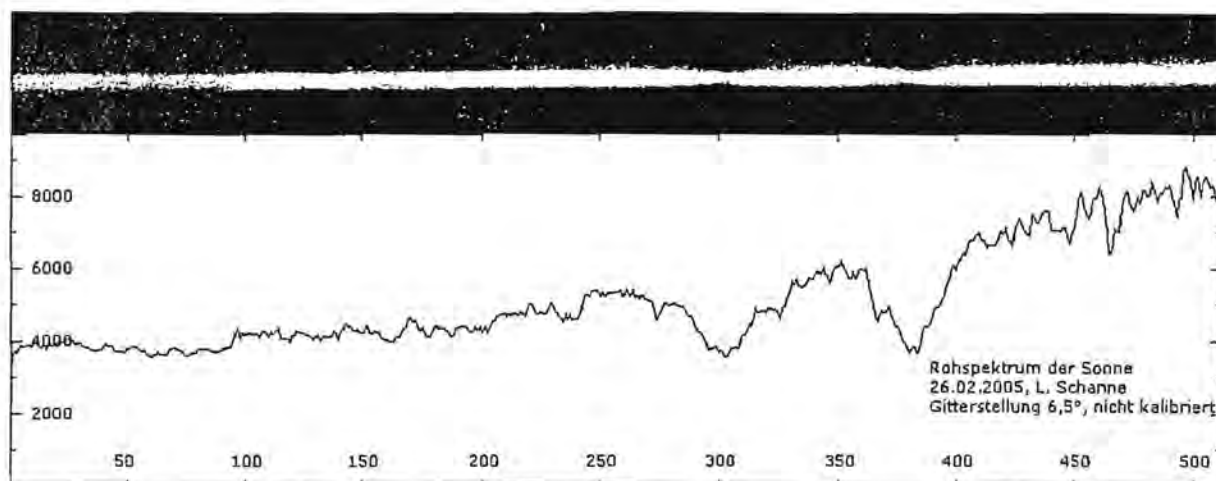


Abb. 5: Spektrumausschnitt der Sonne (Abszisse der Pixel, Spektrum nicht kalibriert, dominierend sind die beiden Ca II-Absorptionslinien K und H in der rechten Hälfte). Oben in schwarz/weiß der fotografierte Spektrumstreifen. Unten eine Auswertung der Intensitäten.

Ist die Dispersion des Gerätes bekannt und mindest eine Linie im gemessenen Spektrum identifizierbar, lässt sich das Spektrum kalibrieren, d.h. der Abszisse wird eine Wellenlängenskala zugeordnet. Sind zwei Linien identifizierbar, kann das Spektrum mit diesen beiden Linien direkt kalibriert werden. Dies ist in Abb.6 geschehen. Hier wurde das bekannte Dublett der Na-Linien (in der Mitte des Spektrums) verwendet.

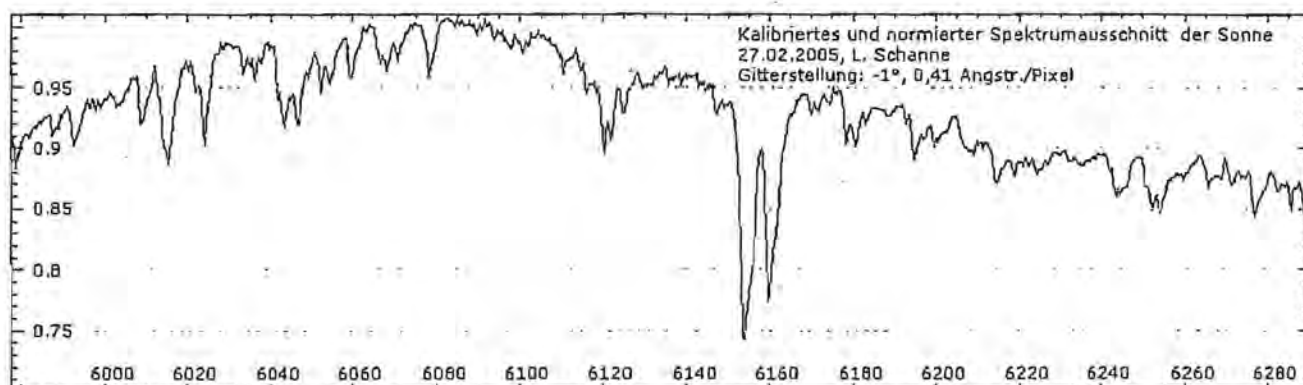


Abb. 6: Kalibrierter Spektrumausschnitt der Sonne mit dem Na-Liniendublett (Abszisse Wellenlängen in Å, Ordinate normierte Intensität)

Mein Spektrograph ist als mittelauflösendes Gerät weniger für die Untersuchung der Sonne geeignet. Diese zeigt eine dermaßen Linienfülle, dass dafür Auflösungen über 15000 benötigt werden. Das Einsatzgebiet wird die Beobachtung früher heißer Sterne sein (O, B, A, F).

Als erstes stellares deep-sky Testobjekt wurde α CMa (Sirius) ausgewählt, ein A1V-Stern, der wegen seiner großen Helligkeit leicht beobachtbar sein sollte, ohne gleich beim ersten Test sich mit langen Belichtungszeiten herumschlagen zu müssen. Ein normiertes Spektrum im blauen Bereich der H δ - und H ϵ -Linie des Sirius zeigt Abb.7. Neben den beiden tiefen Wasserstofflinien der Balmerreihe sind auch viele weniger ausgeprägte Metalllinien zu sehen.

