

SPEKTRUM

Mitteilungsblatt der
Fachgruppe

Spektroskopie

der Vereinigung der
Sternfreunde e.V.

Ausgabe Nr. 32 (2006)

Einzelheft: 3,50 Euro (plus Porto)
Herausgeber: Ernst Pollmann
Emil Nolde Straße 12
51375 Leverkusen

Impressum

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

Für den Inhalt sind die Autoren selbst verantwortlich

Kontakt:

Ernst Pollmann
Emil Nolde Straße 12
51375 Leverkusen

Fax: 0403603038949

eMail: ErnstPollmann@aol.com

Telefon: 0214-91829

Bankverbindung:

Konto Nr. 202029344; Bankleitzahl 37551440; Sparkasse Leverkusen

Inhalt

	Seite
Johannes Zabel	
Aufnahme und Auswertung von Spektren ausgewählter Sterne (II).....	1
Markus Giftthaler	
Jugend-forscht 2005 „Astrospektroskopie“ (II).....	11
Joachim Draeger	
Einige Beispiele spaltloser Flash-Spektren.....	18

Aufnahme und Auswertung von Spektren ausgewählter Sterne (II)

(von Johannes Zabl, Landsberg/Lech)

III. Das Harvardklassifikationsschema in selbstgewonnenen Spektren

Wie in I.6 als Ziel der Facharbeit erklärt, soll nun an Hand von Aufnahmen, die mit den beiden Spektrographenkonfigurationen gewonnen wurden, ein Einblick in die Systematik des Harvardspektralklassifikationsschemas gegeben werden.

Ohne Bier Aus'm Fass Gibts Koa Mass

So kann man sich die 7 Grundgruppen, -in- denen—die- Astronomen und wissenschaftlichen Mitarbeiter um E.C. Pickering am Ende des 19. Jahrhunderts, einen Großteil der Sterne systematisch untergebracht haben, am leichtesten merken (ursprünglich gab es noch mehr Gruppen und eine alphabetische Sortierung)[vgl. Gondolatsch, 1979, 370]. Grundlage für die Einteilung in Klassen war das Vorhandensein bestimmter Merkmale. So wurden vor allem Kriterien wie die Stärke der Balmerlinien, der Linien des einfach ionisierten Kalziums (K und H im Fraunhoferspektrum), das Auftreten von Molekülbanden und das Vorhandensein der Linien des neutralen und ionisierten Heliums benutzt. Da all deren Stärke bei ähnlichen elementaren Zusammensetzungen der Atmosphäre im Wesentlichen von der Temperatur abhängt, muss die Folge in der Anordnung OBAFGKM als Temperatursequenz verstanden werden. O stellt das heiße und M das kühle Ende dar. Die O Sterne erscheinen uns nach Gleichung (1.1) blau, während die M Sterne rot leuchten.

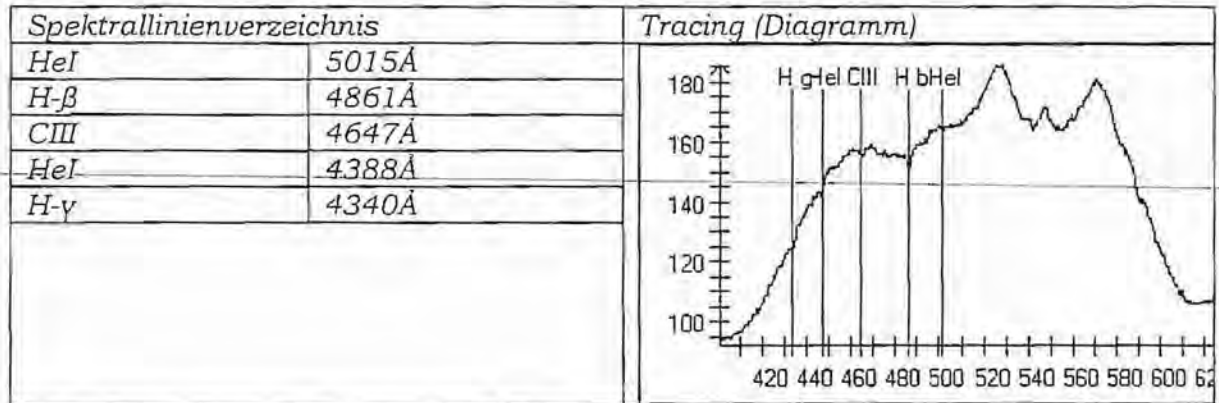
Um feinere Unterschiede erfassen zu können, wurde das Schema bald darauf durch die Arbeiten einer Mitarbeiterin von Pickering, Miss Maury [vgl. Kaler, 1994, 91], weiter unterteilt. Die Unterklassen wurden durch das Anfügen von Dezimalstellen, z.B. A2, erstellt. A2 liegt zwischen A und F. Die Unterscheidungen beruhen hauptsächlich auf den Verhältnissen von Linienstärken.

Da es bei gleicher Spektralklasse Unterschiede in den Spektren von Sternen unterschiedlicher Größe und somit nach Gleichung (1.2) unterschiedlicher Leuchtkraft gibt, wurde der Spektralklassifikation im Jahr 1943 eine zweite Dimension angefügt, nämlich die Leuchtkraftklasse.[vgl. Kaler, 1994, 98]. Sie wird mit römischen Ziffern von I-V gekennzeichnet. „I“ sind besonders große Sterne, so genannte Überriesen, während die Hauptreihensterne, also Sterne die sich in der stabilen Phase des zentralen Wasserstoffbrennens befinden, mit der „V“ gekennzeichnet und als Zwerge bezeichnet werden. Im Folgenden sollen nun die Kriterien für die einzelnen Spektralklassen genannt und an Beispielen untersucht werden. Abschließend soll die Serie als ganzes betrachtet werden.

1. O-Stern

In den Spektren der O Sterne sind Wasserstofflinien, die zu späteren kühleren Unterklassen hin an Intensität zunehmen, deutlich vorhanden. Daneben dominieren vor allem Linien des neutralen (HeI) und des einfach ionisierten (HeII) Heliums, wobei die Linienstärke des ersteren zu späteren Unterklassen hin zunimmt und die des HeII abnimmt. Deswegen eignet sich das Verhältnis zwischen beiden für eine Unterteilung in Unterklassen. [vgl. Jaschek, 1990, 105f / Kaler, 1994, 257f].

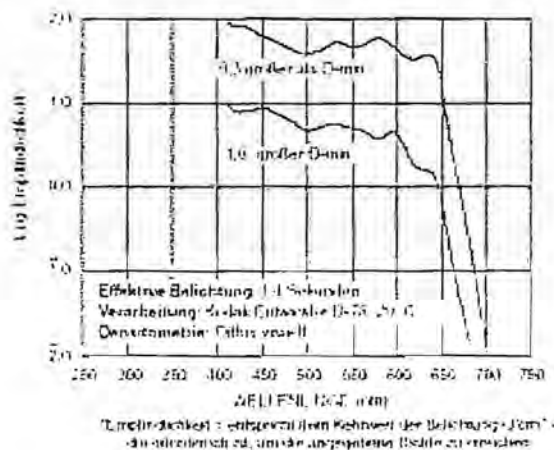
Beispiel: γ Ori, Spektraltyp: O9.5II, Spektrograph: klassisch



Auswertung:

Auf der Originalaufnahme lassen sich nach dem Scannen zweifelsfrei nur die drei Linien H β , H γ und die des neutralen Heliums bei 4388Å identifizieren. Wenn man das Spektrum allerdings als Binnig oder als Tracing darstellt, erkennt man zwei weitere Linien. Dass es sich dabei tatsächlich um CIII und HeI bei 5015Å handelt, kann, nachdem das Spektrum mit Hilfe der drei klar identifizierbaren Linien kalibriert wurde, durch Vergleichen mit den theoretischen Wellenlängen verifiziert werden. Da der aufgenommene Stern einen engen Begleiter vom Spektraltyp B0 hat überlagern sich die Spektren der beiden Sterne. O9.5 und B0 sind jedoch fast

Spektralempfindlichkeitskurven*



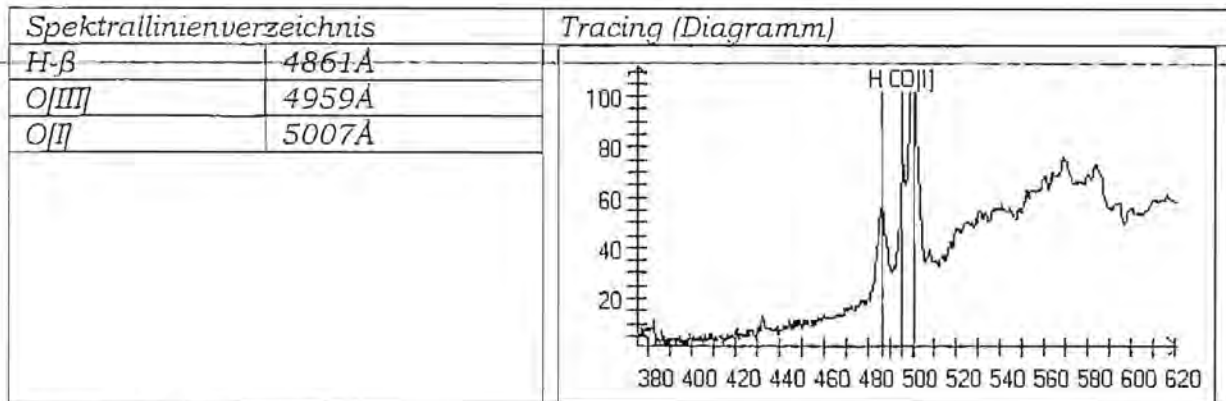
identisch. Die beiden Sterne haben also nahezu die gleichen Spektren mit den nahezu gleichen dominanten Linien.

Auffallend sind die beiden großen „Intensitätshügel“. Sie haben nichts mit der Physik des Sterns zu tun, sondern sind auf die spektrale Empfindlichkeitsverteilung des Filmmaterials zurückzuführen. Diese wird durch den Vergleich mit einer entsprechenden Grafik aus dem Datenblatt des Films ersichtlich. Dazu muss die obere Kurve betrachtet werden. Die Maxima liegen sowohl in

dieser Kurve als auch im Tracing des Sterns etwa bei 525 und 575 nm. Weiterhin fällt auf, dass die Intensität des Sternspektrums im blauen (links) stark abfällt, obwohl der Stern in diesem Bereich ja entsprechend seiner Oberflächentemperatur den Großteil seiner Energie abstrahlt und auch die Filmempfindlichkeit bei diesen Wellenlängen recht hoch ist. Der Grund dafür liegt sowohl in der Absorption dieser Strahlung durch die Erdatmosphäre, als auch in der geringen Lichtdurchlässigkeit der verwendeten Linsen im UV-Bereich.

Beispiel: M 42, Objektivprismenspektrograph, $f=100\text{mm}$

Originalaufnahme (Negativ)



Der Orionnebel gehört zur Klasse der Emissionsnebel, deren Spektren durch eben solche Linien geprägt sind. Auch wenn es sich bei diesen Objekten nicht um Sterne handelt, so sind sie doch eng mit Sternen der Spektralklasse O verknüpft. Die Lichtemission findet bei M42 in einer interstellaren Gaswolke statt, die von einem 4-fach Sternsystem, dessen hellste Komponente dem oben behandelten Stern γ Ori nicht unähnlich ist, beleuchtet wird. Die Dichte ist mit 10^3 - 10^4 Teilchen pro cm^3 [Gondolatsch, 1979, 507] für eine solche Wolke zwar recht hoch, aber dennoch so gering (kleiner als in dem besten auf der Erde erreichbaren Vakuum), dass es nur sehr selten zu Stößen zwischen den Teilchen kommt.

Da die O-Sterne, die also die Wolken bestrahlen, „gewaltige Mengen an UV-Photonen“ [Kaler, 1994, 267] emittieren, hat ein Teil des Sternlichtes genügend Energie um die Wasserstoffatome zu ionisieren. Um die 13,6 eV Ionisierungsarbeit für ein Wasserstoffatom im Grundzustand aufzubringen, wird nach $E = (h \cdot c) \lambda^{-1}$ Licht mit einer Wellenlänge kleiner als 912Å benötigt. Die freigesetzten Elektronen bewegen sich mit einem der Überschussenergie (Energie die über die 13,6 eV hinausgeht) entsprechenden Geschwindigkeitsbetrag durch die Gaswolke. Dabei kann es passieren, dass sie trotz der relativ geringen Wahrscheinlichkeit auf ein Proton, also ein ionisiertes Wasserstoffatom treffen und sich mit diesem in einem Frei-Gebunden-Übergang rekombinieren (Rekombination). Dabei entstehen zunächst Atome in unterschiedlichen Anregungszuständen, die alle zum energiegünstigsten, dem Grundzustand streben. Da sie sich dorthin entweder auf direktem Weg, aber auch über Zwischenritte begeben können, ist es durchaus wahrscheinlich, dass auch Übergänge von einem höheren Niveau auf $n=2$ stattfinden. Es werden die Linien der Balmer-Serie emittiert. In Emissionsnebeln wird also UV-Licht in sichtbares Licht umgewandelt. Diesen Vorgang bezeichnet man als Fluoreszenz.

