

SPEKTRUM

Mitteilungsblatt der Fachgruppe Spektroskopie
in der Vereinigung der Sternfreunde e.V.

NR. 39

ONLINEAUSGABE

2 / 2010



CT2000 – EIN SONNENSPEKTROGRAF

ROTATION FEATURES OF O AND B STARS

EINSTEIGERKURS HEPPENHEIM

Spektrum – Mitteilungsblatt der Fachgruppe Spektroskopie in der Vereinigung der Sternfreunde wird herausgegeben von der Fachgruppe Spektroskopie in der Vereinigung der Sternfreunde e.V. Es erscheint halbjährlich als PDF-Ausgabe oder auf Wunsch als Druckversion. Das Journal dient dem überregionalem als auch dem internationalen Erfahrungsaustausch auf dem Gebiet der Astrospektroskopie besonders für Amateure. Dazu können Beiträge in Deutsch oder English publiziert werden. Senden Sie Ihre Beiträge, Auswertungen, Erfahrungen und Kritiken an **Spektrum** zur Veröffentlichung ein, damit andere Spektroskopiefreunde an Ihren Erkenntnissen teilhaben und davon lernen können.

Spektrum – Mitteilungsblatt der Fachgruppe Spektroskopie in der Vereinigung der Sternfreunde is issued twice a year by Fachgruppe Spektroskopie of Vereinigung der Sternfreunde e.V. (The spectroscopy section of the German society for amateur astronomy). The journal is published as a PDF or as a printed version on special request. The aim of the journal is to be a national and international communication especially for amateurs, on topics related to astronomical spectroscopy. Contributions are welcome in German or English. Please send your papers, results, experiences and reviews to **Spektrum** for publication. The community can then benefit from your experience.

Die Fachgruppe Spektroskopie im Internet: spektroskopie.fg-vds.de

Die Vereinigung der Sternfreunde e.V. im Internet: www.vds-astro.de

Kontaktadresse (Redaktion, Bestellung gedruckter Ausgaben, Manuskripte)

Dr. Thomas Hunger
Normannenweg 39
59519 Möhnesee-Körbecke
fg-spektroskopie@vds-astro.de

Hinweise für Autoren:

Nur durch Ihre Artikel wird Spektrum gefüllt. Die Redaktion behält sich vor, in Rücksprache mit den Autoren Beiträge zu kürzen, anzupassen oder zu ändern. Für die Inhalte der Artikel ist aber allein der Autor verantwortlich.

Reichen sie Ihren Beitrag bitte elektronisch unter Berücksichtigung folgender Regeln ein:

Form des Textes: Senden sie vorzugsweise als unformatierten ASCII-Text. Tabellen mit Tabulatoren getrennt. Ein zusätzliches PDF des formatierten Gesamttextes ist anzuraten.

Aufbau der Artikel: Die Artikel benötigen einen Titel, eine vollständige Adressangabe des Autors / der Autoren, eine Kurzzusammenfassung, den klar gegliederten Artikel mit Einleitung und Zusammenfassung sowie eine vollständige Literaturangabe.

Abbildungen: Bitte getrennt vom Text senden. Empfehlenswert sind hochauflösende JPG, PNG und TIFF.

Hints for authors:

Your article will be edited to fit the style of Spektrum. The editor is responsible for editing the article in close collaboration with the author. The author is in charge of the content in all cases, however. Please send your contribution via electronic mail considering the following rules:

Text: Prepare it as unformatted text (preferably ASCII). Tables: columns separated by tabs. A PDF printout of the whole document is highly recommended.

Article structure: Each article should include a title, an address line of the author(s), an abstract, a clear text body with introduction and conclusion and complete references.

Figures: Please send them separate from text. High resolution JPG, PNG or TIFF files are recommended.

(Special thanks to Robin Leadbeater for English translations.)

Umschlagfoto: CT2000 - Sonnenspektrograf von Dieter Goretzki

Inhaltsverzeichnis / Content

Dieter Goretzki: Ein kleiner Spektrograf für die Sonne	4
Thierry Morel: Rotation features of O and B stars, II. Wind structures of massive stars	16
Lothar Schanne: Interpretation von Spektren und Erkennen von Artefakten, terrestrischen Linien und Linien des ISM	24
Thomas Eversberg: Der Anfängerkurse der Fachgruppe Spektroskopie im September 2010	29
Thomas Eversberg: Rezension – Spectroscopic Atlas for Amateur Astronomers by Richard Walker	32
Thomas Hunger: Aspekt 11 – Jahrestagung der Fachgruppe Spektroskopie	33
Mitgliederverzeichnis (nur Mitgliederversion)	34

Editorial



Liebe Leser des Spektrums,
liebe Spektroskopiker,

Dear reader of Spektrum,
dear spectroscopist,

als Herausgeber von Spektrum freut es mich, Ihnen eine neue, vollgefüllte Ausgabe unseres Journals vorlegen zu dürfen. Wesentlichen Anteil am Erfolg unseres Organs haben die Autoren, die bereit sind, informative Artikel der Gemeinschaft der Astrospektroskopiker zur Verfügung zu stellen. Ihnen gehört unser Dank.

as the editor of Spektrum I am excited to present a new issue full of articles related to astrospectroscopy. The major part of the journal's success is with the authors who are willing to continuously contribute informative articles to the community. It time to simply say thank you.

Ein Thema dieser Ausgabe ist die Nachlese der nunmehr etablierten und erfolgreichen Anfängerkurse in Heppenheim, die von der Fachgruppe organisiert werden.

One of the topics of this issue are publications related to the well established beginner's course at Heppenheim Observatory organized by the section.

Eine Veranstaltung wirft ihre Schatten voraus: ASpekt 11. Die Jahreskonferenz der Fachgruppe wird erstmals in den nicht mehr so Neuen Ländern stattfinden. Ich kann Ihnen die Teilnahme nur empfehlen, es wird wieder ein umfangreiches Programm mit Vorträgen, einer Postersitzung und Diskussionsrunden geben. Lesen Sie dazu mehr in dieser Ausgabe von Spektrum.

An event casts its shadow: ASpekt 11. The annual conference of the section is going to be held in the (no longer) New Countries for the first time. I only be able to recommend the participation. There will be an extensive program with oral and poster sessions as well as round table discussions. Please read more about that in this issue

Best regards and clear skies,
Sincerely Yours Thomas Hunger

Mit sternfreundlichen Grüßen,
Ihr Thomas Hunger

Ein kleiner Spektrograf für die Sonne

Dieter Goretzki

Akazienstraße 16, 63505 Langenselbold

Zusammenfassung

Der beschriebene Spektrograf hat die übliche Cherny-Turner Konfiguration bei einer Fokalweite von 2000 mm und einer Lichtstärke von 1:40. Das Licht der Sonne wird über einen Lichtwellenleiter (LWL) auf den Spalt gelenkt. Die Technik zur Spaltbeleuchtung wird erläutert. Das holografische Plan - Gitter wird über einen Schrittmotor in Verbindung mit einem Schneckengetriebe verstellt. Die Ansteuerung erfolgt über USB und wurde mit Hilfe eines sog. PIC der Fa. Microchip realisiert. Die Steuerung des Spektrografen erfolgt über einem PC unter Windows XP. Die Ergebnisse von Messungen mit einer Hohlkathoden-Lampe zur Bestimmung Leistungskenndaten werden beschrieben. Ein Auflösungsvermögen von ca. $R = 120.000$ ist erreichbar. Der Spektrograf ist nur für private Anwendung konzipiert und wird nicht kommerziell vertrieben.

Abstact

The spectrograph described is a conventional Cherny-Turner configuration with a focal length of 2000 mm and a focal ratio of 1:40. The sunlight is directed through a fiber optic cable (FOC) onto the slit. The technology for the slit illumination is explained. The holographic plane grating is adjusted by a stepper motor in conjunction with a worm gear. The control is via USB and was implemented using a so-called PIC from Microchip. The controlling of the spectrograph is by a PC running under Windows XP. The results of measurements with a hollow-cathode lamp are described for determining performance characteristics. A resolving power of about $R = 120\,000$ is reached. The spectrograph is designed for private use only.

1. Einführung

Eine physikalisch sinnvolle maximale Auflösung bei der spektroskopischen Untersuchung auf der Sonne liegt wohl bei ca. $\lambda/\Delta\lambda = 300.000$, da durch die turbulenten Bewegungen in der Photosphäre und die thermische Bewegung der Atome die Linien so verbreitert werden, dass feinere Details auch bei höherer Auflösung nicht mehr dargestellt werden können.

Eine solche Auflösung ist nur mit sehr hohem Aufwand zu realisieren. Deshalb wurde zunächst nur angestrebt, einen Spektrografen zu konstruieren, mit dem eine Auflösung von etwas über 100.000 zu erreichen ist.

Da das Einsatzgebiet des Spektrografen hauptsächlich auf die Untersuchung und Analyse einzelner Spektrallinien auf der Sonne ausgerichtet werden sollte, wurde, wie auch bei früheren Spektrografen des Verfassers, der übliche Cherny-Turner Aufbau gewählt. Durch die zahlreichen Veröffentlichungen im Internet z.B. [1], ist ein Nachbau auch dem Amateur leicht möglich. Bei diesem Spektrografen konnte die Mechanik der Spaltaufnahme und die Detektorhalterung aus früheren Aufbauten übernommen werden. Allerdings musste der gesamte mechanische Aufbau, insb. die Verstellung des Gitters, neu konstruiert werden.

Die bei professionellen Spektrografen übliche Anordnung, das Bild der Sonne direkt auf den Spalt des Spektrografen zu projizieren, ist

wegen der örtlichen Gegebenheiten hier nicht möglich. Deshalb erfolgt die Belichtung des Spaltes über einen LWL.

Als Detektor wird eine CCD-Kamera mit einem KAF 402 ME – Chip (Platinum XL) eingesetzt. Der Chip hat eine Größe von $6,9 \times 4,6 \text{ mm}^2$ bei einer Pixelgröße von $9 \times 9 \text{ }\mu\text{m}^2$.