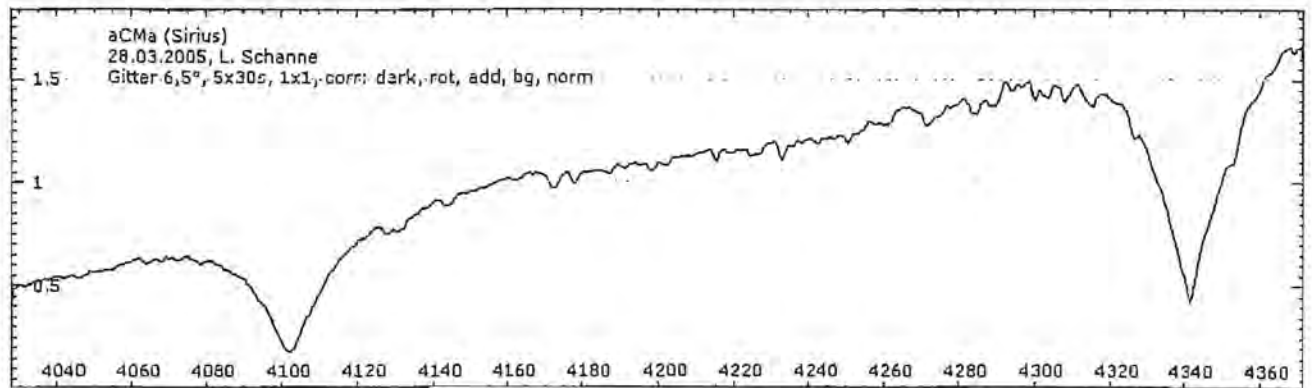
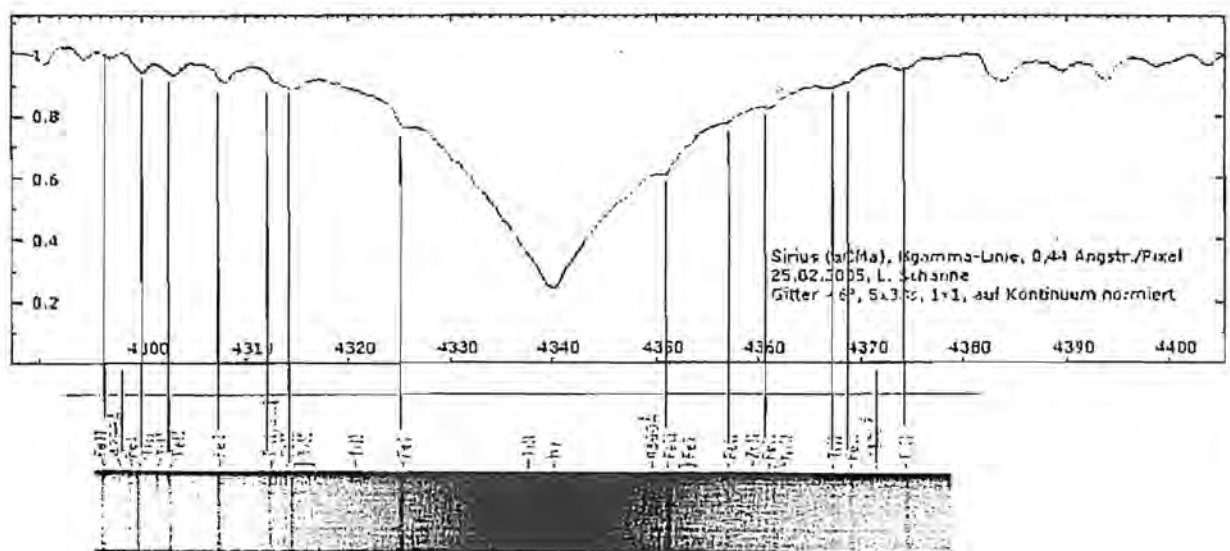


Abb. 7: Normiertes Spektrum des Sirius im Blauen (Abszisse in Å)

Welche Einzelheiten aus den gemessenen Spektren herausgeholt werden können, zeigt die Abb. 8. Hier wurde der Bereich der Wasserstofflinie $H\gamma$ im Sirius-Spektrum durch eine aufwendigere Bearbeitung mit speziellen Auswertungsprogrammen gespreizt und auf das Kontinuum normiert. Der Vergleich mit einem professionellen Spektrum aus der Literatur führt zu dem verblüffenden Ergebnis: Sogar schwache Linien sind an der richtigen Stelle (Wellenlänge) zu finden. Das Beispiel zeigt sehr schön, dass auch mit einfachen Amateurmitteln befriedigende Resultate gewonnen werden können.

Sirius, Spektrum vom 25.02.2005, Gitterstellung +6°, 5x30s, 1x1
Spektrenausschnitt $H\gamma$ -Linie bei 4340Å, Detailanalyse mit Vergleichsspektrum



