



**FG  
SPEKTRUM**

Mitteilungsblatt der  
Fachgruppe

**S P E K T R O S K O P I E**

der Vereinigung der  
Sternfreunde e.V.

---

Rundbrief Nr. 26 ( 2003 )

---

Einzelheft: 3,50 Euro ( plus Porto )  
Herausgeber: Ernst Pollmann  
Charlottenburgerstraße 26c  
51377 Leverkusen

## Inhaltsverzeichnis

		Seite
Ernst Pollmann	Beliebte Spektrographentypen für die Amateur-Sternspektroskopie	1
Christiane Hanisch	Zwillingstest nach der Sternenlichtmethode oder Was uns das Sternenlicht über die „Zwillinge“ Kastor und Pollux erzählt	7
Achim Mester	Entwicklung eines Spektralappates zur Beobachtung und Analyse von Sternspektren	15
Norbert Reinecke	Das minimalistische Astrospektroskop	22

# Beliebte Spektrographentypen für die Amateur-Sternspektroskopie

(von Ernst Pollmann, Leverkusen)

## 1. Der Objektiv-Prismen-Spektrograph

Die von mir in verschiedensten Aufsätzen umschriebenen Möglichkeiten spektroskopischer Beobachtung unterschiedlichster Objekte bezogen sich bisher nahezu ausschließlich auf die Verwendung von Objektiv-Prismen-Spektrographen. Die Gründe dafür sind in der relativ einfachen Handhabung und der finanziellen Erschwinglichkeit dieses Spektrographentypen zu sehen. Man sollte wissen, daß auch die wissenschaftliche Astrospektroskopie im Vorkriegsdeutschland zuerst mit Objektiv-Prismen-Spektrographen betrieben wurde.

Dabei handelte es sich im wesentlichen um die Verwendung von Newton-Spiegelteleskopen als Primäroptiken, denen lediglich das Glasprisma als dispergierendes Element vorgeschaltet war. Ein gewichtiges Argument für diese Konzeption war und ist die nahezu absolute Farbreinheit der Newtonspiegel, von der finanziellen Erschwinglichkeit in den Notzeiten der Vorkriegs- und Kriegsjahre einmal abgesehen. Zum Teil wurden damals sogar „Notgemeinschaften“ gebildet, die es den verschiedensten Forschern überhaupt erst ermöglichten, aus einem Förderfond heraus die wissenschaftliche Astrospektroskopie voranzutreiben.

Dem Amateursternspektroskopiker der „Neuzeit“ stehen ungleich bessere instrumentelle Möglichkeiten bereit, wobei heute wie damals die Kostenfrage relevant ist. Die Öffnungen der Primäroptiken, die heute beispielsweise um die Teleskoptypen „Schmidt-Cassegrain“ oder „Maksutov“ erweitert sind, bewegen sich in den Größenordnungen 10–20 cm bei Lichtstärken von etwa 1:10 bis 1:4. Die in letzter Zeit vor allem in der Amateurspektroskopie sehr beliebt gewordenen, preiswerten Maksutov-Spiegeloptiken eröffnen in Kombination mit einem geeigneten Dispersionsprisma – mit etwa 30° brechendem Winkel, Material Flintglas F2 – einen weiten Bereich der amateurmäßigen spektroskopischen Betätigungsmöglichkeiten.

Mit verhältnismäßig wenig apparativem Aufwand können Maksutov-Objektiv-Prismenkameras leicht an in vielen Fällen bereits vorhandenen Nachführsystemen und Montierungen angebracht werden. Der Amateur ist mit solchen Spektrographentypen gewissermaßen aus dem Stand heraus in der Lage, Sternspektroskopie zu betreiben.

Die folgende Abbildung zeigt eine Objektiv-Prismenkamera vom Typ Maksutov, wie ich sie seit vielen Jahren für die verschiedensten spektroskopischen Anwendungen in der Arbeitssternwarte der VdS-Köln (Nähe Leverkusen) eingesetzt wurde. Im Tubus (öffnungsseitig) ist das Dispersionsprisma (Rundprisma) aus F2 mit einem brechenden Winkel von 30° eingesetzt. Diese Prismenkamera liefert in Kombination mit der CCD-Kamera „ $\alpha$ -Maxi“ (Firma OES) bei H $\alpha$  eine Dispersion von 3 Å/Pixel = 330 Å/mm bei einer spektrale Auflösung ( $R = \lambda/\Delta\lambda$ ) von 2190.

Abb.1 Maksutov-  
Prismenkamera

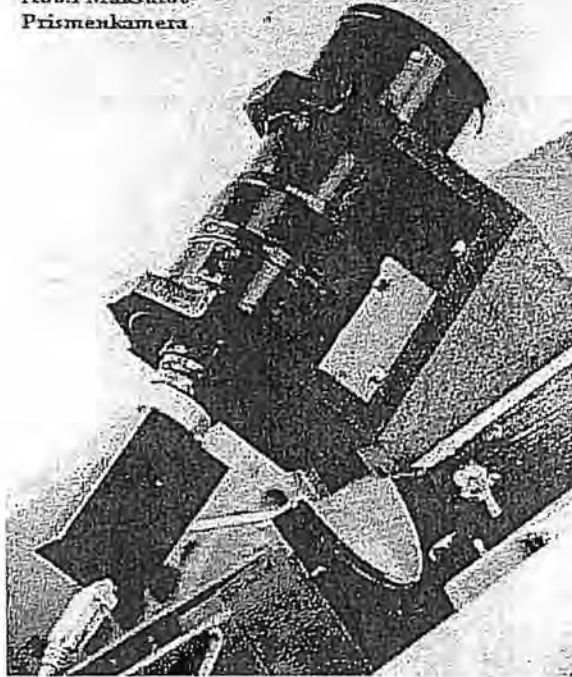


Abb1: Der Maksutov-Objektivprismenspektrograph in seiner typischen Schrägmontage (relativ zum Leitfernrohr) entsprechend dem Ablenkungswinkel von etwa  $28^\circ$

## 2. Der spaltlose Spektrographenansatz

Eine andere Variante der Prismenspektroskopie ist die des „spaltlosen Spektrographenansatzes der Sternwarte Leipzig“, die erstmals auch in den dreißiger Jahren mit Erfolg in der wissenschaftlichen Astrospektroskopie Verwendung fand (siehe hierzu die Veröffentlichung mit Prinzipskizze: „Der Spektrograph der Sternwarte Leipzig“; Zeitschrift für Instrumentenkunde, 55, S.17, 1935; kann beim Autor angefordert werden). Prinzipiell handelt es sich bei dieser Bauart um einen Positivkollimator im Fokus einer lichtstarken Primäroptik, einem nachgeschalteten kleinen Dispersionsprisma, dessen zerlegtes Licht von einer Imageoptik zum Spektrum abgebildet wird. Spektrographen dieses Typs finden bevorzugten Einsatz am (notwendigerweise biegungssteifen) Okularauszug lichtstärkerer Spiegelteleskope, womit die Vorzüge einer solchen Konfiguration unschwer zu erkennen sind: die Spektroskopie lichtschwächerer Objekte.

Die Abbildung 2 zeigt eine Modifikation des Spektrographenansatzes der Sternwarte Leipzig, dem Spektrographen „SPG25“, der vor Jahren von der Firma Lichtenknecker auf den Markt gebracht wurde, heute jedoch nicht mehr erhältlich ist. Dieser Spektrograph ist von mir allerdings in einigen Merkmalen verändert worden um damit in den Größenklassenbereich von etwa 10mag, dem Bereich Veränderlicher Sterne und Novae vorzudringen, der mit der in 1) beschriebenen Maksutov-Prismenkamera kaum erreicht werden kann. Die Modifikation besteht darin, daß erstens die originäre Kollimatoroptik mit  $f = (-)100\text{mm}$  durch einen Zeiss-Kollimator mit  $f = (+)135\text{mm}$ , und zweitens die originäre Abbildungsoptik mit  $f = 100\text{mm}$  durch ein Zeiss-Tessar mit  $f = 50\text{mm}$  ersetzt wurde. Dies hatte den Vorteil, daß die Kollimatoroptik nicht mehr vor dem Primärfokus (im Tubus des Teleskopes), sondern dahinter und damit leichter handhabbar montiert ist. Zwar erhöht sich dadurch die Gesamtbaulänge, auch die Gefahr der Durchbie-

gung wird größer. Bei Verwendung eines biegesteifen Aluminiumtubus verliert diese Frage allerdings ihre Bedeutung. Die ebenfalls biegesteife Anflanschung an den Teleskopfokus (Lichtenknecker Flat-Field-Camera FFC) führt zu zusätzlicher Stabilität.

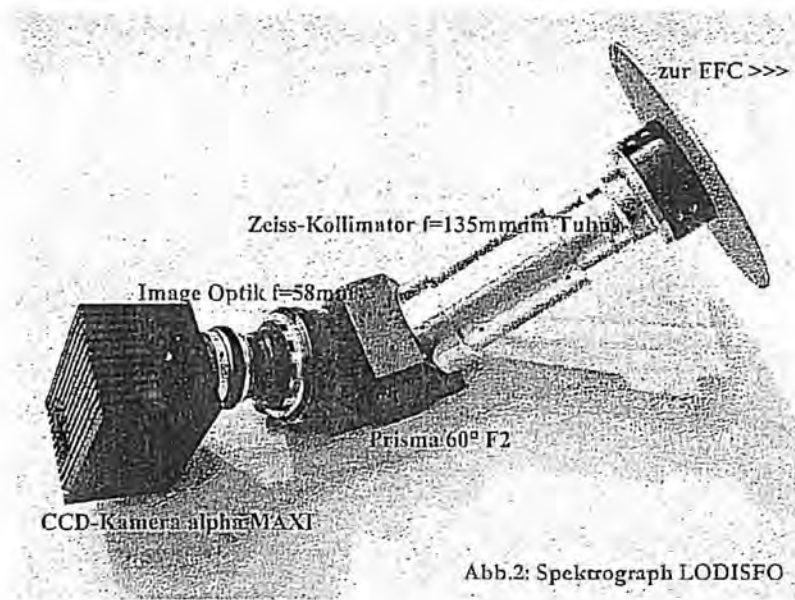


Abb.2: Spektrograph LODISFO

Abb.2 Der modifizierte Lichtenknecker-Spektrographenansatz SPG25 zur Spektroskopie lichtschwacher Objekte nach dem Prinzip des „Spektrographenansatzes der Sternwarte Leipzig“.

Auf den Fokus des Zeiss-Kollimators ( $f/4,5$ ) wird der Fokus des Primärteleskops ( $f/4,5$ ) eingestellt. Das Dispersionsprisma als originäres Bauelement des SPG25 besteht aus Flintglas F2 mit  $60^\circ$  brechendem Winkel. Um in den Objektbereich lichtschwacher Objekte vordringen zu können, ist die Brennweite der nachgeschalteten Imageoptik mit 50mm bewußt niedrig gewählt worden. Der Spektrograph hat in Kombination mit der CCD-Kamera „ $\alpha$ -Maxi“ bei  $H\alpha$  die Dispersion von nur  $1785 \text{ \AA/mm}$  bei einer spektralen Auflösung von  $R = 483$ , und bei  $H\gamma/H\delta$  nur  $620 \text{ \AA/mm}$  ( $R = 873$ ).

