



Mitteilungsblatt der
Fachgruppe

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

der Vereinigung der
Sternfreunde e.V.

Rundbrief Nr. 28 (2004)

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

Inhaltsverzeichnis

Seite

Berthold Stober	Untersuchungen mit selbstgebaudem Littrow-Spektrographen (Nachweis der spektroskop. Doppelsternnatur des Sternsystems Mizar).....1
Ernst Pollmann	Die Jahrestagung 2004 der FG.....4
Achim Mester	Entwicklung eines Spektralappates zur Beobachtung und Analyse von Sternspektren (III)....7
Michael Winkhaus	Aufnahme u. Analyse von Sternspektren (II).....15
Roland Bücke	Spektroskopie mit Lichtleitern.....20

Untersuchungen mit selbstgebaudem Littrow-Gitterspektrographen

Nachweis der spektroskopischen Doppelsternnatur des Sternsystems Mizar

(von Dr. Berthold Stober, Glan-Münchweiler)

Schon von Anbeginn meiner Amateurastronomentätigkeit - vor mehr als 40 Jahren - hatte ich mir in den Kopf gesetzt, die Doppelsternnatur der nur spektroskopisch nachweisbaren Komponenten des Mizar-Systems selbst nachzuweisen, dies ist - und das soll in dem nachfolgenden Aufsatz gezeigt werden - nunmehr gelungen.

Mizar ist ein wohlbekannter Doppelstern, der bereits in kleinen Fernrohren ohne weiteres doppelt gesehen werden kann. In 14 Bogensekunden Abstand umkreisen sich die beiden nicht ganz gleich hellen Komponenten. Spektralanalytische Beobachtungen haben ergeben, dass die beiden Sterne des Mizar-Systems in sich wieder doppelt sind. Sie stehen jedoch so dicht beieinander, dass sie mit herkömmlichen optischen Teleskopen nicht als 2 Sterne getrennt erkannt werden können. Erst in jüngerer Zeit war es möglich, mit den Methoden der Interferometrie die beiden Sternkomponenten des Systems sichtbar zu machen.

Aufgrund des begrenzten Auflösungsvermögens kann die Doppelsternnatur von Mizar nur zu ganz bestimmten Zeitpunkten nachgewiesen werden. Die Bahnperiode des Doppelsternsystems beträgt 20 Tage, d.h. die Komponenten umkreisen den gemeinsamen Schwerpunkt in 20 Tagen. Da wir unter anderem nicht genau senkrecht auf die Bahnebene des Doppelsternsystems schauen, kann der Spektrograph das Geschwindigkeitsprofil im Bereich der Siliziumabsorptionslinien nur zu bestimmten Periodenabschnitten sichtbar machen.

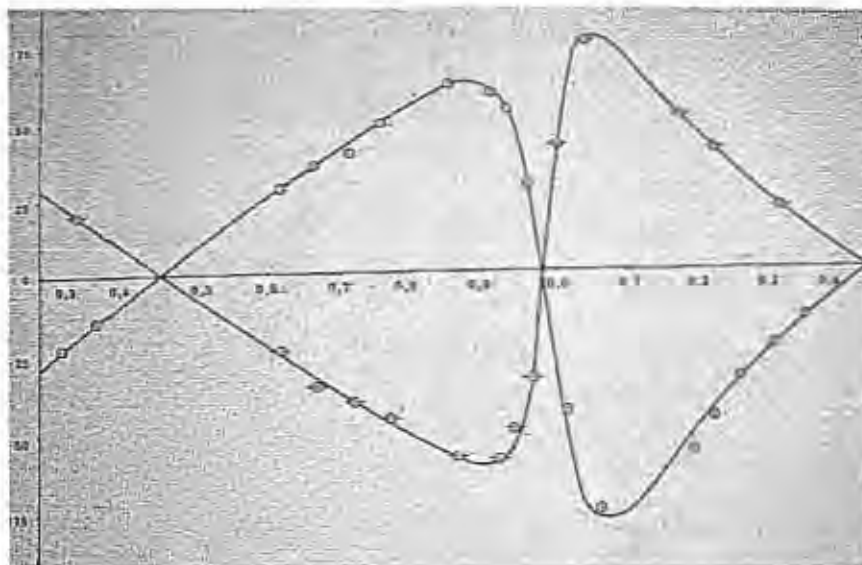


Abb.1: Die Radialgeschwindigkeitskurve des Doppelsternsystems Mizar

Zu den Periodenzeitpunkten 0,9 und 1,1 sieht man an den SiII-Linien der Wellenlängen und 6347 und 6371 Angstr. ein maximales Geschwindigkeitsprofil (in einer M-förmigen Struktur), aus dem sich unmittelbar die Radialgeschwindigkeit der Komponenten ergibt.

Mizar am 26.4.2004

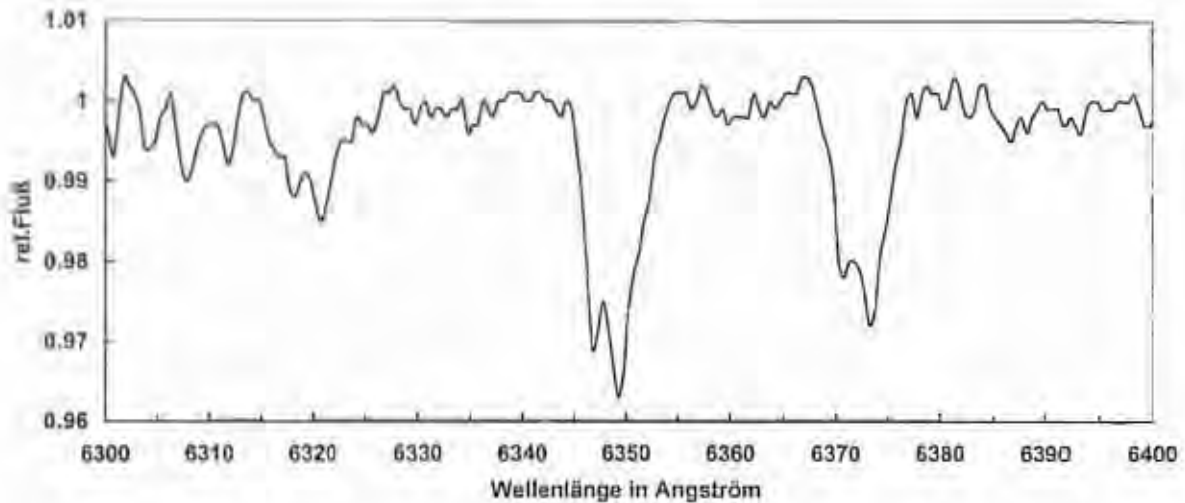


Abb.2 An den leicht erkennbaren SiII-Linien bei 6347 Angstr. und 6371 Angstr. ist ein Linienprofil zu sehen, aus dem sich die Geschwindigkeit der Doppelsternkomponenten berechnen läßt.

Die Aufnahmen erfolgten mit einem spaltlosem Gitter-Littrowspektrographen (Achromat 1:3,5/150mm, Diaprojektorobjektiv Heidomat für Format 6x6cm; Gitter 50x50 mm; 1200 Linien/mm; geblazed auf 600nm) an einem 300mm Spiegeltelskop f/4 bei einer Belichtungszeit von ~30 min. Das Signal/Rausch-Verhältnis betrug 780; Dispersion = 44 Angstr./mm

Mizar am 15.04.2004

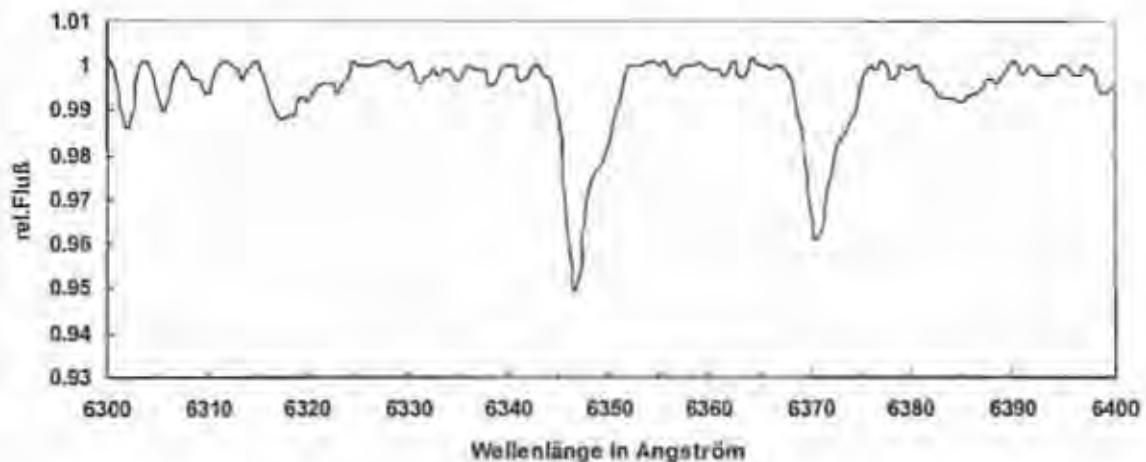


Abb.3 Zu diesem Zeitpunkt war die Stellung der Komponenten so, dass ihre scheinbaren Bewegungsgeschwindigkeiten zu gering waren, um in den Siliziumlinien ein Geschwindigkeitsprofil erkennen zu können

Trennung der SiII-Linien und Radialgeschwindigkeit

Das Spektrum in Abb.2 vom 26.4.04 entspricht der Bahnperiode 1,099 des Sternsystems und wie Abb.1. zeigt, sollte dies nahezu der Zeitpunkt der maximalen Geschwindigkeitsdifferenz von etwa 140 km/sec sein.

Aus der Analyse der Linienprofile bzw. der maximalen Aufspaltung beider SiII-Linien im Spektrum der Abb.2 ergibt sich ein $\Delta\lambda$ von etwa 2,5 Angstr., woraus sich unmittelbar die Radialgeschwindigkeit v für

$\lambda = 6347$ nach $v = (\Delta\lambda/\lambda) * c = (2,5/6347) * 300000 \text{ km/sec} = 118,2 \text{ km/sec}$, und für $\lambda = 6371 = 117,7 \text{ km/sec}$ berechnet.

Bei Dispersionen von 100 bis 50 Angstr./mm kann man mit einem mittleren Fehler von etwa $\pm 5 \text{ km/sec}$ rechnen. Dieser Fehler wird kleiner, wenn man wie in der Praxis üblich mit einer linearen Dispersion von etwa 10 Angstr./mm arbeitet und zudem mehrere Aufnahmen zur Ableitung der Radialgeschwindigkeit heranzieht; dann beträgt die Genauigkeit einer Bestimmung etwa $\pm 1,5 \text{ km/sec}$.

Da sich der hier verwendete Spektrograph für diese Analyse im Bereich seiner Leistungsgrenze befindet, ist es erforderlich, gute atmosphärische Bedingungen zu haben und ein leistungsfähiges Aufnahmefernrohr zu verwenden, da nur Spektren, die absolut scharf eingestellt sind und ein sehr gutes Signal/Rauschverhältnis aufweisen für diese Analyse verwendbar sind.

In Verbindung mit dem 30cm Newtonteleskop reicht seine Leistungsfähigkeit, um u.a. damit auch H α -Überwachungsspektren anderer Sternklassen (z.B. Be-Sterne) durchführen zu können, wobei die erzielten Ergebnisse zumindest da und dort auch auf ein gewisses Interesse der professionellen Astronomie stoßen.

Dr. Norbert Reinecke aus unserer Fachgruppe hat sich die Mühe gemacht, die Leistungsfähigkeit des hier gezeigten Spektrographen zusätzlich anhand einer mathematisch, physikalischen Durchrechnung zu zeigen:

Diese Durchrechnung ging davon aus, dass eine SBIG ST 7 Kamera mit 766 horizontalen Pixeln auf einer Chipbreite von 6,9mm zur Verfügung steht, somit 111 Pixel/mm vorhanden sind. Aus den Spektren errechnet sich die Lineardispersion zu 44 Angstr./mm, d.h. 0,4 Angstr./Pixel auf dem Chip. Der Raumwinkel, den ein Pixel sieht, kann mit guter Näherung wie folgt berechnet werden:

Winkel (in Bogensekunden) = $0,2 \times \text{Pixelkantenlänge [mm]} / \text{Teleskopbrennweite [mm]}$. Somit ergibt sich der (beugungsbegrenzte) Sichtwinkel eines Pixel zu $0,2 \times 9 \times 10^{-3} \text{ mm} / 1200 \text{ mm} = 1,5 \text{ Bogensekunden}$.