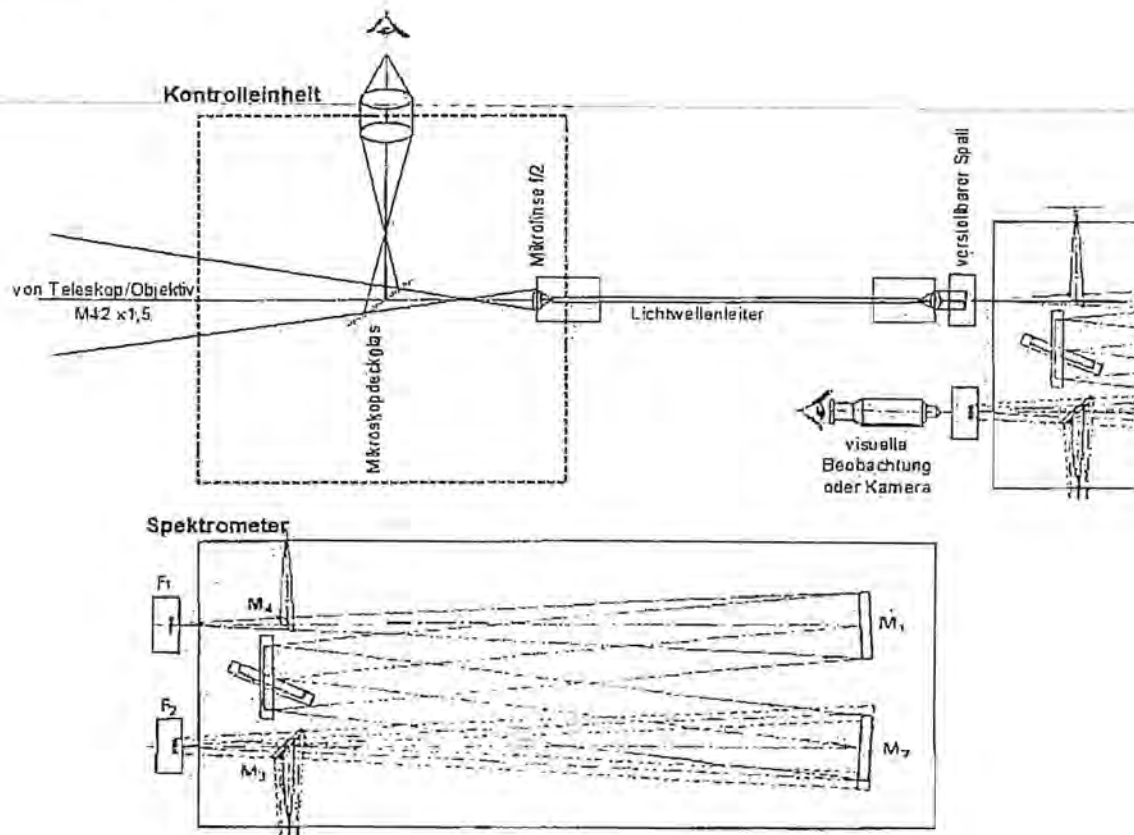
J.B. Kaler, Sterne und ihre Spektren, 1994, Spektrum-Verlag, Seite 213

Abb. 8: Erläuterungen im Text

Spektrometer für die Solarspektroskopie im Rahmen von Schüler-Facharbeiten oder Jugend-forscht-Arbeiten

(v. Ernst Pollmann, Leverkusen)

Die Fachgruppe SPEKTROSKOPIE stellt für „Schüler-Facharbeiten“ oder „Jugend-forscht-Arbeiten“ ein hochauflösendes Spektrometer (Typ: Czerny-Turner, siehe untere Abb.) für die Beobachtung und Vermessung von Sonnenspektren kostenfrei zur Verfügung.



Spektrometerspezifikation:

Brennweite: 1000 mm

Apertur: f/6.8

Spektralbereich: 150-500 nm

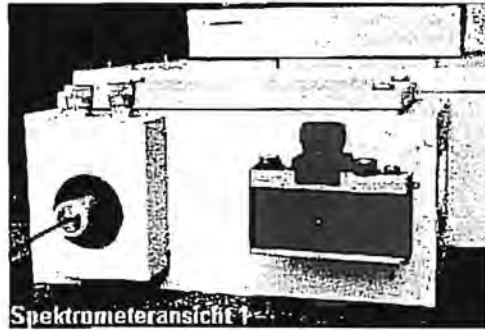
Präzisionsspalt: verstellbar von 0 – 3 mm

Dispersion: 1 Angstr./mm

Dimensionen: 1125 x 540 x 440 mm (Abb. 2)

Das Sonnenlicht vom Teleskop oder Objektiv wird über einen Spiegelkasten (Abb. 3) einem Lichtwellenleiter zugeführt, der am Ausgang mit einem kollimierten Strahlenbündel den verstellbaren Präzisionsspalt beleuchtet (Abb. 1, links).

Das Spektrum (siehe Versuchspektren in Abb. 4) kann entweder visuell mit einem entsprechenden Okular beobachtet oder aber mit einer (angebotenen) Fotokamera (Abb. 1, rechts) oder CCD-Kamera vermessen bzw. untersucht werden.



Spektrometeransicht 1

Abb. 1: Eingang/Ausgang



Spektrometeransicht 2

Abb. 2: Gesamtansicht des Spektrometers

Kontrollierte Einkopplung in Lichtleitfaser

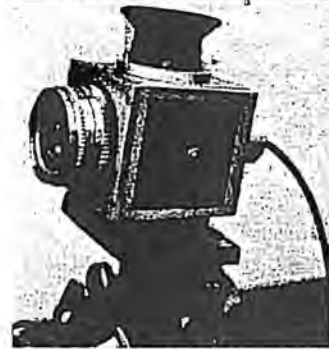


Abb. 3: Spiegelkasten

H β 4861



G-Band 4308



CaII 4227



4102



CaII (H) 3968



CaII (K) 3934



Abb. 4: Einige photographische Versuchsspektren

Programm zur Spektroskopie Tagung vom 12.-14.5. 2006
Sternwarte Sonneberg/Thüringen

Freitag 12.5. 20.00 Uhr:

Gemütliches Beisammensein bereits eingetroffener Tagungsteilnehmer im Berggasthof „Blockhütte, Sonneberg-Neufang, Telefon: 03675-702840