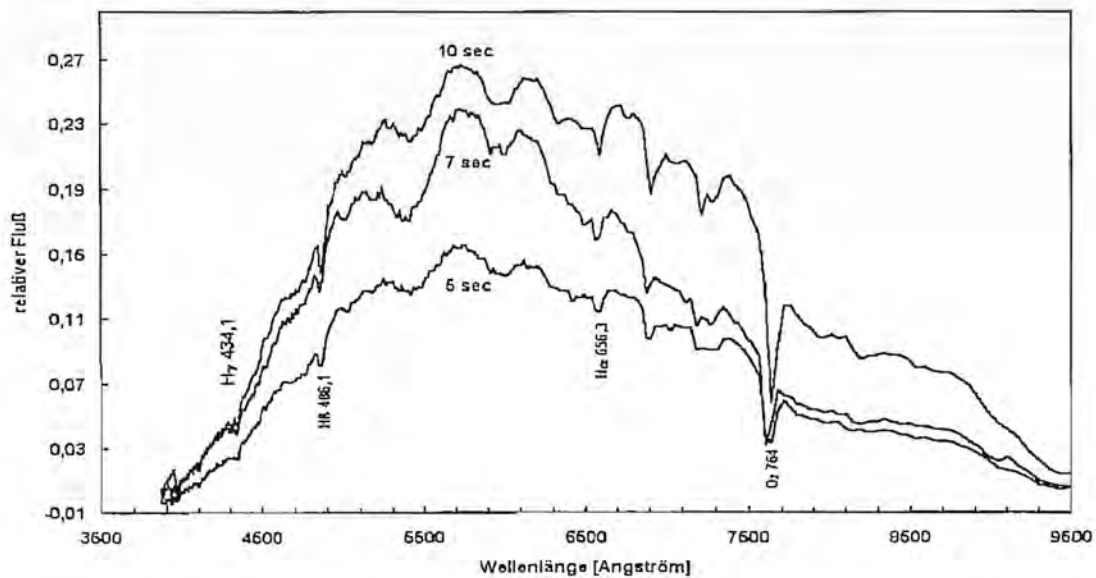


Abb. 3: Niedrigdispersives Spektrum von  $\alpha$  CMi aufgenommen mit LODISFO



Abb. 3 zeigt ein erstes Versuchsspektrum mit diesem **LOW Dispersion Spectrograph for Faint Objects (LODISFO)** von  $\alpha$  CMi, aufgenommen mit einer 20 cm Flat-Field-Camera in der Arbeitssternwarte der VdS-Köln. Er deckt insgesamt den Spektralbereich von 4000 – 9000 Å ab und läßt mit den kurzen Belichtungszeiten von 5-10sec bei einem CCD-Sättigungsgrad von 40-60% bereits die beachtliche Lichtstärke der Gesamtkonfiguration erkennen.

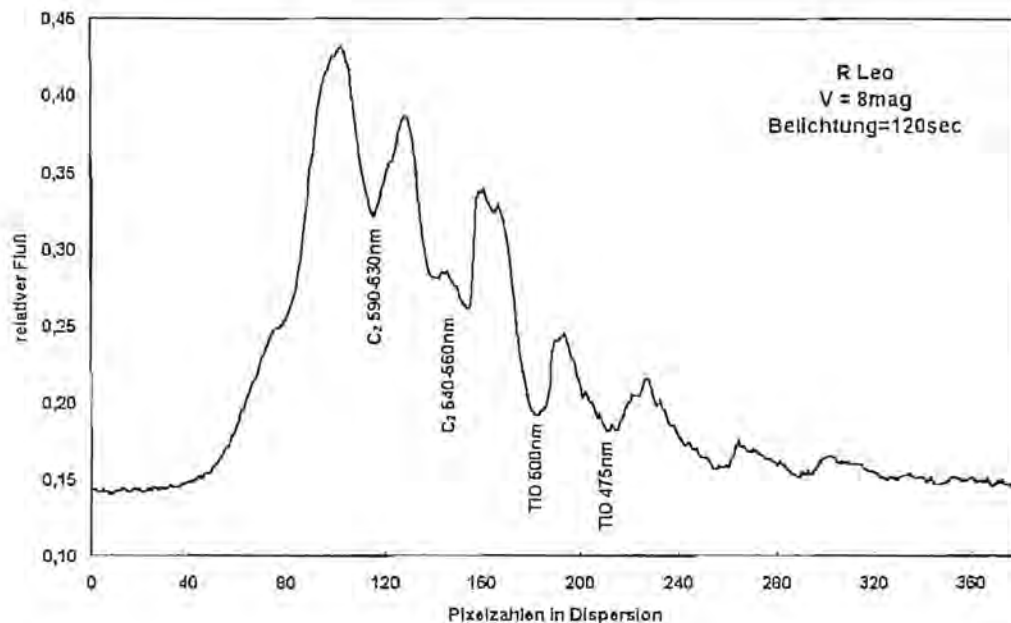


Abb. 4: Versuchsspektrum des Mira-Veränderlichen R Leo bei einer Helligkeit von  $V=8\text{mag}$  und 120 sec. Belichtung

Die eigentliche Nagelprobe stellt jedoch das Spektrum des Mira-Veränderlichen R Leonis in Abb. 4 dar. Trotz der geringen Dispersion des Spektrographen sind die wesentlichen spektralen Merkmale dieses Veränderlichentypen (C<sub>2</sub>- und TiO-Banden) mit überraschender Deutlichkeit zu erkennen. Man darf annehmen, daß bei Erhöhung der Belichtungszeit bis in den Bereich von 40-60 Minuten **LODISFO** auch Beobachtungen auch an Veränderlichen Sternen zuläßt, die im Helligkeitsbereich  $\geq 10\text{mag}$  angesiedelt sind.

### Der spaltlose Gitter-Spektrograph

Bereits während der Bauphase von **LODISFO** entstand der Wunsch nach einem weiteren Instrument, das für höherauflösende Beobachtungsvorhaben gedacht sein sollte (Stichwort: Linienprofilbeobachtungen an Be-Sternen). Beobachtungsvorhaben dieser Art verlangen ein hohes spektrales Auflösungsvermögen ( $R=\lambda/\Delta\lambda \geq 3000$ ) sowie ein hohes Signal/Rauschverhältnis ( $S/N \geq 100$ ), Eckdaten, die gar nicht so schwierig zu realisieren sind. Die oben bereits erwähnte Flat-Field-Camera von Lichtenknecker mit  $f/4,5$  macht's möglich.

Das Konzept des Spektrographen auf einen Blick:

- Flanschanschluß im Cassegrain-Fokus ( $f=760\text{mm}$ )
- Spaltlos
- Kollimatoroptik (Pentacon)  $f = 135\text{mm}$ ;  $f/3,5$
- Reflektionsgitter 1200 Linien/mm
- Feste Gitterposition auf  $H\alpha$  (keine Justiermechanik)
- Abbildungsoptik (Soligor)  $f = 135\text{mm}$ ;  $f/3,5$
- CCD-Kamera  $\alpha\text{Maxi}$  (Firma OES)
- Geringes Gewicht (ca. 1500g)
- Gehäuse aus 10mm Sperrholz

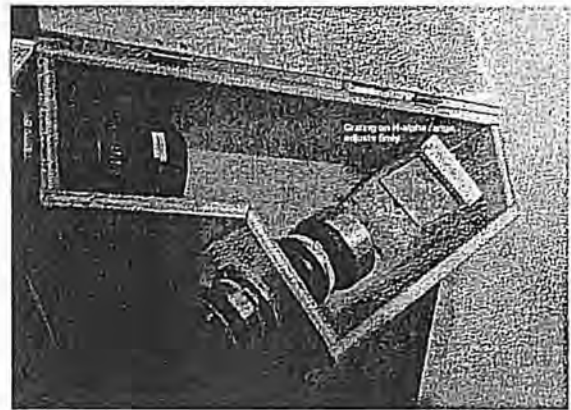
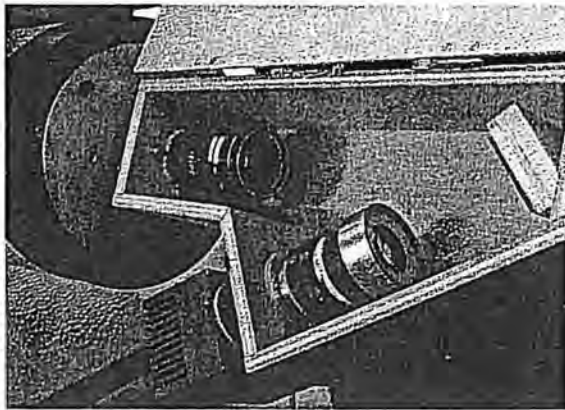


Abb. 5: Blick in das Spektrographengehäuse mit den im Text beschriebenen eingebauten optischen Komponenten (außer Kollimator hier mit  $f=50\text{mm}$ )

Die oben genannten optischen Kenndaten der Einzelelemente führten zu einer Lineardispersion von  $0,39\text{\AA}/\text{Pixel}$  ( $=43\text{\AA}/\text{mm}$ ) und einer spektralen Auflösung  $[R]$  von 8200. Diese Leistungsmerkmale sind für Amateurverhältnisse und angesichts des beabsichtigten Beobachtungsvorhabens – des Monitorings der  $H\alpha$ -Emission von Be-Sternen – zunächst ausreichend. Bei Verwendung lichtstärkerer Teleskope ließen sich Dispersion und Auflösung durch Brennweitenvergrößerung der Abbildungsoptiken natürlich verbessern.

Abb. 6 zeigt eine Spektrensequenz von Nov. 2001 bis Feb. 2002 des Be-Sterns  $\zeta$  Tauri als Beispiel für die Leistungsfähigkeit dieses Gitterspektrographen, dessen Dispersion und Auflösung die Beobachtung von zeitlichen variablen  $H\alpha$ -Linienprofilveränderungen erlaubt.

Die hier kurz skizzierte Übersicht dreier typischer Spektrographenbeispiele für die Amateursternspektroskopie ist gewiß nicht vollständig. Da wären noch die Gradsichtprismen-Spektrographen zu erwähnen, die Prismen-Gitter-Anordnungen direkt im konvergenten Strahlengang, die Bauweise des Littrow-Spektrographen oder die Variante des Gitterspektrographen mit Lichtleiterein- kopplung am Dobsonteleoskop, die beide im letzten Rundbrief von Berthold Stober bzw. von Roland Bücke vorgestellt wurden. Außerdem ließe sich die (dann immer noch unvollständige) Liste beliebig um die Varianten der kommerziellen Anbieter wie etwa die der Firmen ORIEL, SBIG oder SIVO erweitern, womit der Rahmen dieses Beitrages jedoch gesprengt wäre.

Development of the  
 $H\alpha$ -line profile  
 (11/2000 - 4/2003)

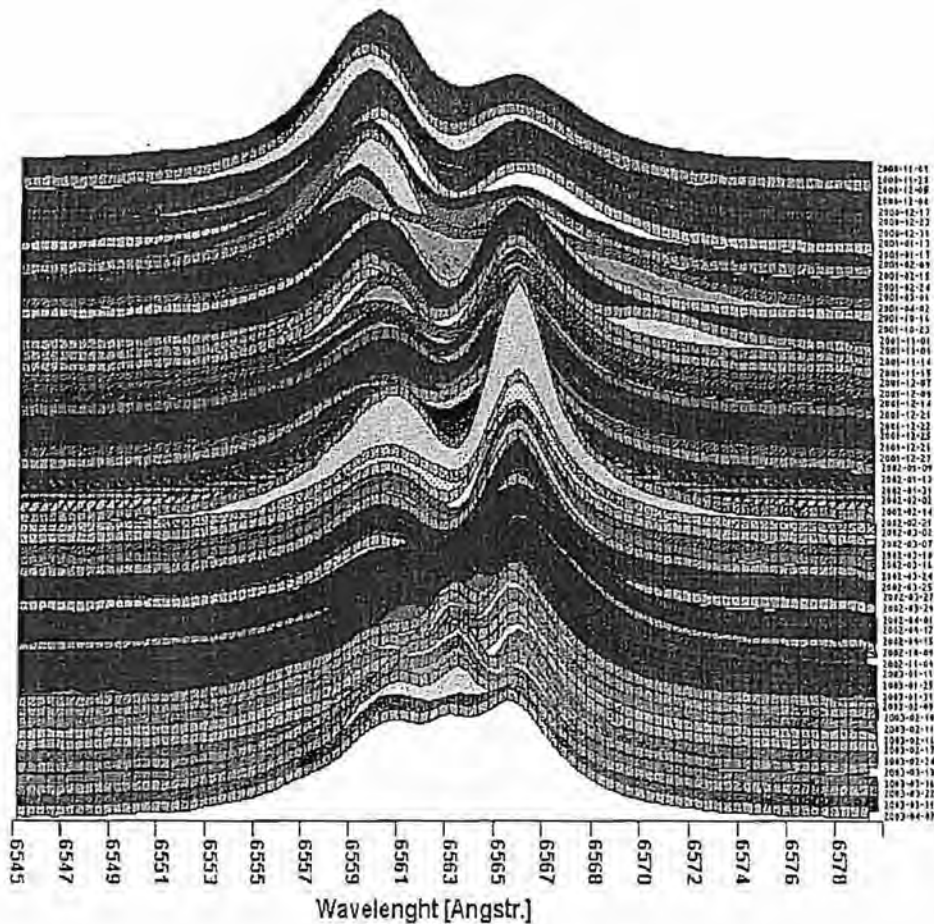


Abb. 6: Sequenz von  $H\alpha$ -Überwachungsspektren des Be-Stern  $\zeta$  Tau  
 (Zeitraum 11/2001 - 2/2002)

Interessant ist zum Schluß vielleicht in diesem Zusammenhang die Feststellung, daß gerade der zu Anfang beschriebene Objektivprismenspektrograph immer wieder die von Schülern in ihren Facharbeiten oder anderen Einsteigern gern gewählte Variante ist, um in ersten Schritten mit dem Thema der Astrospektroskopie vertraut zu werden.