Da der Spektrograph spaltlos konzipiert ist, ist die Größe des Sternscheibchens im Teleskopfokus erheblich vom sog. Seeing abhängig. Man kann in Deutschland von einem mittleren Seeing von 3 Bogensekunden ausgehen. Dies bedeutet eine Aufweitung des berechneten (beugungsbegrenzten) Winkels von 1,5 Bogensekunden (unter dem man eine punktförmige Lichtquelle ohne atmosphärische Störungen sehen könnte) auf genau diesen Wert, wenn man mehr als 1/100 Sekunde Belichtungszeit benutzen möchte.

Anpassung an die Kameraoptik und Auflösung

In dem vorliegenden Beispiel wird also ein Seeingscheibchen mit 3 Bogensekunden auf genau 2 Pixel (mit je 1,5 Bogensekunden) gelegt. Somit ist hier in idealer Weise das Nyquist-Theorem (oder Whitacker-Shannon-Abtasttheorem) zur Vermeidung von Schein(alias)frequenzen bei der geometrischen Abtastung erfüllt. Die optische Konfiguration ist optimal für den spaltlosen Betrieb eines Littrowspektrographen ausgelegt, da dieser per definitionem im Maßstab 1:1 abbildet. Mit der Dispersion von 0,4 Angstr./Pixel ergibt sich also für 2 Pixel ein seeing-begrenztes Spektralelement $\Delta\lambda$ von 0,8 Angstr. Bei der Wellenlänge $\lambda = 6360$ Angstr. errechnet sich hieraus (unter Idealbedingungen) die spektrale Auflösung $R = \lambda/\Delta\lambda = 6360 : 0,8 = 7950$.

Abschließend möchte ich noch auf Folgendes hinweisen, um andere Interessierte zu ermutigen, sich vielleicht auch diesem Gebiet zuzuwenden: Der Verfasser hatte etwa bis vor 3 Jahren überhaupt keine konkrete Vorstellung gehabt, was ein Spektrograph ist und schon gar keine Vorstellung gehabt, wie ein solcher funktioniert. Es ist also offensichtlich auch nicht besonders auf diesem Gebiet Vorgebildeten möglich, in überschaubaren Zeiträumen zu durchaus interessanten Ergebnissen zu kommen. Allerdings geht das nur relativ einfach, wenn auf Spalt und Lichtleitereinkopplung verzichtet wird und der Spektrograph direkt in den Brennpunkt der Aufnahmeoptik positioniert wird.

Die Jahrestagung der FACHGRUPPE SPEKTROSKOPIE

(v. Ernst Pollmann)

Die Starkenburg-Sternwarte in Heppenheim war vom 14.-16.5.04 zum zweiten Mal nach 1997 Veranstaltungsort der Jahrestagung der Fachgruppe SPEKTROSKOPIE. Es war beabsichtigt, mit den Tagungsinhalten diesmal einen deutlichen Bezug zum praktischen Umgang mit den Fragen der Spektrengewinnung, -reduktion und -auswertung herausstellen. In diesem Sinne sollten auf der STW gemeinschaftlich Stern- und Sonnenspektren gewonnen und anschließend im Plenum der Teilnehmer ausgewertet werden. Ein entsprechend gestaltetes Vortragsprogramm ergänzte die unter dem Vorzeichen der praktischen Astrospektroskopie stehenden Heppheimer Tage. Eine Vielzahl Tagungsbesucher fand sich bereits am Freitagabend im äußerst gemütlichen Heppheimer Altstadtrestaurant („von A-Z“) in dem Bewusstsein ein, dass bei klarem Himmel der Spektrengewinnung auf der STW der Vorzug gegeben würde.

Der Himmel klarte fantastisch auf und die bereits eingetroffenen Tagungsbesucher rüsteten sich zur „Spektrensenssession“ auf der Sternwarte. Die technischen Voraussetzungen waren zwar mit dem Pollmann'schen Spektrographen an der Flat-Field-Kamera der STW gegeben, doch es kam wie es kommen musste (Murphy's-Law): der Himmel zog sich komplett zu, so dass dieses Vorhaben erfolglos und zum leichten Verdruss der Teilnehmer endete.

Der eigentliche Tagungssamstag stimmte mit seinen erstklassigen Beiträgen aus der Fachastronomie wie auch von Mitgliedern der FG zu den verschiedensten Themen schnell versöhnlich. Um es vorweg zu nehmen: noch nie hat's nach Tagungsabschluss so viel Lob seitens unvoreingenommener Tagungsbesucher gegeben. Den Vormittagsreigen eröffnete einerseits Günter Gebhard (Neumarkt) mit seinem Workshop zum Thema: Bearbeitung der Freitagabendspektren (oder Ersatzspektren): Reduktion, Skalierung, Äquivalentbreitenbestimmung usw. unter

Anwendung des ESO-Programms MIDAS, und andererseits Dieter Goretzki mit der Aufnahme von Sonnenspektren mit Teleoptik, Lichtleiter und Monochromator vor der STW. Der Block der Äquivalentbreiten(EW)-bestimmung im Beitrag von G. Gebhard wurde (in beidseitiger Abstimmung) von Dr. Thomas Eversberg (Deutsches Zentrum für Luft- und Raumfahrt, Bonn) durch äußerst interessante und hilfreiche Aspekte bei Fragen der Messgenauigkeit sehr zur Freude vieler Teilnehmer erweitert.

Die Gewinnung der Sonnenspektren vor der STW durch D. Goretzki reduzierte sich leider nur auf die vorausgegangene visuelle Beobachtung; der Lichtwellenleiter hat einen „Sonnenbrand“ nicht unbeschadet überstanden. Dem Gesamtvorhaben tat dies jedoch keinen Abbruch; auch hier dienten Ersatzspektren als Grundlage für die Auswertungspräsentation des Nachmittags.

Die traumhafte und ungestörte Atmosphäre draußen unter Bäumen des Burg-Restaurants nahe der STW und der strahlende Sonnenschein luden zur Mittagspause und herrlich entspannter Kommunikation zwischen den Tagungsteilnehmern ein. Solche Möglichkeiten der Intensivierung zwischenmenschlicher Beziehungen können in ihrer langfristigen Beutung nicht wichtig genug eingestuft werden, weshalb auch in den Pausen des weiteren Tagungsverlaufs im entspannten Gedankenaustausch bei Kaffee und selbstgebackenem Kuchen (z.T. von Tagungsgästen mitgebracht) diesem Aspekt immer wieder Rechnung getragen wurde.

Mit dem Titel „Spektroskopisch-diagnostische Relevanz von Sternwindphänomenen“ präsentierte Dr. Thomas Eversberg den Teilnehmern einen Vortrag der Extraklasse. Es gelang ihm in äußerst spannender wie bildhafter Darstellungsweise, die Familie der Be- und der Wolf-Rayet-Sterne phänomenologisch und spektralanalytisch, dabei stets allgemeinverständlich zu porträtieren. Ein sehr erfreulicher wie passender thematischer Einwurf zur Meßsicherheit bei der EW-Bestimmung seitens eines besonderen Gastes, nämlich von Dr. Monika Maintz (ehemals Landessternwarte Heidelberg) ließ insgesamt den Beitrag von Dr. Eversberg zu einem besonderen Höhepunkt werden.

Auch die Tagungsbeiträge von Bernd Hanisch (Lebus, Frankfurt/Oder) gehören bekanntermaßen zu der Kategorie „vom Allerfeinsten“. Seine Studien zum Thema: „Typische Sternentwicklungsstationen im HRD und ihre spektroskopischen Merkmale“, z.T. an selbstgewonnenen fotografischen Objektivprismenspektren haben einmal mehr verdeutlicht, dass in diesem Bereich amateurastronomischer Tätigkeit auch heute noch mit den Mitteln der Fotografie fantastische und beeindruckende Ergebnisse erzielt werden können.

Der Beitrag von Dieter Goretzki (Langenselbold) „Auswertung der Sonnenspektren vom Vormittag“ (bzw. an Ersatzspektren aus eigenen, früheren Untersuchungen) unterstrich ebenfalls das quasi-professionelle Niveau der Aktivitäten der Fachgruppe Spektroskopie. Der Beitrag stellte u. a. seine Bemühungen beim Bau eines eigenen Fourier-Spektrographen heraus mit dem Ziel nach einem spektralen Auflösungsvermögen von etwa 0,01 Angstr. zur Beobachtung der Aufspaltung von Spektrallinien durch starke Magnetfelder der Sonne (Zeemann-Effekt).

Das traditionell gemütliche Beisammensein Samstagabend - wieder im „A-Z“-geeigneterweise intensiv genutzte Gelegenheit des Austauschs nicht immer unbedingt astrospektroskopischen Gedankengutes, gehörte auch diesmal selbstverständlich zum äußeren Tagungsrahmen wie die Luft zum atmen und muss hier nicht sonderlich porträtiert werden.

Der Sonntagvormittag gehörte neben der ebenfalls traditionsgemäßen FG-Diskussion den Referenten Dr. Thomas Hunger (Warstein) und Dr. Josef-Otto Lieder (Hildesheim). Dr. Hunger gelang es in didaktisch geschickter Weise und geduldig, über eine interaktive Vortragsform wesentliche Grundzüge der Sternatmosphärenphysik zu verdeutlichen. Kein leichtes Unterfangen angesichts der heterogenen Bildungs- bzw. Ausbildungsstruktur der Tagungsteilnehmer.

Dr. Lieder – seit der Spektroskopietagung in Hamburg bekannt durch seine teilweise spitzfindige und humorvoll geprägte Vortragsform – rundete gewissermaßen mit seinem Beitrag über hochauflösende Interferenzspektroskopie, einem, aus seiner früheren pädagogischen Hochschultätigkeit abgeleiteten Themengebiet, das eigentliche sachbezogene Tagungsprogramm ab, woran sich wie bereits erwähnt die traditionsgemäße FG-Diskussion anschloss auf der wieder eine Vielzahl innovativer Vorschläge und Ansätze für eine erfolgreiche und zukunftsorientierte FG-Arbeit zu Tage gefördert wurden.

Keinesfalls darf unerwähnt bleiben die überaus freundliche Aufnahme der Heppenheimer Gastgeber und Mitglieder der Starkenburgsternwarte, die es uns durch ihre engagierte und dankenswerte Unterstützung überhaupt erst ermöglichten, die Spektroskopietagung 2004 zu einem so erfolgreichen Abschluss zu bringen und uns darüber hinaus sehr zur Freude der Fachgruppe anboten, die Räumlichkeiten der STW auch künftig für unsere Tagungszwecke nutzen zu können. In diesem Sinne werden wir gerne auf dieses freundliche Entgegenkommen im Jahre 2008 zurückgreifen wollen.



Gruppenfoto der Tagungsteilnehmer vor der Starkenburgsternwarte

Entwicklung eines Spektralapparates

zur Beobachtung und Analyse von Sternspektren (III)

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

4.5 Beobachtungen

Am 27.2.2003 war es dann soweit: Nachdem gegen Mitternacht der Himmel plötzlich aufklarte, hatte ich „first light“ von Alkaid (η UMa: Spektralklasse B3, Mag 1,86). Wie sich später herausstellte, hatte ich an diesem Abend einen ungünstigen Spektralbereich belichtet. Die Konstruktion hat sich aber ein weiteres Mal bewährt. Bei der zweiten Beobachtung, am 14. und 15.3 hat alles reibungslos geklappt. Mit dem Baader Blaze Gitter konnte ich in den beiden Nächten, während insgesamt neunstündiger Beobachtung, 14 Sterne (von jeder Spektralklasse je zwei Sterne) fotografieren.