2. Planung des geometrischen Aufbaus

Die grundsätzliche Geometrie ist durch die Cherny-Turner Konfiguration vorgegeben. Auch die Fokalweite ist durch die Spiegel festgelegt. Der mit der gegenüber früheren Aufbauten vergrößerten Fokalweite einhergehende Lichtverlust sollte durch größere Spiegel zumindest teilweise kompensiert werden. Allerdings wird zunächst noch das „kleine“ Gitter von $54 \times 54 \text{ mm}^2$ eingesetzt, so dass eine Lichtstärke von ca. 1:40 resultiert.

Optiken mit einem Durchmesser von $> 50 \text{ mm}$ sind nicht mehr „von der Stange“ erhältlich. Deshalb wurden die Spiegel mit einem Durchmesser von 80 mm bei [2] angefertigt. Dadurch wird das Gitter (Diagonale = 76 mm) voll ausgeleuchtet.

Zur Berechnung der wesentlichen Kenndaten wurde aus [1] die angegebenen Formeln in ein EXCEL® - Sheet übertragen.

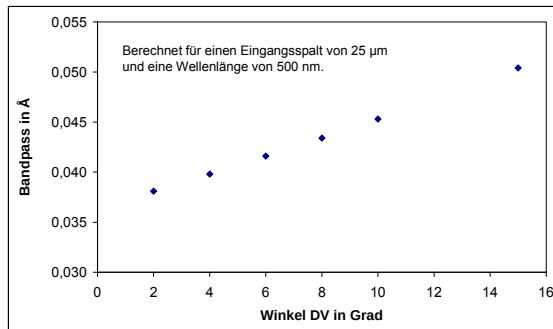


Abb. 1: Bandpass als Funktion des Winkels DV

Ein entscheidender Parameter stellt der sog. Bandpass dar. Er bestimmt die theor. maximale Auflösung. Der Bandpass verkleinert sich mit geringer werdendem Winkel DV. Allerdings kann man diesen Winkel (aus Fokus, Gitter und Kamera) nicht beliebig verkleinern, da das Gitter noch in den Strahlengang des Spektrografen passen muss.

Der Abstand (d) der Kamera zum Gitter wurde, um Abbildungsfehler zu minimieren, nach [3] mit folgender Formel berechnet:

$$d = 0,4227 \cdot R \quad (R = \text{Radius der Kameraspiegels})$$

Mit dem vorgegebenen Radius des Spiegels ($R = 4003,01 \text{ mm}$) ergibt sich ein Abstand von ca. 1700 mm. Da der Spektrograf später vielleicht mit einem größeren Gitter ausgerüstet werden soll und der Winkel DV nach Abb. 1 möglichst klein anzusetzen ist, wurde der Abstand (d) auf 1800 mm festgelegt. Den finalen geometrischen Aufbau zeigt die Abb. 2.

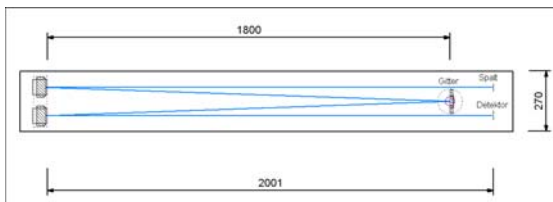


Abb. 2: Geometrischer Aufbau des Spektrografen

Nach der Simulationsrechnung ergibt sich mit dieser Geometrie ein Bandpass von ca. 0,04 Å bei 500 nm und einem Spalt von 25 µm. Damit sollte eine Auflösung von $\lambda/\Delta\lambda = 125.000$ theoretisch zu erreichen sein (bei entsprechendem Gitter).

Weitere Ergebnisse der Simulationsrechnung für 500 nm und für ein Gitter mit $54 \times 54 \text{ mm}^2$ bei 2604 Linien/mm sind:

Winkel auf Gitter: $2,03^\circ$
Das ist der Winkel aus Spalt, Fokus und Gitter

Winkel DV: $4,06^\circ$
Das ist der Winkel aus Fokus, Gitter und Kamera

Drehwinkel Gitter: $40,65^\circ$
Gitterwinkel α : $38,26^\circ$

Gitterwinkel β : $42,68^\circ$
Lineardispersion: $1,4 \text{ Å/mm}$
 $0,0126 \text{ Å/Pixel}$
Wellenlängenintervall: 9 Å (auf dem Chip)

Aus der Lineardispersion kann man zwar eine Auflösung bei 500 nm von ca. 200.000 ableiten ($2 \text{ Pixel} = 0,025 \text{ Å}$), diese kann aber schon wegen des Gitters nicht erreicht werden. Allerdings ist nicht nur das Gitter, sondern auch der Detektor (Pixelgröße), wie weiter unten ausgeführt, eine limitierende Größe.

3. Mechanischer Aufbau

3.1 Grundplatte

Da die Halterungen für den Eingangsspalt und den Detektor aus früheren Spektrografen des Verfassers weiter verwendet werden sollten, wurde die optische Höhe von 90 mm beibehalten.

Bei einem Spektrografen dieser Größenordnung ist zu berücksichtigen, dass eine Spalthöhe von 1 mm nach Durchlauf von 8 m Lichtweg auf einer Detektorfläche von ca. $4 \times 6 \text{ mm}^2$ positionsstabil abgebildet werden muss. Deshalb konnten auch nicht die aus früheren Aufbauten (Fokalweite $< 1 \text{ m}$) bekannten Platten aus preiswerten MDF – Material (Bauhaus) verwendet werden. Der Spektralfaden wanderte auch nach mehreren Wochen unkontrolliert über mehrere Millimeter sowohl in positiver wie in negativer vertikaler Richtung.

Deshalb wurden zwei Maschinenbauprofile ($40 \times 40 \times 2200 \text{ mm}^3$) aus Aluminium verwendet [4]. Die Länge der beiden Stangen wurde so bemessen, dass nachträglich noch etwas Spiel zum Aufbau einer Optik zur Spaltbeleuchtung installiert werden konnte (dies war auch erforderlich).

Diese beiden Stangen wurden mit zwei Platten aus Aluminium (Stärke 8 mm) fest verschraubt. Die eine Platte sollte der Aufnahme der beiden Spiegel dienen, während die andere Platte zur Halterung des Eingangsspalt, des Detektors und des Gitters dienen sollte. Das ganze Gestell wurde mit 8 Füßen an strategisch verteilten Punkten von 20 mm Höhe versehen. Diese Konstruktion zeigt eine absolute Langzeitstabilität. Da der Spektrograf in einem Wohnraum stationär betrieben wird, liegen die Temperaturen bedingt durch Heizung/Kühlung bei $(22 \pm 3)^\circ\text{C}$. Dies würde eine Längenänderung von rund $\pm 300 \text{ µm}$ der Alu-Stangen bewirken. Ein Einfluss der Raumtemperatur auf die Fokussierung wurde bisher nicht beobachtet. Dies kann u.a. daran liegen, dass der Spektrograf z.Z. mit einer Lichtstärke von 1:40 betrieben wird.

3.2 Eingangsspalt

Der mechanische Aufbau der Halterung für den Eingangsspalt wurde aus einem früheren Aufbau übernommen.

Der Spalt befindet sich in einer Kassette, die leicht ausgetauscht werden kann, um verschiedenen Spalte oder Lochblenden einzubauen.

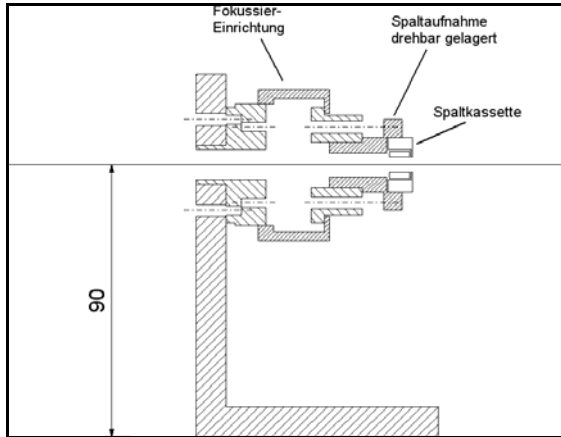


Abb. 3: Spaltaufnahme

Die Spaltaufnahme ist drehbar gelagert und wird durch eine Madenschraube fixiert, sobald der Spalt senkrecht ausgerichtet ist (eine etwas fesselige Prozedur). Die ganze Mimik wird über drei Stangen aus Silberstahl mit Druckfedern auf dem Winkel befestigt. Durch die Fokussiereinrichtung kann der Spalt in horizontaler Richtung um ± 5 mm verstellt werden (0,5 mm/Umdrehung).

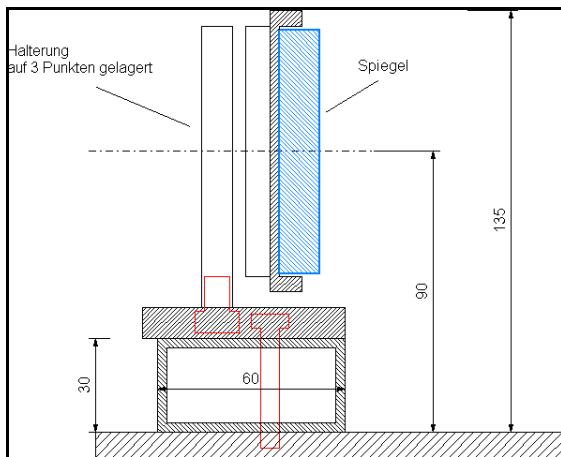


Abb. 4: Spiegelhalterung

3.3 Spiegelhalterungen

Die Halterungen mit Justiermöglichkeit über Feingewindeschrauben wurden mit den Spiegeln bei [2] bezogen.

Aus der Erfahrung war bekannt, dass die Justierung sehr feinfühlig durchgeführt werden und stabil sein muss. Um bei einer Fokalweite von 2000 mm dies zu bewerkstelligen, wurden gleich diese kommerziellen Halterungen vorgesehen, um von vorn herein auf das Justieren

mit Lehren aus Papier, Kunststoff oder anderen „Provisorien“ verzichten zu können.