Samstag 13.5. 9.30 Uhr: Begrüßung der Tagungsgäste durch P. Kroll u. E. Pollmann

Vorträge:

1. B. Hanisch, Lebus: Beobachtungen an spektroskopischen Doppelsternen
2. Th. Eversberg & K. Vollmann, STSCI-Schnörringen: „MESSY“ - Ein Spaltspektrograph maximaler Effizienz
3. D. Goretzki, Langenselbold: Solarspektroskopie, das Spektrum als Tiefenprobe
4. A. Miroshnichenko, Greensboro, North Carolina, USA: What we learn studying binary Be stars

13.00 Uhr **Gemeinsames Mittagessen im Berggasthof „Blockhütte“**

15.00 Uhr

Vorträge:

1. R. W. Hanuschik, ESO: 10000 Spektren in einem Schuss; Spektroskopie heute und morgen
2. O. Stahl, Landessternwarte Heidelberg: Spektroskopische Zeitserien von P Cygni und anderen heißen Überriesen
3. M. Maintz, Landessternwarte Heidelberg: Zur Phänomenologie der Be-Sterne HR2142, 59 Cygni und ϕ Persei

Fachgruppen-Themendiskussion

- Bahnbestimmung von spektroskopischen Doppelsternen; Zusammenarbeit mit der VdS-FG „Computerastronomie“ (Moderation: R. Bücke):
- Archivierung/Datenbank von Äquivalentbreiten, V/R, Zeitseriendiagramme, Summenspektren

Ab 20.00 Uhr: Gemeinsamer Abend im Berggasthof „Blockhütte“

Sonntag 14.5. 10.00 Uhr

Vorträge:

1. Schülergruppe Friedrichs-Gymnasium, Kassel: Jugend-forscht-Projekt „Solarspektroskopie“
2. Th. Hunger, Warstein: Absorptionslinien in Sternspektren
3. L. Schanne, Völklingen: Selbstbau eines klassischen Gitterspektrographen und erste Beobachtungsergebnisse

Tagungsende, gemeinsames Mittagessen im Berggasthof „Blockhütte“

Ernst Pollmann

Jugend-forscht-Arbeit 2005

Astrospektroskopie (I)

(v. Markus Giftthaler, Maximilian von Montgelas Gymnasium, Vilsbiburg)

Wieso Astrospektroskopie?

Die Wahl dieses Themas hat relativ individuelle Wurzeln. Schon immer hat mich der Sternenhimmel mit seiner Schönheit und Vielseitigkeit fasziniert. Vor ungefähr 2 Jahren begann ich mich ausführlicher mit der Astronomie zu beschäftigen und seitdem ist sie eines meiner wichtigsten Hobbys.

Irgendwann habe ich mich dann entschlossen, mir mein erstes richtiges Teleskop zu kaufen, einen Newton – Reflektor auf parallaktischer Montierung. Obwohl die visuelle Beobachtung sehr reizvoll ist, erlaubt sie es meistens nicht (eingefleischte Beobachter mögen mir diese Behauptung verzeihen...), tiefer in die Geheimnisse und Zusammenhänge unseres Universums vorzustoßen.

Ein großer Teil der Erkenntnisse, die Astronomen aus ihren Beobachtungen ziehen, basiert auf der Analyse des von den Objekten des Sternenhimmels emittierten Lichts. An vorderster Front findet man hier die Spektroskopie. Die spektrale Zusammensetzung der elektromagnetischen Strahlung, die von Quellen aller Art ausgesandt wird, enthält Informationen über deren physikalischen Zustand. Versteht man optische Spektren, so kann man Rückschlüsse auf die Zustände und Vorgänge im Weltall schließen. So ist zum Beispiel die Intensitätsverteilung im kontinuierlichen Spektrum charakteristisch für die Oberflächentemperatur des Sterns und anhand des Auftretens von Emissions- und Absorptionslinien lässt sich eine Spektralklassifikation durchführen.

Im Bereich der Amateurastronomen findet man diese Disziplin selten. Zwar hat sich in der VDS (Vereinigung der Sternfreunde) eine Fachgruppe Spektroskopie gebildet, jedoch wird diese scheinbar trockene und komplizierte Aufgabenstellung weitgehend sehr stiefmütterlich behandelt. Es ist aber zu erwähnen, dass es sich hier um eines der wenigen Gebiete handelt, in welchem ein engagierter Amateur echte Forschung betreiben und wissenschaftliche Erkenntnisse ziehen kann. Genau diese Tatsache ermutigte mich dazu, mich näher mit der Materie zu befassen und meine astronomischen Aktivitäten auf dieses Fachgebiet zu lenken. Einen wichtiger Teil der Arbeit besteht darin, einen geeigneten Spektralapparat zur Zerlegung von Licht zu konstruieren und zu bauen. Bereits nach kurzer Zeit entschied ich mich spontan, einen kleinen Vorversuch durchzuführen, und einen einfachen Objektivprismen -Spektrographen zu bauen, welcher allerdings nicht für tiefgreifendere Untersuchungen eingesetzt werden kann. Ziel der Arbeit ist es, einen hochauflösenden Spektrographen zu konstruieren und zu bauen, der es dem Amateur erlaubt, näherungsweise die Radialgeschwindigkeiten der Komponenten in Doppelsternsystemen zu messen.