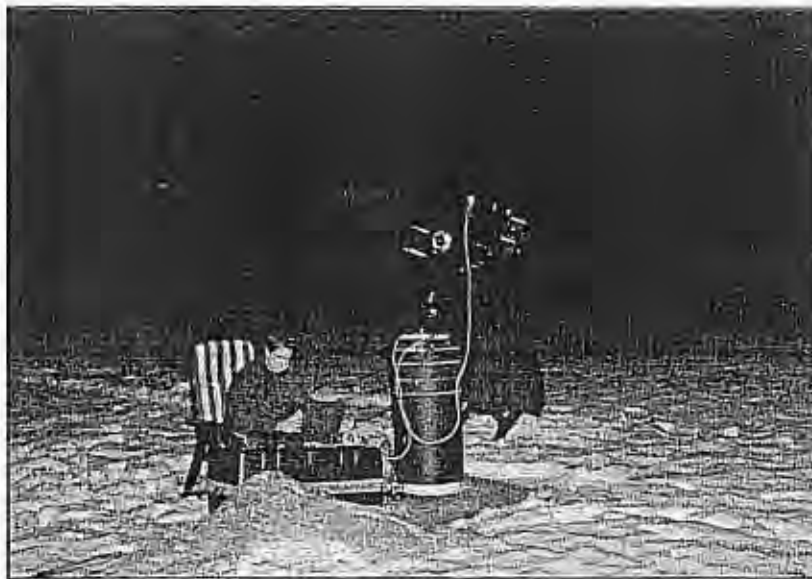


Abb. 4.5.1 „First Light“ bei Schnee im Gartenstuhl

Bei dieser zweiten Beobachtung konnte ich auch ein geschütztes „Lager“ aufschlagen: Statt mit einem Gartenstuhl im Schnee konnte ich im beheizten Auto und mit zwei Notebooks (einem zur Teleskopsteuerung und einem zur Kamerabedienung) beobachten. Zwei PCs sind deshalb von Vorteil, weil das Auslesen der CCD-Kamera über die parallele Schnittstelle sehr viel Rechenzeit in Anspruch nimmt und dadurch Steuerungsbefehle, die vom selben PC verarbeitet werden sollen evtl. erst verzögert an das Teleskop gesendet werden. Auf diese Weise ist es möglich, den einen PC pausenlos kurzbelichtete und niedrig aufgelöste Aufnahmen machen zu lassen und währenddessen mit dem zweiten PC das Teleskop zu steuern, bis das Spektrum auf dem richtigen Bereich des Kameraausschnittes abgebildet wird. Für diese Feineinstellung des Bildausschnittes hat die Steuerungssoftware einen besonderen Befehl (*mdD*). Mit diesem Befehl kann das Teleskop um 100stel Grad (*D*) genau nach Norden (*d* = „n“) oder Süden (*d* = „s“) bewegt werden. Nach Westen (*d* = „w“) und Osten (*d* = „e“) wird das Teleskop um Bogensekunden (*D*) genau bewegt.

Wenn alles richtig eingestellt ist, kann man die Kamera auf eine hohe Auflösung umstellen und länger belichten. Es hat sich dabei herausgestellt, dass es für die Analyse der Spektren sinnvoll ist, den schmalen Spektralfaden eines Sterns zu verbreitern. Dadurch wird das für Sterne verschiedener Spektralklassen charakteristischen Absorptionslinienmuster direkt mit dem Auge erkennbar und so die Auswertung erleichtert (siehe Abschnitt 4.6). Um dies zu erreichen gibt es in meiner Steuerungssoftware einen speziellen Befehl (*pdT*). Für *T* wird die Dauer der Belichtung (+ einer gewissen Toleranz) eingesetzt. Wird der Befehl bestätigt („J“) fährt das Teleskop mit doppelter Nachführgeschwindigkeit (sehr langsam) in die gewünschte Richtung *D* („n“ für Nord, „s“ für Süd). Auf diese Weise entsteht ein verbreitertes Spektrum (ähnlich wie bei einer Langzeitbelichtung von Autoscheinwerfern auf einer Autobahn). Zur groben Einstellung von Objekten habe ich eine kommerzielle Astronomiesoftware (Guide 8.0¹) verwendet. Mit dieser Software kann man auf einer grafischen Himmelsansicht einen Stern oder einen Nebel (oder jede beliebige andere Himmelskoordinate) auswählen und das Teleskop anweisen, sich darauf auszurichten.

4.6 Aufnahmen

Mit diesem Verfahren habe ich folgende Aufnahmen von Sternen verschiedener Spektralklassen gemacht:

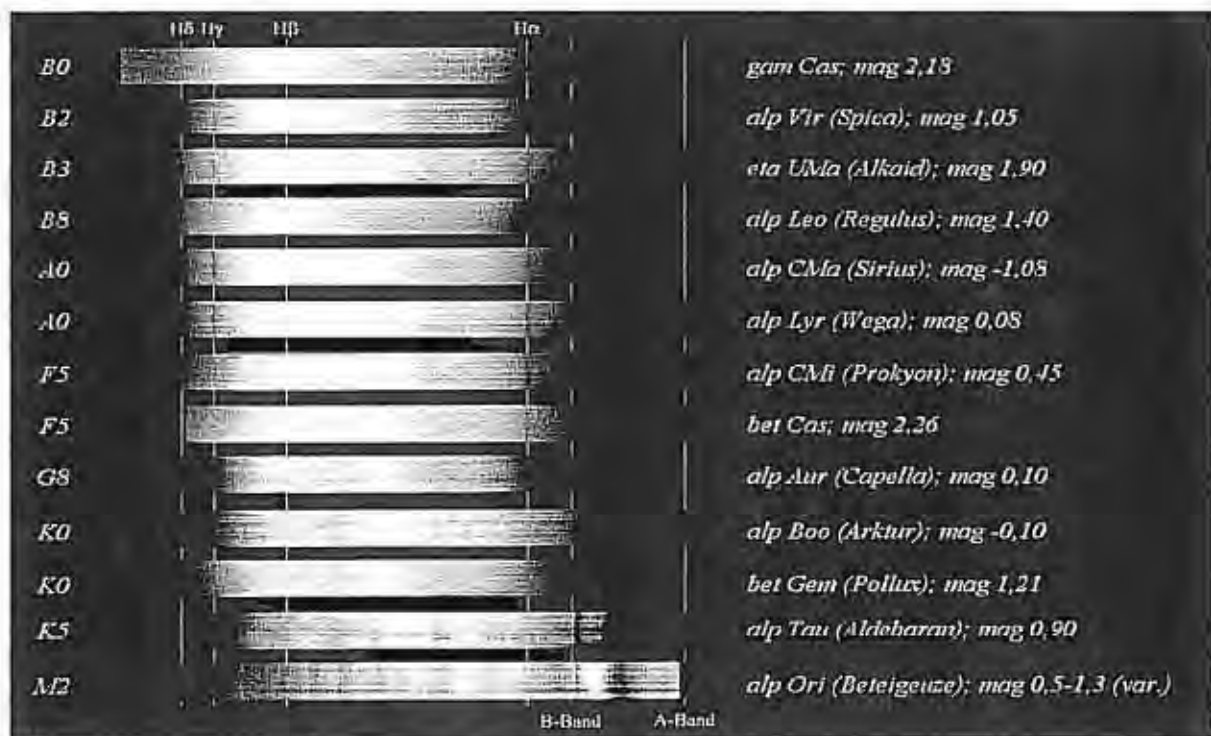


Abb. 4.6.1: Spektren der verschiedenen Spektralklassen

Die abgebildeten Spektren stellen einen Querschnitt durch die Harvard Spektraltypen dar. Deutlich ist die Intensitätsverschiebung vom blauen (B) in den roten (M) Spektralbereich zu erkennen. Parallel dazu sieht man die Wasserstoffabsorptionslinien bei den oberen Spektren, die zu den Unteren immer schwächer werden und durch mehrere breite Molekülbanden ersetzt werden. (siehe Tabelle 4.6.1)

¹ Guide 8.0: Software zur dreidimensionalen Himmelsdarstellung von Project Pluto.

Schon 1890 wurden im Harvard-Observatorium erste Spektralkataloge erstellt. Nach jahrzehntelanger Weiterentwicklung wurden die zunächst alphabetisch sortierten Buchstaben, mit denen die verschiedenen Spektraltypen gekennzeichnet wurden, nach neuen wissenschaftlichen Kriterien umgeordnet. Die heute übliche Spektralordnung ist O-B-A-F-G-K-M. In dieser Kombination entspricht die Reihe den Temperaturen und dem Alter der Sterne. Ganz Junge Sterne sind am heißesten und strahlen vor allem im tiefblauen Spektralbereich (O). Bei Ihnen treten in der Hülle zum Teil Emissionen auf, weil die Temperatur des Sterns noch für die Ionisation von Atomen in der Sternhülle ausreicht. (Diesen Prozess kann man sich in etwa wie bei einer Leuchtstoffröhre vorstellen, bei dem Atome zum Leuchten angeregt werden – solche Lampen haben ebenfalls ein „Emissionsspektrum“.) Bei den „späteren“ Spektraltypen (K,M) treten die Absorptionen komplexerer Atome, die sich im Laufe der Zeit in einem Stern bilden, in den Vordergrund.

Spektral- klasse	Farbe	Atmosphären- temperatur (K)	Kriterien	Typische Vertreter	
O	blau	> 25.000	Linien hochionisierter Atome, vorallem He II, Si IV, N III, Balmerserie sehr schwach	ζ Pup 10 Lac	O 5 O 9
B	blau	11.000 – 25.000	Zwischen B 0 und B 5 verschwindet He II, He I wird stärker und verschwindet bei B 9. Außerdem Linien von Si II, Si III, O II, Mg II, Balmerserie von O nach A zunehmend	α Vir (Spica) β Ori (Rigel)	B 1 B 8
A	blau	7.500 – 11.000	Maximum der Balmerserie bei A 2, He I fehlt, Linien einfach ionisierter Elemente wie Mg II, Si II, Fe II, Ti II, Ca II etc. (Maximum bei A 5), Linien neutraler Elemente schwach	α Lyr (Wega) α CMa (Sirius)	A 0 A 1
F	blau / weiß	6.000 – 7.500	Balmerserie abnehmend, Linien ionisierter und neutraler Metalle etwa gleich stark, Ca II stark	α Car (Canopus) α CMi (Prokyon)	F 0 F 5
G	weiß / gelb	5.000 – 6.000	Balmerserie weiter abnehmend, Ca II sehr stark, Linien neutraler Metalle sehr stark, erstes Auftreten von CH-Banden	α Aur (Capella) Sonne	G 0 G 2
K	orange / rot	3.500 – 5.000	Linien neutraler Metalle (vor allem mit geringer Anregungsenergie) sehr stark, CN- und CH-Banden, ab K 5 TiO-Banden, Balmerserie sehr schwach	α Boo (Arktur) α Tau (Aldebaran)	K 2 K 5
M	rot	< 3.500	TiO-Banden sehr stark, ebenso Linien neutraler Metalle mit geringer Anregungsenergie, z.B. Ca I	α Sco (Antares) α Ori (Beltgürtel)	M 1 M 2

Tabelle 4.6.1: Moderne Harvard Spektralklassenunterteilung mit den jeweiligen Charakteristika und Beispielobjekten.

4.7 Auswertung der Ergebnisse

Die photographischen Spektraldaten aus den Beobachtungen verschiedener Objekte müssen zur genauen Untersuchung in mehreren Schritten aufbereitet werden. Zunächst gilt es, die Dispersionscharakteristik des Gitters herauszufinden, um die Spektren nach der Wellenlänge kalibrieren zu können. Dazu verwendete ich das Spektrum eines Sterns der Spektralklasse A0 (Wega). In diesem Spektrum sind die Linien der Balmerserie (Wasserstoff) besonders gut ausgeprägt und können leicht identifiziert werden. Erstellt man ein Diagramm mit den Pixelpositionen dieser Absorptionen aus dem Rohspektrum auf der Abszisse und den – aus

Messungen bekannten – dazugehörigen Wellenlängen auf der Ordinate und verbindet die Punkte durch ein Polynom 3. Grades, so erhält man die Dispersionsfunktion des Gitters.