# Zwillingstest nach der Sternenlichtmethode oder Was uns das Sternenlicht über die „Zwillinge“ Kastor und Pollux erzählt

(Facharbeit aus dem Fach Physik von Christiane Hanisch, Lebus)

## 1. Einleitung

Die Sternkunde ist eine der ältesten Wissenschaften. Die Menschen nutzten sie für Bedürfnisse im Alltag, z.B. für die Seefahrt zur Feststellung des Aufenthaltsortes oder, wie den Aufgang des Sirius, für die Hochwasservorhersage am Nil. So wurde es notwendig die Sterne in eine Systematik einzuordnen. Besonders helle Sterne bekamen einen Namen und markante Figuren wurden zu Sternbildern zusammengefaßt.

Ein Sternbild ist eine zusammengefaßte Gruppe von Fixsternen, die an der Himmelskugel benachbart sind. Man unterscheidet je nach ihrer Lage zum Himmelsäquator nördliche, südliche und Sternbilder der Äquatorzone. Da sich der Ort der Sonne an der Himmelskugel als Folge der Erdbewegung in Laufe eines Jahres ändert, wechseln die sichtbaren Sternbilder periodisch mit den Jahreszeiten. Dementsprechend unterteilt man grob in Sommer- und Wintersternbilder. Die Sternbilder, die auf der scheinbaren jährlichen Bahn der Sonne, der Ekliptik, liegen, werden als Sternbilder des Tierkreises bezeichnet. Zum Tierkreis gehören die zwölf Tierkreissternbilder Widder, Stier, Zwillinge, Krebs, Löwe, Jungfrau, Waage, Skorpion, Schütze, Steinbock, Wassermann, Fische [1]. Eines der ältesten Sternbilder sind die „Zwillinge“ (Gemini) in Abb. 1.

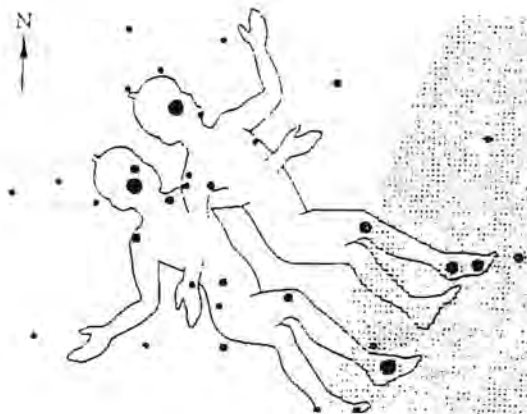


Abb. 1: Sternbild Zwillinge

Die Zwillinge gehören zu den Sternbildern des nördlichen Himmels, die im Winter während der gesamten Nacht sichtbar sind. Die Sonne durchläuft dieses Sternbild von Mitte Juni bis in die zweite Julihälfte. Durch die beiden dazugehörigen, hellen Sterne Kastor und Pollux kann man das Sternbild am Himmel leicht finden. Sie markieren die beiden Köpfe der Zwillinge. Die griechische Mythologie erzählt, daß Kastor und Pollux, die Söhne des Zeus und der Leda, zur Belohnung für ihre brüderliche Treue an den Sternhimmel versetzt worden sind [2].

Außer den beiden nahezu gleich hellen Sternen weist das Sternbild eine gewisse Symmetrie auf, die ebenfalls zu der Namensgebung beitrug. Ob sich Kastor und Pollux tatsächlich wie Zwillinge ähneln bzw. ob diese Namensgebung aus astro-physikalischer Sicht gerechtfertigt ist, sollte im Rahmen dieser Arbeit durch einfache Beobachtungen des Lichtes der beiden Sterne überprüft werden.

## **2. Beobachtungsmethoden**

Nachfolgend werden die zur Beantwortung der eingangs genannten Fragestellung durchgeführten Beobachtungen näher beschrieben.

### **2.1 Visuelle Beobachtungen mit dem Auge**

Die Sternbeobachtung mit dem unbewaffneten Auge ist die einfachste Beobachtungsmethode, da sie keinerlei Zusatzinstrumente erfordert. Sie war bis in die Zeit von Kepler (1571- 1630) die einzige Möglichkeit Sterne zu beobachten.

Auch im Zeitalter leistungsfähiger Fernrohre ist diese Methode nicht zu unterschätzen, da sie solch wichtige Beobachtungen wie unterschiedliche Färbungen, Bewegungsabläufe, aber auch Helligkeitsschätzungen der Gestirne ermöglicht.

Das menschliche Auge benötigt eine bestimmte Mindestlichtstärke, damit die farbempfindlichen Netzhautzapfen überhaupt ansprechen. Deshalb ist es schwer mit dem bloßen Auge z.B. die Farbe eines Sternes genau zu erkennen, denn das Sternlicht besitzt oft nur eine geringe Helligkeit. Nur die hellsten Sterne erreichen diese Mindeststärke des Lichtes und es können ihnen dann Farben zugeordnet werden.

Bei diesen Beobachtungen müssen einige Fehlerquellen berücksichtigt werden. So verfälscht beispielsweise die Atmosphäre der Erde die Farbe des Sternlichts. Ist der Lichtweg in ihr sehr lang ( z.B. wenn der Stern eine geringe Höhe über dem Horizont hat oder wenn es neblig bzw. dunstig ist) so kann selbst ein bläulich leuchtender Stern rötlich erscheinen.

Es darf demnach nur bei klarem Himmel beobachtet werden und nur solche Sterne, die sich in mindestens 30° Höhe befinden [3]. Dies wurde bei den visuellen Beobachtungen von Kastor und Pollux berücksichtigt.

### **2.2 Visuelle Beobachtung mit dem Fernrohr**

Diese Beobachtung erfolgte mit einem Zeiss- Meniscas 180/1800 Spiegelteleskop (Reflektor) in der Amateurstation meines Vaters in Lebus. Beides ist in Abb.2 dargestellt.



Abb. 2: Amateurstation und Zeiss- Meniscas- Spiegelteleskop 180/1800  
Wichtige Kenngrößen des Fernrohres sind in der folgenden Tabelle 1 erläutert.

Tab. 1: Kenngrößen des Fernrohres

Kenngröße	Bedeutung	konkret am Fernrohr
Brennweite	bestimmt sowohl die möglichen Vergrößerungen als auch die Größe des Blickfeldes	$f = 1800 \text{ mm}$
Öffnung	bestimmt, wie viel Licht gesammelt wird	$d = 180 \text{ mm}$
Öffnungsverhältnis	macht die Lichtstärke eines Fernrohres aus	$d / f = 1 / 10$
Vergrößerungen	ergeben sich als Quotient von Objektivbrennweite und Okularbrennweite	45 x; 72 x; 112,5 x; 180 x; 300 x
Auflösungsvermögen	Maß für das Trennvermögen eines Fernrohres für zwei eng benachbarte Punkte allgemein gilt: $\sigma = 115 / d$ (in mm) [4]	$\sigma = 0,64$ "

In Abb. 3 soll kurz das optische Prinzip der Maksutow- Cassegrain- Anordnung dieses Teleskops dargestellt werden. Die Lichtstrahlen treffen auf die Öffnung des Fernrohres und gelangen durch die Meniscaslinse, an der ein Hilfsspiegel angebracht ist, auf den Hauptspiegel. Die Meniscaslinse hat den Vorteil, daß sie den Fehler der komaförmigen Verzeichnung der Bildpunkte aller nicht achsenparallel (schief) einfallenden Lichtstrahlen beseitigt. Am Hauptspiegel wird das Licht reflektiert. Noch vor dem Brennpunkt gelangt es auf einen Hilfsspiegel, der die Strahlen erneut reflektiert, und durch ein Loch im Hauptspiegel zum Brennpunkt leitet. Dort kann mit einem Okular das entstandene Bild betrachtet werden [5].

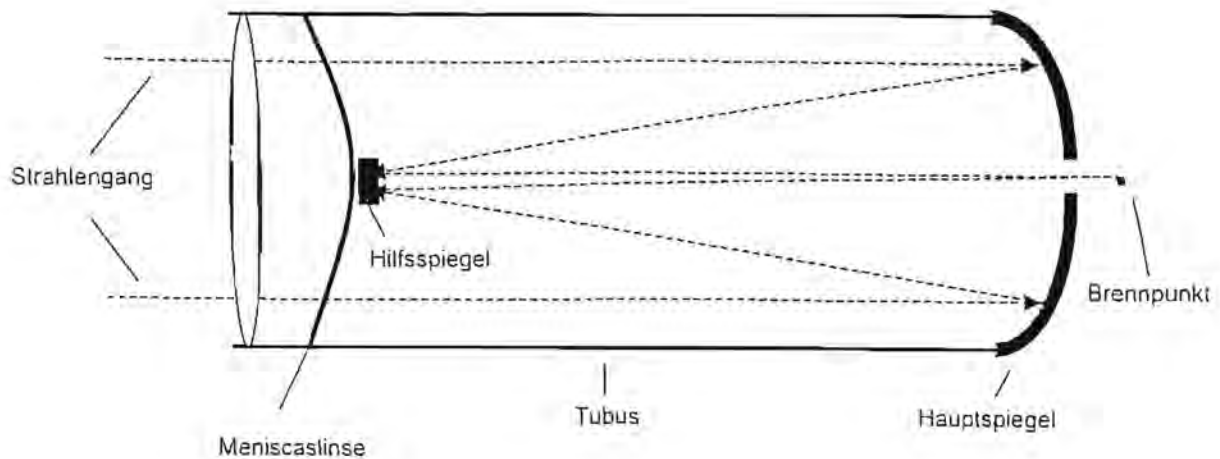


Abb. 3 Strahlengang im Maksutow- Cassegrain- Teleskop

Das Fernrohr ist parallaktisch auf einer Zeiss Ib- Montierung aufgestellt, d.h. es ist so aufgestellt, dass es mit einer elektrischen Nachführung, die für unsere Breite charakteristische Bahn der Sterne am Himmel exakt nachvollzieht. Die visuelle Beobachtung wurde mit mehreren, in einem Okularrevolver befindlichen Okularen der Brennweiten 40/25/16/10/6 mm durchgeführt. Dabei wurden die verschiedenen Okulare, beginnend mit der kleinsten Vergrößerung, nacheinander in den Strahlengang eingesetzt.

### 2.3 Fotografische Beobachtungen (Sternspuraufnahme)

Diese Beobachtung erfolgte mit einer ruhenden, auf einem Stativ befindlichen Kamera vom Typ EXA Ib mit den Objektivparametern  $f=50\text{mm}$ ,  $f/1,8$ . Eine Sternspur entsteht durch die fehlende Nachführung der Kamera infolge des Wegbewegens des Sternes (ein Stern bewegt sich:  $15^\circ/\text{h}$  bzw.  $15'/\text{min}$ ). Die Länge der Sternspur ist weiterhin abhängig vom Abstand des Sternes zum Himmelspol. Je dichter sich der Stern am Himmelspol befindet, um so kürzer werden die Sternspuren in einem bestimmten Zeitintervall, verglichen mit äquatornahen Sternen.

Eine Sternspuraufnahme auf einem Farbfilm ermöglicht eine farbige Dokumentation des Sternlichtes. Die Belichtung erfolgte als Dauerbelichtung während 11min auf dem Dia-Positivfilm KODAK Elite Chrome 200. Der sichtbare Himmelsabschnitt ist bei diesen Objektivparametern etwa  $32^\circ$  groß, so daß das gesamte Sternbild Zwillinge abgebildet werden kann.

### 2.4 Spektroskopische Beobachtungen

Um eine Spektralanalyse eines Himmelskörpers durchführen zu können, muß dessen Licht zerlegt werden. Dabei erhält man ein Sternspektrum, welches aus einem von Emissions- oder Absorptionslinien überlagerten kontinuierlichen Spektrum besteht. Aus den Sternspektren kann man wichtige Informationen über die physikalische und chemische Beschaffenheit der Sternatmosphäre gewinnen [6].