Um die Höhe der optischen Achse von 90 mm einhalten zu können, musste noch ein Rechteck-Profil aus Aluminium von 30 mm Höhe untergebaut werden. Die Verstellmöglichkeit der Spiegel über jeweils zwei Feingewindeschrauben ist nicht mit eingezeichnet.

3.4 Detektorhalterung

Die Halterung für den Detektor (CCD-Kamera) ist relativ einfach gehalten und besteht, wie die Spaltaufnahme, aus einem Aluminium-Winkel, an dem der Detektor über einen sog. Zwischenring befestigt wird. Die Halterung hat keinerlei Möglichkeiten der Fokussierung.

Da die Abmessungen der CCD-Kamera (Auflagemaß) und die Brennweite des Kameraspiegels auf $\pm 0,1$ mm bekannt sind, kann der Aluminium-Winkel im richtigen Abstand positioniert werden. Zusätzlich besteht durch den Zwischenring die Möglichkeit, an statt der CCD-Kamera eine handelsübliche Spiegelreflex-Kamera zu adaptieren. Dies ist besonders dann erforderlich, wenn die Null-Position des Gitters eingestellt oder eine erste grobe Kalibrierung durchgeführt werden soll. Beides geht nur unter visueller Kontrolle in einem überschaubaren Zeitrahmen.

3.5 Gitterbühne

Die Gitterbühne musste vollständig neu konstruiert werden. Die Abb. 5 zeigt den Aufbau. Durch die vorgegebene Bauhöhe von 90 mm ist der Einbau eines Gitters mit 80 mm Höhe wegen des Schrittmotors schon kritisch zu sehen. Die Bühne ist in einem Kugellager gehalten und wird über den Schrittmotor und ein Schneckengetriebe [5] verstellt. Die folgende Abbildung zeigt den realen Aufbau.

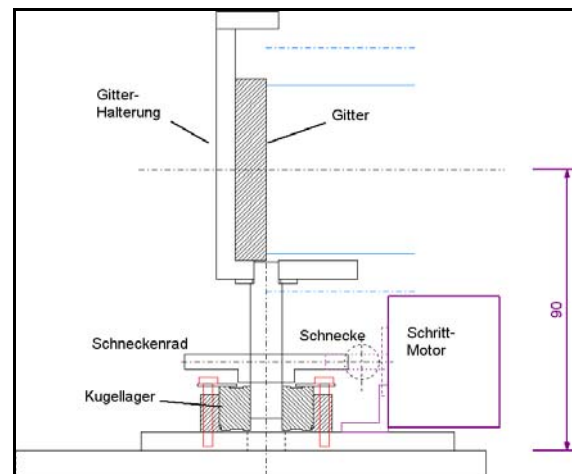


Abb. 5: Gitterbühne

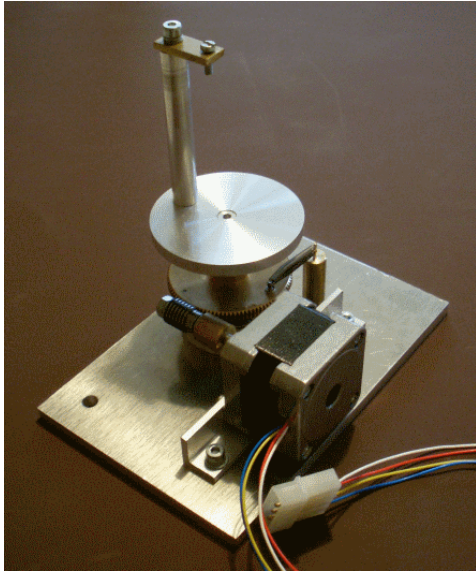


Abb. 6: Gitterantrieb

Zum Ausgleich des Schneckenspiels musste noch eine Zugfeder [6] eingebaut werden. Der ganze Aufbau wurde als ein separates Modul auf einer eigenen Platte gefertigt.

Dies hat den Vorteil, dass in der Entwicklungsphase der mechanische Aufbau und die elektrische Ansteuerung unabhängig vom Spektrografen getestet und optimiert werden kann.

Die Verstellung des Gitters muss sehr feinfühlig erfolgen, da der Spektralbereich auf dem Chip nur ca. 10 Å beträgt. Deshalb wurde ein Schrittmotor eingebaut, der „mikrostep-fähig“ ist. Mit Hilfe einer entsprechend angepassten Steuerung wird ein Vollschriff von $1,8^\circ$ in 8 Teilschritte unterteilt. Der Motor und die Ansteuerung (grüne Platinen in Abb. 9) können z.B. bei [7] bezogen werden. Der Schneckenantrieb liefert zusätzlich eine Untersetzung von 100:1, so dass das Gitter bei jedem Step um $0,0023^\circ$ verstellt wird.

3.6 Spaltbeleuchtung

Die Beleuchtung des Spektrografen erfolgt über einen Lichtwellenleiter (LWL) [10]. Dieser hat eine Länge von 35 m und einen Kerndurchmesser von $200\mu\text{m}$. Um das den LWL austretende Lichtkegel (ca. 1:4) wieder einzufangen, wurde eine Linse am Ausgang des LWL positioniert. Dazu wurde ein kommerziell erhältliche „collimating lens assembly“ [14] verwendet. Der Charme dieser Lösung bestand darin, dass der Ausgang des LWL (ein SMA-Stecker) direkt auf das Teil geschraubt werden konnte und die Fokussierung feinfühlig möglich war. Ebenso ergaben sich keine Probleme mit der Zentrierung. Die Linse samt LWL lässt sich in XY-Richtung etwa $\pm 2\text{ mm}$ verstellen, um das Licht gleichzeitig (zentriert) auf den Spalt und auf den ersten Spiegel (Focus) zu positionieren. Zur Fokussierung des aus

dem LWL austretenden Lichts wurden zwei Varianten getestet:

Variante 1:

Fokussierung auf den Spalt mit ca. 1:40

Ergebnis: das Spektrum ist hell, aber der Spalt wird nicht gleichmäßig ausgeleuchtet und die spektrale Auflösung ist miserabel.

Variante 2:

Fokussierung auf den ersten Spiegel, der Spalt schneidet nur einen kleinen Teil aus dem Lichtkegel ($\varnothing$ ca. 5 mm) aus.

Ergebnis: der Lichtverlust ist erheblich, aber die Auflösung ist maximal und der Spalt wird gleichmäßig ausgeleuchtet.

Da der Spektrograf auf eine maximale Auflösung ausgelegt werden sollte, wurde die Variante 2 implementiert. Die Abb. 8 zeigt oben rechts die Spaltbeleuchtung. In der Endversion befindet sich die Mimik noch etwas weiter vom Spalt entfernt (ca. 150 mm).

Alternativ wurde auch ein sog. Monomoden-LWL eingesetzt. Dieser hatte nur einen Kerndurchmesser von $10\mu\text{m}$ und wurde direkt als Spalt eingesetzt. Die Ergebnisse waren aber enttäuschend. Auf dem CCD-Chip erschien nur ein schmaler Spektralfaden von ca. $15\mu\text{m}$ Breite, der völlig mit Interferenzen durchsetzt war. Eine saubere Extraktion des Spektrums war praktisch nicht möglich.

Auch der Einsatz eines LWL mit einem Kerndurchmesser von $65\mu\text{m}$ wurde getestet. Allerdings war der Lichtdurchsatz viel zu gering.

3.7 Gesamtaufbau

Die Abb. 7 zeigt den Gesamtaufbau des Spektrografen. Im Betrieb wird er mit Hilfe einer Holzkonstruktion lichtdicht umschlossen. Zusätzlich wird das Zimmer verdunkelt.



Abb. 7: Gesamtaufbau

Die Befestigung der wesentlichen Teile (Gitter, Spalt, Detektor) ist auf der folgenden Abbildung etwas größer dargestellt.

In der Abb. 8 sind Teile der Holzabdeckung erkennbar. Innerhalb des Spektrografen sind bisher keine weiteren Blenden vorgesehen.

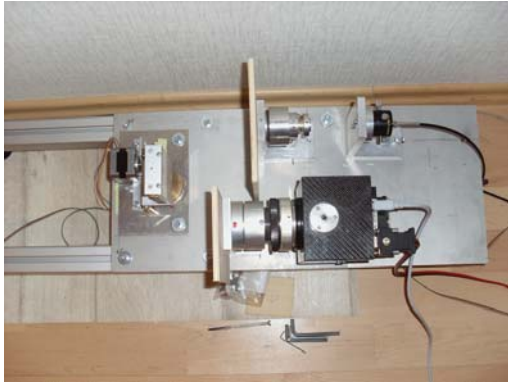


Abb. 8: Detail-Aufnahme

4. Elektrische Ansteuerung

Bei der Planung der elektrischen Steuerung des Spektrografen (i.W. die Gitterverstellung) war zu beachten, dass dieser nicht alleine, sondern in Kombination mit anderen Geräten anzusteuern sein sollte. Durch die räumliche Trennung von Spektrograf, Teleskop und zentraler Steuerung war der Aufbau eines Netzwerkes erforderlich. Die dazu erforderliche Hard- und Software sollte möglichst selbst zusammengebaut und programmiert werden können. Deshalb fiel die Wahl auf ein USB-Netzwerk. Die Einschränkung auf eine Kabellänge von max. 5 m kann durch den Einsatz von sog. Repeatern überwunden werden. Außerdem können weitere erforderliche Geräte (z.B. CCD-Kamera, Webcam usw.) ohne Probleme integriert werden. Auch sind einfache, programmierbare Steuerplatinen (z.B. USB Interface Board K8055) bei [8] kommerziell erhältlich. Für die Gitter-Steuerung war diese einfache Lösung jedoch nicht möglich. Hier wurde eine eigene Schaltung entwickelt, da der Schrittmotor kein Gedächtnis hat.

Wenn das Gitter auf eine bestimmte Position angefahren ist und der Strom wird abgeschaltet, bleibt das Gitter zwar in dieser Position stehen. Wird aber anschließend die Stromversorgung wieder zugeschaltet, weiß weder der Motor noch die (einfache) Steuerung auf welcher Position das Gitter nun steht.