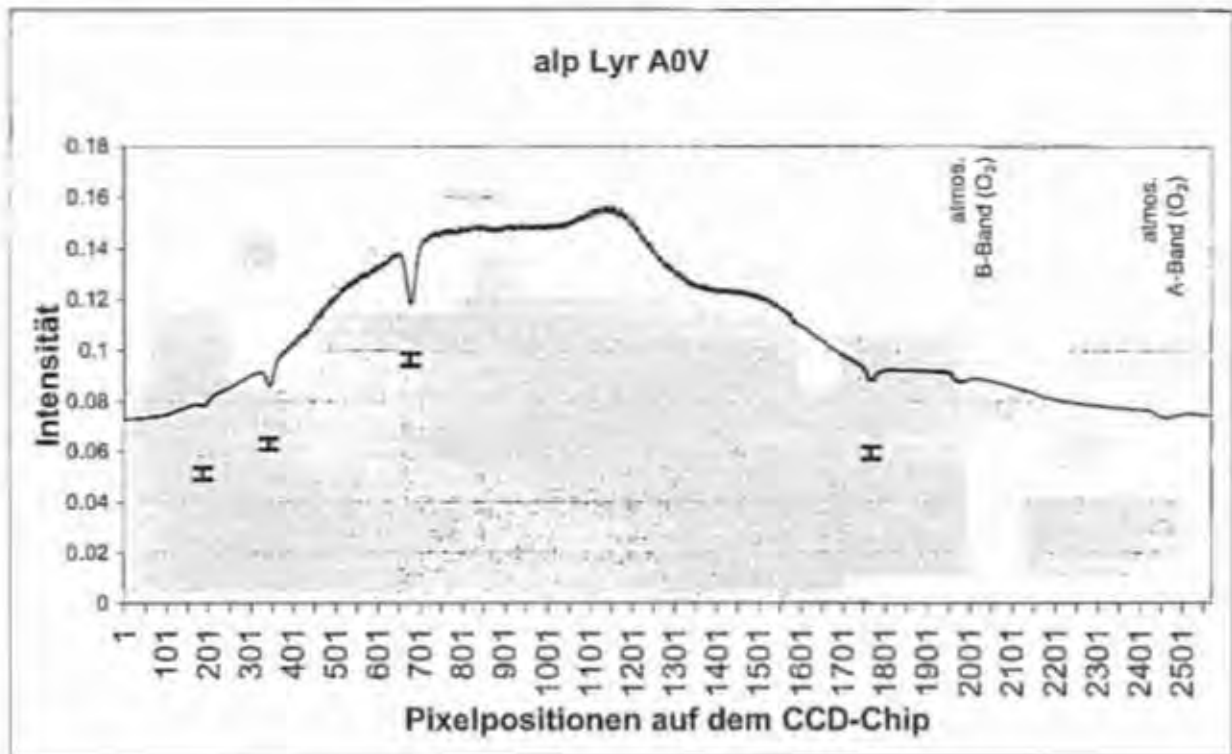


Diagramm 4.7.1: Rohspektrum von Wega (α Lyr)

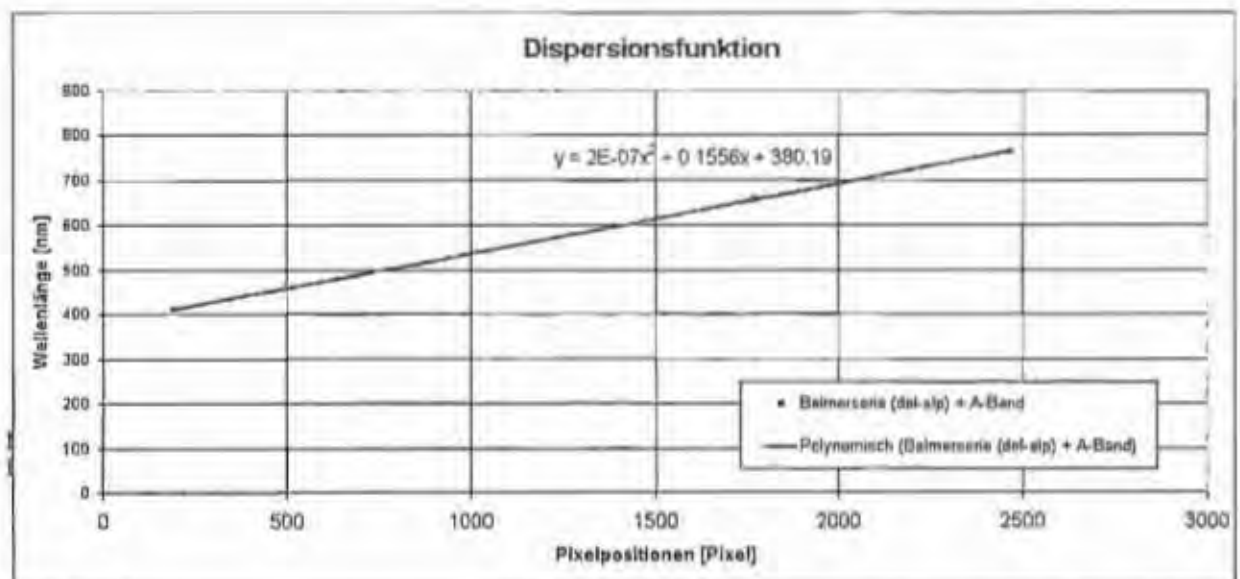
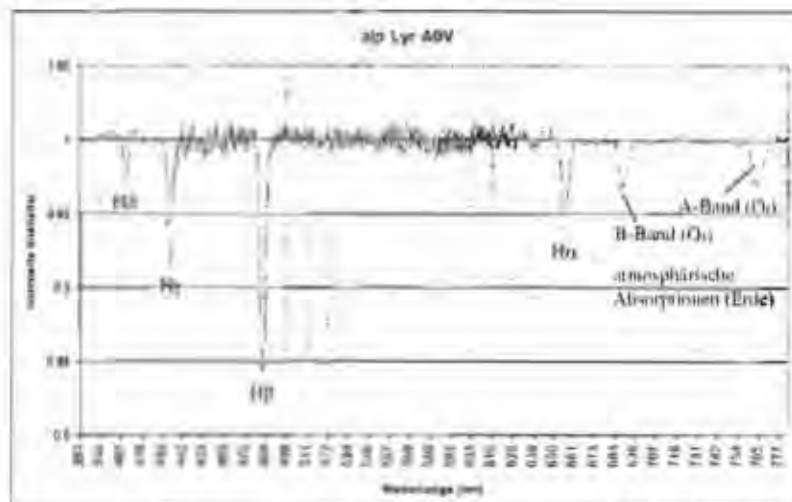


Diagramm 4.7.2: Dispersionsfunktion des Baader-Blaze-Gitters

Die berechnete Funktion (d.h. die Dispersion des Gitters) ist typischer Weise nahezu linear.

Mit dieser Funktion können nun alle Spektren, die mit dem gleichen Apparat aufgenommen wurden, nach der Wellenlänge geeicht werden. Die Spektren zeigen außer den benannten Absorptionen, die in der Hülle des Sterns entstehen noch weitere Aus- und Einbrüche, sowie Unregelmäßigkeiten in der Steigung. Diese Unregelmäßigkeiten rühren größtenteils von der wellenlängenabhängigen Empfindlichkeit des CCD-Chips (s. Abb. 2.2.3) und Absorptionen in der Gashülle der Erde her.

Um dieses sog. Pseudo-Kontinuum aus dem Spektrum zu entfernen, habe ich eine spezielle Software² benutzt. Die Software ermöglicht es, ein Pseudo-Kontinuum in einem Spektrum zu markieren und diese „Fehler“ zu subtrahieren. Man erhält ein Spektrum, das je nach Qualität der Normierung, möglichst nur noch die Charakteristik des beobachteten Objekts enthält (Diagramm 4.7.3.)

Diagramm 4.7.3: **Wega** (α Lyr):

Spektralklasse: A0V, visuelle Helligkeit: 0,08mag., abs. Helligkeit: ca. 0,58mag.
Entfernung: 25.3 Li.

Das Spektrum von Wega (Diagramm 4.7.1, das ich auch zur Kalibrierung aller anderen Spektren verwendet habe zeigt deutlich vier Minima, die durch Absorptionen des Wasserstoff in der Hülle des Sterns entstehen. Wasserstoffabsorptionen treten dort bei sehr jungen, blauen Sternen auf, die sich gerade soweit abgekühlt haben, dass sich einfache Atome bilden können.

Mit der Zeit kühlen die Sterne weiter ab und es entstehen immer komplexere Atome bis hin zu Molekülen (s. Tab. 4.6.1). Beteigeuze (Diagramm 4.7.4), der so alt ist, dass man davon ausgeht, dass er schon nicht mehr existiert und jeden Tag seine letzten Lichtstrahlen auf der Erde eintreffen könnten, ist ein Beispiel für einen extrem alten und daher roten und kalten Stern. Hier finden sich viele breite Absorptionsbanden des Titan-Oxid (TiO). Bei diesen Erscheinungen spricht man nicht mehr von Linien, sondern von Banden, da sie auf Grund der Größe dieser Moleküle z.T. sehr breit sind.

© MK32 von R. O. Gray. Copyright 1993-96 v3.12

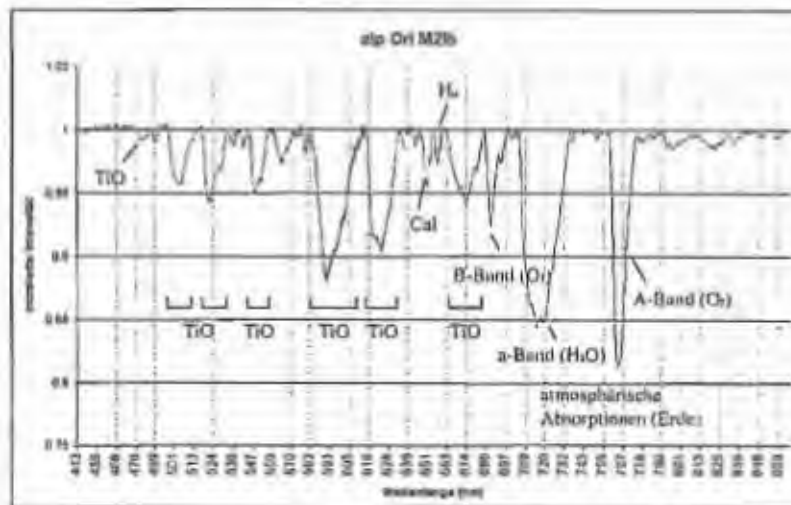


Diagramm 4.7.4: **Beteigeuze** (α Ori):

Spektralklasse: M2 Ib, vis. Helligkeit: 0,57 mag., abs. Helligkeit: ca. -5,14 mag.
Entfernung: ca. 430 Lj.

4.8 Fazit

Die soeben dargestellten spektralen Ergebnisse zeigen Detailreiche und Qualität, die für Untersuchungen über die genaue Klassifizierung hinaus ausreichen. Im Spektrum von Beteigeuze, bei dem sehr viele dichtgestaffelte Absorptionen auftreten, lassen sich Spektrallinien im Abstand von weniger als einem Nanometer trennen. Mit einem anderem Gitter, wie etwa dem Rowlandgitter, das über ein deutlich größeres theoretisches Auflösungsvermögen verfügt, lässt sich der Apparat je nach Bedarf weiter sensibilisieren. Der gesamte Spektralapparat besteht aus mehreren Einzelteilen (siehe Abb. 4.8.1). Diese Eigenschaft ermöglicht es, den Apparat zum Transport in seine Einzelteile zu zerlegen.