Neben den Wasserstofflinien treten aber auch besondere Linien in starker Intensität auf. Diese sind auf bestimmte, in manchen Ionen und Atomen auftretende Übergänge zurückzuführen. Dafür verantwortlich sind metastabile Zustände, auf denen die Teilchen im Gegensatz zu den ca. 10^{-8} s der instabilen Zustände für mehrere Sekunden (manchmal sogar für Tage) verweilen können [Gondolatsch, 1979, 407], dann aber schließlich doch auf einen anderen Zustand zurückfallen und dabei Licht emittieren. Die Anregung auf diese Zustände geschieht ähnlich wie beim berühmten Franck-Hertz Versuch durch unelastische Stöße.

Voraussetzung für das Verweilen auf dem metastabilen Zustand ist, dass es nicht zu einem erneuten Stoß kommt. Es muss also eine hinreichend geringe Teilchendichte vorherrschen, wie sie in den Laboratorien auf der Erde kaum erzeugt werden kann. Diese Linien werden mit der Angabe der Ionisationszahl in eckigen Klammern [...] gekennzeichnet.

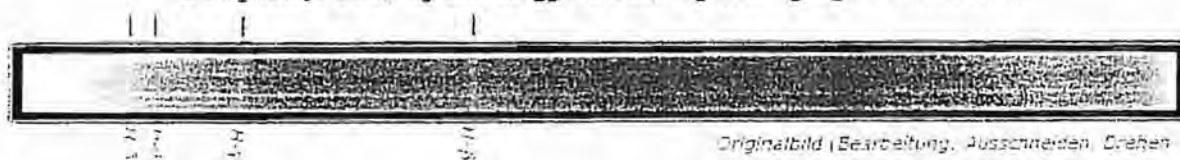
Von den Linien, die hell genug sind, um mit dem Objektivprismenspektrographen aufgenommen werden zu können und die im Spektralbereich des Films liegen, gibt es eigentlich nur drei: H β , OIII bei 4959Å und OI bei 5007Å. Auf der Aufnahme sind tatsächlich drei Linien zu erkennen. Die Überprüfung der Wellenlängen durch eine Drei-Punkte-Eichung kommt nicht in Frage, da keine vierte Linie vorhanden ist, an Hand derer man die Richtigkeit der Eichung testen könnte. Um dennoch eine Sicherheit zu bekommen, wurde die rechte Linie als H β angenommen und eine für die Wega (mit gleichen technischen Daten aufgenommen) erstellte Eichkurve auf den Orionnebel angewendet. Dabei stellt man fest, dass die Vermutung für die anderen beiden Linien exakt passt. Da es sich beim Orionnebel um ein für uns als flächig erscheinendes Objekt handelt, sind die spektralen Merkmale nicht als Spektrallinien, sondern in Form des Nebels selbst vorliegend.

2. B-Sterne

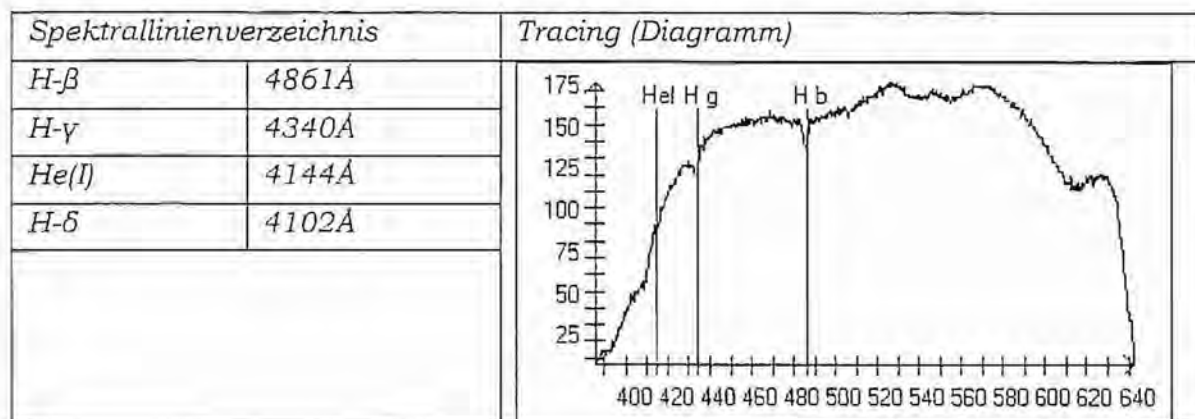
Die Oberflächentemperaturen der B-Sterne umfassen einen weiten Temperaturbereich [Pfau, 2003, 4/52]. Während die heißesten Vertreter einen Großteil ihrer Energie noch im UV-Bereich abstrahlen, verschiebt sich das Intensitätsmaximum mit späterer Unterklasse immer weiter in Richtung langwelligerer Strahlung.

Als Folge der abnehmenden Temperatur nimmt auch die Zahl der ionisierten Wasserstoffatome ab. Ein mengenmäßig größerer Anteil des Wasserstoffs wird Balmerlinien hervorbringen und somit die Stärke der Balmerlinien steigen lassen. Gleichzeitig nimmt die Intensität der Linien des HeI ab, da mit sinkender Temperatur nicht mehr genügend Energie vorhanden ist, um die Heliumatome auf das für die Emission des sichtbaren Lichts verantwortliche Energieniveau zu bringen

Beispiel: β Tau, Spektraltyp: B8III, Spektrograph: klassisch



Originalbild (Bearbeitung: Ausschneiden, Drehen)

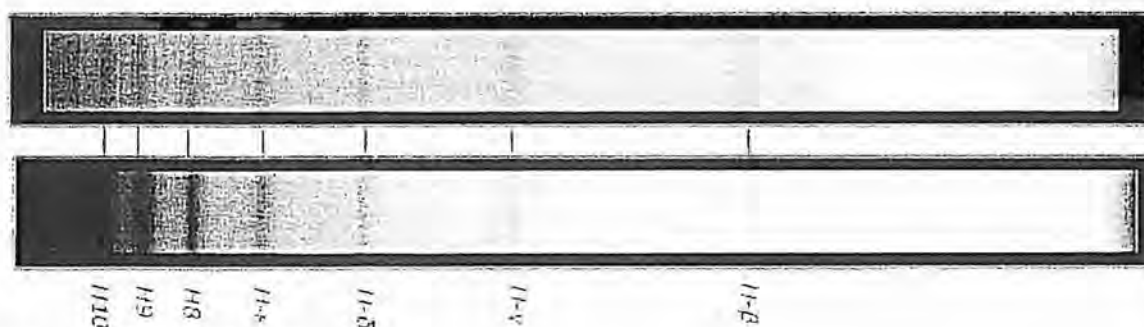


Das Bild ist im Negativ dargestellt, da man die Linien so etwas besser erkennen kann. Es handelt sich dabei um normale Absorptionslinien. β Tau ist ein B8 III Stern, also ein Riese mit einer Oberflächentemperatur von 13700K. In dem Spektrum erkennt man, dass bei dieser Temperatur die Balmerlinien bereits eine deutliche Stärke haben. Linien des neutralen Heliums HeI sind nur noch ganz schwach. Auf der Aufnahme kann man die Linie bei 4144Å andeutungsweise erkennen.

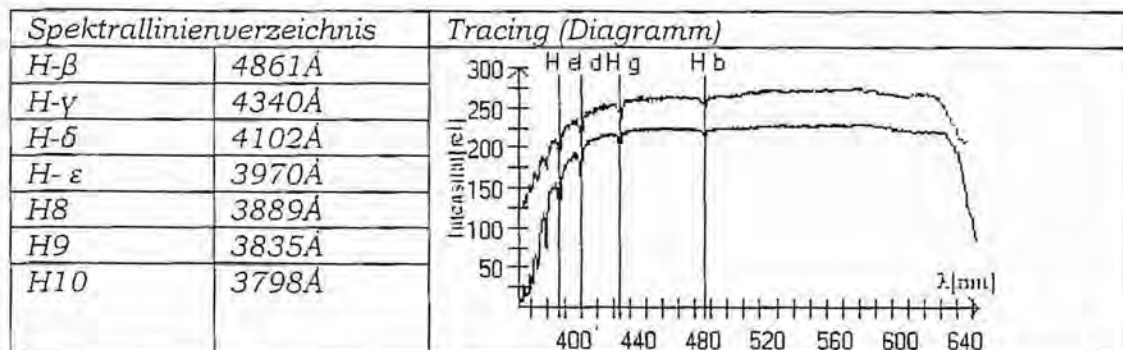
3. A-Sterne

Bei den A-Sternen sind die Linien des neutralen Heliums gänzlich verschwunden. Die Balmer-Serie erreicht dagegen bei A2 ihr Maximum. [Jaschek, 1990, 205]. Die hier vorherrschenden Temperaturen sind ideal um H-Atome im Zustand $n=2$ anzuregen. Mit sinkender Temperatur, also späterer Spektralklasse, treten zunehmend Linien von Metallen auf. Dies sind insbesondere die beiden Linien des einfach ionisierten Kalziums K und H. Die H-Linie fällt mit der H ϵ -Linie bei 3970Å zusammen. Deswegen kann nur die Zunahme der K-Linie beobachtet werden. Neben denen des CaII erscheinen auch Linien des neutralen und ionisierten Eisens.

Vergleich: Wega-Sirius; Objektivprismenspektrograph,
oben: Wega A0Va, unten: Sirius A1Vm



Beide Bilder sind Einlings



Die beiden bekanntesten A-Sterne des nördlichen Himmels sind sicherlich Sirius und Wega. Ein Vergleich der beiden Spektren (Bining) zeigt die große Ähnlichkeit. Es dominieren ausschließlich die Balmerlinien. Unterschiede zwischen beiden Spektren sind kaum festzustellen, auch wenn das „m“ im Spektraltyp bei Sirius einen überdurchschnittlichen Metallreichtum kennzeichnet. Diese Linien sind zu fein um mit dem Objektivprismenspektrographen erkannt werden zu können.

Vergleich: Wega-Deneb, Spektrograph: klassisch; oben Wega, unten Deneb A2Ia



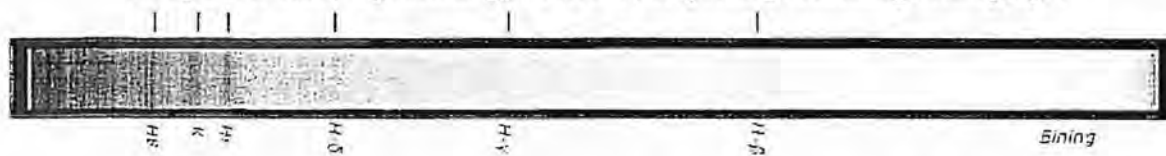
unbearbeitete Aufnahmen

Die Balmer-Serie ist deutlich erkennbar, wenn auch bei Deneb wesentlich schwächer. Die Linien haben bei diesem eine wesentlich geringere Stärke. Dies scheint zunächst sonderbar, da ja theoretisch bei A2 das Maximum der Balmerstärke auftreten sollte. Die Erklärung liegt in den verschiedenen Leuchtkraftklassen der beiden Sterne. Deneb ist ein Überriese und Wega ein Zwerg. Die Atmosphäre eines Zwergs hat einen wesentlich höheren Gasdruck [Kaler, 1994, 212]. Die Zahl der Teilchen im passenden Anregungszustand ist also größer als im Überriesen. Die Linien sind folglich bei dem leuchtkräftigeren Stern schwächer als bei den leuchtschwächeren. Diese Tatsache bezeichnet man als einen „negativen Leuchtkrafteffekt“. Er ermöglicht eine einfache Einteilung in Leuchtkraftklassen.