Die spektroskopische Beobachtung wurde mittels eines Objektivprismenspektrographen durchgeführt. Das in 2.2 beschriebene Fernrohr wurde dabei durch ein vorgesetztes Objektivprisma ergänzt. Der Unterschied im Brechungswinkel für rotes und blaues Licht hängt u.a. vom brechenden Winkel des Prismas und von dessen Glassorte ab. Bei dem verwendeten Prisma handelt es sich um ein Schwerflintprisma SF2 von 205mm Durchmesser und 5° brechendem Winkel.

Im Brennpunkt des Spiegelobjektivs befindet sich, wie bei der Sternspuraufnahme, eine Fotoemulsion: KODAK TP (für die schwarz-weiß Spektren) sowie KODAK Elite 200 (für die Farbspektren) in der Kleinbildkamera. Bei der Durchführung der Beobachtung wurde zuerst der Stern mit Hilfe des Suchfernrohrs aufgesucht. In der Kamera kann man dann bereits den in seine Spektralfarben zerlegten Stern erkennen. Das Sternspektrum ist zunächst als sehr schmales Band sichtbar, deshalb ist eine Verbreiterung notwendig. Zur Kontrolle dieser Verbreiterung wird ein Leitrohr benötigt. Dieses ist ein Refraktor 63/840 von Zeiss (Schulfernrohr) mit einem 16mm Okular, welches einen Netzkreuzeneinsatz besitzt. Das Leitrohr ist gegenüber dem Aufnahmeinstrument um etwa 5° geneigt, damit man auch im Leitrohr den gleichen Stern, dessen Licht in die Aufnahmeoptik fällt, sehen kann.

Zur Verbreiterung des Spektrums wird eine Pendeltechnik verwendet. Der Stern wird genau so eingestellt, daß er sich auf einem Schnittpunkt des Netzkreuzes befindet. Nun pendelt man immer zwischen einem bestimmten Abstand (hier ein ¼-Karo) hin und her. So erhält man ein breiteres Spektrum, auf dem dann auch Spektrallinien sichtbar sind.

Um alle Spektralbereiche eines Spektrums ausreichend zu belichten, sind oft mehrere Belichtungen (unterschiedliche Anzahl der Pendelbewegungen) erforderlich. Deshalb wurden sowohl bei Kastor als auch bei Pollux unterschiedlich lang belichtete Aufnahmen direkt nacheinander aufgenommen.

### **3. Beobachtungsergebnisse und Diskussion**

Entsprechend der Reihenfolge der in Punkt 2 beschriebenen Beobachtungsmethoden werden nachfolgend die erzielten Beobachtungsergebnisse vorgestellt.

#### **3.1 Visuelle Beobachtungen ohne Fernrohr**

Am 11. 01. 2003 gegen 20.00 Uhr wurde das Sternbild Zwillinge mit Hilfe einer Sternkarte am Osthimmel aufgesucht und Kastor und Pollux identifiziert.

Das erste Beobachtungsergebnis kann aus dem augenscheinlichen Farbeindruck abgeleitet werden:

- Kastor sieht nahezu weiß aus, während Pollux eher als ein rötlich-gelber Stern erscheint.

Das zweite Ergebnis bezieht sich auf die Helligkeit:

- Die beiden Sterne scheinen ungefähr gleich hell zu sein. Eventuell ist Pollux etwas heller.

Selbst wenn die zwei Sterne gleich hell wirken, muß das nicht heißen, daß sie in Wirklichkeit auch die gleiche Helligkeit besitzen. Andererseits erkennt man Sterne, die wirklich gleich hell sind, möglicherweise nicht als solche, weil sie entwe-



der unterschiedlich weit von der Erde entfernt sind oder eine andere Leuchtkraft besitzen.

Die Helligkeit ist in der Astronomie ein Maß für den von einem Himmelskörper empfangenen Strahlungsstrom (Intensität). Man unterscheidet die absolute von der scheinbaren Helligkeit. Die scheinbare Helligkeit wird als eine physikalische Größe mit  $m$  (von lat. *magnitudo* „Größe“) bezeichnet und in Größenklassen (Größen) gemessen. Ursprünglich gab es nur 6 Klassen.

Die hellsten Sterne wurden zur Größenklasse 1, die gerade noch mit bloßem Auge sichtbaren zur 6. Größenklasse gezählt. Seitdem man mit optischen Geräten schwächere Sterne sehen kann, wurden immer mehr Klassen (von 6 aufwärts bis ca. 20) unterschieden. Unter Hinzurechnung der hellen Planeten, des Mondes und der Sonne sind auch negative Größenklassen möglich.

Die absolute Helligkeit eines Sternes ergibt sich, wenn man alle Sterne aus 10 pc (Parsek) Entfernung betrachten würde. Das Parsek ist in der Astronomie eine Maßeinheit für die Entfernung (wie z.B. auch das Lichtjahr,  $1 \text{ pc} = 3,26 \text{ Lichtjahre}$ ) und setzt sich aus den zwei Wörtern Parallaxe = (griech. „Abweichung“) und Sekunde zusammen [7].

Die absolute Helligkeit ist ein Maß für die Leuchtkraft (Strahlungsleistung) eines Sternes und sie ist nicht abhängig von der Entfernung (wie die scheinbare Helligkeit) des Sternes. Auch sie wird in Größenklassen angegeben, aber mit  $M$  bezeichnet.

Kennt man die scheinbare Helligkeit und die Entfernung, so läßt sich daraus die absolute Helligkeit berechnen. Die Intensität einer Strahlungsquelle ist umgekehrt proportional zu dem Quadrat ihrer Entfernung. Ist also  $I$  die wirkliche Strahlungsintensität eines Sternes, der in der Entfernung  $r$  (in pc) steht, und ist  $I_{10}$  die Intensität, die seine Strahlung in einer Entfernung von 10 pc hätte, so gilt:

$$I / I_{10} = 10^2 / r^2 \quad .$$

Für die Differenz von scheinbarer und absoluter Helligkeit gilt daher:

$$m - M = - 2,5 \times \log I / I_{10} \quad [8]$$

Aus der Literatur [9] lassen sich folgende Daten für die scheinbare Helligkeit der beiden Sterne Kastor und Pollux entnehmen:

Pollux	1, <sup>m</sup> 15
Kastor	1, <sup>m</sup> 56

Pollux besitzt demnach eine etwas größere scheinbare Helligkeit als Kastor.

### 3.2 Visuelle Beobachtungen mit Fernrohr

Am 11.01.2003 gegen 20.30 Uhr wurden die beiden „Zwillingssterne“ mit dem in 2.2 beschriebenen Teleskop beobachtet. Dabei zeigte sich der unterschiedliche Farbeindruck von Kastor (weiß) und Pollux (gelb- rötlich) ausgeprägter als mit bloßen Auge.

Eine zweite interessante Beobachtung war, daß mit zunehmender Vergrößerung beim Kastor, anstatt des einen Sternes, zwei etwa gleich helle Sterne erkannt

werden konnten, während Pollux bei jeder Vergrößerung nur als ein Stern sichtbar war. Der am Fernrohr bei verschiedenen Vergrößerungen erhaltene Beobachtungseindruck ist in der nächsten Seite dargestellten Tabelle 2 ersichtlich.

Tab. 2: Beobachtung von Kastor und Pollux bei verschiedenen Vergrößerungen

Stern	V = 45	V = 72	V = 112,5	V = 180	V = 300
Kastor	○	○	○○	○○	○○
Pollux	⊙	⊙	⊙	⊙	⊙

Während der Beobachtung wurde folgendes deutlich:

Kastor ist unter diesen Beobachtungsbedingungen als Doppelstern sichtbar (in Wirklichkeit aber ein Mehrfachsternsystem, d.h. ein Dreifachsystem, wobei jede Komponente nochmals doppelt ist) [10].

Bei den Doppelsternen unterscheidet man optische und physische Doppelsterne. Als optische Doppelsterne werden zwei Sterne bezeichnet, die von der Erde aus sehr nahe beieinander stehen, während sie tatsächlich eine ganz verschiedene Entfernung zur Erde besitzen und somit räumlich weit voneinander getrennt sind. Physische Doppelsterne sind Sterne, die einen geringen räumlichen Abstand haben und die sich demzufolge stark anziehen. Sie bilden eine physische Einheit und bewegen sich um den Schwerpunkt des von ihnen gebildeten Systems.

Die Hauptkomponente (Hauptstern) wird mit A bezeichnet, also der Stern, der massereicher oder heller ist. Die Komponente, die masseärmer oder lichtschwächer ist, wird Begleiter oder B-Komponente genannt. Wenn ein physisches System aus mehr als zwei Sternen besteht, nennt man es Mehrfachsternsystem. Nur bei den physischen Doppelsternen lassen sich zuverlässige Daten von Masse, Durchmesser und Dichte ermitteln, deshalb sind sie astrophysikalisch wichtig.

Man unterteilt die physischen Doppelsterne nach der Möglichkeit ihrer Beobachtung in vier Gruppen: die visuellen, spektroskopischen, photometrischen und astrometrischen Doppelsterne. Visuelle Doppelsterne sind solche, die man mit optischen Hilfsmitteln getrennt wahrnehmen kann. Wobei es oft schwierig bzw. erst nach Jahren zu entscheiden ist, ob es sich um einen optischen oder physischen Doppelstern handelt.

Bei spektroskopischen Doppelsternen sind die beiden Komponenten so eng zusammen, daß man sie optisch nicht mehr trennen kann. Sie sind nur daran zu erkennen, daß sich ihre Spektren überlagern und die Spektrallinien periodisch verschieben. Es handelt sich um photometrische Doppelsterne, wenn zeitweilig die eine Komponente die andere verdeckt und es dadurch zu Helligkeitsänderungen kommt. Der Nachweis von Doppelsternen läßt sich bei ihnen durch photometrische Methoden bestimmen. Bei den astrometrischen Doppelsternen schließt man aus periodischen Positionsänderungen des Sternes auf die Existenz eines unsichtbaren Begleiters [11].

Die beiden Hauptkomponenten des Kastor besitzen einen Winkelabstand von  $2''$ . Bei dem beschriebenen Auflösungsvermögen des Fernrohrs von  $0,64''$  sind sie also ohne weiteres zu trennen [12].

#### Literatur:

- [1] Weigert, A.; Zimmermann, H.: Brockhaus ABC Astronomie  
VEB F.A. Brockhaus Verlag, Leipzig 1977, S.413]
- [2] Lindner, K.: Der Sternhimmel. Urania- Verlag, Leipzig, Jena und Berlin 1975
- [3] Lindner, K.: Astronomie selbst erlebt. Urania- Verlag, Leipzig, Jena und Berlin 1973
- [4] Weigert, A. und Zimmermann, H.: Brockhaus ABC Astronomie  
VEB F.A. Brockhaus Verlag, Leipzig 1977, S. 106]
- [5] Weigert, A. und Zimmermann, H.: Brockhaus ABC Astronomie.  
VEB F.A. Brockhaus Verlag, Leipzig 1977, S. 388]
- [6] Lindner, K.: Astronomie selbst erlebt. Urania- Verlag, Leipzig, Jena und Berlin 1973, S. 134
- [7] Lindner, K.: Der Sternhimmel. Urania- Verlag, Leipzig und Jena und Berlin 2. Auflage 1975, S. 26]
- [8] Weigert, A. und Zimmermann, H.: Brockhaus ABC Astronomie. VEB F.A. Brockhaus Verlag, Leipzig 1977, S. 124 f.]
- [9] ebenda S. 293 und 50]
- [10] Sanford, J.: Der neue Kosmos-Sternatlas. Franckh- Kosmos Verlags-GmbH & Co., Stuttgart 1990, S. 97
- [11] Weigert, A. und Zimmermann, H.: Brockhaus ABC Astronomie.  
VEB F.A. Brockhaus Verlag, Leipzig 1977, S. 58 ff.]
- [12] Sanford, J.: Der neue Kosmos-Sternatlas. Franckh- Kosmos Verlags-GmbH & Co., Stuttgart 1990, S. 97]

(Beitrag wird in RB 27 (April 2004) fortgesetzt

# Entwicklung eines Spektralapparates zur Beobachtung und Analyse von Sternspektren

(Facharbeit aus dem Fach Physik/Informatik von Achim Mester, Köln)

## 1. Einleitung

Die Spektroskopie ist in der Astronomie ein Thema an dem sich die Geister scheiden. Von vielen Amateurastronomen hört man Vorurteile, wie „hat doch nichts mit Astronomie zu tun“. Es gibt aber natürlich auch die Anderen, die Faszination teilen oder zumindest nachvollziehen können.