Abb. 4.8.1: Foto des transportfertigen Spektralansatzes

Die Installation des Spektralansatzes ist trotzdem einfach und schnell möglich. Dabei sorgt die Sicherungsleiste für eine grobe Ausrichtung der Apparatur, so dass die optische und mechanische Justage des Gesamtaufbaus sehr schnell gelingt. Fertig aufgebaut ist es auch durch heftigere Bewegungen nicht möglich, das Gerät unabsichtlich zu dejustieren. Die Handhabung des Apparates ist sehr sicher und nach kurzer Einarbeitungsphase in die Software für jedermann möglich. Im Schnitt brauchte ich nachher ca. 2 Minuten, um ein beliebiges Objekt mit dem Programm „Guide“ grob anzusteuern und mit „LXControl“ genau einzustellen.

5. Schlussbemerkung

Im Verlauf dieses Projektes kam es immer wieder zu kleineren und größeren Problemen. Letztlich ist es mir aber gelungen einen leistungsfähigen, bedienerfreundlichen und flexiblen Spektrographen zu entwickeln. Mit entsprechenden Adaptern kann das System auch mit anderen Teleskopen benutzt werden. Außerdem ist es – wie schon erwähnt – relativ einfach möglich, ein anderes, vielleicht genaueres, Transmissionsgitter für den Versuch zu verwenden. In der von mir verwendeten Version ist ein Off-Axis Guider integriert, auf den ich noch gar nicht eingegangen bin, weil er für den beschriebene Versuch nicht benötigt wurde. Mit diesem ist es möglich, während der Aufnahme von Spektren, diese visuell oder über eine Webcam zu beobachten.

Meine Software und eine spezielle CCD-Software ermöglicht es, Beobachtungen über ein Netzwerk, wie z.B. das Internet, durchzuführen. Schließt man eine solche Webcam an, könnte man die Beobachtungen über das Internet in Echtzeit verfolgen. In diesem Zusammenhang wäre es auch sinnvoll, die von mir programmierte Software um eine Objektbibliothek zu erweitern. Auf diese Weise könnte man in meiner Software ein Objekt auswählen und das Teleskop darauf ausrichten ohne auf weitere Software zurückgreifen zu müssen.

Ein weiterer geplanter Ausbau ist die Errichtung einer Sternwarte in Miescheid. Über die Säule soll eine Holzhütte mit Rolldach gebaut werden. Diese gestattet den ständigen, festen Einbau des Teleskops, so dass man sich den zeitaufwändige und nicht alleine zu bewältigenden Aufbau des Teleskops, sowie der Kalibrierung des LX200 erspart. Theoretisch wäre es dann möglich, sofern man das Dach der Sternwarte von Köln aus öffnen kann, die gesamten Beobachtungen von Köln aus über das Internet zu steuern.

6 Quellennachweise

1. James B. Kaler, Sterne und ihre Spektren – Astronomische Signale aus Licht, Spektrum Akademischer Verlag Heidelberg – Berlin – Oxford, 1994
2. Günter Dietmar Roth, Handbuch für Sternfreunde – Wegweiser für die praktische astronomische Arbeit, Springer-Verlag Berlin – Heidelberg – New York – London – Paris – Tokyo HongKong, 1989⁴
3. Bergmann Schaefer, Lehrbuch der Experimentalphysik Band III Optik, Walter de Gruyter Berlin – New York 1978⁷
4. Lipson Lipson Tannhauser, Optik, Springer Verlag Berlin – Heidelberg – New York – Barcelona – Budapest – Hongkong – London – Mailand – Paris – Santa Clara – Singapur – Tokio, 1997
5. Höfling, Physik Band II, Teil 2; Dümmler Verlag; 13. Auflage
6. Bernd Mirow, Physik-Formeln Sek. II, Dümmler Verlag, 10. Auflage
7. N. Sommer, Anleitung Blaze-Gitter-Spektroskop/Spektrograph (Informationsmaterial zum Baader Blaze Gitter von Baader Planetarium)

8. Otto Zimmermann, Sternspektroskopie in der Schule aus Sterne und Weltraum, 11/89
9. Instruction Manual 10" LX200 Schmidt Cassegrain Telescope, Meade Instruments Corporation, 1994
10. CCD Camera Operating Manual – for the Model ST-7 and ST-8, Santa Barbara Instruments Group, 1994
11. KAF-0400L - Full-Frame CCD Image Sensor Monochrome with Anti-Blooming, Performance Specification, Eastman Kodak Company – Microelectronics Technology Division Rochester, New York, 1994
12. An Introduction to Scientific Imaging Charge-Coupled Devices – SITe CCD Technology for Superior Performance, Scientific Imaging Technologies, Inc., 1994
13. Chris Plicht, Schmidt, Bernard (1879-1935), www.plicht.de/chris/bio01.htm, 10.4.2003

Bildverzeichnis

- Abb. 2.1.1a): vgl. James B. Kaler, Sterne und ihre Spektren, a.a.O., S.74
 Abb. 2.1.1b): vgl. Bergmann Schaefer, Lehrbuch der Experimentalphysik Band III, a.a.O., S.379
 Abb. 2.2.1: vgl. SITe Inc., An Introduction to Scientific Imaging Charge-Coupled Devices, a.a.O., S.4
 Abb. 2.2.2: vgl. Eastman Kodak Company, KAF0400L – Performance Spezifikation, a.a.O., S.3
 Abb. 2.2.3: vgl. SITe Inc., An Introduction to Scientific Imaging Charge-Coupled Devices, a.a.O., S.12
 Abb. 2.3.1: vgl. Meade Instruments Corporation, Instruction Manual 10" LX200 Schmidt-Cassegrain Telescope, a.a.O., S. 3
 Abb. 4.2.1: vgl. G.D.Roth, Handbuch für Sternfreunde, a.a.O., S. 357
 Abb. 4.4.1: vgl. www.robertvincent.freemove.co.uk/images/lightpollutioneurope.jpg, 8.4.2003 und Landesvermessungsamt NRW, Freizeitkarte NRW 26, 2001²
 Tab. 4.6.1: vgl. G.D.Roth, Handbuch für Sternfreunde, a.a.O., S. 347

Danksagung

Während ich an diesem Projekt gearbeitet habe, konnte ich auf die Unterstützung zahlreicher Personen zurückgreifen, die ich in meiner Arbeit nicht unerwähnt lassen möchte. Daher danke ich meinen Eltern, die zeitweise große Teile unseres Wohnzimmers zur Verfügung stellen mussten und mir beim nächtlichen Auf- und Abbauen des Teleskops geholfen haben. Außerdem wäre ich ohne ihre Hilfe nicht dazu gekommen, in der Eifel Beobachtungen zu betreiben.

Des Weiteren möchte ich mich bei Herrn Pollmann (Fachgruppenleiter der FG Spektroskopie in der VdS), der mich bei der Analyse meiner Spektren beraten und bei Herrn Klein, der mir kurzfristig und kostenlos zwei spezielle Adapterringe für meinen Apparat (siehe Abb. 4.3.1) angefertigt hat, bedanken. Außerdem danke ich Frau Laska, Philip Dieckmann, Martin Kulla und meiner Mutter für die „freiwillige“, kritische Studie dieser Arbeit sowie allen, die mich dabei unterstützt haben, diese Arbeit fertig zu stellen.

Aufnahme und Analyse von Sternspektren (II)

Pädagogische Arbeit zur philologischen Staatsprüfung 12.7.1999
(von Michael Winkhaus, Wuppertal)

1.1 Was ist Licht?

Als Isaak Newton 1666 herausfand, daß sichtbares weißes Licht aus mehreren Farben zusammengesetzt ist, konnte er nicht ahnen, daß Licht im physikalischen Sinne nicht immer *sichtbares* Licht sein muß: Auch Radio-, Infrarot-, UV-, Röntgen- und Gammastrahlung sind dem sichtbaren Licht so verwandt, daß man sie auch als *unsichtbares* Licht bezeichnen könnte. Wir sprechen deshalb heute von „Radiolicht“, „Infrarotlicht“, „UV-Licht“, „Röntgenlicht“ oder „Gammalicht“.

Alle diese Arten von Licht sind elektromagnetische Phänomene; sie werden daher unter dem Begriff „**Elektromagnetische Strahlung**“ zusammengefaßt⁶. Während die Radiostrahlung Wellenlängen von Millimetern bis Kilometern besitzt, beträgt die Länge der sichtbaren („optischen“) Lichtwellen nur einige hundert Millionstel Millimeter, man mißt sie daher in Nanometer ($1 \text{ nm} = 10^{-9} \text{ m} = 1 \text{ Millionstel Millimeter}$). Die verschiedenen Farben des sichtbaren Lichts werden durch die verschiedenen Wellenlängen charakterisiert.

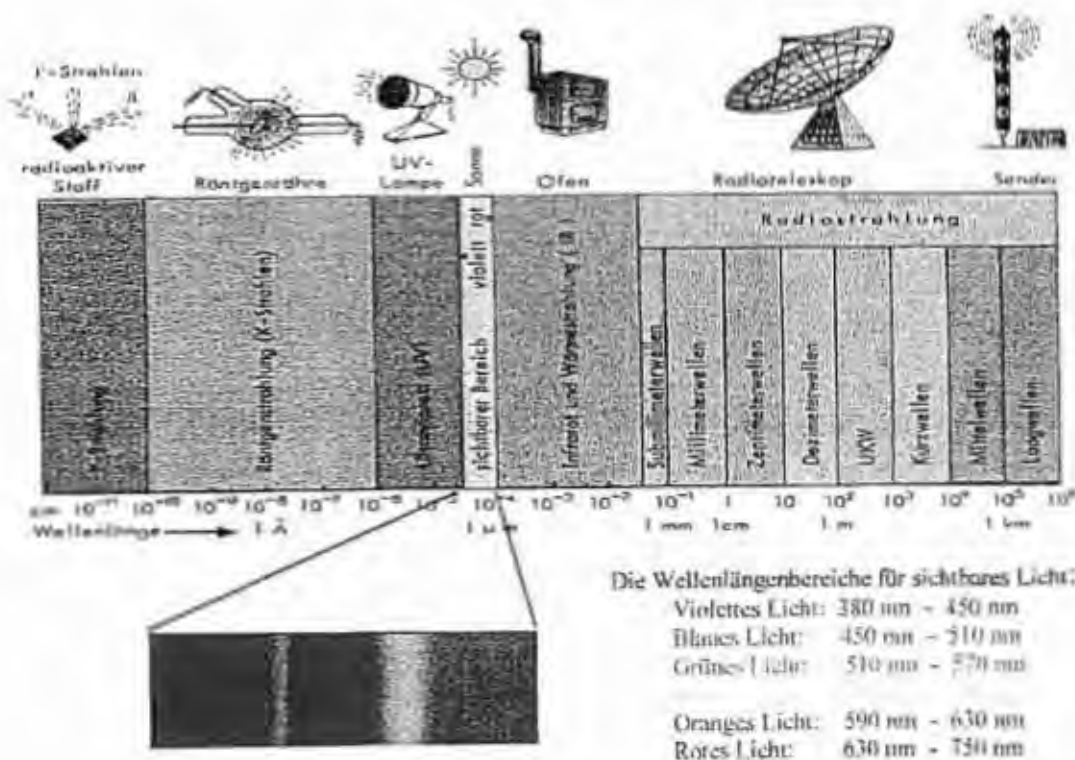


Abbildung 1: Das elektromagnetische Spektrum

⁶ Es sollen von der bei bestimmten Experimenten auftretenden Teilchennatur des Lichtes abgesehen werden, weil alle hier besprochenen Phänomene mit der Wellennatur von Licht beschrieben werden können.

Die Erdatmosphäre ist für alle diese Strahlungen nur bedingt durchlässig, was für die Entstehung und Entwicklung organischen Lebens auf der Erde von großer Bedeutung ist. So werden z.B. die Röntgen- und Ultraviolett- (UV) Strahlen bereits in den höheren Luftschichten vollständig absorbiert. Es gibt eigentlich nur zwei „Fenster“ ins Weltall: das „optische Fenster“ von ca. 400nm bis 800nm, einige unvollständige Durchlässigkeiten im infraroten Bereich, sowie das „Radiofenster“ von etwa 1mm bis 18m Wellenlänge (zit. nach [15]).