Zur Behebung dieses Problems fiel die Wahl auf einen sog. PIC (Programmable Interface Circuit) der Fa. Microchip. Da nur einfache Steuerungsaufgaben zu bewältigen sind, wäre die Lösung mit Hilfe eines AVR-Microcontroller wohl etwas überdimensioniert.

Der Chip 18F2550 enthält ein komplettes USB-Interface und kann so direkt an einen PC (auch über einen HUB) angeschlossen werden. Die Stromversorgung erfolgt über das USB-Kabel. Nur die Spannungsversorgung für den Schrittmotor erfolgt über ein externes 12V – Schaltnetzteil. Zur externen Beschaltung des Chips sind nur sehr wenige Bauteile erforderlich, so dass sich der Löt Aufwand in Grenzen hält. Alle

Teile können auf einer einfachen Lochrasterplatine verlötet werden, da der PIC auch in der für Grobmotoriker freundlichen DIL-Fassung erhältlich ist.

Eine ausführliche Einführung zu dem Thema USB findet man im Internet [9]. Der Anfänger sollte unbedingt das dort angegeben einfache Beispiel erst selbst aufbauen um daran zu lernen. In dem Beispiel [9] werden zwar nur 4 LED's angesteuert und ein Analogeingang ausgelesen. Wenn man aber erstmal diese einfachen Dinge verstanden hat, lassen sich leicht beliebig komplizierte Schaltungen selbst programmieren.

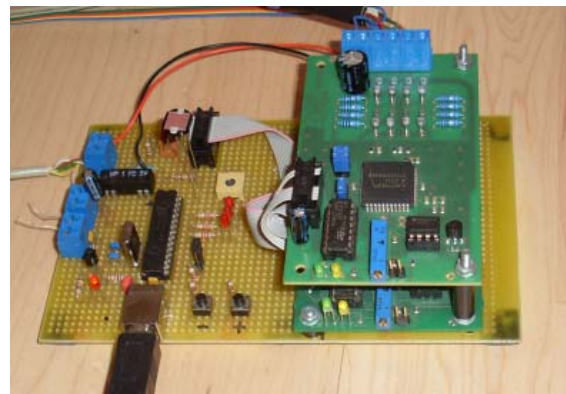


Abb. 9: USB-Platine mit zwei Steuerungen für die Stepper

Zusätzlich ist folgendes zu beachten:

1. Der PIC kann in Assembler oder in C programmiert werden. Dazu gibt es frei verfügbare Software und Compiler von Microchip. Man muss sich allerdings in die Materie einarbeiten und das in [9] angegebenen Programm entsprechend modifizieren. Eine ausführliche Beschreibung des PIC ist dem Datenblatt [17] zu entnehmen.
2. Wenn dann der sog. HEX-File, der das Programm enthält, syntaktisch fehlerfrei compiliert wurde, muss dieser in den Programmspeicher des PIC übertragen und getestet werden. Dazu wurde das Programmiergerät K8076 [8] eingesetzt. Mit Hilfe dieses Gerätes ist es möglich, den Chip auch direkt auf der Platine zu programmieren (In-Circuit serial Programming). Dies ist gerade in der Entwicklungsphase sehr hilfreich, da der Chip zum Umprogrammieren nicht laufend ein- und ausgebaut werden muss. Das einmal in den PIC gebrannte Programm bleibt auch nach der Abschaltung der Stromversorgung erhalten.
3. Dies ist aber nur der erste Teil der Arbeit. Der Chip soll ja auch über den PC via USB angesteuert werden. In [9] wird dazu Delphi® verwendet. Hier werden auch gleich alle erforderlichen Interfaces bereitgestellt und erläutert. Der Anfänger muss sich aber auch hier erstmal in die Materie einarbeiten und die entsprechenden Module im Programm anpassen.

Das für den Schrittmotor erforderliche Taktsignal muss softwaremäßig über Delphi oder hardwaremäßig durch den PIC erzeugt werden, da die Steuerplatine des Motors dieses Signal (wie auch Vor- und Rücklauf) nicht selbst generiert. Wie Versuche gezeigt haben, ist die Takt - Erzeugung über Delphi in Verbindung mit dem USB-Interface zu langsam. Um das Gitter z.B. von der Null-Position (0-te Ordnung) auf 500 nm zu verstellen sind rund 18.000 Schritte nötig. Via USB werden dazu ca. 10 min benötigt. Dies ist selbst für einen Amateur völlig inakzeptabel.

Deshalb wurde die Takterzeugung hardwaremäßig mit dem PIC realisiert. Nach dem Anfahren der Position (mit ca. 10 kHz) wird die Anzahl der Takte im PIC-internen EEPROM dauerhaft abgespeichert. Dies erfolgt nach jedem Positionswechsel, so dass die Steuerung immer weiß, wo das Gitter positioniert ist.

Achtung Fallen:

Fällt der Strom während der Positionierung aus irgend einem Grund aus, hat man schlichtweg Pech gehabt. Das Gitter steht irgendwo. In diesem Fall muss das Gitter „händisch“ wieder in die Null-Position gefahren werden. Für diesen Fall wurde ein separates Tool in die Software implementiert, dass aber die visuelle Kontrolle via Fotoapparat erfordert.

Auf eine Automatisierung, wie vielleicht in professionellen Spektrografen üblich, wurde verzichtet, da dieses Ereignis höchst unwahrscheinlich ist.

Als weiters Manko ist zu erwähnen, dass der Schrittmotor nach dem Einschalten der Stromversorgung in eine interne mechanische Null-Position fährt. Diese wird nach jeweils 4 Vollschritten erreicht. Die Null-Position kann über ein TTL-Signal abgefragt werden, das die Steuerplatine des Motors generiert. War der Motor vor der Abschaltung in einer solchen Null-Position, ändert er seine Stellung auch nicht, wenn er wieder aktiviert wird. Da der Motor aber im Teilschritt-Modus betrieben wird und somit irgendwo stehen kann, ist es unbedingt erforderlich ihn vor Abschaltung der Stromversorgung in eine solche interne Null-Position zu bringen. Dazu wurden softwaremäßig Vorkehrungen getroffen.

Dies alles zeigt, dass die beschriebene Ansteuerung des Gitters höchst diffizil und von einer kommerziellen Anwendung weit entfernt ist.

Die Ansteuerung über den PC stellt folgende Möglichkeiten bereit:

- $\pm 1, \pm 40, \pm 250$ Schritte
- Ansteuerung bestimmter Positionen
- Ansteuerung der 0-Position
- Anfahren der home-Position
- Auslesen des EEPROM
- Löschen des EEPROM

- Schreiben in das EEPROM
- Ansteuerung des Kamera-Spiegels
- Aktivierung eines Modenmischers

Die Erfahrung im Betrieb hat gezeigt, dass zusätzlich ein weiterer Schrittmotor zur Steuerung des Kamera-Spiegels eingebaut werden musste. Deshalb sind in der Abb. 9 auch zwei Steuerplatinen erkennbar. Der Spektrograf wird im Spektralbereich von 380 – 650 nm betrieben. Dadurch wandert der Spektralfaden in vertikaler Richtung etwas über den CCD-Chip. Einen Grund für dieses Verhalten konnte nicht gefunden werden. Man kann dies etwas ausgleichen, indem das Gitter leicht horizontal verkippt wird. Um die verbliebene Drift auszugleichen, muss die Kamera leicht nachjustiert werden. Dazu wurde eine der beiden Stellschrauben der Kamera mit einem weiteren Schrittmotor ausgerüstet.

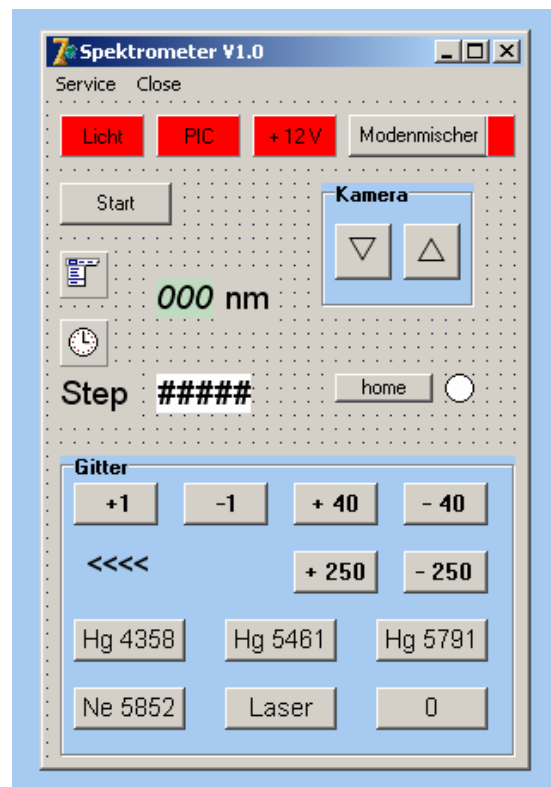


Abb. 10: Steuerung des Spektrografen

Die direkte Angabe der Wellenlänge z.B. in nm ist zwar geplant aber noch nicht realisiert. Die Gründe dafür werden weiter unten angegeben. Das EEPROM des Chips kann über den Button „Service“ bearbeitet werden.

Des Weiteren wurden einige Sicherheitsabfragen implementiert:

Licht: zeigt an ob das Zimmer verdunkelt ist

PIC: ist die Steuerplatine ansprechbar

+12V: sind die Motoren mit Strom versorgt

Ist nur eine Kontrolle auf rot, ist eine Verstellung des Gitters unterbunden.

Der Button „Modenmischer“ schaltet nur ein Relais, um den Modenmischer zu aktivieren.

Dieser bewirkt, dass der LWL über einen Excenter in eine mechanische Schwingung versetzt wird, um die einzelnen Moden zu mischen. Dieser Modus muss aber bei realen Sonnenspektren noch getestet werden. Dieses Feature wurde nach den Erfahrungen aus früheren Aufbauten (allerdings mit deutlich kürzeren LWL) vorsorglich implementiert.