4. F-Sterne

Die Balmerlinien müssen bei den F-Sternen ihre dominierende Rolle zugunsten der K und H Linien des CaII aufgeben. Die Anzahl der Linien verschiedener Elemente mit einer Ordnungszahl größer als 6 nimmt immer mehr zu [Pfau, 2003, 4/52 S.20], so dass der Verlauf des Kontinuums nur noch schwer erkannt werden kann. Auch erste Linien von besonders widerstandsfähigen Molekülen, die auch bei recht hohen Temperaturen noch bestehen können, treten auf. Dies ist insbesondere das G-Band des CH Moleküls bei ca. 4300 Å, das ab F3 deutlich an Stärke gewinnt. [Jaschek, 1990, 241]

Beispiel: α CMi, Spektraltyp: F5IV-V, Objektivprismenspektrograph

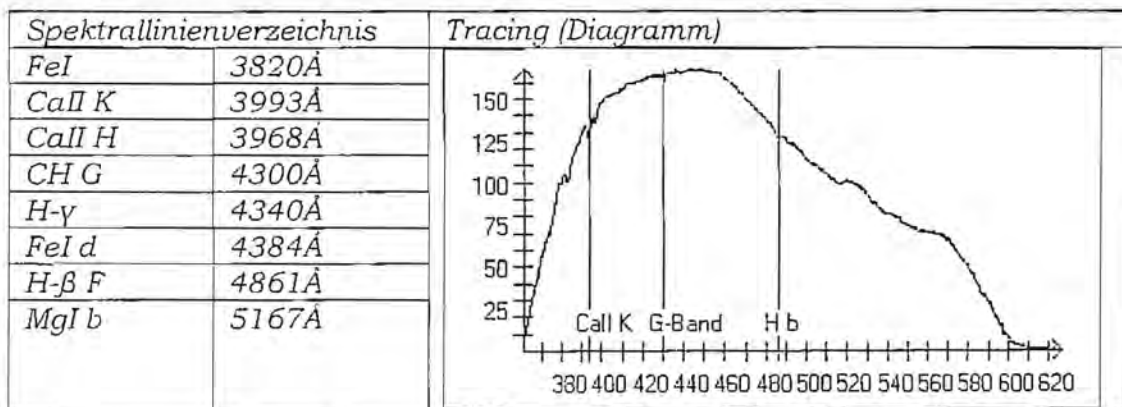
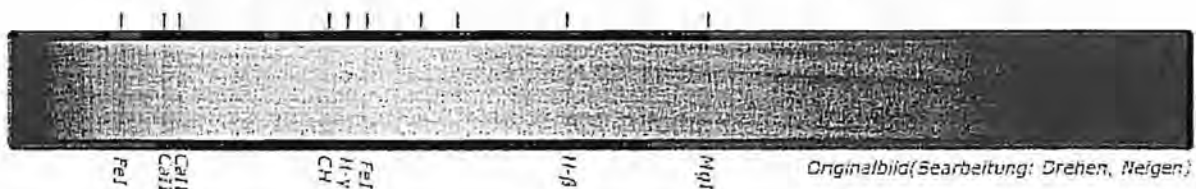


Um die K und H Linien des einfach ionisierten Kalziums, welche an der Grenze zum UV liegen, abbilden zu können wurde auf eine starke Auffächerung zu Gunsten einer starken Belichtung verzichtet. Deswegen ist das gescannte Spektrum nur wenige Pixel breit. Bei der Erstellung einer Darstellung durch die Methode des Binings kann es durch die Körnigkeit des Films dazu kommen, dass Details entstehen, die es in Wirklichkeit gar nicht gibt. Im Bereich von H β ist der Film so stark überbelichtet, dass diese Linien nur noch schwach erkannt werden können. Das verfolgte Ziel wurde jedoch erreicht. Die K-Linie des Kalziums ist klar zu erkennen. Der Vergleich mit den umliegenden Wasserstofflinien H8 und H6 zeigt, dass die Balmerlinien bei diesem F5 Stern schon deutlich abgenommen haben, während die Kalziumlinien die Oberhand gewinnen. Direkt links neben H γ wird das G-Band sichtbar.

5. G-Sterne

Die Balmerlinien sind bei den Temperaturen zwischen 5000 und 6000K [Kaler, 1994, 163] nur noch in geringer Stärke zu erkennen. Während in der Spektralklasse F vor allem die Linien von ionisierten Metallen an Stärke gewonnen haben (Maximum von CaII, genau zwischen F und G), nehmen sie nun teilweise schon wieder ab. Bei den G-Sternen nehmen die Linien der neutralen Metalle zu. Auch die Linien der Moleküle CH und CN sind sehr stark.

Beispiel: Sonne, Spektraltyp: G3V, Spektrograph: klassisch



Bereits Anfang des 18. Jahrhunderts wurde unser nächster Stern, die Sonne, durch Joseph von Fraunhofer spektrometrisch untersucht. Dabei konnte er eine Vielzahl von Linien erkennen, von denen er die stärksten mit Buchstaben bezeichnete (rote Buchstaben in der Linienliste). [vgl. Herrmann, 1996, 109]. Auf der mit dem „klassischen Spektrographen“ unter Verwendung eines Spaltes (die beiden Seiten waren leider nicht ganz parallel eingestellt) gewonnenen Aufnahme, lassen sich einige dieser Linien erkennen.

Das Maximum der Intensität liegt bei dieser Aufnahme, wie man aus dem Tracing entnehmen kann, etwa bei 440nm. Daraus würde sich für die Temperatur nach Gleichung 1.1 ergeben:

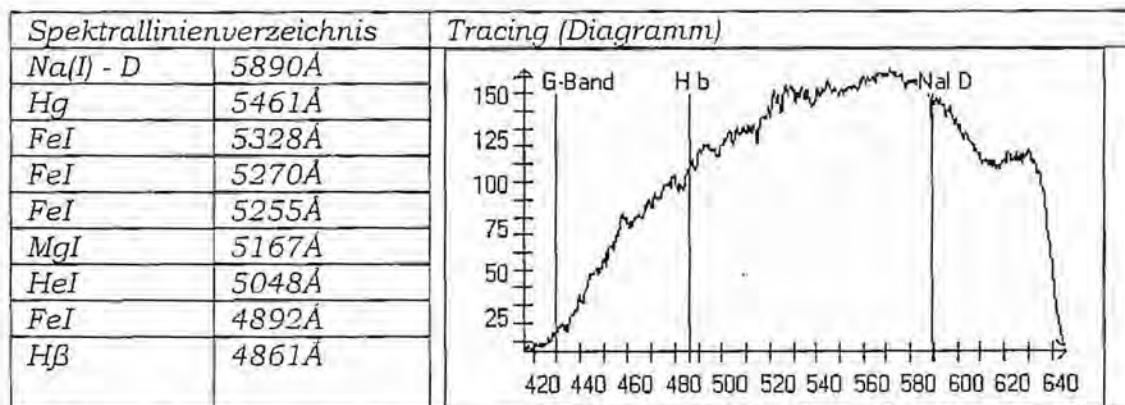
$$\lambda_{\max} = \frac{2,898 \cdot 10^{-3} \text{ m} \cdot \text{K}}{T} \rightarrow T = \frac{2,898 \cdot 10^{-3} \text{ m} \cdot \text{K}}{\lambda_{\max}} = \frac{2,898 \cdot 10^{-3} \text{ m} \cdot \text{K}}{450 \cdot 10^{-9} \text{ m}} = \underline{\underline{6,4 \cdot 10^3 \text{ K}}}$$

Die tatsächliche Oberflächentemperatur beträgt $5,8 \cdot 10^3 \text{ K}$. Der Fehler ist mit 10% recht deutlich, was vor allem auf die Durchlassfunktionen von Erdatmosphäre und Optik und die Filmempfindlichkeit zurückzuführen ist. Dennoch kann auf diese einfache Weise ein in dieser Größenordnung passendes Ergebnis erzielt werden.

6. K-Sterne

Der violette Teil des Spektrums wird entsprechend der Planck-Funktion und durch die Absorption der zahlreichen Metalllinien und Molekülbanden zunehmend schwächer. Die Balmerlinien sind fast nicht mehr zu erkennen. Auch die Linien der ionisierten Metalle werden deutlich schwächer, wohingegen die der neutralen Metalle besonders stark auftreten. Die G-Bande (diverse Linien neutraler Metalle) erreicht bei K2 ihr Maximum. Ab K5 setzen die Banden des TiO ein, die vor allem für die M-Sterne charakteristisch sind. [Kaler, 1994, 138f]

Beispiel: γ And, Spektraltyp: K3IIIb, Spektrograph: klassisch



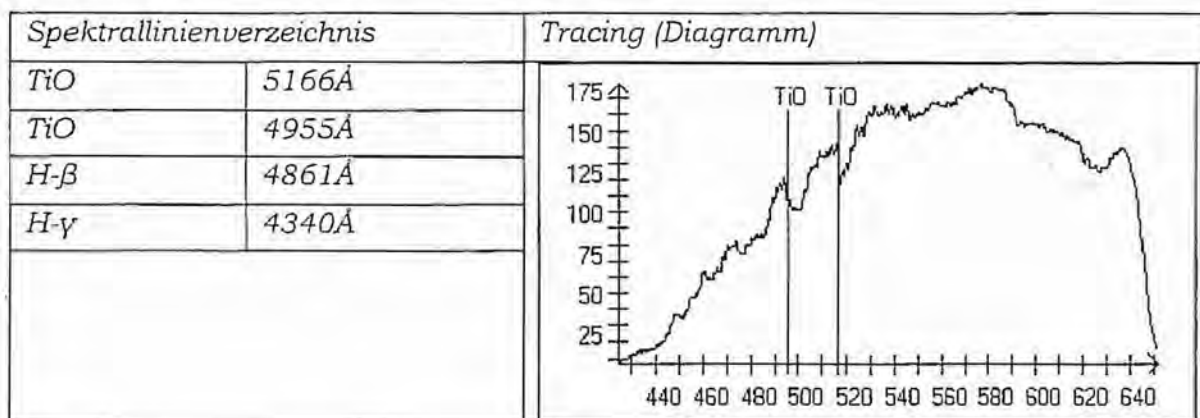
Die Aufnahme dieses K3 Sterns zeigt deutlich die zahlreichen Linien der neutralen Metalle. Besonders stark tritt die Linie des NaI bei 5890Å (Fraunhofer D) auf. Man erkennt auf dem Tracing deutlich, dass das Intensitätsmaximum weiter im Roten (etwa bei 581nm) als bei der Sonne liegt.

7. M-Sterne

Spektren

Die M Sterne stellen das kühle Ende der Spektralsequenz dar. Sie sind vor allem durch das Vorhandensein der TiO-Banden geprägt, die mit späterem Spektraltyp an Stärke gewinnen. Neben diesen kann bei den verhältnismäßig niedrigen Temperaturen eine Vielzahl von anderen Molekülen bestehen. All diese tragen zusammen mit den zahlreichen Linien der neutralen Metalle zu einer enormen Linienvielfalt bei, die bis zur totalen Absorption ganzer Wellenlängenbereiche führt. [Kaler, 1994, 114f; Jaschek, 1990 S.350f]

Beispiel: α Ori, Spektraltyp: M1-2 Ia, Spektrograph: klassisch



In dem Spektrum können entsprechend der bei der Spektralklasse gegebenen Temperatur zahlreiche Linien erkannt werden. Ihre Identifikation ist jedoch wegen der großen Zahl sehr schwierig und bei der Auflösung des verwendeten Spektrographen kaum eindeutig, da sich verschiedene Linien überlagern. Eindeutig sind jedoch die beiden Banden des TiO bei 4955 und 5166Å. Man erkennt vor allem bei der letzteren die für diese Banden typisch einseitig scharfe Kante. Die Einzellinien sind hier eng zusammengedrängt, während sie auf der anderen Seite locker angeordnet sind. Im blauen Teil des Spektrums wird ein Großteil des Lichtes absorbiert.

IV. Abschließende Betrachtung

Trotz einiger anfänglicher belichtungstechnischer Schwierigkeiten konnte das erklärte Ziel, für alle Spektralklassen repräsentative Beispielspektren aufzunehmen, in denen wichtige Merkmale erkannt werden können, erreicht werden. Besonders gut kann der Wandel in der Linienstärke der Balmerlinien erkannt werden, wenn man die Negative nach Spektralklassen geordnet auf ein Leuchtpult legt. Durch die Auswertung der Spektren und der Beschäftigung mit der zugrunde liegenden Theorie, konnte anschaulich ein Einblick in die Physik der Sterne gewonnen werden.

Literatur:

Bücher:

- Cowley, Charles R., The Theory of Stellar Spectra, New York, 1970
Enzyklopädie Naturwissenschaft und Technik, Landsberg/Lech, 1980
Felmy, Wolf-Günter, Kurtz, Hasjörg, Spektroskopie, Stuttgart, 1976
Gondolatsch, Friedrich, Groschopf, Gottfried, Zimmermann, Otto, Astronomie II, Fixsterne und Sternsysteme, Stuttgart, 1979
Herrmann, Joachim, Das große Lexikon der Astronomie, Gütersloh – München, 1996
Jaschek, C., Jaschek, M., The classification of Stars, Cambridge University Press, 1990
Kaler, James B., Sterne und ihre Spektren, Astronomische Signale aus Licht, Heidelberg – Berlin – Oxford 1994
Martin, Axel, Astrofotografie in 5 Schritten, Grundlagen, Technik, Praxis, Erlangen 2002
Müller, Anton, Leitner, Ernst, Dilg, Wolfgang, Physik, Leistungskurs (2. und 3. Semester)

Zeitschriften:

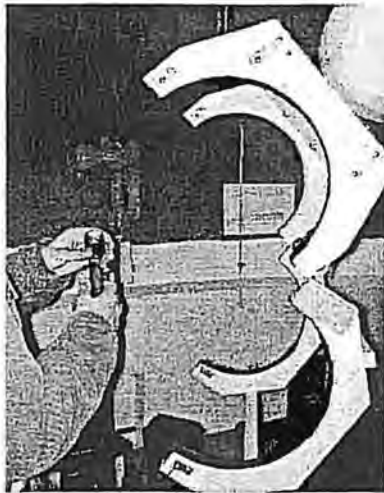
- Pfau, Werner, Optische Spektroskopie; In PDN-PhiS 2003 4/52
Zimmermann, Otto, Sternspektrographie in der Schule; In : Sterne und Weltraum 1989/11
Goretzki, Dieter, Ausführungen zur Anwendung der Hartmannschen-Dispersionsformel; in Fachgruppen-Rundbrief Nr.19 (2000) (VdS-Fachgruppe Sternspektroskopie)

Jugend-forscht-Arbeit 2005 „Astrospektroskopie“ (II)