Die Grundlage aller astronomischen und astrophysikalischen Untersuchungen ist die Analyse des Sternenlichts mit je nach der Fragestellung unterschiedlichen Methoden. Wir wollen uns mit der Frage beschäftigen, welche Aufschlüsse die **Zusammensetzung des sichtbaren Lichts** über die Sterne zu geben vermag.

1.2 Wie zerlegen wir das Licht ?

Zu einer genauen Untersuchung des Sternenlichts ist es zunächst notwendig, das ankommende Licht in seine Bestandteile zu zerlegen. **Welche Apparate können das?**

Grundsätzlich gibt es zwei Möglichkeiten:

1. Der Prismenspektrograph:

Die ursprünglich von Newton benutzte Methode nimmt ein Glasprisma. Die blauen Anteile des einfallenden „Mischlichts“ werden beim Eintritt in das Glas stärker abgelenkt („gebrochen“) als die roten, und beim Austritt noch einmal. Nach dem Durchgang durch das Prisma haben sie also verschiedene Richtungen. Wenn man das so zerlegte Licht nun auf einer Wand (oder auf Photopapier) auffängt, dann sieht man ein Spektrum vor sich.

In der Astronomie bringt man direkt hinter dem Prisma eine Kamera an, die das Licht verschiedener Richtung auf verschiedene Stellen des photographischen Films abbildet.

Bezeichnung dafür: **Objektivprismenspektrograph**

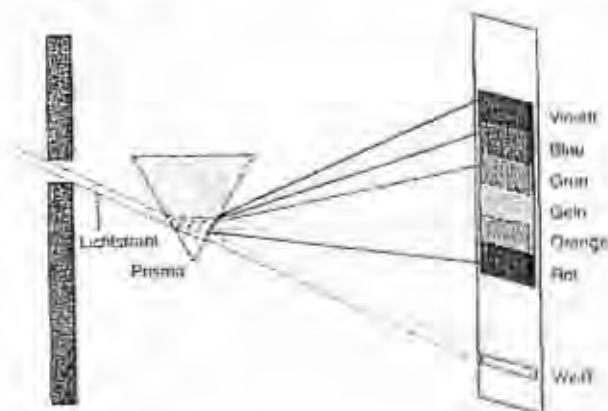


Abbildung 2: Zerlegung des Lichts mit einem Prisma

2. Der Gitterspektrograph:

Die zweite und moderne Methode zur Zerlegung des Lichts in die Regenbogenfarben benutzt statt der Lichtbrechung das Phänomen der Licht**beugung**.

Was ist das?

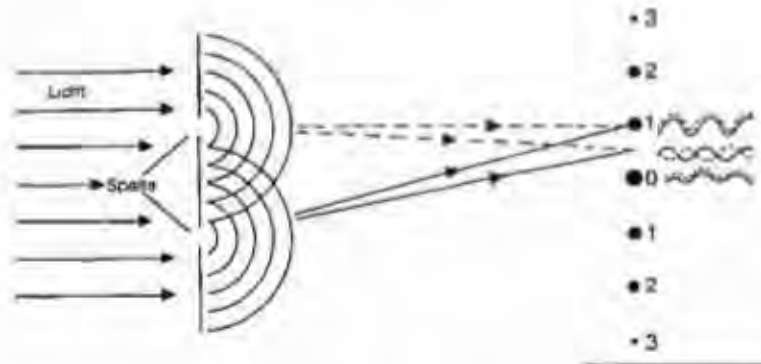


Abbildung 3: Lichtbeugung an zwei Spalten

Man stelle sich zwei Spalte vor, die in eine undurchsichtige Platte geschnitten sind. Wenn man diese Platte von links mit einfarbigem Licht bestrahlt, dann entsteht auf einer Wand rechts davon ein seltsames Muster aus hellen (einfarbigem) und dunklen Streifen. Jeder der beiden Spalte wirkt hinter der Platte als eine Lichtquelle, die Lichtwellen ausendet. An der Position „0“ auf der Wand, die gleich weit von beiden Spalten entfernt ist, treffen die Lichtwellen im gleichen Takt auf und verstärken einander: sie *interferieren* (überlagern sich *konstruktiv*). Das Ergebnis ist eine helle (einfarbige) Stelle auf der Wand.

Geht man von dieser Stellen ein wenig nach oben oder nach unten, dann wird die Entfernung zum einen Spalt kleiner, die zum anderen größer. Irgendwann beträgt der Wegunterschied zu den beiden Spalten gerade eine halbe Wellenlänge, so daß dort die Lichtwellen im Gegenteil ankommen. Das Resultat ist, daß sie einander auslöschen, die entsprechende Stelle an der Wand bleibt dunkel (obwohl sie von beiden Spalten beleuchtet wird): sie *interferieren destruktiv*.

Geht man die Wand noch etwas weiter hinauf oder hinunter, so erreicht der Wegunterschied schließlich eine ganze Wellenlänge. Die Wellen kommen an dieser Stelle (Position „1“) wieder im Gleichtakt an, interferieren also konstruktiv, und wir haben eine zweite helle (einfarbige) Stelle.

Auf diese Weise geht es immer weiter.

Jedesmal wenn der Wegunterschied ein ganzes Vielfaches der Wellenlänge beträgt, finden wir einen hellen Interferenzstreifen und dazwischen liegen dunkle Streifen.

Wir wollen nun die Interferenzmuster beim Doppelspalt für blaues und rotes Licht miteinander vergleichen:

Da rotes Licht eine größere Wellenlänge besitzt als blaues Licht liegen die Interferenzstreifen beim roten Licht weiter auseinander als beim blauen Licht.



0



Abbildung 4: Vergleich der Interferenzmuster für blaues und rotes Licht

Nun stellen wir uns vor, daß die beiden Spalte mit weißem Licht bestrahlt werden. Da rotes Licht längere Wellen besitzt als blaues, müssen wir etwas weiter von der Position „0“ weggehen, um konstruktive Interferenz zu erreichen als bei blauem Licht. Im Ergebnis sehen wir, daß alle Interferenzstreifen (außer dem mittleren, wo wieder alle Farben übereinander liegen) farbig sind.

In der folgenden Abbildung wird dies an einem einfachen Beispiel verdeutlicht. Bestrahlt man den Doppelspalt mit rot-blauem Mischlicht, entsteht folgendes Muster:



0

Abbildung 5: Interferenzmuster für rot-blaues Mischlicht

Jeder Streifen stellt also ein grobes Spektrum dar, das verfeinert werden kann, indem mehr als zwei Spalte benutzt werden. Je mehr Spalte in der undurchsichtigen Platte sind, desto schärfer wird das Spektrum. In der technischen Realisierung dieses Prinzips werden tausende von feinen Strichen auf eine Glasplatte geritzt und diese (oder ein Kunststoffabdruck davon) mit Aluminium bedampft [16]. Dieses **optische Gitter** ist das zentrale Bauteil der Spektrographen in der modernen Astronomie. Wie wir eben gesehen haben, erzeugt es stets mehrere Spektren, entsprechend den Streifen in Abb.5. Sie werden **Ordnungen** genannt und wie in Abb.3 nummeriert.

In der Astronomie bringt man nun zwischen dem Teleskop und der Kamera ein Gitter an, so daß auf dem photographischen Film die 1. Ordnung des Gitterspektrums abgebildet wird.
Bezeichnung dafür: Gitterspektrograph.

1.3 Wie können die Spektren aussehen?

Je nach der Art der Lichtquellen beobachten wir drei unterschiedliche Arten von Spektren:

- rein kontinuierliche Spektren
- reine Emissionslinien-Spektren
- Absorptionslinien-Spektren

Sie sollen hier zunächst phänomenologisch vorgestellt werden⁹.

1. *Rein kontinuierliche Spektren:*

Das rein kontinuierliche Spektrum besteht aus einem Band in den Regenbogenfarben, das vom langwelligen Rot bis zum kurzwelligen Ultraviolett reicht. Solche zusammenhängenden Spektren können durch glühende feste Körper (z.B. Glühdraht) oder durch glühende Flüssigkeiten oder Gase unter hohem Druck erzeugt werden [20].



In der Astronomie treten (nahezu) rein kontinuierliche Spektren im sichtbaren Bereich bei sehr heißen Sternen auf oder bei sehr kühlen (Infrarot-) Objekten, die im optischen Bereich im wesentlichen thermisch strahlen [12.1]

2. *Reine Emissionslinien-Spektren:*

Ein reines Emissionslinien-Spektrum wird durch ein heißes Gas bei geringem Druck erzeugt und zeigt keine durchgehenden Regenbogenfarben. Es besteht vielmehr aus einzelnen hellen Linien, die jeweils charakteristisch für das strahlende Element oder Molekül sind [20].



In der Astronomie beobachtet man bei Gasnebeln, die durch UV-Strahlung benachbarter Sterne zum leuchten angeregt werden, Emissionslinien-Spektren, ebenso im Spektrum der Sonnenchromosphäre (die durch das Strahlungsfeld der Photosphäre angeregt wird) [12.1].

3. *Absorptionslinien-Spektren:*

Wenn kontinuierliches Licht durch ein kühles Gas hindurch scheint, beobachten wir genau an den Stellen des kontinuierlichen Hintergrundspektrums dunkle Linien, wo im Fall des „heißen“ Gases die Emissionslinien erscheinen. Diese Linien bezeichnet man als Absorptionslinien, weil dort offensichtlich Licht „fehlt“.



Die Mehrzahl der Sterne und auch unsere Sonne zeigt Absorptionsspektren. Es ist nun unsere Aufgabe, das Zustandekommen dieser Spektren zu erklären und damit den Schlüssel zum Verständnis der Sternspektren zu finden.

⁹ Die Astronomie führt im übrigen alle drei Typen vor.

Literatur

- [11] Winkhaus, M., Bestimmung der Dichtestruktur oszillierender Be-Stern-Scheiben mittels Dopplertomographie, S. 15f, Diplomarbeit Ruhr-Uni-Bochum, 1977
- [12] Winkhaus, M., Bestimmung der Dichtestruktur oszillierender Be-Stern-Scheiben mittels Dopplertomographie, S. 10, Diplomarbeit Ruhr-Uni-Bochum, 1977
- [13] Winkhaus, M., Bestimmung der Dichtestruktur oszillierender Be-Stern-Scheiben mittels Dopplertomographie, S. 47ff, Diplomarbeit Ruhr-Uni-Bochum, 1977
- [14] DTV-Atlas zur Astronomie, 1996
- [15] DTV-Atlas zur Astronomie, S. 37, 1996
- [16] Kaler, J. B., Sterne und ihre Spektren, S. 75, Spektrum-Verlag, 1994
- [17] Kaler, J. B., Sterne und ihre Spektren, S. 90, Spektrum-Verlag, 1994
- [18] Kaler, J. B., Sterne und ihre Spektren, S. 91, Spektrum-Verlag, 1994
- [19] Kaler, J. B., Sterne und ihre Spektren, S. 68, Spektrum-Verlag, 1994
- [20] Moore, P., Das Weltall, S. 76, Orbis-Verlag, 1988
- [21] Schlosser, W., Astronomische Musterversuche, S. 157, Hirschgraben-Verlag, 1986
- [22] Schlosser, W., Astronomische Musterversuche, S. 155, Hirschgraben-Verlag, 1986
- [23] Voigt, H. H., Abriss der Astronomie, S. 149, BI-Verlag, 1988
- [24] Voigt, H. H., Abriss der Astronomie, S. 156, BI-Verlag, 1988
- [25] Voigt, H. H., Abriss der Astronomie, S. 268, BI-Verlag, 1988
- [26] Voigt, H. H., Abriss der Astronomie, S. 159, BI-Verlag, 1988
- [27] Dachs, J., Kühle Gasringe um heiße Sterne, Sterne und Weltraum S. 798 11/1995

(Beitrag wird in RB 29 fortgesetzt)

Spektroskopie mit Lichtleitern

(von Roland Bücke, Hamburg)

So verlockend und simpel der Einsatz von Lichtleitern zur Übertragung des Sternlichts vom Teleskop zum Spektrometer auf den ersten Blick erscheinen mag, gestaltet sich eine Erfolg versprechende Realisierung im Detail doch recht anspruchsvoll. Der Gedanke zu diesem Beitrag reifte auf der diesjährigen Jahrestagung der Fachgruppe in Heppenheim, da am Rande des Tagungsprogramms oft Fragen zum Lichtleitereinsatz berührt wurden.