Dieses Verhalten hat wohl seine Gründe. Spektroskopie bedeutet meist die Distanzierung von der intuitiven Faszination, die von den Himmelsgestirnen ausgeht. Wenn man in einer klaren Nacht beim Anblick der Milchstraße in Träumen schwelgt, so geht diese Atmosphäre beim differenzierten Betrachten einzelner Spektren verloren. Im Gegensatz zur „normalen“ Himmelsbeobachtung bietet es sich nicht unbedingt an, spontan in den Himmel zu gucken und das Spektrum des einen oder anderen Objekts zu betrachten. Nach den ersten Versuche mit seinem Spektrographen will man ein bestimmtes Objekt ganz genau untersuchen.

Um in die ganz andere Faszination von Sternspektren zu erkennen, benötigt man wissenschaftliches Interesse. Erst wenn man ein Gefühl für die Verbindung zwischen Merkmalen eines Spektrum und den physikalischen und chemischen Prozessen auf einem so unbegreiflich weit entfernten Objekt – von dem wir nicht mehr als ein unaufgelöstes Beugungsscheibchen sehen – bekommt, ergreift einen diese Faszination.

Auf einmal geht von einem Stern, von denen es so viele zu geben scheint und die man schon so oft gesehen hat eine Individualität aus. Die einen sind alt und kalt, andere „gerade“ erst entstanden. Manche sind gar nicht einzelne Sterne, sondern zeigen in Ihren Spektren, daß es Doppelsternsysteme sind. Mit dem Dopplereffekt läßt sich dann sogar die Rotationsgeschwindigkeit bestimmen.

In dieser Arbeit soll diese Faszination durch ein besonders konzipiertes Spektroskop vermittelt werden. Mein Ziel ist es, einen Spektralapparat zu entwickeln, mit dem es zum einen für jedermann möglich ist, spontan innerhalb weniger Sekunden einen Stern, oder ein anderes Objekt zu finden und sich, sei es visuell oder photographisch, ein „Bild“ von ihm zu machen. Es soll dabei möglich sein, trotz (gerade mit) all der Technik, eben die oben beschriebene Atmosphäre aufrecht zu erhalten. Auf der anderen Seite soll aber auch eine möglichst professionelle Weiterführung dieser Analyse möglich sein.

## 2 Theorie und Technik

Um einen Spektrographen zu verstehen, bedarf es gewisser physikalischer Vorkenntnisse. Der Aufbau meines Spektralapparates besteht aus mehreren Komponenten, die ganz verschiedene Aufgaben übernehmen und ein sinnvolle Kombination ergeben sollen. Um die Wahl dieser Bausteine und deren Funktionsweise zu veranschaulichen, werden diese im Folgenden beschrieben und erklärt.



## 2.1 Transmissionsgitter

Um Licht wellenlängenabhängig zu trennen gibt es zwei physikalisch sehr verschiedene Methoden. Die eine, eher klassische Methode, ist die wellenlängenabhängige Brechung (Dispersion) des Lichts. Um dies zu erreichen, wird ein Prisma in den parallelen Strahlengang der zu beobachtenden Lichtquelle gesetzt. Kurzwelliges Licht wird vom Prisma stärker, langwelliges Licht schwächer gebrochen. Hinter dem Prisma ist daher das Spektrum des Lichtbündels zu sehen. Leider erfolgt diese Brechung nicht linear, d.h., daß gleiche Abstände im so gewonnenen Spektrum nicht gleichen Wellenlängenabständen entsprechen. Aus diesem Grund wird zum einen die Analyse der Spektren erschwert und zum anderen sind Spektrallinien sehr kurzer Wellenlängen im Spektrum nicht mehr trennbar. Je nach Verwendungszweck kann es auch von Bedeutung sein, daß das Glas, aus dem das Prisma besteht, Photonen bestimmter Wellenlängen, z.B. UV-Strahlung, absorbiert.

Die andere Möglichkeit, Licht wellenlängenabhängig zu zerlegen, ist Beugung am

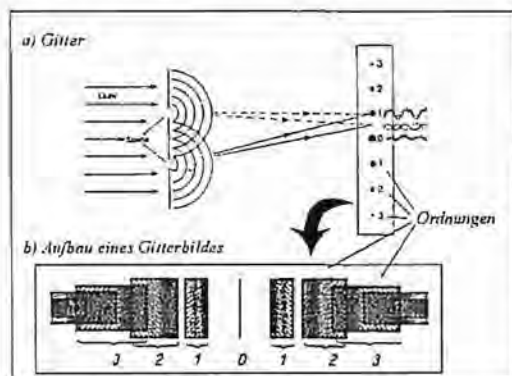


Abb. 1: Zerlegung von Licht durch ein optisches Gitter

Intensität mit der Höhe der Ordnung abnimmt. Innerhalb dieser Ordnungen ist bei einem Strichgitter eine Feinstruktur zu erkennen. Sie besteht aus vielen, sehr feinen Nebenmaxima, die auf Interferenzeffekten der von den einzelnen Spalten gebeugten Lichtwellen beruht.

Auf diese Weise entsteht in jeder Ordnung eine Art „Stapel“ aus Nebenmaxima, eine für jede aufgelöste Wellenlänge. Die Ablenkung ( $\varphi$ ) läßt sich für jede Wellenlänge genau berechnen.

$$\sin \varphi = \frac{z\lambda}{a} - \sin \alpha$$

$\varphi$  = Ablenkungswinkel  
 $\alpha$  = Einfallswinkel (hier  $0^\circ$ )  
 $z$  = Ordnung  
 $\lambda$  = Wellenlänge  
 $a$  = Gitterkonstante des Gitters

Bei der Beobachtung einer monochromatischen Lichtquelle würde „nur“ ein Strichmuster entstehen. Der Nachteil bei der Verwendung eines Gitters zur Zerlegung des Lichtes besteht darin, das durch destruktive Interferenz und Verteilung des Lichtes auf mehrere Ordnungen im Vergleich zum Prisma viel Licht verloren geht. Um dem entgegenzuwirken, wurden sog. „Blaze“-Gitter entwickelt. Bei einem solchen Gitter sehen die Spalte wie kleine Prismen aus und lenken so den größten Teil des Lichts in einem bestimmten Winkel auf eine ausgesuchte Ordnung.



Wie man sich vorstellen kann, erfordert diese Technik ein kompliziertes und sehr präzises Herstellungsverfahren. Früher wurden Gitter durch Einritzen von sehr feinen Furchen mit einem Diamanten in ein Glas oder Metall hergestellt. Dies erforderte ein Höchstmaß an Präzision (z.B. bei der Führung des Diamanten, bei thermischen Veränderungen der Diamantspitze und des Mediums, uvm.), wobei sich Fehler nicht vermeiden lassen. Ein Beispiel für ein so hergestelltes Gitter ist das Rowland-Gitter. Heutzutage sind die meisten Gitter „holographische“ Gitter. Mit der Entwicklung des LASER wurde es möglich, Hologramme herzustellen. Diese Hologramme lassen die Herstellung von „normalen“ Gittern sowie von Gittern mit speziellen Spaltenformen (Blaze, Echelette) oder das Einarbeiten eines Gitters in eine Linse und vieles mehr zu. Die so produzierten Gitter sind nicht nur kostengünstiger und somit für Amateurastronomen erschwinglich, sondern auch qualitativ hochwertiger.

Ein weiterer Begriff, der im Zusammenhang mit Beugungsgittern auftaucht ist das „Auflösungsvermögen“. Mit dem Auflösungsvermögen wird beschrieben, welche Nebenmaxima verschiedener Wellenlängen noch deutlich voneinander trennbar sind. Je kleiner der Wellenlängenunterschied zwischen zwei Nebenmaxima ist, um so größer ist die spektrale Auflösung.

Diese spektrale Auflösung hängt von der Anzahl der interferierenden Wellenzüge (N) und von der beobachteten Ordnung des Gitters (z) ab.

$$A = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} = zN$$

A = Auflösungsvermögen  
 $\lambda$  = Wellenlänge  
 $\Delta\lambda$  = kleinster trennbarer Wellenlängenunterschied

Die mir zur Verfügung stehenden Gitter sind ein Blaze-Gitter der Firma Baader Planetarium und die Kopie eines Rowland-Gitters der Firma Leybold mit folgenden Eigenschaften:

	Baader - Blaze-Gitter	Leybold - Kopie eines Rowland-Gitter
Striche pro mm [ $\text{mm}^{-1}$ ]	207	570
Gitterkonstante (a) [mm]	$4,8309 \times 10^{-3}$	$1,7544 \times 10^{-3}$
Ablenkung / Länge des Spektrums ( $480\text{nm} < \lambda < 680\text{nm}$ )	$5,6929^\circ - 8,0919^\circ / 2,399^\circ$	$15,8785^\circ - 22,8051^\circ / 6,9266^\circ$
optimierte Ordnung	erste	keine

## 2.2 CCD – Charge-Coupled Device

„CCD“ ist eine in der professionellen Astronomie schon länger bekannte und angewendete Technik, die seit einigen Jahren auch im Amateurbereich Akzeptanz gefunden hat und neuerdings in abgewandelter Form die Fotoindustrie erobert. CCD steht für „Charge-Coupled Device“. Wie sich aus dem Namen ableiten lässt, hat das Prinzip im Wesentlichen etwas mit Ladung (charge) zu tun. Die Chips bestehen aus einem viereckigen Feld aus speziellen photosensitiven Pixeln. Diese Pixel haben folgende Struktur:

Sie bestehen hauptsächlich aus einer Elektrode („Gate“), einer Oxid-, einer „N-Type“- und einer „P-Type-Silizium-Siliziumdioxide“-Schicht. Ein „Licht“-Photon durchbricht das „Gate“ und die weiteren Schichten, bis es in der Si-SiO<sub>2</sub>-Schicht ein Elektron-Loch Paar produziert (Photoelektrischer Effekt). Die negative Kom-

ponente dieses Paares wird von der positiven Elektrode in die „N-Type“-Schicht gezogen und dort festgehalten, während die andere, positive Komponente entfernt wird. Durch eine bestimmte Änderung der an dem Chip anliegenden Spannung werden die Ladungen der belichteten Pixel einer horizontalen Reihe durch vertikale Verschiebung parallel in eine am Rand liegende Transportpixelreihe verschoben und dann durch horizontale Verschiebung Pixel für Pixel (seriell) in eine der Ladung entsprechende Spannung umgewandelt (Abb.2). Dies geschieht, bis alle Ladungen auf diese Weise in ein elektrisches Signal umgewandelt worden sind.

Eine besondere Eigenschaft von CCDs ist, dass nicht nur die Photonen des sichtbaren Lichts den photoelektrischen Effekt in der Si-SiO<sub>2</sub>-Schicht auslösen, sondern im Prinzip auch alle anderen Teilchen, die das Gate durchbrechen und in der Si-SiO<sub>2</sub>-Schicht absorbiert werden. Solche Teilchen fliegen bei jeder Temperatur über dem absoluten Nullpunkt in unserer Umgebung herum (Anzahl Teilchen ~ T), was bedeutet, daß man bei der Arbeit mit diesen Geräten immer mit einer gewissen Fehlerquote rechnen muß. Dieser sogenannte Dunkelstrom („Dark Current“) erfordert die Kühlung von CCD-Kameras - vor allem, wenn diese sehr empfindlich und genau arbeiten müssen, wie es in der Astronomie aufgrund der z.T. sehr schwachen Lichtausbeute der Fall ist.

In derartigen Details unterscheiden sich die verschiedenen Geräte z.T. recht stark in Ihrem Aufbau und der Technik – je nachdem, für welche spezielle Aufgabe der Chip eingesetzt werden soll. Den von mir verwendete Chip, einen KAF0400 von Kodak zeichnen unter anderem folgende Eigenschaften aus:

- Front Illuminated Full-Frame Architecture
- 768(H) x 512(V) Photosensitive Pixels
- 9µm(H) x 9µm(V) Pixel Size
- 6.91mm(H) x 4.6mm(V) Photosensitive Area
- 8.4mm(H) x 5.5mm(V) Chip Size
- Single Readout Register
- 2 Phase Buried Channel Processing
- Low Dark Current (<10pA/cm<sup>2</sup> @ T=25°C)

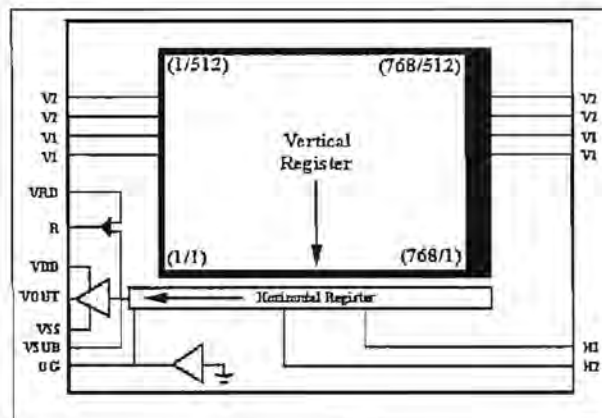


Abb. 2 Aufbau des KAF 0400

Die interessantesten Begriffe will ich kurz erklären. „Front Illuminated“ bedeutet, daß die photosensitive Si-SiO<sub>2</sub>-Schicht durch das sog. „Gate“ vor bestimmten störenden Photonen geschützt wird und der Chip auch bei höheren Temperaturen (-20°C) schon gute Ergebnisse liefert.