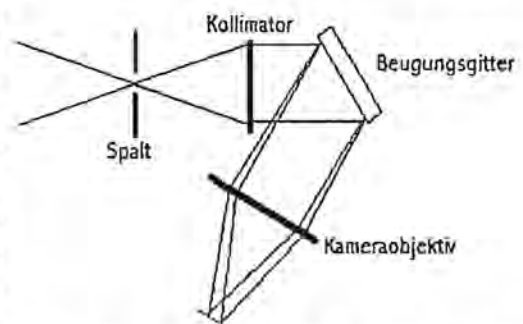
Allgemeine Überlegungen

Der erste und einer der wichtigsten Schritte bei der Konzeption von Spektrographen besteht immer darin, sich über den Verwendungszweck und die späteren Aufgabenbereiche klar zu werden. Wie bereits erwähnt sollen später stellare Radialgeschwindigkeiten detektiert und gemessen werden. Dazu sollte eine spektrale Auflösung von mindestens 6000 erreicht werden. Die Auflösung ist definiert als $R = \lambda / \Delta\lambda$ und gibt an, welche Wellenlängendifferenz bei einer bestimmten Wellenlänge noch getrennt werden kann. Je höher die Auflösung, desto

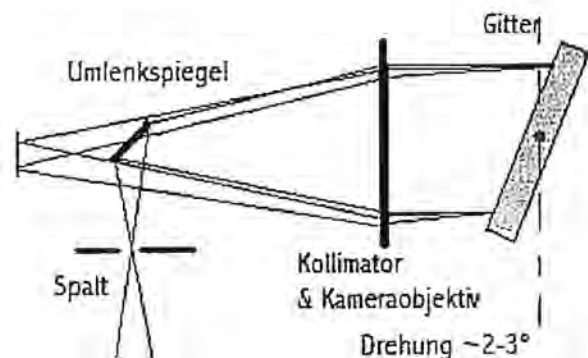
genauer lassen sich die Messungen durchführen. Ich entschied mich für einen Wert von genau 6000 weil als Folge der sehr starken Auffächerung des Lichts auch die Gesamtlichtstärke des Systems abnimmt. 6000 stellt einen Erfahrungswert dar, welcher einen guten Kompromiss bei der Beobachtung bietet. Diese Größe bildet dann das Fundament für die weiteren Berechnungen der Spektrographendaten und Anforderungen. Als nächstes galt es, sich über das Herzstück eines Spektralapparates, das dispergierende Element, Gedanken zu machen. Gemäß der verschiedenen Wellenlängen der einfallenden Strahlung wird diese separiert. Dazu gibt es verschiedene Möglichkeiten, meistens verwendet man Prismen und Gitter. Natürlich bringen beide bestimmte Vor- und Nachteile mit sich, zum Beispiel weisen Prismen eine nicht-lineare Dispersion auf, was eine aufwändige Kalibrierung und die Bestimmung einer Dispersionskurve notwendig macht. Die größte Dispersion entfällt auf den blauen Spektralbereich (kurzwelliges Licht wird stärker gebrochen als langwelliges), was allerdings nicht besonders gut zu dem Empfindlichkeitsbereich des eingesetzten CCD-Detektors passt, welcher im roten Bereich sein Maximum besitzt. Große und hochwertige Flintglasprismen zum Einsatz vor dem Fernrohrobjektiv sind zudem sehr teuer.

Beugungsgitter weisen hingegen eine fast lineare Dispersion auf, was die spätere Datenauswertung sehr erleichtert. Ihr Nachteil besteht darin, dass sie das Licht auf mehrere Ordnungen verteilen, was die erreichbare Grenzgröße der Beobachtungsobjekte wieder herabsetzt. Letztlich entschied ich mich für ein Blaze - Gitter von Edmund Industrial Optics mit 1200 Linien pro Millimeter, welches durch die besondere Formgebung der mit Laser eingravierten Linien fast die gesamte Lichtintensität im Spektrum 1.Ordnung bündelt. Es erfüllte alle wichtigen Kriterien.

Die nebenstehende Abbildung zeigt das Grundprinzip eines Gitterspektrographen. Im ersten Fokus befindet sich der Spalt, welcher zur Reduzierung der Hintergrundhelligkeit, zur Steigerung des Kontrastes und zur Isolierung des beobachteten Objektes dient. Für gewöhnlich wird er senkrecht zur Dispersionsrichtung angebracht. Danach trifft das divergente Strahlenbündel auf den Kollimator, der die Lichtstrahlen parallelisiert.



Das Beugungsgitter beugt bzw. reflektiert die monochromatischen Lichtstrahlen und teilt sie auf, wobei die Ablenkung direkt proportional zur Wellenlänge ist (rotes Licht wird also stärker gebrochen als blaues). Eine weitere Linsengruppe bzw. das Kameraobjektiv hat nun die Aufgabe, das Spektrum zu fokussieren und als Strich abzubilden.



Hebelverhältnis. Zufällig stieß ich auf eine weniger weit verbreitete aber komplexere Alternative, welche diese Nachteile nicht aufweist: das sogenannte Littrow - Design.

Diese Konstruktionsweise ist weit verbreitet und hat sich auch in der Praxis bewährt. Allerdings bringt sie auch einige Nachteile mit sich. Da zwei Linsen benötigt werden und es sich hierbei um hochwertige optische Elemente handeln sollte ist ein erheblicher Kostenaufwand zu erwarten. Zudem wird das Gewicht unnötig in die Höhe getrieben und am Okularauszug entsteht ein ungünstiges

Der entscheidende Punkt ist dabei, dass ein und dieselbe Linsengruppe zugleich als Kollimator und als Kameraobjektiv dient (Autokollimation). Hierfür wird das Gitter so ausgerichtet dass der Ein- und Ausfallswinkel gleich groß sind. In dieser Anordnung befindet sich der Spalt an der Seite. Ein Umlenkspiegel bringt das vom Teleskop kommende Licht in die optische Ebene des Spektrographen. Damit das Spektrum nicht wieder auf den Fangspiegel trifft und das Gerät verlässt, wird das Gitter zusätzlich leicht schräg gestellt. Typischerweise genügt eine Drehung von rund 2-3° um das Spektrum am Planspiegel vorbei zu lenken. Wie bereits erwähnt liegt der größte Vorteil dieser Konstruktion in der Gewichtsersparnis und der außerordentlichen Kompaktheit des Systems. Überzeugt durch diese Aspekte entschloss ich mich schließlich einen Littrow-Spektrographen zu konstruieren und zu bauen.