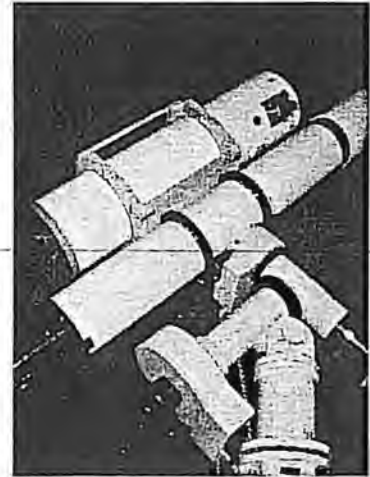
(v. Markus Giftthaler, Maximilian von Montgelas-Gymnasium, Vilsbiburg)

Befestigung des Newton Reflektors auf der Montierung der Schulsternwarte

Zur Aufnahme von Spektren sowie allgemein zur Langzeitbelichtung ist eine sehr genaue Nachführung des Teleskops nach dem Stern notwendig. Zwar besitze ich selbst eine schwere parallaktische Synta EQ-6 Montierung, jedoch ohne feste Aufstellung und Einordnung. Auch die Schrittmotoren liefern keine besonders große Präzision. Die Alt- Montierung meiner Schulsternwarte vereinigt all diese Vorteile in sich. Deshalb entfernte ich das Leitfernrohr vom großen Refraktor in der Kuppel und ersetze es durch meinen



eigenen 250/1200 Newton. Dieser Schritt erwies sich aber als nicht so einfach, denn ich musste nach einer



Möglichkeit suchen, verschiedene nicht untereinander kompatible Adaptionssysteme zu kombinieren und eine sichere Verbindung herzustellen. Eine sehr kostensparende Lösung war der Selbstbau von Rohrschellen. Sie wurden aus stabilen Dreischichtplatten hergestellt. Mit einer Stichsäge wurden die passenden Tubusradien ausgeschnitten und anschließend mit Filz ausgekleidet. Die neue Konstruktion schraubte ich an den Metallrohrschellen des Refraktors an. Die Alt - Montierung ist ein sehr massives Gerät und so bereitet auch das ungünstige

Hebelverhältnis, welches durch die Aufsattlung meines Newtons verursacht wird, keine großen Probleme. So ist eine akkurate Nachführung des Objektes und somit die Qualität der Aufnahmen gewährleistet.

Beobachtung in der Schulsternwarte

Unser schulisches Instrumentarium ist in einer drehbaren Baader- Kuppel untergebracht. Unter dem Observatorium befindet sich ein kleiner Raum, welchen ich kurzerhand zum Kontrollraum für den Spektrographen gemacht habe. Hier befindet sich mein Rechner und die CCD -Kamera wird über ein 10m USB - Kabel von dort aus angesteuert und kontrolliert.

Potentielle Beobachtungsobjekte werden mit Hilfe eines Mikrometerokulars am großen Schulrefraktor (180/1800 Starfire Apochromat) eingestellt. Die Positionierung des Objektes auf dem sehr kleinen CCD Chip (12 Bogenminuten Gesichtsfeld) erfordert etwas Übung. Leider gelang es nicht, die beiden großen Teleskope exakt parallel auszurichten, wodurch dieser Umstand noch verschlechtert wird. Mit der Zeit findet man sich aber ganz gut zurecht. Die folgende Abbildung zeigt das erste mit CALiS aufgenommene Spektrum von Bellatrix im Orion, nur ein einfacher Versuch:

CALiS in der Praxis – Aufnahme und Bearbeitung von Sternspektren



*Teilspektrum von γ Orionis
(bearbeitete Testaufnahme bei der Justage, Bereich um $H\alpha$)*

Berechnungen ergaben, dass der mit CALiS beobachtbare Ausschnitt des Spektrums rund 260 Å betragen würde. Es war auch möglich die maximal erreichbare Grenzgröße unter typischen Beobachtungsbedingungen zu bestimmen. Dabei tritt ein generelles Problem auf:

Aufgrund des besseren Auflösungsvermögens und der besseren Dispersion sollen die Beobachtungen vorwiegend in der Region um $H\alpha$ durchgeführt werden. Damit wird automatisch vorausgesetzt, dass nur ältere Sternsysteme als spätere Beobachtungsziele in Betracht kommen, da diese im roten Spektralbereich besonders stark strahlen. Insgesamt ist die Helligkeit und die Strahlungsintensität bei Sternen späten Spektraltyps aber geringer, weshalb sie nur in eingeschränkten Maße zur Beobachtung zur Verfügung stehen.

Frühe, also im Wesentlichen blaue Sterne (Spektraltyp O) sind zwar sehr hell (hohe Oberflächentemperatur!), strahlen aber kaum im Licht in $H\alpha$. Es ist also wichtig später einen verhältnismäßig hellen Stern späten Spektraltyps mit niedriger Oberflächentemperatur zu finden. Mit zunehmendem Alter nimmt die Menge der schweren fusionierten Elemente zu und damit die Zahl der Absorptionslinien im Spektrum. Diese vielen Referenzpunkte gleichen also den Nachteil des kleineren beobachteten Bereiches aus.

Unter Berücksichtigung dieser Tatsachen erhält man bei $H\alpha$ -Beobachtungen eines typischen A-Sterns mit einer Oberflächentemperatur von 8000 Kelvin bei einem Signal/Rausch-Verhältnis von mindestens 20, eine stellare Grenzgröße von rund 8 mag.

Natürlich ist mit der bloßen Aufnahme eines Rohspektrums noch nicht viel erreicht. Um dem Stern die gewünschte Information zu entlocken sind noch vielfältige Korrekturen nötig. Dazu werden von mir unterschiedliche Programme verwendet und von vornherein galt es, die besten Kombinationen zu finden. Zur Zeit verwende ich zur Steuerung der Kamera und zur Aufnahme CCDOPS von SBIG und zur Vorbereitung und Bildbearbeitung die Programme AIP4WIN (von Richard Berry und James Burnell) und IRIS, wobei letzteres professionelle Freeware und unter www.astrosurf.com/buil frei erhältlich ist. Zur Extrahierung und zur endgültige Auswertung kommt das ebenfalls kostenlose Programm „VisualSpec“ zum Einsatz.

Im Allgemeinen ist das Sternsignal im Rohbild durch den Dunkelstrom des CCDs, Rauschen, Vignettierungen und durch das Himmelshintergrundrauschen verfälscht.

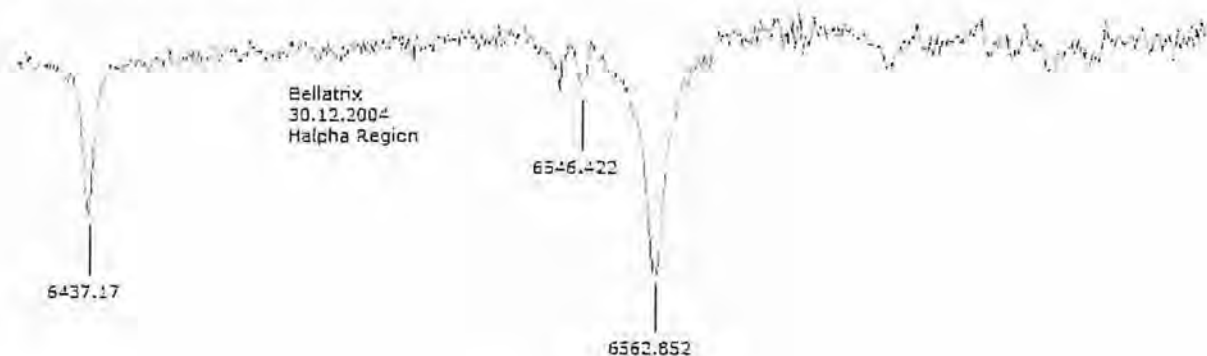


Ausschnitt eines Rohspektrums von γ Orionis.

Das Rauschen lässt sich dadurch unterdrücken, in dem man mehrere Aufnahmen des Spektrum addiert und mittelt. Bei einer Anzahl z der Aufnahmen steigt die Stärke des Signals um den Faktor z , die des Rauschens aber nur um den Faktor $z^{1/2}$. Typischerweise verwendet man einen Mittelwert von bis zu 10 Aufnahmen. Den Dunkelstrom subtrahiert man mit einem sog. Dunkelbild, einer Aufnahme gleicher Belichtungszeit, die unter Verschluss des elektromechanischen Verschlusses der Kamera gewonnen wurde. Dabei ist auch schon das Ausleserauschen der Elektronik enthalten. Auch hier gestaltet es sich besser, einen Bildmittelwert von mindestens 5 Aufnahmen zu wählen, um keine ungewollten Verfälschungen des Spektrums zu verursachen.

Vignettierungen werden zum Beispiel durch auf optischen Flächen liegende Staubkörner verursacht. Oftmals ist eine Korrektur nicht zwingend nötig, aber um eine gewisse wissenschaftliche Aussagekraft zu gewährleisten, dividiert man das dunkelstromkorrigierte Bild durch das sogenannte Flatfield, wobei wiederum gleichzeitig lokale Empfindlichkeitsunterschiede des Chips korrigiert werden. Die Aufnahme des Flatfield ist eine Herausforderung für sich, da man künstlich einen sehr gleichmäßigen Lichteinfall in die Optik erzeugen muss. Letztendlich subtrahiert man noch den Himmelshintergrund. Am besten bildet man den Mittelwert mehrerer Pixelreihen über und unter dem Spektralfaden auf der kombinierten Aufnahme und subtrahiert ihn spaltenweise. Alternativ ließe sich auch eine äußerst sternarme Region spektroskopieren und anschließend subtrahieren.

Hat man das aufwändige „Preprocessing“ geschafft, folgt das „Binning“. Hierbei werden die Intensitätswerte von vertikalen Pixelreihen einfach aufaddiert, um die gesamte Information in einem eindimensionalen Spektrum zu Bündeln. Danach trägt man die Pixelintensitäten gegen die Pixelnummer auf, und fertig ist das spektrale Profil.



Spektrales Profil des oben abgebildeten H α -Bereichs von γ Orionis

Messung der Radialgeschwindigkeiten in Doppelsternsystemen mit CALIS

Als Radialgeschwindigkeit bezeichnet man die Geschwindigkeitskomponente der wirklichen Raumbewegung eines Sternes, welche auf den Beobachter zeigt. Aufgrund des Dopplereffektes erfahren die Linien im Spektrum eine Verschiebung, abhängig von der Radialgeschwindigkeit. Es gilt: $\Delta\lambda = \lambda \cdot v/c$, wobei $\Delta\lambda$ die Linienverschiebung, λ die entsprechende Laborwellenlänge und v die Radialgeschwindigkeit ist. Eine weit verbreitete Methode besteht darin, die Linienverschiebungen im gesamten Spektrum relativ zu einem Vergleichsspektrum zu messen. Künstliche Spektren sind allerdings nur mit echten

Spaltspektrographen zu erzeugen, weshalb ich die Verschiebung anhand der Aufspaltung von Absorptionslinien messen werde. Voraussetzung ist natürlich, dass beide Linien stark genug sind, um sie identifizieren zu können.

Für meine exemplarischen Untersuchungen wählte ich ein Doppelsternsystem im Sternbild Stier, den Bedeckungsveränderlichen HU TAU. Hierbei handelt es sich um einen Veränderlichen vom Algol – Typ mit einer Periode von rund 2,06 Tagen und Spektraltyp B9. Dabei variiert die Helligkeit zwischen 5,8 und 6,7 mag.

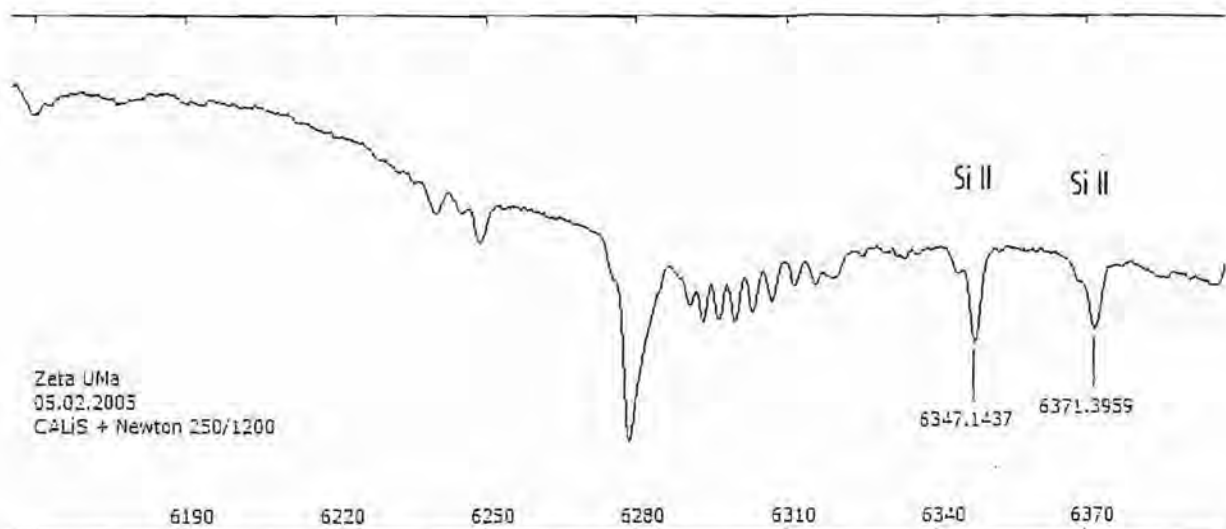
Natürlich sind bei der Arbeit mit einem selbst gebauten Gerät nicht sofort beste Ergebnisse zu erwarten. Derzeit trete ich in die aktive Beobachtungsphase ein. Von großer Bedeutung ist die Feinabstimmung der Komponenten im Spektrographen, was eine nicht leicht zu bewältigende Aufgabe darstellt. Die Auflösung hängt bei Spektralapparaten mit großer Spaltöffnung schließlich direkt vom Durchmesser des Sternscheibchens ab, weshalb allerhöchste Präzision und Aufmerksamkeit bei der Justage gefragt sind.