Ein negativer, aber bei meiner Verwendung tolerierbarer Nebeneffekt dieser Technik ist, daß dieses Gitter aus Elektroden, ähnlich wie bei ein optisches Gitter, ein leichtes Interferenzmuster in der Empfindlichkeitskurve (QE) verursacht und Photonen abgeblockt werden (Abb.3). „Full Frame“ besagt, daß der Chip komplett mit Ausleseregistern und Ausgabeverstärker versehen ist, so daß sie von den Photonen hervorgerufene Ladung direkt als Spannung vom CCD-Chip abgegriffen werden kann.

Ein weiteres spezielles Merkmal wird mit „2 Phase Buried Channel Processing“ beschrieben und sagt etwas über den Aufbau des KAF400 Chips aus. Ein Pixel besteht hier immer aus zwei Elektroden, damit die Ladungen dann durch spezielle Umpolung der an den Elektroden anliegenden Spannung zur Seite transportiert werden können. Die Schicht in der die produzierten Ladungen gespeichert werden, ist im Inneren eines Pixels, also unter dem Gate „vergraben“ (eng. „buried“).

Die Quanteneffizienz (QE) des KAF0400 ist etwa 80mal so hoch, wie die eines hochempfindlichen Film.

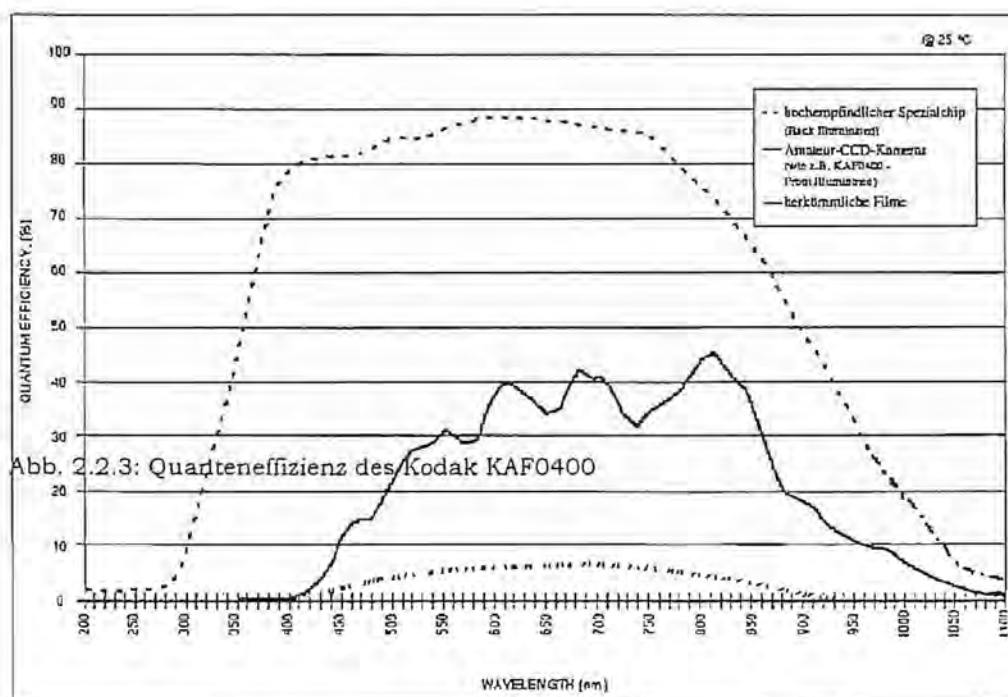


Abb. 2.2.3: Quanteneffizienz des Kodak KAF0400

Abb. 3: Quanteneffizienz des Kodak KAF0400

### 2.3 Schmidt-Cassegrain Teleskop

Das Schmidt-Cassegrain Teleskop stellt die Verknüpfung zweier verschiedener Ideen dar. Ein Cassegrain Teleskop ist die Weiterentwicklung eines Newton-Teleskops (Abb. 4). Statt wie bei der Newton-Bauweise wird das Licht hier nach dem Auftreffen auf den parabolisch geformten Hauptspiegel nicht um  $90^\circ$  zum Okular, sondern stattdessen durch einen konvexen Sekundärspiegel wieder zurück und durch ein Loch in der Mitte des Hauptspiegels an die Rückseite des Teleskops gelenkt.

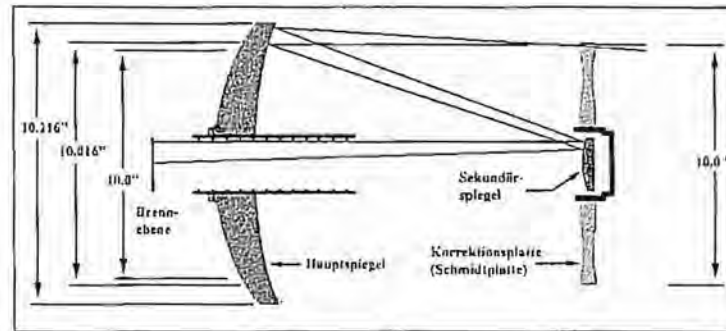


Abb. 4: Schmidt-Cassegrain System des Meade EMC Teleskops

Dadurch ist die Brennweite etwa doppelt so lang, wie bei einem Newton-Teleskop vergleichbaren Ausmaßes, was eine enorme Platzersparnis bedeutet. Außerdem ist es zur Benutzung vorteilhaft, die Fokalebene am hinteren, dem Boden bei Himmelsbeobachtungen näherliegenden Ende zu haben. Aus diesen Gründen sind die meisten großen Teleskope nach diesem Muster gebaut.

Die zweite zum Namen beitragende Komponente ist die sog. Schmidt-Platte (auch Korrektionsplatte genannt) nach dem estischen Optiker Bernard Schmidt (1879-1935). Die asphärische geformte Linse wird vor dem Hauptspiegel montiert. Auf diese Weise wird eine Bildfeldkrümmung, die bei einem Parabolspiegel mit kurzer Brennweite entsteht, korrigiert.

### 2.4 Meade LX200

Zu den etwas professionelleren Amateurteleskopen gibt es mittlerweile computer-gestützte Steuerungsgeräte. Diese werden mit den Achsen oder Motoren eines Teleskops verbunden und können so jede Bewegung des Teleskops messen bzw. bei motorisierten Versionen auch durchführen.

Der von mir verwendete Mikrokontroller von Meade trägt die Bezeichnung „LX200“ und verfügt über die erwähnte Motorisierung. Über eine Steuerbox ist die manuelle Ausrichtung des Teleskops in Rektaszension und Deklination möglich. Alternativ kann man über diese Box auch ein Objekt aus der internen Datenbank auswählen und das Teleskop anweisen, sich auf das gewählte Objekt auszurichten.



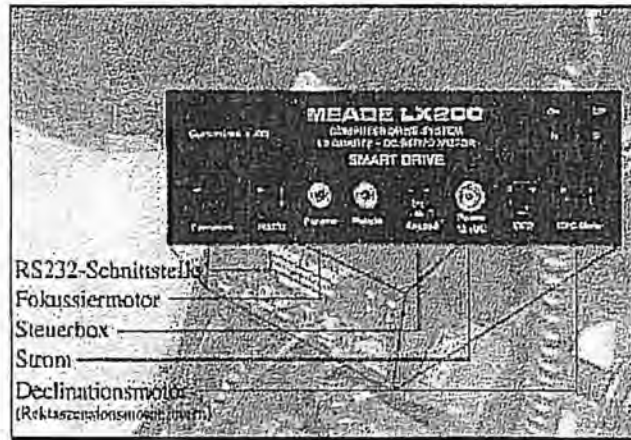


Abb. 2.4.1: Mikrokontroller Meade LX200

Damit dies funktioniert, muß das Gerät auf bestimmte Art und Weise mit Daten gefüttert und aufgestellt werden. Zunächst werden dem Computer notwendige Daten zur Standortbestimmung angegeben (Ich gehe hier nur auf das Verfahren bei der bevorzugten parallaktischen Montierung ein). Wenn der Computer über die Daten zur geographischen Länge, Breite, der Uhrzeit, der Abweichung von der Greenwich-Zeit und der Höhe über NN verfügt, kann das Teleskop aufgebaut werden. Einmal montiert und auf den Himmelspol ausgerichtet, bedarf es lediglich der Bestätigung der Position eines Fixsterns. Dies funktioniert, da sich der Himmel bei parallaktischer Montierung, d.h. bei der Montierung des Teleskops parallel zur Drehachse der Erde, lediglich um eine Achse des Teleskops zu drehen scheint. So ausgerichtet verändern sich die Positionen der „normalen“, sog. Fixsterne, lediglich in der Rektaszensionsachse (Zeitachse) des Teleskops. Gibt man dem System nun die Position eines Fixsterns an, kann dieses die restlichen Positionen ableiten. Richtig ausgerichtet verfügt der Mikrokontroller über die Positionen von insgesamt 64359 Objekten verschiedener Kategorien und kann diese exakt ansteuern.

Das LX200 bietet außerdem die Möglichkeit über die RS232 (serielle) Schnittstelle eines Personalcomputers (PC) gesteuert zu werden. Mit dem mitgelieferten Befehlsatz kann man sämtliche Funktionen des LX200 auch über ein spezielles Kabel von einem handelsüblichen PC mit serieller Schnittstelle ausführen.

Eine Bauanleitung für ein solches Kabel, sowie ein einfacher Softwarecode zur Überprüfung der Funktionen sind im Handbuch des LX200 enthalten. Eine Software, wie ich sie für die effektive Beobachtung von Sternen und Spektren benötige, konnte ich allerdings nirgendwo finden.

(Beitrag wird in RB 27 (April 2004) fortgesetzt)



# Das minimalistische Astro-Spektroskop

(von Dr. Norbert Reinecke, St. Katharinen)

## 1. Erste Überlegungen

Ausgangspunkte meiner Überlegungen, wie Astrospektroskopie amateurmäßig zu betreiben sei, waren:

- Sinnvolle Messungen an Kometen (Molekülbanden) und an möglichst vielen lichtschwachen und interessanten Einzelsternen (z.B. Be-Typ) sollen möglich sein. Folglich wird eine Auflösung von ca. 0,5 nm bei möglichst großer Lichtstärke das Ziel der Arbeit sein. Es wird also ein Gerät mittlerer bis hoher Auflösung ohne die Verluste einer Lichtleitfaser angestrebt. Das Gerät soll für den direkten Anbau an das vorhandene SC-Teleskop (C11) klein und leicht sein.
- Eine praktische Orientierung fand sich im Beitrag von Nick Glumac [1]. Mein Spektrograph sollte hiernach in der Klasse „Compact Research Spectrograph“ (CRS) angesiedelt sein. Dieses spezielle Design erfordert Werkstattarbeiten, die ich selbst nicht leisten kann und darum vermeiden will.
- Ein solches Gerät soll wenig kosten, so dass ein Scheitern des Projektes kein großer Verlust wäre.
- Ganz in diesem Sinne wären möglichst alle Baugruppen, die ein Astrofotograph typischerweise besitzt, kostensparend zu nutzen (SC-Teleskop, Barlow-, Sharpyleysen, Okulare, Klappspiegel, Off-Axis-Guider (OAG), CCD-Kamera etc.).
- Keine dieser o.a. Baugruppen darf irreversibel verändert werden. Nichts hiervon darf für deren eigentliche Verwendung auf Dauer unzugänglich sein. Ansonsten wären die Kosten eines entsprechenden Nachkaufes dem Spektrographenbau zuzuschlagen.
- Es ist naturgemäß kaum zu erwarten, dass sich ein solcher Apparat auf einfache Weise zusammenfügen lässt; gleichwohl sollen die Möglichkeiten einer bescheidenen Bastlerausstattung (Bohrständer, -maschine, Feilen, Säge) möglichst nicht überschritten werden. Bauteile oder Zusatzwerkzeuge sollen Baumarktniveau haben.