Das Thema wurde naturgemäß kontrovers diskutiert. In der Tat bietet der LWL (Abkürzung für die ebenfalls übliche Bezeichnung Lichtwellenleiter) nur in speziellen Fällen Vorteile oder kann u.U. unverzichtbar sein. Ein Beispiel hierfür lieferte Herr Goretzki eindrucksvoll in seinem Vortrag zum Thema „Sonnenspektroskopie“.

Mit dem nachfolgenden Beitrag möchte ich denjenigen, die ernsthaft die Nutzung der LWL-Technik erwägen, meine eigenen praktischen Erfahrungen an die Hand geben. Die geschilderte Bearbeitungstechnik von Fasern ist nicht die einzig mögliche, wurde von mir aber mehrfach erfolgreich angewandt. Theoretische Grundlagen werden nur kurz angesprochen, um vor allem die für den praktischen Einsatz wesentlichen Eigenschaften zu erläutern.

Als Nachweis, dass auch mit einfachen Mitteln ohne Spezialwerkzeuge tatsächlich brauchbare Ergebnisse zu erzielen sind, ist in Abb. 1 die H α -Emission des Be-Sterns γ Cas dargestellt. Das Aufnahmeinstrument war mein 20 cm Dobson; das Spektrometer hat eine Dispersion von 0,56 Angström/Pixel, die Auflösung beträgt 1,5 Angström. Teleskop und Spektrometer sind mit einer 200 μ m Faser miteinander verbunden.

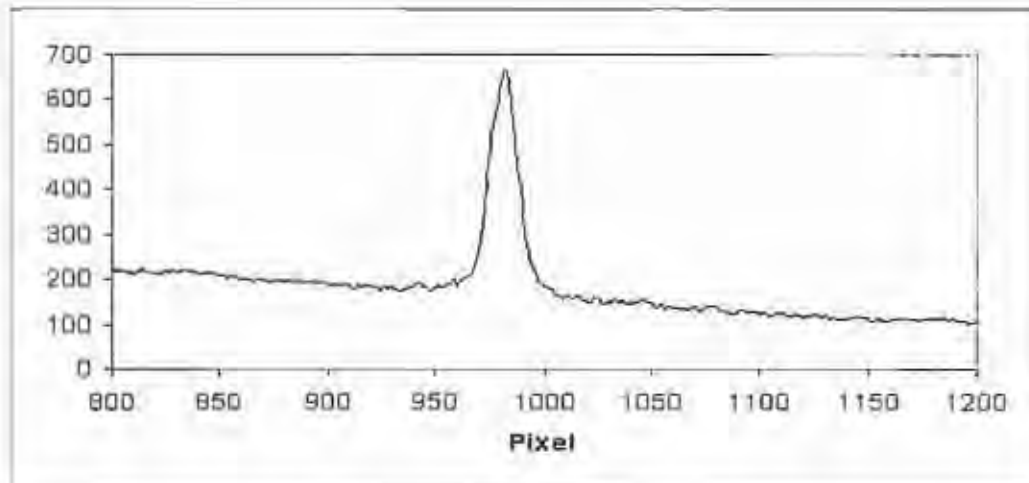


Abb. 1: H α -Emission von γ Cas

Wann also empfiehlt sich der Einsatz von LWL ?

- Wenn die Montierung des zur Verfügung stehenden Teleskops zu schwach für die direkte Ankopplung des Spektrometers ist. Die hohen Anforderungen an eine präzise Nachführung des Teleskops bleiben allerdings bestehen.

Welche Vorteile sind durch den Einsatz von LWL zu erwarten ?

- Größe und Gewicht des Spektrometers sind nicht mehr durch die Teleskopmontierung limitiert
- Nachführfehler führen nicht zur Verschlechterung der Auflösung
- Die Wellenlängenkalibrierung kann direkt mit einer Spektrallampe (z.B. Neon-Glimmlampe) vorgenommen werden.
- Himmelshintergrundlicht wird vernachlässigbar

Nachteile ?

- Zusätzlicher Lichtverlust
- Mechanischer Aufbau komplizierter und aufwändiger
- Überwachung der Einkopplung bei Langzeitbelichtungen

Grundlagen

Die Lichtleitung in Fasern beruht auf dem physikalischen Effekt der Totalreflexion an einer Grenzfläche zwischen Materialien unterschiedlicher optischer Dichte. Lichtleitfasern haben also im lichtführenden „Kernbereich“ einen geringfügig höheren Brechungsindex als im umgebenden Mantelbereich. Abb. 2 zeigt den strahlenoptischen Weg in der so genannten Multimode-Stufenindexfasern. Die anderen zwei Lichtleitertypen, die Monomode-Stufenindex- und Multimode-Gradientenfasern, wurden speziell für hohe Übertragungskapazitäten über große Distanzen in der Nachrichtentechnik entwickelt. Da beide Kriterien für unsere Anwendung irrelevant sind, sollen sie hier nicht weiter betrachtet werden.

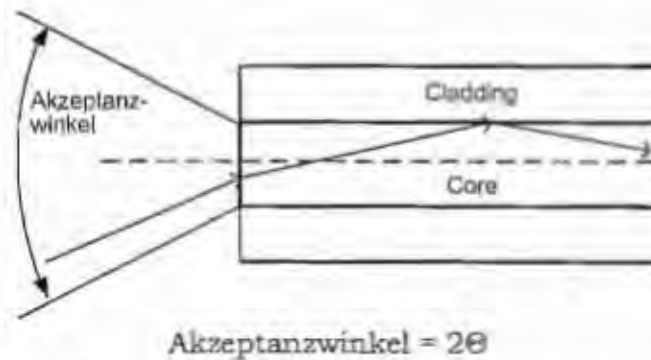


Abb.2: Strahlengang in einer Multimode-Stufenindexfaser

Die physikalischen Eigenschaften eines LWL sind sehr komplex. Deshalb möchte ich nur die wesentlichen Fachbegriffe und Zusammenhänge kurz erläutern, die in die Auslegung der gesamten Messanordnung Teleskop-LWL-Spektrometer direkt eingehen bzw. weniger einflussreiche Größen nur kurz erwähnen:

Numerische Apertur (A_N):

Maximaler Winkel Θ , unter dem Licht in die Faser eingekoppelt wird.

$$A_N = \sin \Theta = \sqrt{n_1^2 - n_2^2} \quad (1)$$

n_1 und n_2 sind die Brechungsindizes für das Kern- und Mantelmaterial.

Die Numerische Apertur muss bei der Dimensionierung der Gesamtapparatur berücksichtigt werden.

Optische Dämpfung:

Unter Dämpfung A versteht man die Verluste des durchgehenden Lichts. Ausgedrückt wird sie als zehnfacher Logarithmus des Verhältnisses der optischen Leistung am Eingang I_e und Ausgang I_a der Faser in der Einheit dB.

$$A = -10 \log \frac{I_a}{I_e} \quad [\text{dB}] \quad (2)$$

Die Dämpfung eines LWL pro km Länge wird als Dämpfungsbelag α bezeichnet.

$$\alpha = \frac{A}{x} \quad (3)$$

In Gl. 3 ist x die Faserlänge in km. Durch Einsetzen von (3) in (2) und Umstellen erhält man eine Gleichung zur Berechnung des Lichtverlustes auf der Länge x einer Faser:

$$\frac{I_a}{I_e} = 10^{\left(\frac{\alpha \cdot x}{-10}\right)} \quad (4)$$

Die wesentlichen Verlustmechanismen sind die der Absorption im Material selbst sowie der Streuung an Materialinhomogenitäten. Da die Dämpfung eine reine Materialgröße darstellt, werden hier Streuverluste bei der Ein- und Auskopplung des Lichts nicht berücksichtigt! Die Dämpfung führt zu einem exponentiellen Abklingen der Lichtintensität über die Faserlänge. Sie ist stark

wellenlängenabhängig und nimmt im kurzwelligen Bereich unter 500 nm materialabhängig mehr oder weniger stark zu (Abb. 3).

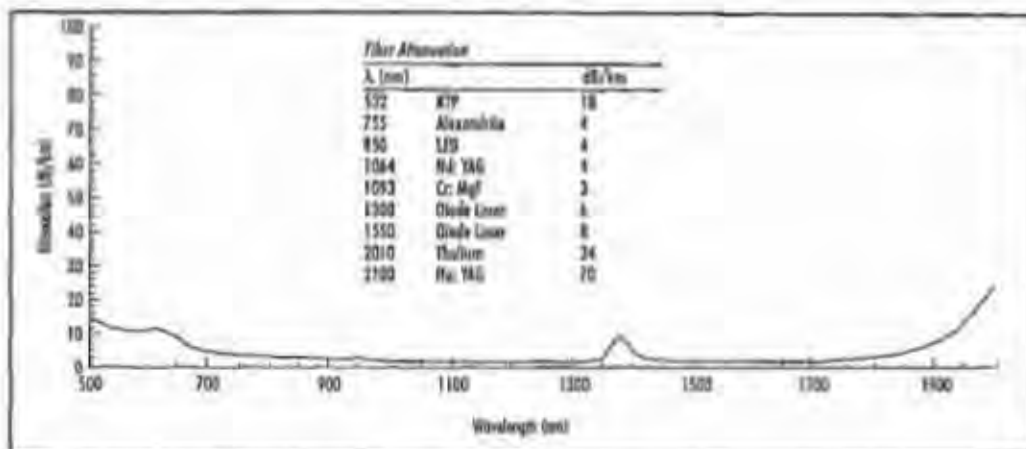


Abb. 3: Spektrale Dämpfung einer Quarz-Quarz Faser
(aus: Katalog SpecTran der Firma Laser Components GmbH)

Signaldispersion:

laufzeitbedingte Verzerrungen (Verbreiterungen) von Signalen. Spielt bei der Sternspektroskopie keine Rolle, da wir es mit „Gleichlichtsignalen“ zu tun haben.

Biegungen:

Der primäre Grund für den Einsatz von Lichtleitern ist deren Flexibilität: Die Faser lässt sich ähnlich einem Elektrokabel verbiegen und passt sich damit den räumlichen Gegebenheiten an. Man kann Fasern ohne Bruch bis zu einem Biegeradius von einigen Millimetern krümmen. Allerdings verursacht eine starke mechanische Deformation erhebliche Verluste, weshalb Lichtleiter nicht unnötig gekrümmt werden sollten. Licht, das in einem größeren Winkel eingekoppelt wurde, überschreitet im Biegebereich den Grenzwinkel der Totalreflexion, wird ausgekoppelt und geht damit verloren.

Des weiteren kommt es mit kleiner werdendem Krümmungsradius zu einem Dämpfungsanstieg, weil das elektromagnetische Feld weiter nach außen in den Mantel hineinreicht.

Aufbau von LWL und LWL-Kabeln

Lichtleiter sind generell aus dem lichtführenden Kern (Core), dem Mantelbereich (Cladding) und der optisch inaktiven Kunststoffschicht (Coating / Buffer) als Schutz vor mechanischen Einflüssen aufgebaut (Abb. 4). Der Kern besteht aufgrund der guten optischen Transmissionseigenschaften über einen großen Wellenlängenbereich (UV-NIR) überwiegend aus Quarzglas, der Mantelbereich aus einem Quarzglas mit niedrigerem Brechungsindex oder auch aus Kunststoff (HCS-Fasern). HCS-Fasern haben eine wesentlich größere numerische Apertur (0,29 – 0,48) als Quarz/Quarz-Fasern (0,22). Die Kerndurchmesser reichen von ca. 50 μm bis 1 mm.

In einem Lichtleiterkabel sind eine oder mehrere Lichtleitfasern untergebracht. Kabel erfüllen erweiterte Schutzfunktionen gegenüber vielfältigen Umwelteinflüssen. Beispielhaft seien genannt: mechanische und thermische Belastungen, eindiffundieren von Wasserstoff und Wasser, Vermeidung von kleinen Krümmungsradien.