Im Moment führe ich Beobachtungsreihen bei HU TAU und dem Doppelsternsystem ζ UMa durch, welche auch zugleich mit der weiteren Verbesserung des Geräts verbunden sind. Eines der Hauptprobleme besteht darin, das Rauschen im Spektrum zu unterbinden. Dies lässt sich nur durch entsprechende Verbesserung der Beobachtungs- und Auswertemethodik erreichen und ist für die erfolgreiche Trennung und Identifikation von engen Linien Voraussetzung.

Radialgeschwindigkeitsdifferenz im Doppelsternsystem ζ UMa

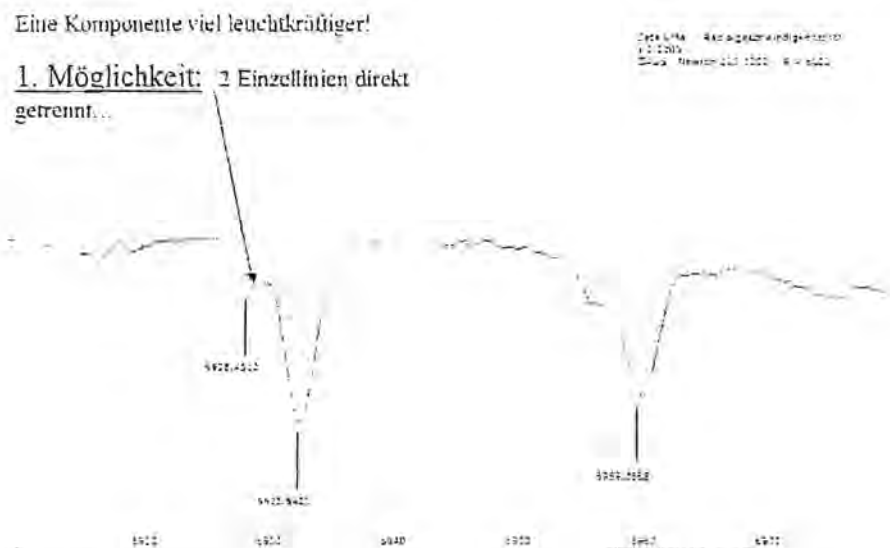
Da es sich bei dem Doppelsternsystem ζ UMa um ein relativ helles Sternsystem handelt (2,2 mag, Spektraltyp A2) konnten hier relativ schnell aussagekräftige Untersuchungen durchgeführt werden. Die beiden Komponenten umkreisen sich mit einer Bahnperiode von ca. 20,5 Tagen. Die Zeitpunkte der größten Radialgeschwindigkeitsdifferenz lassen sich somit leicht berechnen und aufgrund guten Wetters konnte ich auch zahlreiche Beobachtungen durchführen.

Das erste Spektrum gewann ich in der Nacht des 29.1.2005. Es handelt sich hierbei um eine Aufnahme der Wellenlängeregion um 6300 Angström. Meine Vermutung, dass es sich um diese Region handelt konnte durch einen Vergleich mit einem Spektrum aus dem Archiv der DLR bestätigt werden. Ein Mitglied sandte mir freundlicherweise ein Spektrum eines A2 – Sterns, welches mit einem 1m – Teleskop in Kanada aufgenommen wurde, zum Vergleich zu.



Im Zentrum ist deutlich die atmosphärische Sauerstoffmolekülbande zu erkennen. Sie äußert sich in Form einer wellenartigen Struktur. Ausserdem lässt sich durch Vergleich mit Datenbanken das Element Silicium (zweifach ionisiert) ausmachen. Da es sich bei dieser Aufnahme von ζ UMa wie bereits erwähnt nur um einen einfachen Versuch handelte, war ich erstaunt, dass sich das Radialgeschwindigkeitsprofil in den Linien sofort so deutlich erkennen ließ. Vor allem bei der linken SiII-Linie lässt sich die Deformation gut erkennen. Die beiden Komponenten im Doppelsternsystem haben offenbar stark unterschiedliche Leuchtkräfte in diesem Spektralbereich, so dass sich die Radialgeschwindigkeitsdifferenz in Form der Ausprägung einer „Schulter“ erkennen lässt.

Laut meiner Berechnung sollte die Aufspaltung der Linien am 5.2.2005 am größten sein. Am Abend dieses Tages spektroskopierte ich ζ UMa erneut. Im Folgenden ist das Profil der SiII – Absorptionslinien zu sehen:



ζ UMa Radialgeschwindigkeitsprofil am 5.2.2005 (R-6000)

Die Aufspaltung der Linie, bzw. die Ausbildung der Schulter ist nun deutlich zu erkennen. Zur Berechnung der Radialgeschwindigkeit bieten sich nun verschiedene Möglichkeiten an:

Bei genauem Hinsehen kann man bei der ersten Linie zwei direkt getrennte Einzellinien erkennen, während diese bei der zweiten Linie nicht aufgelöst ist. Interpretiert man dies als die Absorptionslinien der beiden verschiedenen Komponenten im Sternsystem, so kann man mittels der Wellenlängendifferenz auf die Radialgeschwindigkeitsdifferenz schließen. Letztere ergibt sich zu 157 km/s.

Nun stellt sich natürlich die Frage in wie weit diese Messung bzw. Beobachtung mit dem Realfall übereinstimmt. Nachforschungen in diversen Katalogen und Datenbanken haben ergeben, dass die Radialgeschwindigkeitsdifferenz bei ζ UMa Normalerweise 147,2 km/s beträgt. Beachtet man, dass die „Geschwindigkeitsauflösung“ von CALIS in solchen Wellenlängenbereichen rein rechnerisch 17 km/s beträgt, so stellt man fest, dass das Ergebnis meiner Untersuchungen tatsächlich im Genauigkeits- bzw. Toleranzbereich liegt. Die Genauigkeit ließe sich allerdings noch erheblich steigern wenn man die Zahl der Aufnahmen erhöhen würde.

Die zweite Möglichkeit der Berechnung der Radialgeschwindigkeit besteht darin, das Linienprofil mittels Gaußkurven zu fitten. Es ist eine weit verbreitete Technik zwei solche Funktionen so an das Profil anzupassen, dass die Differenz zwischen Beobachtung und Simulation minimal wird. Interpretiert man nun die Symmetrieachsen der einzelnen Gaußkurven als Zentren der Absorptionslinien der Einzelsterne, so lässt sich die Radialgeschwindigkeitsdifferenz wiederum aus der Wellenlängendifferenz berechnen. Üblicherweise ist bei diesem Verfahren sogar noch eine höhere Präzision zu erwarten, da man die Messungen im Subpixel-Bereich durchführen kann.

Obwohl die Messungen bei ζ UMa erstaunlich schnell und unkompliziert verlaufen sind, muss ich zugeben, dass es sich hierbei ja um ein sehr helles System handelt. Es ist also nicht zu erwarten, dass die Ausprägung des Profils auch bei lichtschwächeren Sternen so massiv ausfallen wird. Es stellt sich nun also die Frage, ob sich Radialgeschwindigkeiten auch bei lichtschwachen Bedeckungsveränderlichen messen lassen.

Hierzu habe ich eine Beobachtungsreihe des Veränderlichen Ar Cas durchgeführt. Es handelt sich um einen Stern des Algol-Typs mit Spektraltyp B3, einer Helligkeit von rund 5 Magnituden und einer Periode von 6,06 Tagen. Der Spektralbereich ist derselbe wie bei der Beobachtung von ζ UMa:



Die Deformation der Absorptionslinie an der rechten Seite tritt deutlich hervor. Leider ist nun keine direkte Aufspaltung mehr zu erkennen. Dieses Problem ließe sich mit der oben beschriebenen Methode des Fittings mittels Gaußkurven leicht beheben. Man kann also davon ausgehen, dass es mit einer entsprechenden Steigerung des Beobachtungsaufwandes auch möglich ist, Radialgeschwindigkeiten bei Bedeckungsveränderlichen zu messen. Dies hängt auch direkt mit meinen geplanten Folgeprojekten nach „Jugend forscht 2005“ zusammen.

Ausblick: Zukunftsprojekte mit CALiS

Natürlich ist das Potential von CALiS noch nicht erschöpft. Auf langfristige Sicht könnte man sich zum Beispiel mit der Berechnung von Systemparametern bei bedeckungsveränderlichen Sternsystemen beschäftigen. Dabei verbindet man die Spektroskopie mit der Photometrie. Letzteres Gebiet beschäftigt sich mit der Messung der Lichtintensität. Durch die Analyse der charakteristischen Lichtkurve lassen sich wertvolle Informationen über das beobachtete Sternsystem gewinnen (Bahnneigungswinkel, Randverdunklungskoeffizienten, Leuchtkräfte und Radien der Komponenten in Bahnradien)

Besitzt man eine Lichtkurve in einem bestimmten Farbbereich und zusätzlich die Radialgeschwindigkeiten, so lassen sich die Parameter der Sternsysteme mit Hilfe bestimmter Programme, z.B. „Nightfall“ (LINUX), komplett rekonstruieren. Dazu zählen auch die Sternmassen. Dieser Beobachtungsdualismus ist eine sehr interessante Zukunftsaufgabe, welche auch intensive Zusammenarbeit mit anderen Amateurastronomen erfordert. Ich persönlich bin mit dem Projekt CALiS zufrieden, vor allem wenn man berücksichtigt, dass ich mich als Neuling in dieses Thema eingearbeitet habe und auch einige Rückschläge hinnehmen musste. Meine Erwartungen haben sich durchaus erfüllt, denn jetzt verfüge ich über einen funktionstüchtigen Spektrographen und ich freue mich bereits auf weitere Beobachtungen und Projekte. Es ist mir mit sehr geringem Kostenaufwand (~300€) gelungen, ein leistungsfähiges Gerät für meine amateurastronomische Tätigkeit zu konstruieren und zu bauen, welches mir Untersuchungen ermöglicht, die bis vor wenigen Jahrzehnten noch der ausschließlich der Profiastronomie vorbehalten waren. Besonders auffallend ist auch, dass handelsübliche Spektrographen üblicherweise im Preisbereich um die 4000€ liegen während es mir gelungen ist, mit ein wenig Zeitaufwand ein Instrument der gleichen Leistungsklasse zu bauen, welches auch noch sehr gut funktioniert!

Danksagung

Mein besonderer Dank gilt all jenen, die mich in irgendeiner Weise auf meinem Weg zur Spektroskopie unterstützt haben:

Herrn Reinhardt Lermer.

Frau Dr. Christl.

Dem Schulleiter Herrn OStD Josef Kraus für die Erlaubnis zur Sternwartennutzung.

Dem „Jugend forscht“-Sponsorpool für die Unterstützung bei der Anschaffung der ST7.

Der Linos Optics GmbH & Co. KG für die Bereitstellung des Fangspiegels.

Edmund Industrial Optics für die Jugend forscht Sonderpreise für Gitter und Kollimator.

Der Flottweg GmbH

Dem Autohaus Ostermaier

Der Pöschl GmbH

Der Volksbank/Raiffeisenbank Vilsbiburg für die finanzielle Unterstützung.

Herr Ernst Pollmann

Herr Berthold Stober

Herr Bernd Hanisch

Herr Günther Gebhard und der gesamten Fachgruppe Spektroskopie des VDS

Herr Werner Braune von der BAV (Literatur zur Systemkonstantenauswertung)

Herr Peter Frank

Herr Franz Agerer (Einführung in die professionelle Veränderlichenbeobachtung)

Herrn Bruno Wagner für die Bereitstellung seiner vergangenen Jugend-forscht-Arbeit zum Thema Spektroskopie.

Meinem Großvater für die Unterstützung bei der Anfertigung mechanischer Präzisionsteile.

Meiner gesamten Familie, der ich oft den Schlaf geraubt habe, für die Erduldung meines oftmals jedermann belastenden Hobbys

Referenzen:

G.D. Roth: Handbuch für Sternfreunde, Springer Verlag, 1989

www.astrosurf.com/buil

www.astrosurf.com/vdesnoux

VDS Journal für Astronomie, Ausgabe 1/2004

Einige Beispiele spaltloser Flash-Spektren

J. Draeger

1 Rohspektren

Dieser Artikel stellt einige Flash-Spektren vor, die mit spaltlosen Spektrographen gewonnen wurden. Ein solches Instrument besteht typischerweise aus einem photographischen Teleobjektiv, vor dem ein Transmissionsgitter als dispersives Element montiert ist, und einer photographischen Kamera als Detektor. Damit läßt sich ein vergleichsweise breiter Spektralbereich auf einmal registrieren. Die hohe Frame-Rate erlaubt Reihenaufnahmen; damit erübrigt sich die für eine einzelne Aufnahme ansonsten notwendige Abschätzung, wann die linienreichen unteren Schichten der Chromosphäre zu sehen sind, und wann eine Beeinträchtigung durch restliches photosphärisches Kontinuum zu befürchten wäre. Die Robustheit, Zuverlässigkeit und niedriges Gewicht spaltloser Spektrographen sind angesichts der langen Anreisewege, welche totale Sonnenfinsternisse üblicherweise benötigen, ebenfalls beträchtliche Vorteile.