Das Projekt CALiS: CCD unterstützter Amateur Littrow – Spektrograph –

Technische Daten im Überblick

Teleskop		CCD Eigenschaften	
Öffnung(D) :	250.00 mm	Pixelgröße :	9 µm
Brennweite (F) :	1200.00 mm	Anzahl der Pixel Längsachse :	768
Öffnungsverhältnis :	4.80	Quanteneffizienz:	54 %
Zentrale Obstruktion :	0.06		
Ergebnisse		Spektrographenparameter	
Minstdurchmesser Kollimator :	41.67 mm	Kollimatorbrennweite :	200.00 mm
Mindestöffnungsverhältnis Kollimator:	4.80 -	Kamerabrennweite:	200.00 mm
Einfallswinkel (Gitter):	23.19°	Linien / mm :	1200.00
Ausfallswinkel (Gitter) :	23.19°	Ordnung :	1.00
Mindestgröße Gitter:	45.33 mm	Totaler Ablenkungswinkel :	0.00°
Anamorphischer Faktor :	1.00	Beobachtete Wellenlänge :	6563.00 Å
Objektivdurchmesser für λ0:	41.67 mm	Abstand Gitter-Objektiv :	40.00 mm
Minstdurchmesser Objektiv:	43.05 mm	Spaltdurchmesser :	4.00 mm
Mindestöffnungsverhältnis Objektiv :	4.65		
Dispersion:	0.34 Å/pixel		
Beobachtbares Wellenlängenintervall:	260 Å		
Auflösungsvermögen(R) :	5985.71 (~6000)		
Theoretische Auflösung(Δλ) :	1.10 Å		

Die Berechnung der Spektrographengrößen ist eine nicht ganz einfache Angelegenheit. Tabellenkalkulationsprogramme stellen hier, wie oben zu sehen, eine große Hilfe dar. Aus Platzgründen sollen hier nur kurz die elementarsten Zusammenhänge erläutert werden:

Da die Wahl des Gitters bereits getroffen war, fällt es leicht den Stellungswinkel α für eine bestimmte Wellenlänge λ zu berechnen, in diesem Falle für die H α -Linie. Bei der Littrow-Anordnung lautet die fundamentale Formel für Beugungsgitter $2\sin\alpha = n \cdot k \cdot \lambda$ (1) wobei k die Ordnung des Spektrums und n die Anzahl der Linien pro mm ist. Bei der Größenbestimmung des Kollimators ist zu beachten dass diese Linse ein „schnelleres“ Öffnungsverhältnis als das Teleskop haben muss und gleichzeitig der Durchmesser des parallelisierten Lichtbündels die Dimension des Beugungsgitter nicht überfliegen darf, um Lichtverlust zu vermeiden. Im Gegenzug gilt $f_{\text{Kollimator}} < (F/D) \cdot \text{Kantenlänge Gitter} \cdot \cos\alpha$ (2).

Die Kombination eines 50/200 Kollimators mit einem 50mm Gitter bot sich also an (mit anderen verhältnismäßig preisgünstigen Kombinationen wäre die Mindestauflösung nicht zu erreichen gewesen). Da beim Littrow-Design Autokollimation vorliegt, muss man natürlich auch noch die Gesichtspunkte der Wirkung als Kameraobjektiv und somit der spektralen Auflösung mit einbeziehen. Der Zusammenhang zwischen reziproken linearen Dispersion $P[\text{\AA}/\text{mm}]$ mit der Brennweite der Kameraoptik f_{Kamera} gestaltet sich folgendermaßen:

$$P = 10^7 * \cos \alpha / n * k * f_{\text{Kamera}} \quad (3)$$

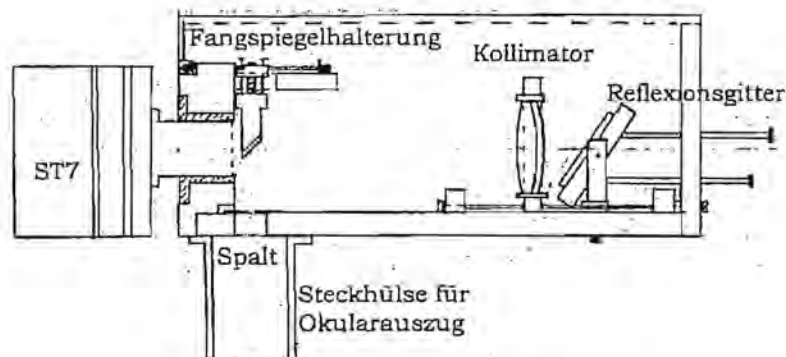
Je größer also die Brennweite, desto besser die Auflösung. Allerdings darf ein wichtiges Detail nicht vergessen werden. Die Pixelgröße e des CCD-Chips spielt insofern eine Rolle, dass um eine Wellenlängendifferenz $\Delta\lambda$ aufzulösen, diese von mindestens 2 oder 3 Pixels bedeckt werden sollte [Shannons Theorem]. Die Anzahl der bedeckten Pixels bezeichnet man als „Samplingfaktor“ h , also gilt $h > 2$.