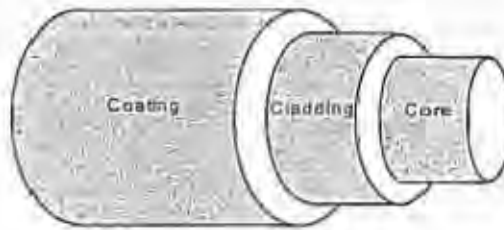


Abb. 4: Aufbau von Lichtleitern

Praktische Gesichtspunkte zum Einsatz von Lichtleitern als Bindeglied zwischen Teleskop und Spektrometer

Zwei Gründe sprechen hauptsächlich gegen den Lichtleiter:

Einerseits die zusätzlichen Lichtverluste, andererseits die schwierige zuverlässige Einkopplung des Sternlichts in die Faser und der damit erhöhte mechanische Aufwand.

Wodurch entstehen die Verluste und wie können sie möglichst klein gehalten werden?

1. unvermeidliche Verluste durch die Faser selbst. Dies sind die Dämpfung und die Rückreflexion an den Faserendflächen. Der Anteil dieser Verluste wird oftmals überbewertet. Die Reflexion an den Endflächen hat jeweils den typischen Wert für Glas/Luft-Übergänge von ca. 4 - 5%. Dies setzt allerdings eine hohe optische Qualität dieser Glasflächen voraus. Hier dürfte häufig die eigentliche Ursache für sehr große Lichtverluste zu finden sein, die aber bei richtiger Bearbeitung der Faserenden vermeidbar sind! Man sollte sich einmal verdeutlichen, dass das gesamte vom Teleskopobjektiv gesammelte Licht auf die winzig kleine Fläche einer Faser konzentriert wird. Um wie viel stärker müssen sich da mikroskopisch kleine Defekte wie Muschelbrüche an den Kanten, Kratzer und Absplitterungen gegenüber einem Kratzer auf dem Teleskopspiegel auswirken! Jeder Oberflächenfehler erzeugt Streulicht, das nicht von der Faser geführt wird.

Die sorgfältige Politur der Faserendflächen ist die wichtigste Voraussetzung für die Vermeidung hoher Lichtverluste.

Für eine 20 m lange Faser mit einer typischen Dämpfung (Dämpfungsbelag) von max. 15 dB/km im Wellenlängenbereich von 500 nm bis 800 nm ergibt sich nach Gleichung 4 ein Lichtverlust von ca. 7%. Der gesamte unvermeidliche Lichtverlust durch den Lichtleiter liegt bei diesem Beispiel also bei 15 bis 20 %.

2. Die Fokussierung des Sterns auf die Faser ist vor allem bei längeren Belichtungszeiten schwierig. Erstens bedarf die Positionierung einer geeigneten visuellen Einrichtung und zweitens muss dann das Teleskop exakt nachgeführt werden, was ebenfalls mehr oder weniger häufig visuell kontrolliert werden muss. Ich selbst habe dies realisiert, indem ein Teil des Lichts an einem dünnen Glasplättchen (Deckglas aus der Mikroskopie) unmittelbar vor der Faser im rechten Winkel herausgelenkt wird und mit einem Okular die Position des Sterns observiert werden kann (siehe Abb. 5a). Ich muss aber darauf hinweisen, dass ich damit nur eine grobe Positionierung vornehme, bis der Stern von der optoelektronischen Nachführung erfasst wird, wie ich dies in meinem Beitrag im Fachgruppen-Rundbrief „Spektrum“ Nr. 25 bereits beschrieben habe. Eine andere Möglichkeit ist in Abb. 5b dargestellt, die ohne weitere Lichtverluste auskommt. Die Faser ist leicht schräg angeschliffen und übernimmt damit

selbst das Herauslenken eines Teils des Sternlichts. Bei hellen Objekten, worauf die Spektroskopie ohnehin beschränkt bleibt, genügt die Rückreflexion einer unverspiegelten Glasfläche. Bei dieser Variante muss also die Faser in einer Glaskapillare eingeklebt sein, wie weiter unten noch genauer beschrieben wird. Ein weiterer Vorteil dieser Variante besteht darin, dass durch den Himmelshintergrund die Glasfläche sowie auch der Kern des Lichtleiters leicht erhellt erscheint, während die Klebezone zwischen Faser und Kapillare dunkel bleibt und damit die Positionierung unterstützt.

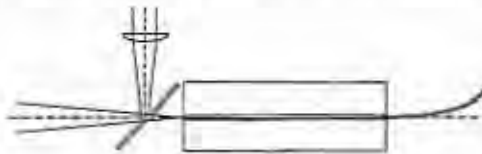


Abb. 5a



Abb. 5b

Es sei noch auf die Möglichkeit hingewiesen, mit einem Klappspiegel am Faserausgang entsprechend der Nachführgenauigkeit in Abständen die Positionierung anhand der Aufhellung der Faseraustrittsfläche zu kontrollieren.

3. Faserbiegungen führen - wie oben schon erwähnt - zu Verlusten. Deshalb sollten kleine Biegeradien möglichst vermieden werden. Des weiteren kann man den Einfluss der Lichtleiterführung dadurch reduzieren, indem der Winkel des Lichtkegels klein gegenüber der numerischen Apertur gewählt wird. Mit ausreichender Genauigkeit ist

$$\frac{D}{2f} \approx A_N \quad (5) \quad \text{mit der Teleskopöffnung } D \text{ und der Brennweite } f.$$

4. Da der lichtführende Kern des Faserendes den Eintrittsspalt des Spektrographen bildet, korreliert die Auflösung direkt mit dessen Durchmesser. Zur Erhöhung der Auflösung kann man das Faserende mit einem engeren Spalt abblenden, wobei man dann die entsprechenden Lichtverluste in Kauf nehmen muss.

Hinweise zur Bearbeitung von Lichtleitern

Wer sich die Bearbeitung der Faserendflächen ersparen möchte, kann auf fertig konfektionierte Lichtleiter zurückgreifen bzw. diese in der gewünschten Länge fertigen lassen. Eine weitere Möglichkeit besteht darin, die Fasern selbst zu konfektionieren, wobei man die Auswahl aus einer Vielzahl von verschiedenen Steckerbauformen hat. Für jeden üblichen Faserquerschnitt gibt es passende Stecker (Abb. 6).



Abb. 6: Faser in Standardstecker eingeklebt

Die Präparation der Endflächen kann durch zwei Methoden erfolgen: das Brechen mit einem Spezialwerkzeug oder das Einkleben mit Epoxydharz mit anschließender Politur. An dieser Stelle möchte ich vor allem meine eigenen Erfahrungen mit der zweiten Methode weitergeben, für die keinerlei Spezialwerkzeuge nötig sind und mit denen sich Endflächen hoher Qualität herstellen lassen:

Man benötigt ein Schleiftool, dessen Teile auf einer Drehbank einfach herzustellen sind (Abb. 7). Dass es auch „primitiver“ funktioniert, zeigt Abb. 8. Dieses Tool habe ich aus einem Stück Alu-Blech, einem Stück Rundmaterial sowie Winkelprofil hergestellt und damit alle Faserflächen erfolgreich bearbeitet. Weiterhin werden eine dickere Glasplatte (ca. 10mm) als Arbeitsfläche, eine Prospekthülle (aus etwas kräftigerem Kunststoff mit leicht angerauter Oberfläche) als Polierfolie, etwas Schleifpulver sehr feiner Körnung (Körnung 600 und feiner) und Poliermittel benötigt. Diese Pulver sind in kleinen Mengen bei der Materialzentrale des VdS erhältlich. Alternativ kann man auch fertige Polierfolien kaufen. Ich persönlich arbeite lieber mit Pulvern. Unabdingbar ist die ständige Kontrolle des Fortgangs der Arbeiten mit einem einfachen Mikroskop.

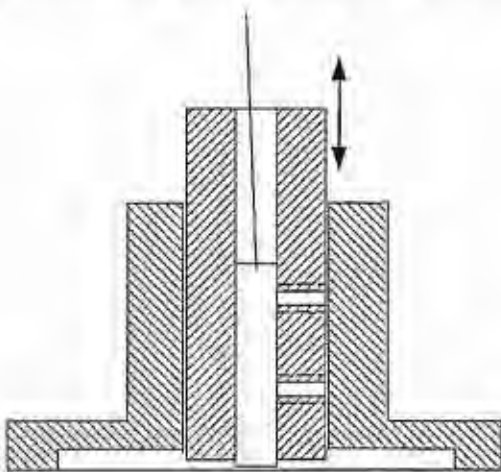


Abb. 7: Polierwerkzeug

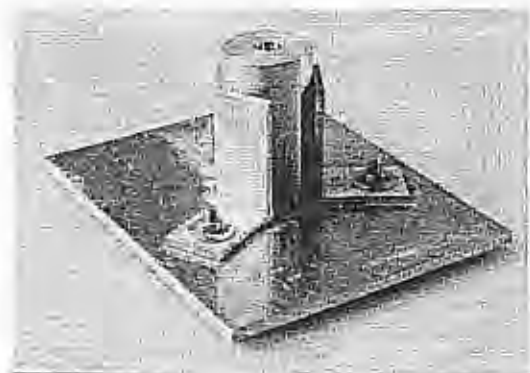


Abb. 8: Polierwerkzeug

Hier die einzelnen Arbeitsschritte in der richtigen Reihenfolge:

- Kabel mit einer Rasierklinge (Skalpell) ein entsprechendes Stück abisolieren
- Zum Einkleben in den Stecker bzw. in eine Glaskapillare muss das Coating ebenfalls auf entsprechender Länge entfernt werden, da dieses Material sehr weich ist. Dazu ritzt man das Coating über den gesamten Umfang mit einer Rasierklinge (Skalpell) vorsichtig ein und zieht dann die Hülle zwischen zwei Fingernägeln ab. Bei Fasern mit Glascladding ist dies nicht schwierig. Beim Abisolieren von Fasern mit dem sehr dünnen Kunststoffcladding sind etwas Training und eine sehr ruhige Hand nötig, da das Material leicht angeritzt wird und an dieser „Wunde“ größere Lichtverluste auftreten. Achtung: Abisolierte Fasern sind bruchempfindlich!
- Einkleben der abisolierten Faser in den Stecker (Glaskapillare) mit Epoxydharz. Der Zweikomponentenkleber sollte eine längere Aushärtzeit (2 Stunden oder länger) aufweisen, da dieser beim Erwärmen genügend lange dünnflüssig bleibt und eine größere Endhärte erreicht. Die Bohrung des Steckers (Glaskapillare) darf nur wenig größer als der Faserdurchmesser sein.

Die Faser wird senkrecht eingespannt, der Stecker aufgesteckt, so dass das Faserende leicht heraussteht, einen Tropfen Kleber auftragen und mit einem Heißlüfter oder Fön so weit erhitzen, dass dieser sehr dünnflüssig wird und auf Grund der Kapillarwirkung den Klebspalt bis in die Tiefe hinein ausfüllt.

- Nach dem vollständigen Aushärten wird das so eingefasste Faserende in den Zylinder des Poliertools mit ca. 2-3 mm Überstand eingespannt.
- Politur: Etwas Schleif- bzw. Polierpulver wird mit etwas Wasser zu einer dünnbreiigen Suspension verrührt. Die Glasunterlage wird mit Wasser angefeuchtet, die Folie möglichst luftblasenfrei aufgelegt und mit den Fingern etwas Suspension gleichmäßig aufgetragen.
- Das Poliertool aufsetzen und mit unregelmäßig kreisenden Bewegungen mit dem Polieren beginnen. Das Eigengewicht des beweglichen Zylinders reicht in der Regel, kann aber am Anfang mit mäßigem Druck etwas erhöht werden. Regelmäßig den Fortgang der Arbeiten unter dem Mikroskop verfolgen. Falls anfänglich noch viel Material (Kleber) abgetragen werden muss, kann man mit feinem Schmirgel beginnen.

Folgende Internetseiten können bei der Materialbeschaffung behilflich sein:

www.spectra-physics.com

www.fiber-shop.de

www.fop.de

www.lasercomponents.de