1.1 J. Draeger 1999

Einige Spektren des Autors zeigen, daß man Flash-Spektren auch mit einfachsten Equipment aufzeichnen kann. Der verwendete Spektrograph bestand aus einer mechanischen Photo-Kamera Zeiss-Ikon Contaflex B mit einem 50mm Objektiv. Als (Objektiv)Gitter diente die Gitterfolie von Edmund Scientific mit 500 Linien/mm. Sie wurde mit Hilfe einer einfachen Konstruktion aus Pappe rotierbar auf das Kameraobjektiv aufgesteckt. Die Verwendung eines Drahtauslösers vermied unnötige Erschütterungen des Instruments. Alle Spektren (siehe Abbildung 1) wurden mit einer Belichtungszeit von 1/30s registriert. Dieser relativ große Wert resultierte aus der Verwendung eines ungeblazierten Gitters.

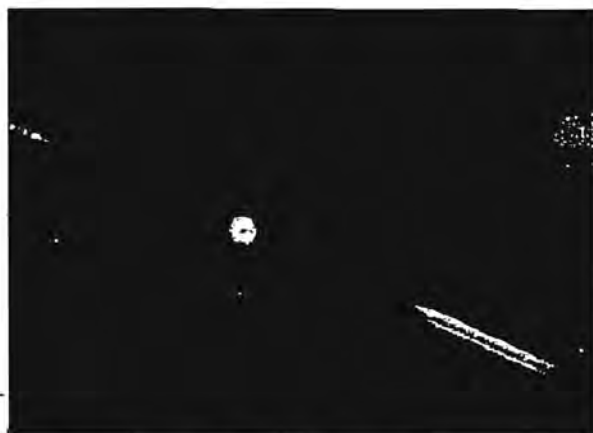
1.2 M. Rudolf 1999

Das nächste Beispiel stammt von M. Rudolf [7]. Die Optik des Instruments bestand aus einem Linsen-Teleobjektiv mit Brennweite $f = 500\text{mm}$ und Öffnungsverhältnis 1:8 von Danubia. Dessen Farbfehler macht sich durch eine geringfügige Unschärfe an beiden Enden des Spektrums bemerkbar. In die Objektivschutzkappe wurde ein Transmissionsgitter der Firma Baader mit 200 Linien/mm eingesetzt, das in Verbindung mit dem Teleobjektiv den Wellenlängenbereich von $\approx 380\text{nm}$ bis $\approx 670\text{nm}$ zugänglich machte. Da der Durchmesser des Gitters von 5cm etwas kleiner war als die freie Öffnung des Objektivs von 7cm, reduzierte sich dessen Öffnungsverhältnis auf 1:10. Mit einer Kamera des Typs Nikon 301 und einem Film Ektachrome 200 (also leider ein Farbfilm mit Nachteilen wie Intensitätseinbrüchen zwischen den Farbkanälen, geringere Sensitivität und Auflösung als ein entsprechender Schwarz/Weiss-Film) wurden insgesamt 36 Spektren aufgenommen (siehe Abbildung 2). Davon entfielen

- 16 Aufnahmen auf den 2. Kontakt mit Belichtungszeiten 1/125s und 1/60s,
- 8 Aufnahmen auf die L-Korona zur Mitte der Totalität mit langen Belichtungszeiten, und
- 12 Aufnahmen auf den 3. Kontakt mit Belichtungszeiten 1/30s und 1/15s. Das stärkere photosphärische Kontinuum macht diese Spektren weniger reichhaltig als die des 2. Kontakts. Außerdem wurde der eigentliche Flash nicht mehr erfaßt.

1.3 Verbesserung des Instrumentenkonzepts

In den Spektren von Abbildung 2 fällt der starke Hintergrund auf. Dieser begrenzt die sinnvolle Belichtungszeit und damit die Nachweisbarkeit schwacher Linien. Als Verbesserung wurde daher bei der totalen Sonnenfinsternis 2001 ein Instrument mit größerer spektraler Dispersion eingesetzt. Weil sich der Hintergrund B dadurch auf eine größere Fläche verteilt, wird er effektiv reduziert. Wird das Rauschen N vom Hintergrund B dominiert, so bewirkt eine Skalierung der spektralen Dispersion um den



H γ 434.0nm
He I 447.1nm
H β 486.1nm
Fe XIV 530.3nm
He I 587.6nm

Abbildung 1: Links: Ein Spektrum der Chromosphäre, das vom Autor während der totalen Sonnenfinsternis 1999 in Ungarn beobachtet wurde. Die geringe Brennweite des verwendeten Objektivs macht die gesamte erste Ordnung des Spektrums auf einmal zugänglich. Außerdem erwies sich so eine parallaktische Montierung als überflüssig; ein simples Photostativ reichte aus. Rechts: Eine Folge mehrerer Spektren läßt erkennen, wie die Chromosphäre durch den wandernden Mond allmählich verdeckt wird. Vom einem Zeitpunkt nahe dem 2. Kontakt (oben) bis zur Mitte der Totalität (unten) nimmt die Sichtbarkeit der Linienbilder kontinuierlich ab. Infolge der geringen Dispersion ist die Wellenlängenskala stark nichtlinear.

Faktor n eine Verbesserung des Signal-zu-Rausch-Verhältnisses S/N von $\frac{S}{\sqrt{S+B}}$ auf $\frac{S}{\sqrt{S+B/n}}$, d.h. mit $V := B/S$ wächst das S/N um den Faktor

$$\frac{\frac{S}{\sqrt{S+B/n}}}{\frac{S}{\sqrt{S+B}}} = \frac{\sqrt{S+B}}{\sqrt{S+B/n}} = \frac{\sqrt{1+B/S}}{\sqrt{1+B/nS}} = \frac{\sqrt{1+V}}{\sqrt{1+V/n}}. \quad (1)$$

Im signallimitierten Fall $S \gg B$ (Chromosphäre) bleibt das S/N daher wegen $V \rightarrow 0$ unbeeinflusst. Für den hintergrundlimitierten Fall $B \gg S$ (schwache Linien der Korona) erhält man dagegen mit $V \rightarrow \infty$ eine Verbesserung des S/N von $S/\sqrt{B}$ auf $\sqrt{n}S/\sqrt{B}$. Wegen $S/\sqrt{S+B/n} = \sqrt{n}S/\sqrt{nS+B} = (1/\sqrt{n}) (nS/\sqrt{nS+B})$ läßt sich eine Steigerung der Dispersion um den Faktor n bis auf einen Vorfaktor $1/\sqrt{n}$ auch als Beobachtung eines um den Faktor n stärkeren Signals interpretieren. Im Fall $B \gg S$ liefert der Übergang von S zu nS daher eine Verbesserung des S/N um den Faktor n , während sich umgekehrt für $S \gg B$ lediglich eine Vergrößerung um $\sqrt{n}$ ergibt.

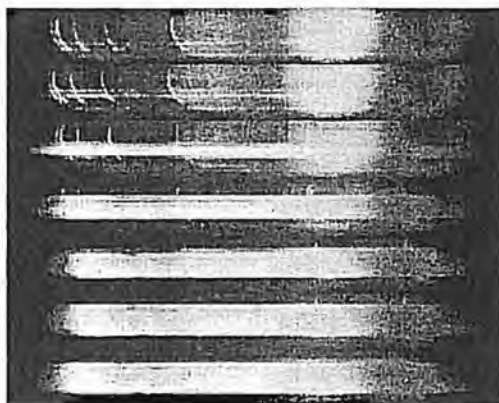
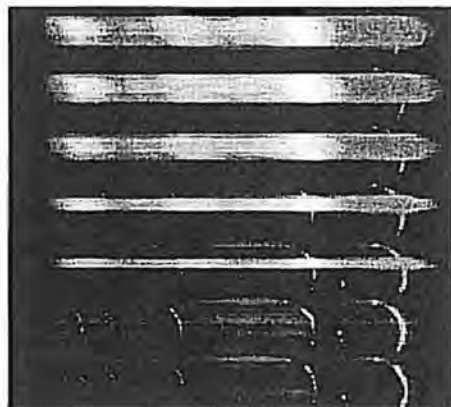


Abbildung 2: Chromosphärische Spektren der totalen Sonnenfinsternis 1999, von M. Rudolf in Ungarn aufgezeichnet. Links ist ein Teil der Zeitreihe wiedergegeben, die während des 2. Kontakts aufgezeichnet wurde, rechts die entsprechende Serie für den 3. Kontakt. Die Ereignisse des 2.Kontakts wiederholen sich beim 3. Kontakt in umgekehrter Reihenfolge. Wie man sieht, befinden sich die Chromosphärenbögen dann auf der gegenüberliegenden Seite der Sonne,

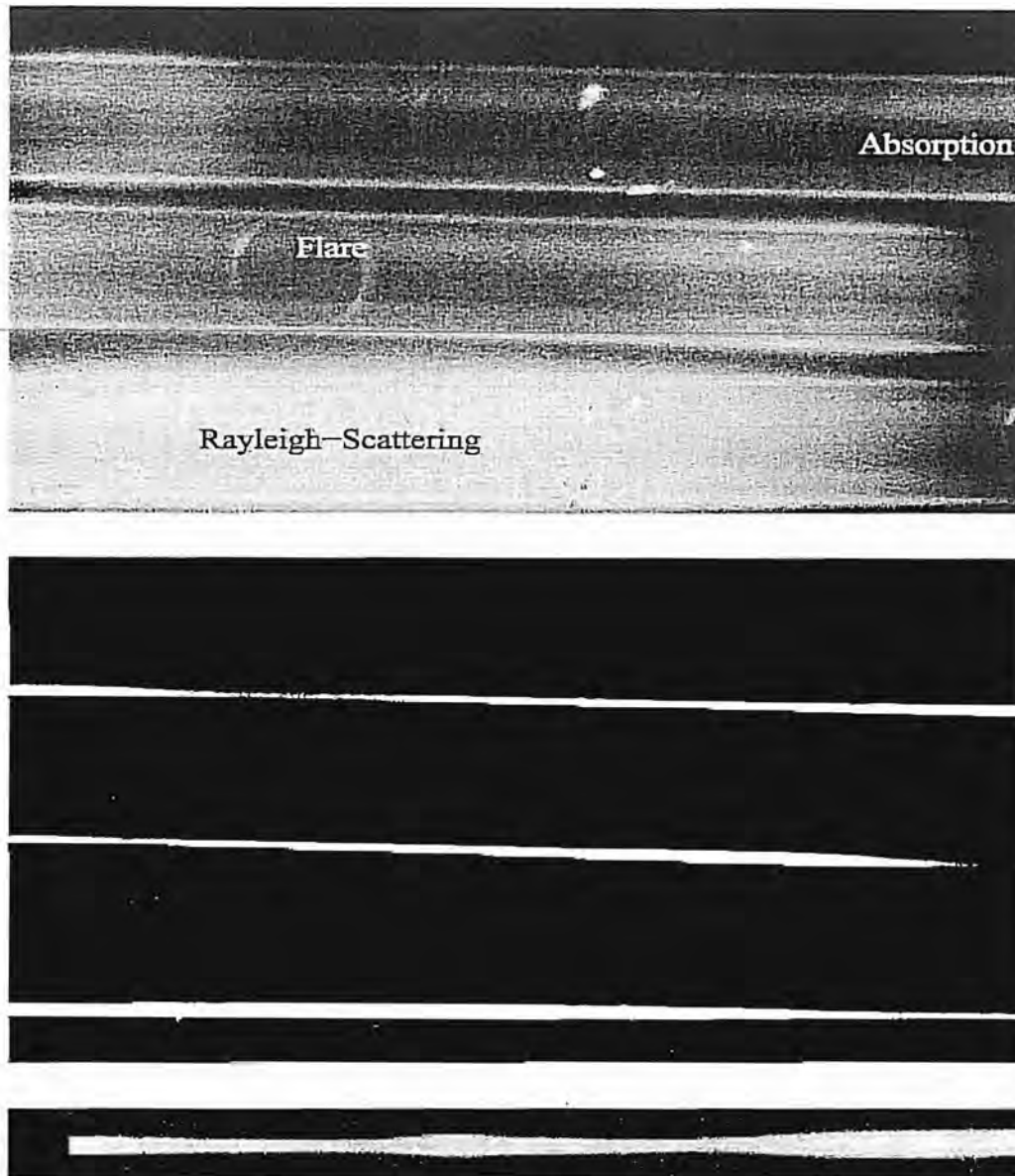


Abbildung 3: *Ober:* Spaltloses (Rob-)Spektrum der Sonnenatmosphäre, aufgenommen während der totalen Sonnenfinsternis am 21.06.2001 in Lusaka (Zambia) [2]. Die sichtbare Absorption gehört zu den erdatmosphärischen O_2 -Banden um 687-693nm. Man sieht sie im spaltlosen Spektrum, da die Korona in erster Näherung ringförmig und nicht flächenhaft ist. Weiterhin bemerkenswert sind die starke Rayleigh-Streuung im Blauen sowie die koronale Linie von Fe XIV 5303 mit einem Flare. Das Flare emittiert ebenso wie Protuberanzen ein Kontinuum; während das Flare jedoch nur in den ringförmigen koronalen Linien zu erkennen ist, sind die Protuberanzen nur in den sichelförmigen chromosphärischen Linien enthalten. Gut erkennbar ist außerdem der Intensitätsverlauf des Hintergrunds quer zur Dispersionsrichtung. *Mitte:* Gestartet mit dem Auftreten der Baileys Beads halten die bei dieser Gelegenheit aufgenommenen Spektren auch die frühen Phasen der Linienumkehr fest. Diese sind durch eine zunehmende Abschwächung der photosphärischen Absorptionslinien in Verbindung mit dem Auftreten erster Emissionen gekennzeichnet. Man sieht hier die Mitglieder $H\alpha$, $H\beta$ und $H\gamma$ der Balmerreihe in beginnender Emission. *Unten:* Das mit zunehmender Annäherung an den zweiten Kontakt immer schmäler werdende Kontinuumsband entstand durch Restlicht der Photosphäre, welches durch ein einzelnes tiefes Mondtal schien. Die mit der Wellenlänge λ variierende Sensitivität des Films war qualitativ an der schwankenden Breite dieses Bands ablesbar.