→ $P < \Delta\lambda / (h * e)$ (4) wobei e für die Pixelgröße ($9 * 10^{-3} \text{mm}$) steht.

Bezieht man die reziproke Dispersion auf $\text{\AA}/\text{Pixel}$ ergibt sich $P < \Delta\lambda / h$ (5), in meinem Falle damit $P < 0.55 \text{\AA}/\text{Pixel}$.

Durch Kombination der Gleichungen 3 und 4 lässt sich jetzt die Bedingung für die Kamerabrennweite herleiten: $f_{\text{Kamera}} > (10^7 * h * e * \cos \alpha) / (n * k * \Delta\lambda)$

Für CALiS sollte die Mindestkamerabrennweite somit 125 mm betragen. Dies bestätigt wiederum die Wahl einer Linse mit 200mm Brennweite als Kollimator/Kameraobjektiv. Umgekehrt ergibt sich hierfür ein Samplingfaktor von $h = 3,2$ bei einer reziproken Dispersion von $0.34 \text{\AA}/\text{Pixel}$, was einen sehr akzeptablen Wert darstellt.



Diese handgefertigte technische Zeichnung vermittelt einen Überblick über den Aufbau des Spektrographen. Im Folgenden soll, dem eintretenden Lichtstrahl folgend, eine kurze Beschreibung der technischen Durchführung und der Einzelkomponenten gegeben werden. Die Konzeption folgt dem Schema auf Seite 3. Zu Beginn des Projektes sah ich mich mit folgenden Problemen konfrontiert: wie ließen sich mechanische Stabilität und Präzision erreichen? Wie lässt sich der Spektrograph optimal am Teleskop befestigen und wie verhindert man dass der zu schwer wird und zu hohe Belastungen auftreten? Wie fasst man die Kollimatorlinse ohne zu starke Spannungen zu verursachen und wie konstruiert man eine bewegliche aber stabile Halterung für die Linsenfassung? Auch das Reflexionsgitter verursacht ähnliche Probleme...

Steckhülse für Okularauszug

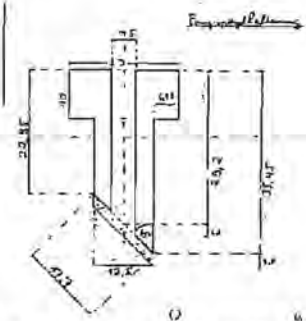
Diese Hülse ist zur Befestigung des Spektrographen am Teleskop gedacht. Sie besteht (zwecks Gewichtersparnis) aus Aluminium und ist an die 12mm starke Dreischichtplatte (die Bodenplatte des Spektrographs) angeflanscht. Der allgemeinen technischen Norm entsprechend beträgt ihr Außendurchmesser 2 Zoll. Eine Nut gewährleistet den sicheren Halt am Teleskop.

Der Spalt

Der Spalt wurde exakt zentral über der Öffnung in der Bodenplatte, durch die das Lichtbündel eintritt, mit Schrauben befestigt. Er dient zur Reduktion der Hintergrundhelligkeit, zur Steigerung des Kontrastes und gegebenenfalls isoliert er das beobachtete Objekt von seinen (störenden) Nachbarn. Die Ausrichtung erfolgte senkrecht zur Dispersionsrichtung. Er besteht aus zwei polierten, im Abstand von 4mm parallel zu einander ausgerichteten Rasierklingen. Hier befindet sich der erste Fokus des vom Teleskop kommenden Strahlenkegels.

Fangspiegel und Fangspiegelhalterung

Die Einspiegelung des divergenten Strahlenbündels auf die opt. Achse erfolgt über einen 12,5/18mm Ovalspegel, welcher von dem Unternehmen Linos Optics freundlicherweise zur Verfügung gestellt wurde. Ursprünglich war eine unbewegliche Befestigung an der Rückwand geplant, aber es stellte sich schnell heraus, dass eine feinfühligere Justierbarkeit für die spätere Kalibration und das Gelingen des Projektes unabdingbar war. Die Lösung bestand darin, dass eine alte dreiarmlige Fangspiegelspinne aus meinem kleinen 70/700 Newtonteleskop eingebaut wurde. Für den Spiegel selbst entwarf ich nebenstehende Halterung, welche ebenfalls aus Aluminium gedreht wurde. Das Resultat war eine äußerst stabile, präzise und in allen Richtungen justierbare Fangspiegelhalterung, was in dieser Weise durchaus als Neuerung im Bau von Littrowspektrographen auf Amateurebene gesehen werden kann.