## 2. Folgerungen für das Design

*Durchlichtgitter* (z.B. Baader/Rainbow) oder *Objektivprismen* haben den Vorteil der relativ einfachen Integration in ein Teleskop sowie den der Lichtstärke. Die Anforderungen an das spektrale Auflösungsvermögen werden hingegen verfehlt. Damit ist die Auswahl eines *Reflexionsgitters* mit hoher Strichdichte bereits getroffen. Die Folgeüberlegung betrifft nun das konkrete Design. An dieser Stelle erscheint ein Aufbau nach *Littrow* besonders interessant, da Gewicht, Volumen und Kosten wegen des Wegfalls einer zweiten Optik eingespart werden und obendrein die spektrale Gitterauflösung nur im Littrow-typischen Autokollimationsbetrieb maximal ist. Überdies ermöglicht der somit geradlinige Aufbau eine weitgehend direkte Kuppung/Verschraubung der Teile ohne Gehäuse, welches anderenfalls zur Aufnahme eines konventionell gewinkelten Strahlenganges notwendig wäre.

Hauptproblem der Littrow-Anordnung ist jedoch die seitliche Einspiegelung des Teleskopstrahlenganges. Eine unbedingt schlichte Lösung dieses Punktes war zum kritischen Punkt aller Überlegungen geworden: Aufwendige und evtl. teure Sonderanfertigungen einer Einspiegelungszelle kamen nicht infrage. Als konstruktiver

Lösungsansatz bot sich ein vorhandener OAG (Celestron) an, dessen Prismenrichtung und -stellung sich leicht und ohne Beschädigung durch Umbau ändern lässt. Hierbei wird der Teleskopstrahl über ein Verbindungsrohr in den Okularstutzen des OAG (also quasi verkehrt herum) geführt und über das kleine Umlenkprisma in den Hauptstrahlengang des Littrow-Spektrographen eingefädelt.

Als Folgeproblem ergibt sich nun jedoch die Fokussage einer geeigneten Teleoptik: Die relativ große Baulänge des OAG verhindert die Platzierung von CCD-Kamera und Objektiv an den beiden Enden des OAG in der intuitiv naheliegenden Weise: Bajonettseite am OAG, Frontlinse zum Gitter gerichtet. Die Fokussage auf der Bajonettseite würde es (bei gegebener Dimensionierung von OAG und CCD-Kamera) auf keinen Fall gestatten, ein scharfes Bild auf dem CCD-Chip zu entwerfen und gleichzeitig die Bedingung eines parallelen Strahlenbündels auf der Gitterseite zu erfüllen. Die hervorragende Internetpräsentation von Maurice Gavin [2] zeigt die naheliegende Konsequenz: kommerziell erhältliche OAG wurden von Gavin erwogen, dann jedoch aus o.g. Gründen verworfen [3]. Anstelle dessen hat Gavin eine extrem kurze Einspiegelungszelle angefertigt, eine Lösung, die für mein Projekt nicht infrage kommen soll. Dreht man die Teleoptik jedoch um, so erhält man einen der angegebenen Objektivbrennweite entsprechend großen Spielraum zur Platzierung der optischen Elemente. Man hat die Wahl zwischen Zoom- und Normalobjektiven. Eine direkte Folge ist jedoch der kleinere Austrittsquerschnitt auf der Gitterseite, so dass entsprechend kleine Gitter (Kantenlänge ca. 30mm) eingesetzt werden können. Dieser Umstand erwies sich bei den weiteren Überlegungen zur Gitterzelle keineswegs als nachteilig, sondern vielmehr als praktisch und kostensparend. Der Verlust an Auflösungsvermögen durch die Verwendung von 30mm Gittern anstelle von z.B. 50mm Gittern erwies sich bei späteren Messungen als nicht ausschlaggebend für die Apparatfunktion.

Der gewollte Verzicht auf ein Spektrographengehäuse mit entsprechenden Halterungen bedingt ein weiteres Folgeproblem: Die Halterung sowie die reproduzierbare Verkippung des Gitters an der Bajonettseite des Teleobjektives. Hierzu wurde ein zum Bajonett passender C-Mount-Adapter zerlegt, angebohrt und ein Gitterhalter aus zwei Aluminiumstreifen (Baumarkt) angeschraubt. Der sich somit ergebende Abstand der Alustreifen erlaubt die Einpassung eines Gitterkörpers mit genau 30mm Kantenlänge. Der Verkippungsmechanismus kann auf einfachste Weise mittels einer Schraube, einer angefeilten Schraubenmutter, einer Büroklammer und einem Drehknopf (Elektronik-Bastelladen) bewerkstelligt werden. Zur Herstellung der Lichtdichtheit wird ein dunkler Stoffsack über die Gitterzelle gestülpt. Weiterhin erweisen sich die Madenschrauben des OAG als nicht ausreichend belastbar für die Kräfteinleitungen im praktischen Betrieb. Eine kleine Holzkonstruktion zur sicheren Verspannung des OAG muss gebaut werden (Abb. 1).

Schließlich sollte nicht auf die Vorteile von Eichspektren verzichtet werden, um die jeweilige lineare Dispersion sowie den tatsächlichen Spektralbereich der Messung zu bestimmen. Im Fall eines spaltlosen Betriebes ist die unbestimmte Lage des Sterns im Gesichtsfeld mitbestimmend für die Lage seines Spektrums auf dem CCD-Chip. Die Spiegeljustage mittels Gewindetrieb sowie die aktuelle Stellung des OAG-Umlenkprismas sind wesentliche Glieder einer Fehlerkette, die nur durch eine jeweils aktuelle Messung beseitigt werden können. Spaltlose Spektrographen haben jedoch per definitionem keinen Spalt, der bei Beleuchtung mit einer Eichlampe als Linie abgebildet werden würde. Die Lösung gestaltet sich in Abwandlung eines Vorschlages von Gavin extrem einfach: In die gemeinsame Fokalebene von Littrow-Spektrograph und Teleskop wird eine dünne Nähnadel mit kleinem Krümmungsradius quer in den Verbindungstube geführt und von oben durch einen eingesägten

Spalt mit Ne/Hg-Lämpchen beleuchtet. Somit wird der extrem schmale seitliche Reflex der Nadel analog zu einem beleuchteten Spalt im Gesichtsfeld der CCD-Kamera scharf abgebildet. Für eine geeichte Aufnahme wird der Stern in einem Okular des vorgeschalteten Klappspiegels grob eingestellt, um dann das Spektrum des Sterns im empfindlichsten Binning-mode der Kamera in einer möglichst schnellen Serie aufzunehmen. Währenddessen wird der Deklinationstrieb des Teleskops in kleinen Schritten bewegt, bis das Sternenspektrum plötzlich verschwindet: Der Fokus des Sterns ist nun von der Nadel verdeckt. Tritt das Spektrum in einer bestimmten Bewegungsrichtung der Dec-Achse wieder zutage, so ist die Position erreicht, in der der Nadelreflex sowie der Fokus des Sternenlichtes nahezu zusammenfallen und eine Eichaufnahme ziemlich genau mit den folgenden Spektralaufnahmen des Sternes korrespondiert. Dieses Verfahren klingt kompliziert, ist jedoch schnell geübt und ergibt eine sehr hilfreiche Eichung sowie die Bestimmung der linearen Dispersion. Für mich jedenfalls ein wahrer Segen bei der immer wiederkehrenden Frage: „Wo genau bin ich hier auf der nm-Achse?“

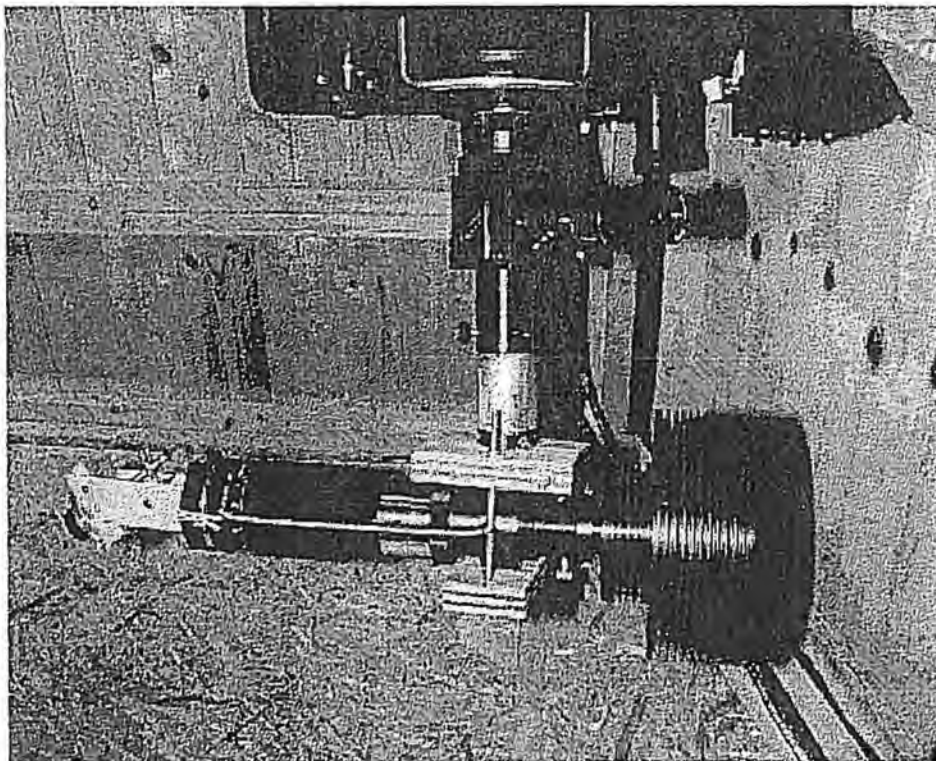


Abb. 1: Gesamtansicht des Littrow Spektroskops unter Verwendung eines langen Zoomobjektives (80-200mm), eines Off-Axis-Guiders, der CCD-Kamera, eines Klappspiegels und einer Sharpley-Linse am C11

### 3. Der Littrow Spektrograph

#### 3.1. Gesamtgerät

Nach den o.a. Vorüberlegungen ließ sich ein solcher Apparat in relativ kurzer Zeit zusammenfügen. Es wurden keine Spezialteile und -werkzeuge verwendet. Lediglich das Gitter wurde als hochwertiges Teil gekauft<sup>1</sup>.

<sup>1</sup> 30x30mm Gitter mit 1200l/mm, geblazed auf 500 nm, Bezugsquelle: Pörschke GmbH, Preis: 151Euro ohne MwSt.



Der Littrow-Spektrograph ist wiederholt schnell zerlegbar und kann ebenso schnell aufgebaut werden. Er liefert stabile Ergebnisse, eine Kalibrierung der Apparatedaten ist jederzeit möglich. Zur Anfangsjustage nach Zusammenbau muss an einem hellen Stern per Okular der Strahlengang ausgerichtet werden. Er wird durch eine Sharpley-Linse (6.3) und einen Klappspiegel geführt und wird sodann im Verbindungsrohr auf eine querliegende Nähnadel fokussiert. Genau hier muss die Fokalebene des Teleobjektives liegen. Äquidistant wird die CCD-Kamera von oben aufgesteckt.

Die mechanische Verbindung zwischen OAG und Objektiv wird durch die Steckhülse eines 2" Okulars hergestellt, die zu meiner Überraschung mit der Überwurfmutter jedes Schmidt-Cassegrain OAG verschraubbar ist. Diese Hülse liegt in der Objektivfassung bündig passend auf und wird mit zwei seitlichen Spiralfedern fest angedrückt. Will man mit kürzeren Brennweiten arbeiten, so lässt man die Hülse weg, setzt den Flansch des OAG an deren Stelle direkt in das Objektiv und kürzt die Federn. Am unteren Ende des Objektivs wird schließlich die Gitterzelle mittels eines zum Objektiv passenden C-Mount-Bajonettes eingerastet. Die mechanische Schwäche des OAG wird durch eine simple Holzklemmung kompensiert.