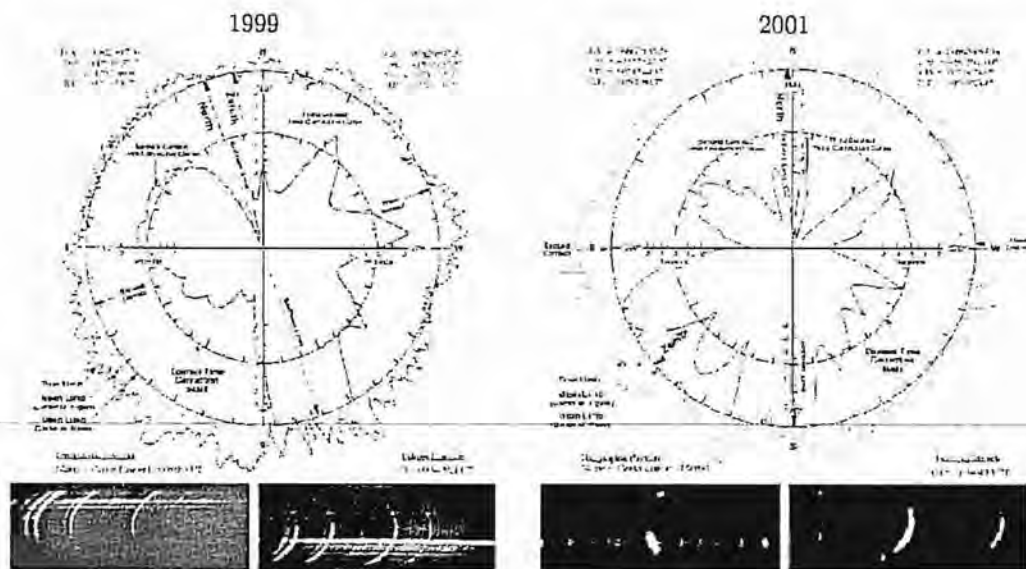


Abbildung 4: Vergleich der Situationen während der totalen Sonnenfinsternisse 1999 und 2001 [4, 5]. Das bedeutend unregelmäßigere Mondrandprofil 2001 führte zumindest beim 2. Kontakt zu sehr kurzen Linienbögen (Sicht durch ein Mondtal), was deren Erkennbarkeit erschwert.

Leider sind der Steigerung der Dispersion durch die fehlende Zeit für ein Abscannen des Wellenlängenbereichs jedoch enge Grenzen gesetzt. Es verbleibt die Option, gleichzeitig mehrere spektrale Bereiche übereinander angeordnet zu beobachten. Dies kann mit einem System von Spiegeln oder durch Verwendung mehrerer kleiner Gitter erreicht werden.

1.4 Lusaka 2001

Ein derartiges Instrument wurde von M. Rudolf und dem Autor 2001 in Lusaka eingesetzt [2]. Tiefe Täler im Mondrand verminderten die Qualität des Flashspektrums durch eine signifikante Verkürzung der Liniensicheln. Die Beobachtungen selbst erfolgten aber unter ausgezeichneten meteorologischen Bedingungen.

Das Instrument bestand aus einem 500/8 Teleobjektiv mit einer photographischen Kamera Canon T-70 als Detektor. Als disperse Elemente dienten drei Reflektionsgitter mit jeweils 600 Linien/mm. Vor dem Teleobjektiv montiert ermöglichten sie die gleichzeitige Erfassung von drei jeweils etwa 100nm breiten Teilbereichen des Spektrums. Die insgesamt zugängliche Spektralregion umfasste etwa 430nm bis 700nm. Um auch noch im roten Teilbereich des Spektrums eine ausreichend hohe Sensitivität zu gewährleisten, wurde der Schwarz/Weiss-Film SFX 200 verwendet. Durch geeignete Drehung des dispersiven Elements wurden die chromosphärischen Sicheln mit ihren Schmalseiten entlang der Dispersionsrichtung angeordnet. In Abbildung 3 sind Beispiele für die mit dieser Apparatur aufgenommenen Spektren wiedergegeben.

Nahe des zweiten und des dritten Kontakts wurden 8 bzw. 4 chromosphärische Spektren mit konstanter Belichtungszeit aufgenommen. Während des 2. Kontakts war kurzzeitig das Spektrum der Chromosphäre zu sehen mit zahlreichen Emissionen insbesondere im blauen Teilbereich (siehe auch Abbildung 4). Der Mondrand fungiert dabei als natürlicher bogenförmiger Spalt, der von der Chromosphäre lediglich einen schmalen sichelförmigen Teil sichtbar macht. Der Linienreichtum nimmt bereits kurz nach dem zweiten Kontakt rasch wieder ab. Selbst starke Linien, die während der ganzen Finsternis zu sehen sind, werden mit Annäherung an das Maximum der Totalität merklich schwächer. Beim dritten Kontakt wiederholen sich die Ereignisse in umgekehrter Reihenfolge.

Während der Totalität wurden weitere 16 Spektren zur Registration koronaler Linien aufgenommen. Trotz der Beschränkung der langen Belichtungszeiten auf den Höhepunkt der Totalität, welche den Einfluß des chromosphärischen und photosphärischen Streulichts minimiert, sind schwächere Linien im blauen Teilbereich des Spektrums durch die atmosphärische Rayleigh-Streuung nur schwer erkennbar. Weitere Beeinträchtigungen der Spektren erfolgten durch

- eine mechanische Schwingung der Montierung, die teilweise zu Doppelbildern führte (durch Anwendung einer Kreuz-Korrelation bei der Spektrenreduktion erfolgreich entfernt),

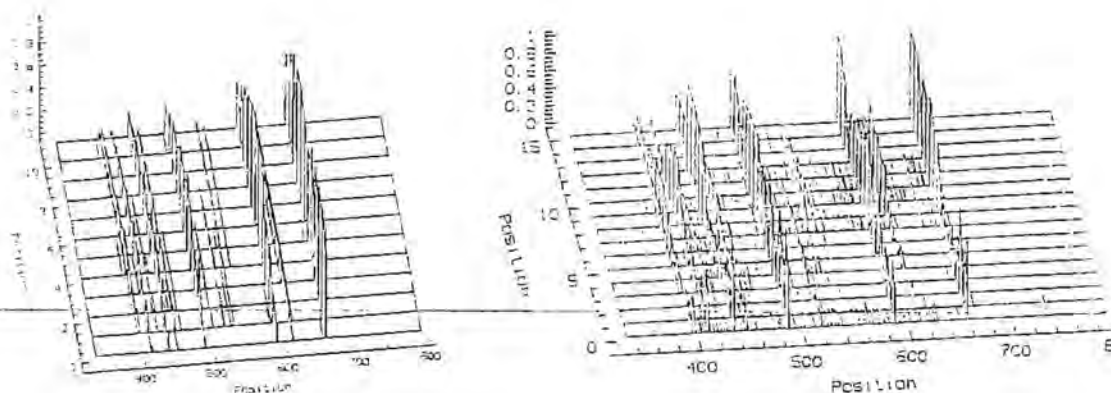


Abbildung 5: *Links:* Die Abbildung zeigt das Ergebnis der Reduktion einer Zeitreihe von Flash-Spektren, welche von M. Rudolf bei der totalen Sonnenfinsternis 1999 während des 2. Kontakts aufgenommen wurde. Als Linienmodell wurde das Linienbild von $H\alpha$ verwendet. Infolge der großen Sichelbreite ist die spektrale Auflösung sehr limitiert. Es können nur wenige Linien erkannt werden, diese aber dafür sehr deutlich. *Rechts:* Dieselbe Zeitreihe wie links, hier jedoch mit einem schmalen Linienmodell reduziert. Dadurch ist eine höhere spektrale Auflösung erreichbar. Dies hat auch Auswirkungen auf die Anzahl der erkannten Linien. Während beim breiten Linienmodell links nur 7 Linien im Spektrum identifiziert werden können, sind beim schmalen Linienmodell 54 Linien identifizierbar. Die Zeitreihe beginnt bei Position 1. Hier sind viele 'Linien' auf Fehlidentifikationen zurückzuführen, da der ausgeblendete Bereich des Kontinuumslichts zu schmal ist. Bereits bei Position 2 wird eine deutlich bessere Liniendefinition erreicht, da die länger werdenden Sichel eine zunehmend bessere Erkennbarkeit gestatten. Auf Position 8 erkennt man den eigentlichen Flash mit maximaler Linienanzahl. Diese nimmt danach wieder ab, da der an der Sonne vorüber wandernde Mond die Chromosphäre zu überdecken beginnt. Damit ist hier die Dynamik des Bedeckungsvorgangs besonders gut zu verfolgen.

- einen relativ hohen Rauschanteil (?) im Film bedingt durch Höhenstrahlung (An- und Abreise) sowie Sicherheitskontrollen, und
- das 2001 sehr ungünstige Mondrandprofil (siehe Abbildung 4).

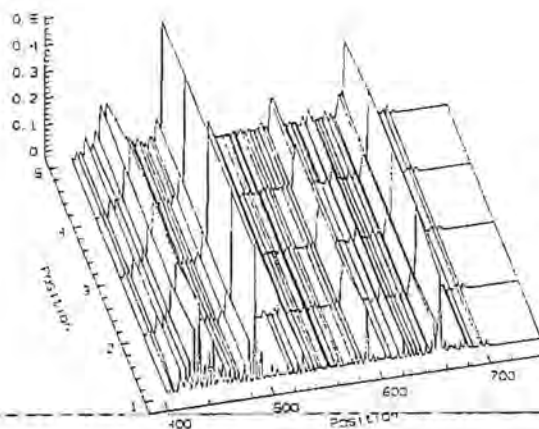
Dadurch kamen die mit der hohen Dispersion des Instruments verbundenen Vorteile nur unzureichend zur Geltung. Als Fortschritt gegenüber 1999 ist daher lediglich die bessere Erkennbarkeit der koronalen Linien und der weiter ins Rote reichende Spektralbereich zu vermerken.

2 Reduzierte Spektren

Die in den Abschnitten 1.2 und 1.4 beschriebenen Spektren wurden mit Hilfe einer Kreuz-Korrelation reduziert [1, 3]. Man erhält so Informationen über die Dynamik des Bedeckungsvorgangs beim 2. und 3. Kontakt (siehe Abbildungen 5 und 6) sowie über den Chemismus, d.h. die Frage welche Elemente in welcher Ionisationsstufe vorhanden sind. Hinsichtlich der Dynamik des Bedeckungsvorgangs liefern Zeitreihen der Spektren wichtige Informationen.

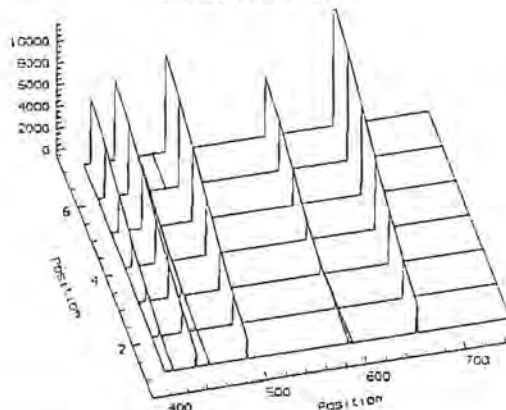
2.1 Chromosphärische Linien

Zur Analyse des Chemismus der Chromosphäre beschränken wir uns auf das von M. Rudolf 1999 in Ungarn gewonnene Flash-Spektrum, welches in Abbildung 5 unten rechts an Position 8 enthalten ist. Verwendet man ein genügend schmales (synthetisches) Linienmodell, so können etwa 100 Linien nachgewiesen werden. Abbildung 7 zeigt das reduzierte Spektrum und eine Liste wichtiger in diesem Spektrum enthaltener Linien. Der Einfachheit halber blieben dabei Linien-Blends unberücksichtigt. Einige bemerkenswerte Eigenschaften ist die Gegenwart von CN-Banden als Indikator für eine niedrige Temperatur, der Nachweis von Helium-Linien, und eine über $H\delta$ hinausgehende Balmerreihe. Eine weitergehende physikalische Auswertung wird Thema eines weiteren Artikels sein.