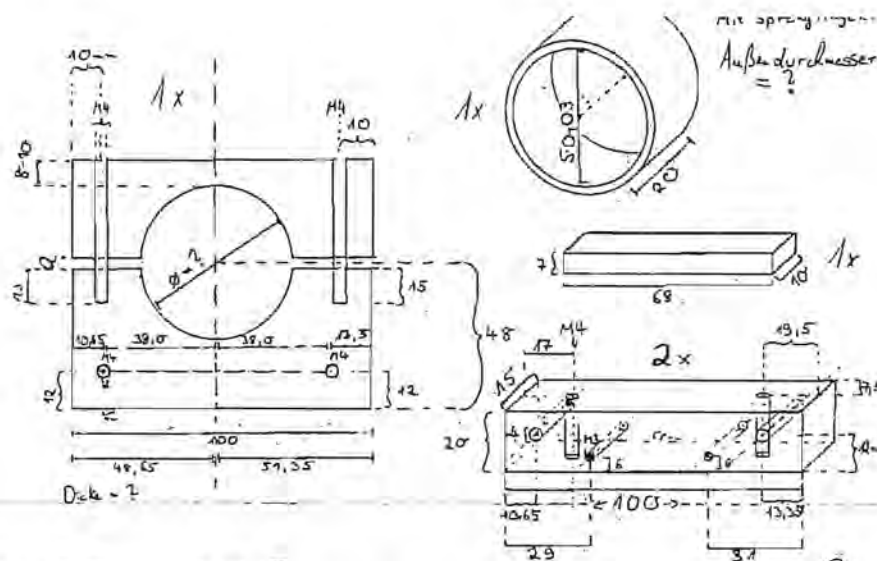


Kollimator/Kameraobjektiv

Dieses optische Element dient zur Autokollimation. Meistens werden hier hochwertige aber sehr teure und schwere Photoobjektive eingebaut. Genau aus diesen Kosten- und Gewichtsgründen sah ich mich nach einer Alternative um und entschloss mich, ein herkömmliches achromatisches Linsendouble mit 200mm Brennweite und 50mm Öffnung zu verwenden. Zwar wird diese Anordnung höchstwahrscheinlich nicht die optische Abbildungsqualität hochkorrigierter Apochromaten erreichen, aber wieso sollte man keinen Versuch wagen? Das Double befindet sich in einer selbst gebauten Fassung aus Eisen mit 50mm Innendurchmesser. Zur verspannungsfreien Lagerung und um unnötige Belastungen zu vermeiden, ein wichtiges Kriterium in der Optik, befinden sich vor und hinter der Linse jeweils ein Sprengling. Die Fassung selbst wird wiederum in einen Halterungsblock aus einer sehr leichten Aluminium - Magnesium Legierung geklemmt. Das gesamte System ist auf zwei Schienen gelagert, welche in der Mitte und am hinteren Ende des Spektrographen durch weitere Aluminiumblöcke fixiert werden. Dieses System erlaubt eine sehr feinfühligere Positionsveränderung des Kollimators.

Reflexionsgitter

Das Blazegitter (ein Glasblock auf dessen Vorderseite die Linien mit Laser eingraviert wurden) befindet sich in einer selbst konzipierten, in 2 Achsen beweglichen Fassung aus Holz. Kleine Anordnungen aus Gewindestangen erlauben eine feinfühligere, präzise Ausrichtung. Von großer Bedeutung ist die kleine Drehung auf der Achse senkrecht zur Bodenplatte, welche verhindert, dass das Spektrum wieder auf den Fangspiegel und stattdessen in die Kamera trifft.



Rückwand und Kamerahülse

Die Spektrographenrückwand ist ein Bauteil mit relativ hoher Gewichtsbelastung durch die Kamera und besteht aus einer kreuzverleimten, 30mm dicken Sperrholzplatte. An ihr ist die Fangspiegelvorrichtung befestigt und sie beinhaltet eine wiederum aus Aluminium bestehende Hülse zur Aufnahme der Kamera. Der Einsteckdurchmesser beträgt hier 1,25 Zoll.

Der Detektor: Die SBIG ST7 CCD – Kamera:

Als lichtempfindlicher Detektor zur Aufnahme des Spektrums wird die ST7 – CCD (Charge coupled device) Kamera von der Santa Barbara Instruments Group verwendet. Es handelt sich hierbei um eine Kamera die speziell für die astronomische Beobachtung gedacht ist. Der Halbleiterchip wird zur Verminderung des thermischen Rauschens elektrisch gekühlt, wobei typischerweise 30° Celsius unter der Umgebungstemperatur erreicht werden können. Die Kamera kann nur in Verbindung mit einem PC und entsprechender Steuersoftware (z.B. CCDOPS von SBIG) betrieben werden. Sie besitzt eine erhebliche Empfindlichkeit (Quanteneffizienz 54%) was wohl der größte Vorteil gegenüber herkömmlichen Aufnahmemethoden und klassischem Film ist. Bilder liegen sofort in digitalem Format vor und können bearbeitet werden, wobei die Registrierung kleinster Details möglich ist. Eine CCD – Kamera ist speziell in der Spektroskopie (sofern man ernsthaften Aufgabenstellungen nachgeht und sich nicht nur auf die hellsten Objekte beschränken will) ein unerlässliches Hilfsmittel.

Aufgrund der stark exzentrischen Lage der Steckhülse der CCD Kamera musste auch die optische Achse ein wenig zur Seite verschoben werden, um eine möglichst gutes Gleichgewicht des Gesamtgerätes zu erreichen. Bezüglich der Hebelverhältnisse haben hier Littrow-Spektrographen sowieso einen Vorteil: der Schwerpunkt befindet sich fast exakt über dem Spalt. Insgesamt ist es eine große Herausforderung, sich vom Grundgedanken eines Spektrographen bis zum ersten Test vorzuarbeiten. Auch wenn die Grundidee und der schematische Aufbau eines Littrows sehr einfach erscheinen, ist die technische Umsetzung eine anspruchsvolle Aufgabe. Die einzelnen Bauteile müssen konstruiert, auf technische Durchführbarkeit geprüft, und hergestellt werden. CALiS ist also ein vollkommen individuelles Gerät, das zum größten Teil auf eigenen Überlegungen, Konstruktionen und Berechnungen basiert. Die Feinabstimmung ist dabei sehr wichtig. Verschiedene Baumaterialien bringen Vor – und Nachteile mit sich. Insgesamt ist auf höchste Genauigkeit und Stabilität zu achten. Bereits Abweichungen von Bruchteilen von Millimetern können im Endeffekt zu erheblichen Funktionsfehlern führen. (Fortsetzung in RB 32, 2006)