5. Zusammenbau

Der Zusammenbau der einzelnen Komponenten des Spektrografen ist eigentlich recht simpel, wenn die genaue Brennweite der Spiegel bekannt ist. Unter „genau“ ist sicher nicht eine Angabe von $\pm 2\%$ gemeint. Bei 2000 mm Brennweite ergäbe sich eine mögliche Differenz von ± 40 mm. Die Radien der Spiegel waren aber auf $\pm 0,01$ mm bekannt.

Zur genauen Justierung der einzelnen Elemente kann z.B. ein Laser-Pointer verwendet werden. Eine erste, grobe Kalibrierung der Wellenlänge erfolgt mit einer Hg-Niederdruck-Lampe. In Verbindung mit einer Spiegelreflex-Kamera und dem Auge als Detektor kann man sich zunächst einen Überblick verschaffen, da die gelben, die grüne und die blauen Linien gut zu erkennen sind (evtl. auch die violetten Linien). Dazu verwendet man aber keinen Spalt, sondern eine Lochblende von etwa 1 mm $\varnothing$.

Man kann den Spalt (oder die Lochblende) des Spektrografen auch direkt über den LWL mit einer Halogenlampe beleuchten, um bei abgedunkelten Zimmer direkt zu sehen, wo das Licht hinläuft und so ggf. Justierungen durchzuführen. Diese Arbeiten sind sehr zeitaufwendig. Die einmal gefundene Justierung ist aber durch die Art der Konstruktion des Spektrografen absolut langzeitstabil.

6. Kalibration des Spektrografen

Nach der ersten groben Kalibrierung mit einer Hg-Niederdruck-Lampe (visuell) wurde diese verfeinert (CCD) und für den roten Bereich zusätzlich eine Ne-Glimmlampe eingesetzt. Diese Linien sind nicht mehr visuell zu erkennen. Deshalb muss hier die CCD-Kamera als Detektor eingesetzt werden. Das Spektrum von Neon ist wohl definiert und z.B. hier erhältlich [11]. Man muss aber aufpassen, dass keine Linie übersehen wird, wenn man versucht, der Reihe nach einzelne Linien mit dem Gitter anzufahren. Manche Linien sind sehr schwach. Hilfreich ist hier, wenn man sich aus den Hg – Linien zunächst eine provisorische Kalibrierkurve erstellt und diese dann durch neue Linien sukzessive verfeinert.

Zuvor sollte man aber den Spektrografen fokussieren. Es kann nicht zu 100% gewährleistet werden, dass das Gitter völlig kollimiert

beleuchtet wird. Zwar sind die Fokalweiten der Spiegel sehr genau bekannt, beim realen Zusammenbau können aber Differenzen von ± 1 mm nicht vermieden werden.

Die genaue Fokussierung erfolgt deshalb über eine Verstellung des Spaltes. Dazu beobachtet man eine Spektrallinie und minimiert deren Breite. Eine Nachfokussierung je nach Wellenlänge ist nicht erforderlich, da im Lichtweg des Spektrografen keine Linsen vorhanden sind. Die einmal gefundene optimale Fokussierung ist für den gesamten Arbeitsbereich anwendbar. Das Ergebnis der Kalibration zeigt die folgende Abbildung.

Diese Kalibrierkurve lässt sich leicht durch ein Polynom z.B. 3-ten Grades approximieren. Da aber, wie eingangs erwähnt, auf dem Chip nur etwa 10 Å abgebildet werden, reicht ein Polynom über den gesamten Spektralbereich nicht aus. Wie die folgende Abbildung zeigt, sind die Residuen teilweise doch recht hoch.

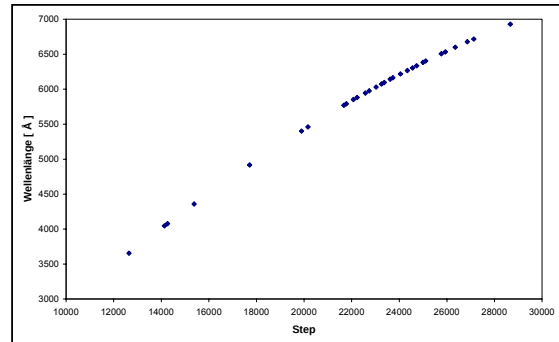


Abb. 11: Kalibrierkurve des Spektrografen

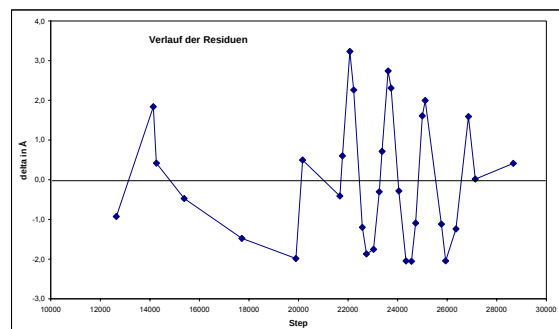


Abb. 12: Verlauf der Residuen

Im Bereich der Neon-Linien, die dichter liegen als die Hg – Linien, zeigen sich deutlich periodische Abweichungen in einer Größenordnung von ± 3 Å. Die Periode entspricht in etwa einer Umdrehung der Schnecke. Um diese Abweichungen etwas zu verringern, wurde der ganze Kalibrierbereich in drei Teile aufgeteilt und jeder dieser Teilabschnitt mit einer eigenen Kalibrierkurve versehen. Die Amplitude der Residuen wird so auf ca. $\pm < 2$ Å verringert. Dadurch wird zumindest gewährleistet, dass der gewünschte zentrale Wellenlängenbereich irgendwo auf dem Chip zu finden ist.

Diese Problematik ist auch der Grund dafür, dass in der Steuersoftware (Abb. 10) die Angabe der Wellenlänge noch nicht implementiert ist. Die Ansteuerung erfolgt bisher über die Anzahl der Schritte.

Wie erste Versuche an der Sonne und an HKL's gezeigt haben, ist dies jedoch unproblematisch. Die gewünschte Spektrallinie ist immer auf dem Chip erkennbar und der Spektralbereich kann dann entsprechend nachjustiert werden.

Zudem sollen ja nicht „irgendwelche“ Linien auf der Sonne beobachtet werden, sondern nur spezielle. Hat man dann durch Versuche die optimale Position des Wellenlängenbereiches auf dem Chip gefunden, die nicht notwendiger Weise mit der genauen Wellenlänge der Linie übereinstimmen muss, wird die Anzahl der Step's notiert. Dieser Wellenlängenbereich kann dann jederzeit mit einer Genauigkeit von ± 5 Pixel angefahren werden.

7. Leistungskennndaten

7.1 Allgemeines

Zur Charakterisierung des Spektrografen wurden die folgenden Eigenschaften messtechnisch abgeprüft:

- Lineardispersion
- Auflösungsvermögen (Apparateprofil)
- Belichtungszeit
- Linearität über die gesamte Messanordnung
- Stabilität der eingestellten Wellenlänge
- Testspektrum auf der Sonne

Das Auflösungsvermögen ist eine der wichtigsten Kenngrößen eines Spektrografen für die Sonne. Es geht dabei schlichtweg darum, die sog. FWHM (Full Width at Half Maximum) einer Spektrallinie zu bestimmen. Dieser Wert entspricht etwa dem berechneten Bandpass. Bei der Rechnung werden aber Ungenauigkeiten in der Positionierung der Komponenten oder Abbildungsfehler nicht berücksichtigt.

Das Problem dabei ist, dass die Spektrallinien u.a. durch thermische Effekte verbreitert werden. Um diese Einflüsse auf das Apparateprofil zu vermindern, sollten nur Linien von Atomen mit einem hohen Atomgewicht vermessen werden. Neon (20 g/mol) ist leider nicht so gut geeignet, da gekühlte Spektrallampen für den Amateur wohl kaum erschwinglich sind. Die Verwendung einer Hg-Niederdruck-Lampe (200 g/mol) stößt aber auch auf Schwierigkeiten, da in diesen Lampen das Quecksilber in seiner natürlichen Isotopen-Zusammensetzung enthalten ist. Die ungeraden Isotope des Hg zeigen eine deutliche Hyperfeinstruktur-Aufspaltung (Hfs) und Isotopieverschiebung, die die Linien verbreitert. Dieser Effekt ist beim

Quecksilber schon mit Spektrografen geringerer Auflösung ($R \approx 50.000$) zu beobachten.



Abb. 13: Feinstruktur der Hg – Linie bei 435,8 nm

Eine Abhilfe wäre eine isotonenreine Spektrallampe, die ist aber für den Amateur wohl unerschwinglich.

Deshalb wurde als Kompromiss eine Hohlkathoden-Lampe (HKL) mit Gold (197 g/mol) gewählt. Solche Lampen können z.B. in analytischen Laboren abgegriffen werden, da sie nach einiger Zeit ausgesondert werden, aber für den Amateur noch gute Dienste leisten können.

Gold zeigt zwar auch eine Hyperfeinstruktur-Aufspaltung [12], diese ist aber bedeutend geringer als bei Quecksilber. Die Au - Linien bei 479,3 nm und 627,8 nm scheinen keine Aufspaltung zu zeigen.

7.2 Wahl der Spaltbreite

Zunächst ist die optimale Spaltweite zu wählen. Die Rechnungen dazu wurden schon von van Cittert 1930 durchgeführt [13] und die Formel dazu lautet:

$$s = \frac{\sigma f}{\pi a} \lambda$$

Darin bedeuten s die Spaltbreite, f die Brennweite des Kollimators, λ die Wellenlänge, a die wirksame Gitterbreite, also $a = a_0 \cdot \cos \varphi$, wobei a_0 die Breite der geteilten Fläche und φ der Drehwinkel des Gitters ist. Der „freie“ Parameter σ wird meist gleich π gewählt. Hier hat man einen Kompromiss zwischen hoher Lichtstärke einerseits und hoher Auflösung andererseits zu wählen.

Bei den gegebenen geometrischen Verhältnissen des Spektrografen ergibt sich für die Wahl von $\sigma = \pi$:

400 nm :	Spaltweite = 17 μ m
500 nm :	Spaltweite = 24 μ m
600 nm :	Spaltweite = 35 μ m

Da der Spektrograf mit einem festen Spalt betrieben werden soll, wurde ein Spalt von 25 μ m fester Breite gewählt.