Links: Ergebnis der Reduktion einer Serie von Spektren, welche beim 2. Kontakt der totalen Sonnenfinsternis 2001 in Lusaka aufgezeichnet wurde. Das Vorgehen entspricht dem in Abbildung 5.

Lineare Reduktion



Nichtlineare Reduktion

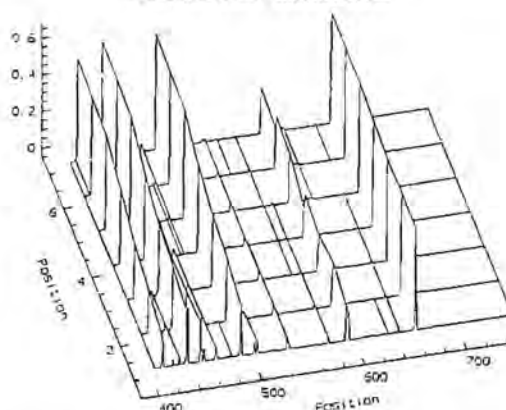


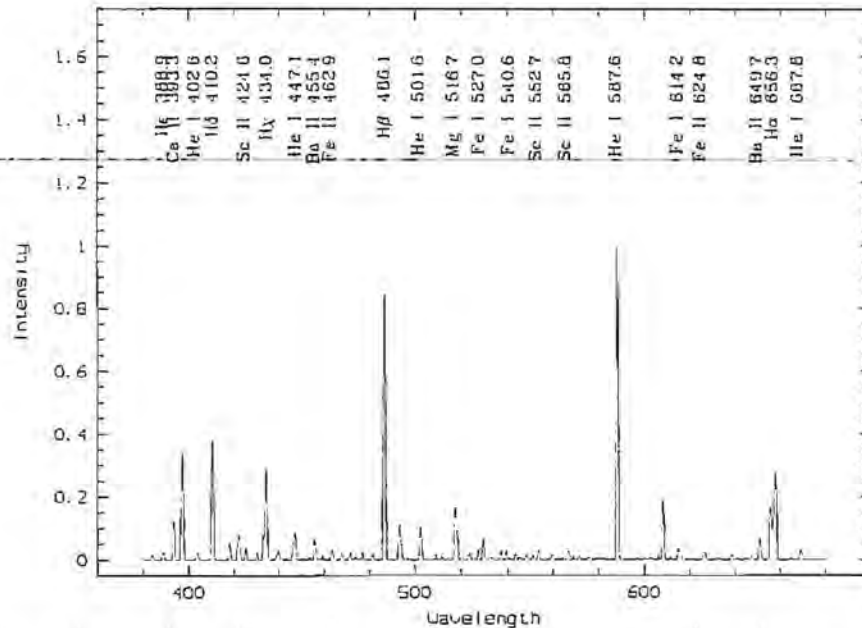
Abbildung 6: Links: Ergebnis der Reduktion einer Zeitreihe von Spektren, welche beim 3. Kontakt der totalen Sonnenfinsternis 2001 in Lusaka aufgezeichnet wurde. Man sieht deutlich, wie die Linien mit Annäherung an den Kontakt immer deutlicher hervortreten. Leider endet die Zeitreihe noch vor Aufzeichnung des eigentlichen Flash-Spektrums. Aber auch so konnten in den Spektren 29 Linien identifiziert werden. Rechts: Dieselbe Zeitreihe wie links, jedoch basierend auf einem nichtlinearen Reduktionsverfahren bearbeitet. Ebenso wie im linearen Reduktionsmode sind die Signaturen der chromosphärischen Linien mit Annäherung an den Kontakt immer besser erkennbar. Dies erscheint logisch, da die Linienbilder immer mehr von diskreten Protuberanzen zu geschlossenen Sicheln übergehen und damit immer besser vom Hintergrund unterschieden werden können. Dies gilt jedoch nicht für starke Linien, bei denen eine sichelartige Struktur bereits viel früher vorlag, wenn auch nicht so deutlich.

Die Resultate von Lusaka 2001 sind trotz der nachteiligen Umstände (siehe Abschnitt 1.4) im wesentlichen mit denen von 1999 vergleichbar. In dem Spektrum, das dem Augenblick des eigentlichen Flashs zeitlich am nächsten liegt, können etwa 90 Linien identifiziert werden. Abgesehen von den Linienintensitäten — es erfolgte wie auch 1999 keine photometrische Kalibration — stimmen die Resultate mit denen aus Abbildung 7 überein.

2.2 Koronale Linien

Nach dem 2. Kontakt nimmt die Anzahl chromosphärischer Linien rasch ab, da diese Schicht der Sonnenatmosphäre immer mehr vom weiterwandernden Mond bedeckt wird. Nur chromosphärische Linien mit großer Emissionshöhe bleiben während der ganzen Totalität sichtbar. Während des Maximums der Totalität sind dafür aber einige andere schwache Linien besonders gut zu registrieren, die zu hohen Ionisationsstufen gehören und koronalen Ursprungs sind. In den Spektren von 1999 (siehe Abbildung 8) ist die stärkste koronale Linie Fe XIV 5303 bereits im Flash-Spektrum erkennbar. Eine zweite, ebenfalls vorhandene koronale Linie gehört zu Fe X 6374.

Diese beiden Linien sind auch in den Spektren von Lusaka 2001 nachweisbar (siehe Abbildung 9). Infolge der höheren Dispersion des Spektrographen sind die beiden relativ schwachen koronalen Linien



λ	I		A	h	μ	λ	I		A	h	μ
388.9	2.36	H ζ	1	8500	13.598	492.2	11.1	He I	4	2500	24.587
393.3	12.6	Ca II	40	14000	13.13	501.6	10.7	He I	4	2500	24.587
396.9	33.7	Ca II	40	14000	13.13	516.7	16.6	Mg I	24	1500	7.646
397.0		He I	4	8500	24.587	517.3		Mg I	24	2000	7.646
402.6	2.19	He I	4	5000	24.587	518.4		Mg I	24	2500	7.646
410.2	38.4	H δ	1	8000	13.598	522.7	1.91	Ti II	48	500	13.58
421.6		Sr II	87	6000	11.03	527.0	3.27	Fe I	56	600	7.87
421.6		CN	26	6000		540.6	3.21	Fe I	56	600	7.87
422.7	7.90	Ca I	40	5000	6.113	543.0	2.03	Fe I	56	600	7.87
424.6	3.87	Sc II	45	5000	18.08	543.4		Fe I	56	500	7.87
430.0	2.63	Ti II	48	2000	13.58	547.7	1.67	Ni I	59	500	7.635
434.0	29.0	H γ	1	8000	13.598	549.7	1.40	Fe I	56	500	7.87
447.1	8.69	He I	4	7500	24.587	552.7	2.84	Sc II	45	600	18.08
455.4	6.61	Ba II	137	2000	10.004	565.8	2.82	Sc II	45	600	18.08
458.3	1.33	Fe II	56	1500	16.18	587.6	100	He I	4	7500	24.587
462.9	3.15	Fe II	56	1000	16.18	614.2	3.73	Fe I	56	1500	7.87
468.5	2.25	He II	4	3500	54.41	624.8	2.42	Fe II	56	600	16.18
471.3	2.44	He I	4	5000	24.587	649.7	6.89	Ba II	137	1500	10.004
480.5	1.87	Ti II	48	800	13.58	656.3	27.4	H α	1	12000	13.598
486.1	84.9	H β	1	8500	13.598	667.8	3.22	He I	4	2200	24.587

Abbildung 7: Das reduzierte Flash-Spektrum der Sonnenfinsternis 1999 aus Abbildung 2. Es sind zahlreiche Linien erkennbar, wobei die Identifikation der Linien gemäß [6] erfolgte. In der Tabelle bedeuten λ die Wellenlänge in nm, I die relative Intensität (man beachte, daß keine photometrische Kalibrierung erfolgte), A das Atomgewicht, h die Emissionshöhe in km (aus [6]), und μ das Ionisationspotential.

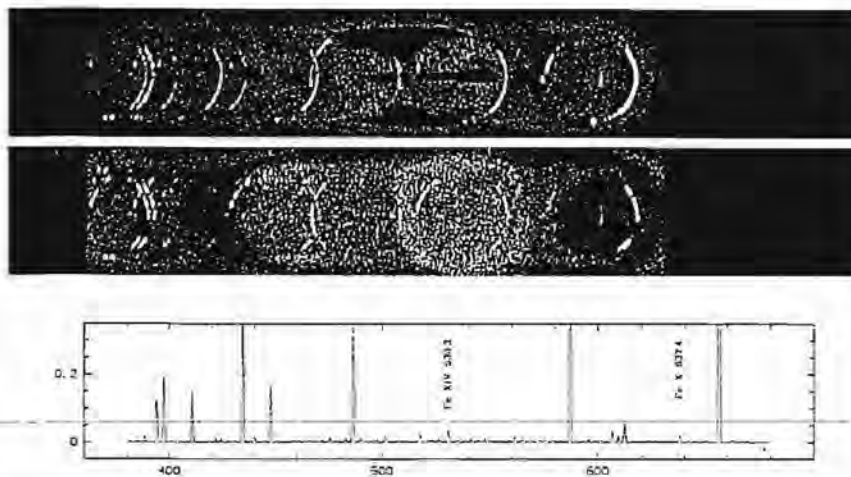


Abbildung 8: *Oben und Mitte:* Die vom Hintergrund befreiten Rohbilder der Sonnenfinsternis 1999 lassen bereits nahe des 2. Kontakts koronale Linienbilder erkennen (Oben), welche zur Mitte der Totalität natürlich deutlicher werden (Mitte). *Unten:* Die geringe Intensität der koronalen Linien lassen diese auch im reduzierten Spektrum relativ unauffällig erscheinen.

en gut erkennbar. Man sieht, daß Fe X 6374 stärker mit Aktivitätsgebieten assoziiert ist als Fe XIV 5303. Dementsprechend besitzt Fe X 6374 in diesem Fall eher eine sichelförmige als ringförmige Gestalt. Dadurch ist Fe X 6374 in den reduzierten Spektren bei Verwendung eines chromosphärischen Linienmodells besser erkennbar als bei Verwendung eines koronalen Linienmodells.

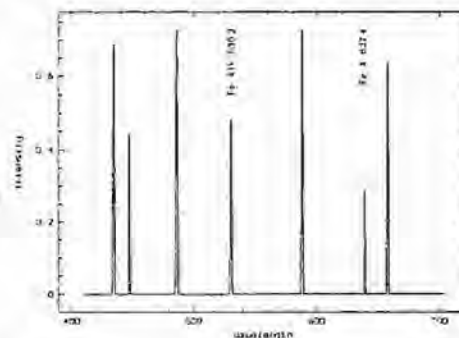
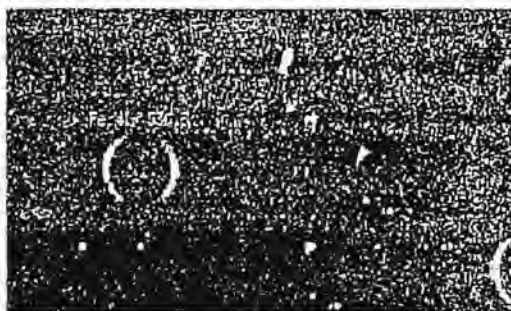


Abbildung 9: *Links:* Ein vom Hintergrund befreites Rohspektrum, das während des Maximums der Totalität 2001 in Lusaka aufgenommen wurde. *Rechts:* Ergebnis einer nichtlinearen Reduktion des links abgebildeten Spektrums. Durch Verwendung eines hohen Rauschlimits sind nur wenige Linien sichtbar.

3 Danksagung

Ich bedanke mich bei G. Gebhard und D. Goretzki für mehrere Anmerkungen zu diesem Artikel.

Literatur

- [1] J. Draeger: Reduktion spaltloser Spektren am Beispiel der totalen Sonnenfinsternis vom 21.06.2001, Tagungsband IWAA 2003
- [2] J. Draeger: Spektroskopische Beobachtungen der Totalen Sonnenfinsternis vom 21.6.2001, VdS Journal für Astronomie 14(2004)59
- [3] J. Draeger: Reduktion spaltloser Spektren mit Hilfe einer Kreuz-Korrelation, SPEKTRUM 30(2005)1

- [4] F. Espenak, J. Anderson: Total Solar Eclipse of 1999 August 11, NASA Reference Publication 1398
 - [5] F. Espenak, J. Anderson: Total Solar Eclipse of 2001 June 21, NASA Technical Publication 1999-209484
 - [6] S.A. Mitchell: The spectrum of the chromosphere, The Astrophysical Journal 71(1930)1
 - [7] M. Rudolf: Das Flashspektrum der Sonnenfinsternis am 11. August 1999, SuW 2002, Heft 1, S.72
-