### 3.2. Photooptik

Als Littrow-Optik wird ein Objektiv mit fester Brennweite (z.B. 135mm) oder ein Zoomobjektiv mit 52 mm Durchmesser verwendet. Letzteres hat den Vorteil, dass die Brennweite problemlos den gegebenen Abständen angepasst werden kann. Durch den „umgekehrten“ Einbau des Objektivs ergibt sich ausreichend Platz für die Strahlführungen zur CCD-Kamera sowie für eine beleuchtete Nadel oder wahlweise einen Spalt im Verbindungsrohr. Die F-Zahl der Littrow-Optik (4,5) ist der des Teleskops (6,3) ungefähr angepasst. Ein Austausch der Objektive gestaltet sich extrem einfach und ermöglicht entsprechend verschiedene, der Messaufgabe angepasste Dispersionen, da kein Gehäuse die Baulänge der Optik begrenzt.

### 3.3. Die Gitterzelle (vergl. Abb.2)

Von einem C-Mount wird nur der Bajonettteil verwendet, zwei Bohrungen ermöglichen die Anbringung zweier schräg zugesägter Alubleche. Ein dickes Holzteil wird mit 6mm durchbohrt und dient als Führung einer 6mm Schraube. Diese wird von einer 15-Gang-Feinstellskala bewegt und bewirkt letztlich eine Drehbewegung des mit Filzstreifen leicht geklemmten Gitterkörpers.

Wesentliches Verbindungselement ist eine 6mm-Schraubenmutter die durch Herunterfeilen zweier gegenüber liegender Schlüsselflächen mittig jeweils einen 1mm hohen Steg in Achsrichtung bekommen. In diese Stege wird nun mittig jeweils eine Nut eingefeilt.

In diesen Nuten gleiten nun die Drähte einer auseinander gebogenen kleinen Büroklammer, die hälftig auf der Rückseite des Gitterkörpers aufgeklebt ist. Aus der Mutter ist nun ein Schiebe- und Drehglied geworden. Es ergibt sich eine halbwegs reproduzierbare Gitterdrehung mit minimalem Aufwand im Sinne der Ziff.1.

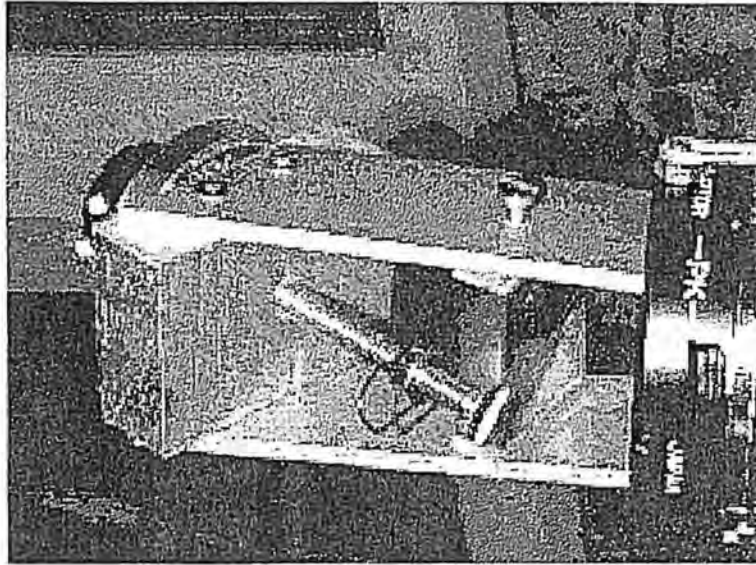


Abb. 2: Gitter mit Büroklammer

### 3.4 Kalibrierung (vergl. Abb. 3)

Das Verbindungsrohr zwischen Klappspiegel und OAG enthält eine mittig durchgeführte Nähnaedel als „Reflexionsspalt“, dessen Spaltbild sich dem Sternenspektrum überlagern kann. Die Beleuchtung der Nadel erfolgt von oben durch eine 1 mm breite Einsägung in das Rohr. Bei richtiger Ausrichtung des Teleskops liegt der Fokus des Sterns exakt neben der seitlich reflektierenden Stelle der Nadel, so dass beide Strahlen aus der Sicht des Gitters aus nahezu derselben Richtung kommen und somit eine Eichung stattfinden kann. Die Breite des Reflexes beträgt ca. 3 Pixel der ST-6 entsprechend 4 Angström. Der Durchmesser der Nadel (0,75 mm) entspräche ca. 4 nm im Spektrum. Die Reflexion erfolgt wegen der starken Krümmung der Nadel und deren Entfernung zur Rohrwandung nur aus einem Zehntel des Raumwinkels, unter dem die Nadel gesehen wird. Das Rohr ist mit Velours zur Reflexminderung ausgekleidet. Anstelle der Nadel kann für ausgedehnte Himmelsobjekte ein Spalt an derselben Stelle eingesetzt werden. Dieser Spalt wurde aus einem abgesägten und durchbohrten Besenstiel mit aufgeklebten Teppichmesserschneiden gebaut. Astrospektren wurden hiermit noch nicht versucht.

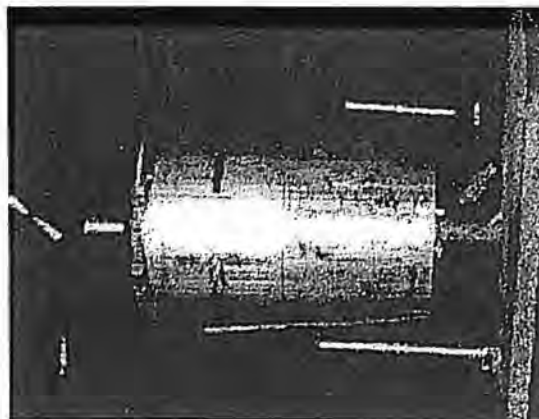


Abb. 3: Tubus mit Nähnaedel



### 3. Vorläufige Ergebnisse

Um die Leistungsfähigkeit des Apparates zu beurteilen, wurde nach dem Muster von Glumac (Seite 106) vorgegangen und ein Neon-Doublett bei 533nm mit einem Spalt aufgenommen. Ein Ausschnitt wird in Abb. 4 gezeigt. Der Abstand von 10,3 Angström wird gut gezeichnet, die Nulllinie wird sicher erreicht, die Linien werden einigermaßen symmetrisch wiedergegeben. Dieses Ergebnis erscheint deutlich besser als das des o.a. Referenzgerätes (CRS). Die FWHM von 3 Pixeln entspricht einer Spaltbreite von etwa 70 $\mu$ m bei einem Abbildungsverhältnis der Littrow-Optik von 1:1.

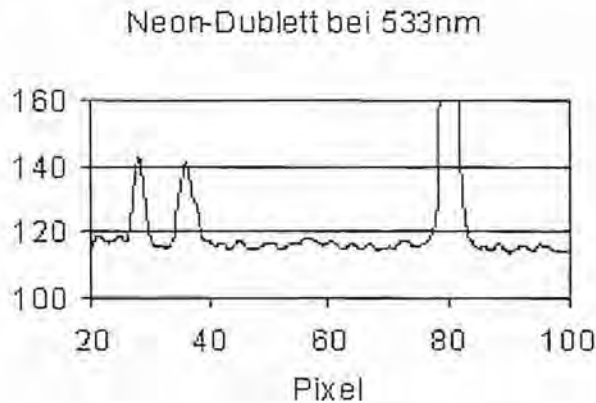


Abb. 4: Auflösungsvermögen im Spaltbetrieb

Die Dispersion beträgt 0,13 nm/Pixel oder 5,3 nm/mm. Die Pixelgröße der ST-6 beträgt 23 x 29  $\mu$ m. Damit kann die erhoffte Systemauflösung von 0,5 nm unter Berücksichtigung des Nyquist-Theorems mindestens als erreicht gelten. Das entspricht mindestens  $R = 1200$  oder sogar 2300 bei 600 nm. Dieses mittels „Nadelspalt“ geeichte Spektrum der  $H\alpha$ -Emissionslinie (Abb.5) wurde mit je 3 Sekunden Belichtungsdauer des Neon- und des Sternspektrums im empfindlichen Binningmode kurz hintereinander gewonnen. Die Anhebung bei 662nm im Neonspektrum wird durch einen internen Optikreflex erzeugt. Eich- und Sternspektren lassen sich getrennt durch sukzessives Schließen der beiden Kanäle gewinnen wie in Abb.5 gezeigt. Ebenso lassen sich beide Kanäle zeitgleich und überlagert darstellen, falls die Intensitäten nicht sehr unterschiedlich sind.

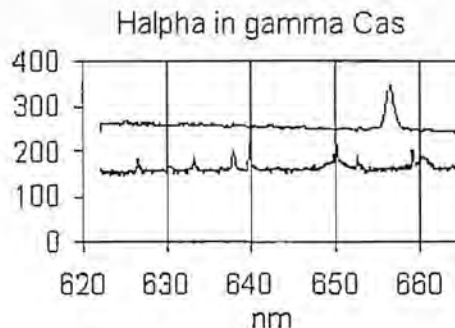


Abb. 5: Nadelgleichung

Abb.6 zeigt die  $H\alpha$ -Emission bei 656,3 nm im Spektrum von  $\gamma$  Cas im hochauflösten Mode der ST-6 Kamera. Eine regelgerechte numerische Auswertung ergibt  $EW=2,7$  nm bei einem  $S/N=50$ . Ein Wert, der nicht unvernünftig erscheint.

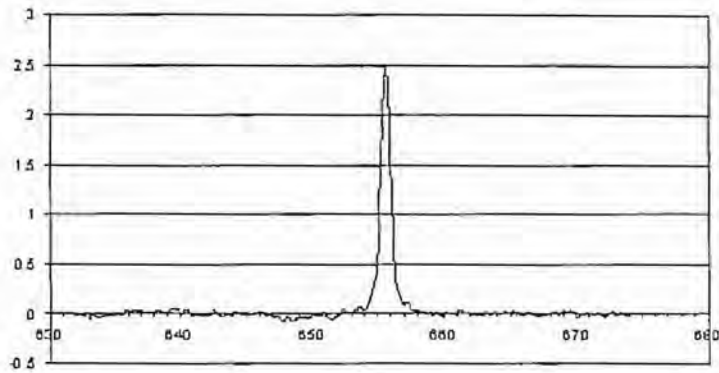


Abb. 6:  $H\alpha$ -Emissionslinie im Spektrum von  $\gamma$  Cas

Abb. 7 zeigt ein unbearbeitetes Rohspektrum von  $\alpha$  Cyg mit  $H\alpha$ - und  $Si\text{III}$ -Linien bei ca. 636 nm. Diese Beispielaufnahme wurde im niedrig auflösenden Binning-Mode aufgenommen.

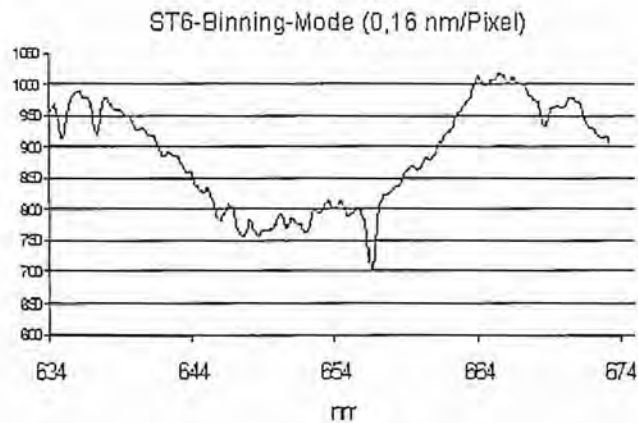


Abb. 7:  $H\alpha$ - und  $Si\text{III}$ -Linien im Spektrum von  $\alpha$  Cyg

Meine Absicht war der Bau eines Demonstrators, mit dem verschiedene Lösungsansätze kostengünstig getestet werden können. Das Ergebnis ist ein brauchbares Gerätedesign fast ohne Kosten und Aufwand.

Ohne die fundierten Diskussionen mit Herrn Dr. Stober hätte ich dieses Projekt nie begonnen. Ich bin ihm für seine Hilfe sehr zu Dank verpflichtet. Günter Gebhard hat mir freundlicherweise Eichspektren überlassen, ohne die ich dieses Projekt frühzeitig aufgeben hätte.

Referenzen:

- [1] Stephen F. Tonkin (Herausg.): „Practical Amateur Spectroscopy), Kap. 7
- [2] [www.astroman.fsnet.co.uk/spectro.htm](http://www.astroman.fsnet.co.uk/spectro.htm) (Webseite v. Maurice Gavin)
- [3] Private Korrespondenz mit M. Gavin