Die Verwendung eines Spaltes mit variabler Breite schien auch wegen der Kosten nicht angezeigt. Wie Versuche mit einem 10 μ m – Spalt zeigten, steht die dadurch etwas höhere

Auflösung in keinem Verhältnis zum Lichtverlust.

7.3 Lineardispersion

Die Lineardispersion ergibt sich rechnerisch aus den geometrischen Verhältnissen des Spektrografen in Verbindung mit den Daten (Linien / mm) des Gitters. Sie ist abhängig von der Wellenlänge und kann mit dem oben erwähnten sheet berechnet werden:

400 nm :	0,0144 Å/Pixel
500 nm :	0,0127 Å/Pixel
600 nm :	0,0103 Å/Pixel

Zur Verifizierung wurde mit einem Testspektrum auf der Sonne im Spektralbereich von 4378 – 4389 Å eine externe Kalibration mit einem professionellen Spektrum durchgeführt. Die Lineardispersion betrug 0,0138 Å und entsprach den errechneten Werten.

7.4 Bestimmung der Auflösung

Zur Bestimmung des Auflösungsvermögens wurde, wie schon oben erwähnt, eine Hohlkathoden-Lampe mit Gold verwendet. Das Füllgas der verwendeten HKL besteht aus Neon wobei je nach Element auch andere Gase z.B. Argon möglich sind.

Dadurch emittiert die verwendete HKL nicht nur die Spektrallinien des Goldes sondern auch die des Neons. In Zweifelsfällen, ob man eine Au- oder Ne – Linie beobachtet, kann man den Spektrografen alternativ mit einer handelsüblichen Ne – Glimmlampe beleuchten.

Bei den Mehrelement – HKL's ist diese einfache Verifizierung nicht möglich. Deshalb sind diese Lampen für den Amateur nicht so gut geeignet.

Zum Betrieb einer HKL sind hohe Gleich - Spannungen erforderlich (> 200 V), so dass man ein entsprechende Vorsicht walten lassen muss.

Da die HKL in diesen Fall nur zur Bestimmung der Auflösung verwendet werden sollte, wurde kein handelsübliche Netzteil verwendet, sondern auf einen Eigenbau gesetzt. Die Netzspannung von 230 V wurde über zwei in richtiger Phasenlage hintereinander geschaltete Trenn-Transformatoren [8] geleitet, wobei beim ersten Trafo die 1:1 Übersetzung und beim zweiten Trafo nur noch 110 V zusätzlich abgegriffen wurde. Damit wird auf der Sekundärseite eine Spannung von ca. 440 V erhalten, die über eine Diode gleichgerichtet wird. Auf eine Siebung der Ausgangsspannung mit Kondensatoren wird verzichtet, da durch die hohe Spannungsspitze eine Zündung der HKL immer erreicht wird. Die Belichtungszeiten der Spektren betragen mehrer Minuten, so dass das 25 Hz – Flackern (Einweg-Gleichrichtung)

keine Rolle spielt. Der Strom wird über Widerstände geregelt, wobei man aber auf eine entsprechende Dimensionierung achten sollte. Die Brennspannung der HKL beträgt ca. 200 V; d.h. bei einem Röhrenstrom von 30 mA entstehen leicht Verlustleistungen 10 W oder mehr, die abgeführt werden müssen.

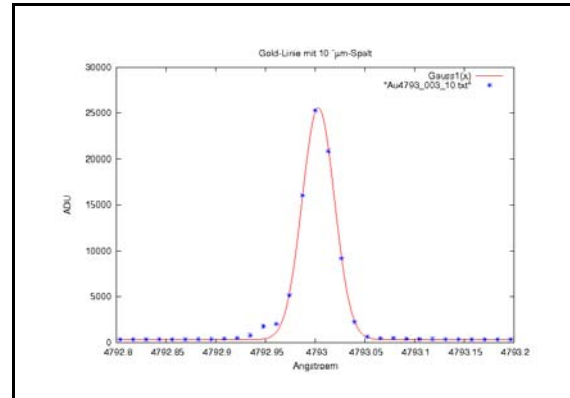


Abb. 14: Gold-Linie bei 479,3 nm

Die Abb. 14 zeigt die Aufnahme einer Gold-Linie. Die Punkte entsprechen einzelnen Pixel-Werten und die durchgezogene Linie ist ein mit Hilfe von GNUPLLOT approximierte Gauß-Kurve. Der wesentliche Teil der Linie wird nur durch wenige Pixelwerte dargestellt. Eine weitere Steigerung der Auflösung (= schmalere Linie) ist bei diesen Pixelgrößen (9 µm) kaum sinnvoll möglich. Hier hilft nur ein CCD mit kleineren Pixeln oder eine Verlängerung der Brennweite.

Die Formel zur Berechnung einer Gauß-Kurve lautet im vorliegenden Fall:

$$I = I_0 \cdot e^{-\left(\frac{\lambda - \lambda_0}{a}\right)^2}$$

Darin bedeutet λ_0 die zentrale Wellenlänge der Linie, λ die Laufvariable, a der Gaußparameter und I bzw. I_0 die entsprechenden Intensitäten. Zur Ermittlung quantitativer Werte für die Auflösung, muss die sog. FWHM der Linie ermittelt werden. Dazu ist eine Kalibration des Spektroms erforderlich. Bei Spektren z.B. der Sonne ist dies auch kein Problem, da genügend Linien mit bekannten Wellenlängen auf dem Chip abgebildet werden. Bei einer HKL ist dies meist nicht der Fall. Fast immer ist nur eine einzelne Linie auf dem Chip vorhanden. Die Kalibration erfolgt deshalb indirekt aus den Rechenwerten des oben erwähnten EXCEL® - Sheets. Die dort ermittelten Werte der Lineardispersion können ggf. durch die Aufnahme von Sonnen-Spektren verifiziert werden. Bisher wurden jedoch keine Abweichungen festgestellt.

Die Größe „FWHM“ erhält man aus dem Gaußparameter (a) durch elementare Rechnung zu:

$$FWHM = a \cdot \sqrt{\ln 16}$$

Der Wert von a wird durch die FIT – Prozedur mit GNUPLOT erhalten. Werden die Wellenlängen gleich in Å angegeben, so erhält man die Größe a in der gleichen Dimension. Der implementierte FIT-Algorithmus berechnet auch gleich die Unsicherheit des Parameters a. Im vorliegenden Fall betrug diese $\pm 2\%$.

Alternativ erhält man die FWHM auch direkt mit MIDAS [15] mit dem Befehl center/gauss. Beide Werte sind, wie Testrechnungen ergeben haben, von vergleichbarer Größe.

Die Auflösung (R) des Spektrografen kann nun daraus wie folgt berechnet werden:

$$R = \frac{\lambda_0}{FWHM}$$

In der Tabelle 1 sind die Messwerte für zwei Au - Linien aufgeführt.

Diese Werte zeigen, dass mit einem kleineren Spalt eine etwas höhere Auflösung zu erreichen ist. Diese marginale Steigerung geht aber mit einer deutlichen Verlängerung der Belichtungszeit (Faktor 2 - 3) bei in etwa gleicher Sättigung der Pixel einher.

Linie [Å]	Spalt [µm]	FWHM [mÅ]	R
4793	25	43,5	110.000
4793	10	38,3	125.000
6278	25	54,4	116.000
6278	10	52,4	120.000

Tab. 1: Messwerte der FWHM für zwei Au - Linien

Die Wahl der Spaltbreite von 25 µm nach 7.2 wird so experimentell bestätigt.

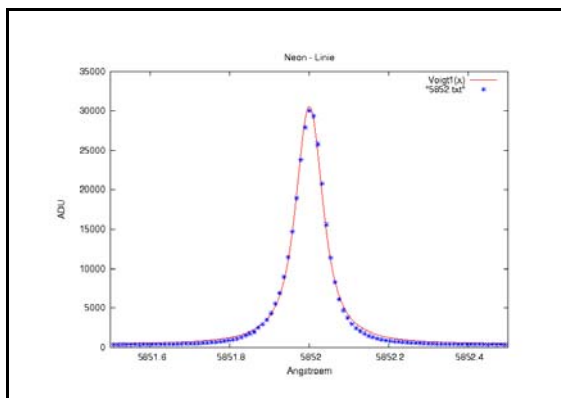


Abb. 15: Neon - Linie bei 585,2 nm

Dass Ne – Linien für die Bestimmung der FWHM nicht so gut geeignet sind, zeigt die

folgende Abbildung 15. Diese Linie kann sinnvoll nur mit einer Voigt-Funktion approximiert werden.

Ein entsprechender Algorithmus (wie auch für die Gauß - Funktion) muss aber in GNUPLOT separat implementiert werden. Aus der grafisch ermittelten FWHM dieser Linie von etwa 95 mÅ errechnet sich eine Auflösung von gerade einmal 61.000, die nicht der Realität entsprechen kann.

7.5 Belichtungszeiten

Die Belichtungszeiten um eine Sättigung des CCD von ca. 80% zu erreichen lagen bei der Verwendung einer HKL bei 300 s (25 µm Spalt) bzw. 1000 s (10µm Spalt).

Die starke gelbe Ne – Linie bei 585 nm wird unter Verwendung eines 25 µm Spalts und einer handelsüblichen Glimmlampe nach 180 s ausbelichtet. Bei der Anwendung einer Hg-Niederdrucklampe liegen die Zeiten in einer vergleichbaren Größenordnung. Diese Zeiten stellen aber keine geeignete Referenz dar, da diese vom Lampenstrom abhängig sind.

Deshalb wurden erste Testbelichtungen auf der Sonne mit einem 25 µm – Spalt durchgeführt. Bei einer Projektion der Sonne auf ca. 15 mm Durchmesser (1,5 m Brennweite des 4“-Teleskops) werden je nach Wellenlängenbereich 80 – 150 s bis zur Sättigung benötigt.

Da geplant ist, mit Hilfe einer Barlow-Linse die Brennweite des Teleskops auf ca. 6 m zu verlängern um dadurch auch Spektren am Sonnenrand bei etwas höherer Ortsauflösung zu gewinnen, werden die Belichtungszeiten vermutlich auf 1000 – 2000 s ansteigen.

Bei diesen hohen Belichtungszeiten muss eine besonders gute Licht-Abdichtung des Spektrografen gewährleistet werden. Anders als bei Spektrografen für die Sterne, die üblicher Weise in der Nacht betrieben werden, werden Spektren auf der Sonne im „prallen“ Sonnenlicht generiert.

Zudem hat sich bei längeren Belichtungszeiten gezeigt, dass sich innerhalb des Spektrografen Streulicht bemerkbar macht, das z.B. mit Blenden zumindest minimiert werden muss. Die dazu erforderlichen Maßnahmen sind aber noch nicht abgeschlossen.

7.6 Linearität

Die Linearität des Detektors wurde überprüft, in dem mehrer Testbelichtungen eines festen Wellenlängenbereiches auf der Sonne durchgeführt wurden. Dabei wurde die Belichtungszeit sukzessive von 1 s bis 80 s erhöht.

Die Kontinuums-Intensität wurde, korrigiert um den Dunkelstromanteil, gegen die Belichtungszeit aufgetragen. Die Linearität über die gesamte Messanordnung ist gegeben. Aufgenommen wurde der Spektralbereich um die Mg b – Linie.

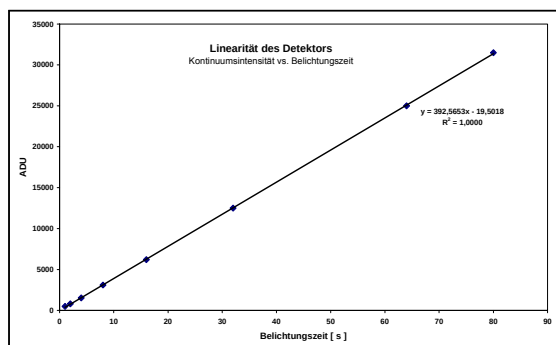


Abb. 16: Linearität des Detektors

Mit der gleichen Belichtungsreihe wurde getestet, ab welcher Sättigung der Pixel quantitative Messungen z.B. der Restintensitäten einer starken Linie möglich sind. Dazu wurde das Verhältnis aus Intensität im Linienzentrum zur Intensität im Kontinuum als Funktion der Belichtungszeit ermittelt.

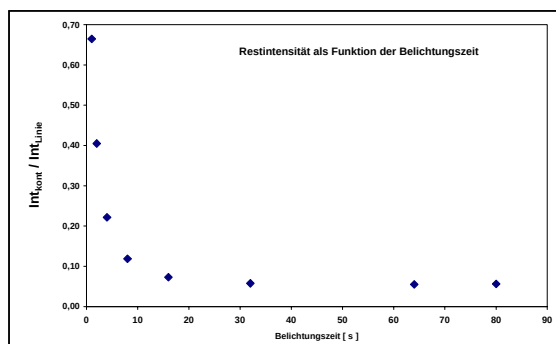


Abb. 17: Bestimmung der Restintensität einer Linie

Die Restintensität sollte unabhängig von der Belichtungszeit sein, da sie nur von den physikalischen Gegebenheiten in der Photosphäre abhängig ist. Wie die Abbildung 17 aber zeigt, muss die Belichtung des Kontinuums mindestens bei 10.000 ADU, in diesem Fall bei ca. 30 s, liegen. Dies lässt die Vermutung zu, dass bei zu kurzen Belichtungszeiten der Rauschanteil gegenüber dem Signal zu hoch ist. Die ermittelte Restintensität der Mg-b Linie von ca. 6 % entspricht den Angaben in [16].

7.7 Stabilität der eingestellten Wellenlänge

Unter der Stabilität wird hier zunächst die Stabilität der eingestellten Wellenlänge verstanden. Dazu wurde die Pixelposition (Zentralposition) einer Neon – Linie über die Zeit verfolgt. Die Zentralposition der Linie wandert nach Einschalten der Kühlung im Verlauf von 3 Stunden um etwa 7 Pixel in Dispersionsrichtung (dies entspricht 63 μm), um sich dann auf einen konstanten Wert zu stabilisieren. Dieses erstaunliche Langzeitverhalten wird erklärlich, wenn man sich den mechanischen Aufbau der CCD-Kamera einmal genauer ansieht. Der Chip wird praktisch in Teilen aus

Kunststoff gelagert und diese nach Einschalten der Kühlung auf 20 °C unter die Umgebungstemperatur gekühlt. Da Kunststoffe meist eine deutlich höhere Wärme-Ausdehnung als Metalle zeigen, ist dieses Verhalten erklärbar.

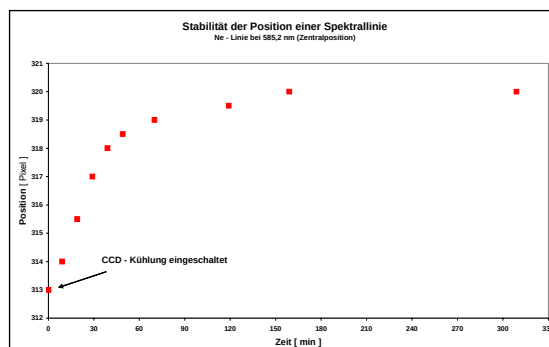


Abb. 18: Bestimmung der Stabilität

Für die praktische Arbeit stellt dies aber kein Problem dar, man sollte dieses Verhalten nur kennen und das CCD rechtzeitig abkühlen. Die Stabilität hinsichtlich der Fokussierung wurde noch nicht untersucht. Da der Spektrograf aber in einem Wohnraum aufgebaut ist, sind die Temperaturschwankungen, die auf die Konstruktion einwirken, eher gering zu bewerten. Bisher wurden jedenfalls keine gravierenden Änderungen der Fokussierung beobachtet.

7.8 Testspektrum

Abschließend soll hier auch ein Spektrum der Sonne gezeigt werden, das mit dem beschriebenen Spektrografen aufgenommen wurde.



Abb. 19: Spektrum der Sonne im Bereich $\lambda\lambda$ 4125 – 4233 Å

Das Spektrum wurde auf der Sonnenmitte bei einer Fokalweite des Teleskops von ca. 1,5 m mit einem Spalt mit einer Breite von 25 μm erhalten. Die Belichtungszeit betrug 120s. Das Dark- und Flat-Spektrum wurde aus der Originalaufnahme direkt in Anlehnung an ein spezielles Verfahren gewonnen, dass vermutlich nur auf zweidimensionale Sonnenspektren anwendbar ist [18]. Die Methode wurde mit MIDAS realisiert, soll aber an weiteren Spektren noch intensiver getestet werden. Für eine quantitative Auswertung ist diese Darstellung des Spektrums nicht geeignet. Es muss dazu extrahiert werden. Die nachfolgende Abbildung zeigt das Spektrum in der üblichen eindimensionalen Darstellung. Alle Bearbeitungsschritte wurden mit MIDAS durchgeführt.

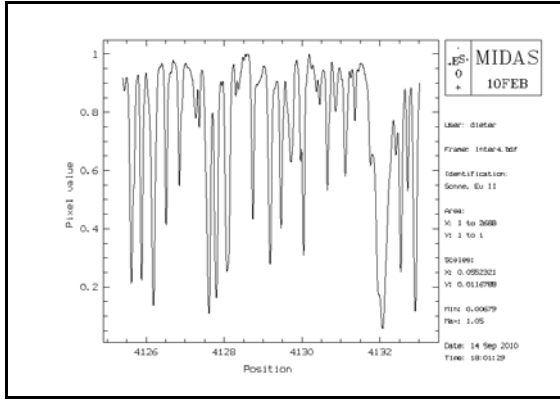


Abb. 20: extrahiertes Spektrum

8. Ausblick

Wie die Ergebnisse der Messungen an den Au – Linien zeigen, ist eine Steigerung der Auflösung nur möglich, wenn sowohl ein größeres Gitter und gleichzeitig ein CCD mit kleineren Pixeln eingesetzt wird. Beides ist z.Z. wegen der entsprechenden Kosten nicht geplant. Es macht auch keinen Sinn erst das eine Teil und später das andere Teil einzubauen. Hier gilt ganz einfach: wenn schon, denn schon.

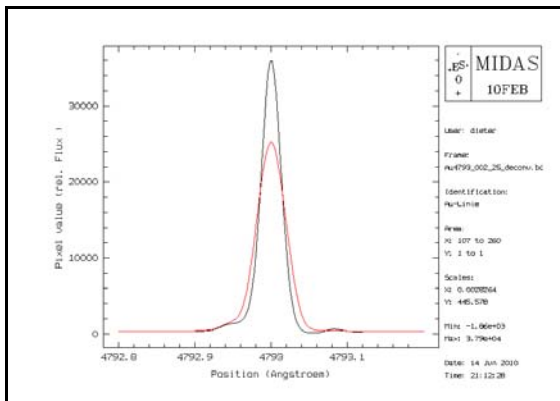


Abb. 21: Ergebnis der Entfaltung

Aber es gibt einen kleinen Lichtblick. Mit Hilfe von MIDAS ist es möglich, das sog. Apparate-

profil aus dem Spektrum herauszurechnen. Ein Beispiel zeigt die Abbildung 21.

Durch diese mathematische Operation, auch unter dem Namen „Dekonvolution“ (Entfaltung) bekannt, kann die Auflösung deutlich gesteigert werden. So wird die FWHM der Linie von 44 mÅ (mit 25 µm Spalt) auf 30 mÅ verringert. Dies entspricht dann einer Auflösung von ca. 160.000.

Allerdings ist dieses Verfahren vom Verfasser noch nicht verifiziert. Dazu sind weitere Versuche an realen Spektren auf der Sonne erforderlich. Aus Vorversuchen ist bekannt, dass man sich mit diesem Verfahren leicht Artefakte einhandeln kann.

Dieses Verfahren sollte also mit Bedacht angewendet werden. Im Fall der Sonne hat man aber immer den Vergleich mit professionellen Sonnenspektren und kann so leicht erkennen, ob die Manipulation zielführend war.

Literatur und Bezugsquellen

- [1] www.horiba.com/de/scientific/products/optics-tutorial/diffraction-gratings
- [2] www.poerschke.de
- [3] Optimizing Czerny-Turner Spectrographs, J. Reader, J. of the optical Society of America, September 1909, Vol. 59, Nr. 9
- [4] www.mvg-frankfurt.de
- [5] www.kremp-wetzlar.com
- [6] www.federnshop.com
- [7] www.nc-step.de
- [8] www.conrad.de
- [9] www.sprut.de/electronic/interfaces/usb/usb.htm
- [10] www.faseroptik-henning.de
- [11] <http://spektroskopie.fg-vds.de/images/neon1.gif>
- [12] Ritschl, Über die Hyperfeinstrukturen in den Spektren von Kupfer und Gold, Naturwissenschaften, Juli 1931
- [13] van Cittert, Zum Einfluss der Spaltbreite auf die Intensitätsverteilung in Spektrallinien, UNI Utrecht, 1930
- [14] fiberware GmbH, www.fiberware.de
- [15] www.eso.org
- [16] A. Unsöld, Physik der Sternatmosphären, 1958
- [17] <http://ww1.microchip.com/downloads/en/DeviceDoc/39632e.pdf>
- [18] Precise reduction of solar spectra obtained with large CCD arrays. H. Wöhl et al., A&A 394, 1077-1091 (2002)

Rotation features of O and B stars, II. Wind structures of massive stars

Thierry Morel

Institute for Astrophysics and Geophysics, Liège University, Allée du 6 Août, 17, 4000, Liège, Belgium

Abstract

There is strong observational evidence that the winds of massive stars are clumpy and/or exhibit large-scale spiral streams. Studying the structure of these outflows may not only allow more precise estimates of the mass-loss rates that are critical for modeling their evolution, but also indirectly reveal the existence of pulsations and magnetic fields. In this contribution, I shall focus on the efforts made to study the large-scale structures and discuss why spectroscopic campaigns carried out by amateur astronomers may lead to significant advances in this field.

1. Introduction

Massive stars lose a huge amount of mass through a stellar wind (a star of 20 solar masses roughly injects the equivalent of 6 masses of our Sun in space during its lifetime). This mass loss not only affects the environment of the star and enriches the interstellar medium in metals, but also has a strong impact on the evolution of the star itself (see Puls et al. 2008 for a comprehensive review about mass loss and contribution by Gregor Rauw in the previous volume for more details about the properties and evolution of massive stars).

For long, the winds of OB stars have been assumed for simplicity smooth and isotropic, i.e. that there are no local inhomogeneities within the wind and that the amount of material lost is identical at all points of the surface. However, evidence has been accumulating over the years that these basic assumptions need to be revised, and nowadays it is believed that both small- and large-scale structures may exist in the wind of a massive star (whether they can coexist is still unclear).

Revealing the existence of small-scale structures in OB stars is very challenging even using professional facilities (see below). On the contrary, relatively small telescopes equipped with moderate-resolution spectrographs are amenable to studies of the large-scale structures. For this reason, much emphasis will be put on the latter in the following.

2. Small-scale structures

Observations of the evolved descendants of O stars, the Wolf-Rayet stars, have shown that their outflows are fragmented and made up of a hierarchy of small-scale 'clumps' of material that are much smaller than the stellar radius and denser than the ambient wind (Fig.1). They are believed to arise from shocks devel-

oping because of the intrinsically unstable nature of radiatively-driven winds. As the winds of OB stars are also driven by radiation pressure, the same kind of situation was expected in these objects. This issue received considerable attention, as the amount of clumping strongly impacts on the determination of the mass-loss rates and therefore on the evolution of massive stars.

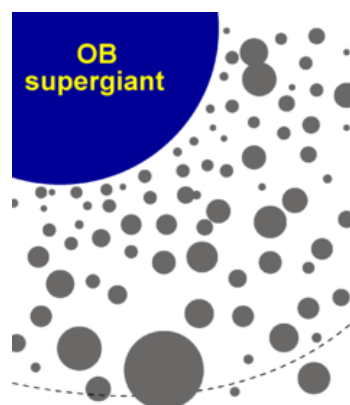


Fig. 1: Schematic representation of clumps in the wind of a massive star.

However, direct evidence for these clumps has only been found in a handful of OB stars. Small emission subpeaks moving on a characteristic wind flow time (a few hours) across the profile from the line center to the wings are usually taken as evidence for clumps of material carried away by the wind. Such travelling subpeaks are quite subtle and difficult to confidently trace in O stars because their wind (and therefore the strength of the lines formed in it) is much weaker than in Wolf-Rayet stars. The paucity of detections can hence be understood by the quality of the observations required, which involves obtaining spectra of very high spectral resolution and signal-to-noise ratio with a cadence of a few minutes only. One of the most convincing pieces of evidence for the existence of clumps in the winds of O stars has

been provided by the monitoring by Eversberg et al. (1998) over two nights of the bright O4 I(n)f supergiant ζ Puppis ($V \sim 2.2$ mag) using the Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT – 3.6m). To stress once again the difficulty of the task, the observations consisted of spectra with $S/N \sim 1000$ and $R \sim 80,000$ per two pixel resolution taken with a time sampling of ~ 10 minutes (Fig.2).

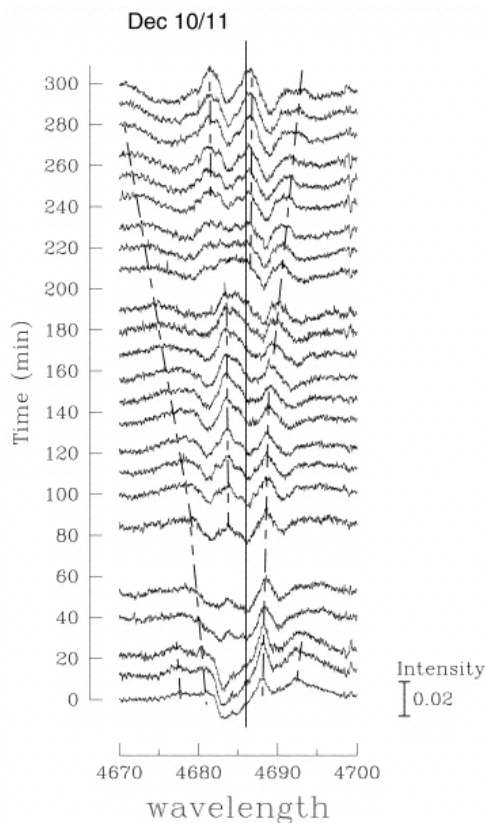


Fig. 2: Residuals of He II $\lambda 4686$ (the individual profiles minus the mean profile) for ζ Puppis during one night of observation. The vertical axis gives the time of observation. The scale for the residual intensities is indicated. Dashed lines trace the movement of the extra-emission components (Eversberg et al. 1998).

3 Large-scale structures

3.1 Origin and properties

Observations in the ultraviolet domain (UV) mostly carried out with the *International Ultraviolet Explorer* (IUE) satellite, have shown that strong line-profile variations are ubiquitous in OB stars (Howarth & Prinja 1989). Two main types of recurrent phenomena can be seen in the absorption troughs of unsaturated P Cygni UV profiles: narrow absorption components slowly evolving towards the blue edge of the profile (the so-called ‘discrete absorption components’; DACs) and global intensity modulations. Figure 3 shows an example of the variations observed in the form of a gray-scale, dynamical spectrum where the spectra are

stacked as a function of time and had a reference spectrum (often the mean of the run) subtracted, such that bright and dark features represent relative excess and deficit of flux at a given position within the profile. This kind of representation allows one to easily follow the time evolution of even very subtle features.

A key property of the DACs is that they occur with a recurrence timescale proportional to the (projected) rotational velocity, suggesting that they are somehow linked to stellar rotation (e.g. Prinja 1988). Although several aspects of the variability are still not well understood, the broad characteristics of the variations can often be accommodated in the framework of a model where one observes the rotational modulation of a globally anisotropic wind made up of spiral arms, as sketched in Fig.4.

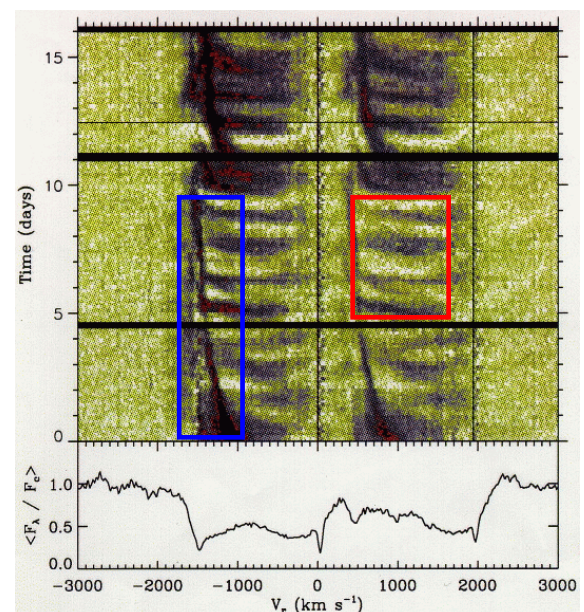


Fig. 3: Dynamical spectrum of the Si IV $\lambda\lambda 1393, 1402$ resonance doublet in the B0.5 Ib star HD 64760. Time increases upwards and excess absorption appears darker. The bottom panel shows the mean profile (Massa et al. 1995). The blue and red boxes delineate the DAC and modulations, respectively.

Hydrodynamical simulations show that the wind emerging from a bright ‘spot’ at the surface would be stronger and slower, as a result of the increase of the radiative force that leads to more driving (the inverse situation is encountered for a dark spot). Interestingly, such base disturbances would indeed give rise to huge corotating spiral structures that are curved because the star is rotating (Fig.4; Cranmer & Owocki 1996)¹. These structures must be regarded as a wave pattern through which the wind particles move nearly radially.

¹ Animations are available from Alex Lobel’s WEB page: <http://www.astro.oma.be/HOTSTAR/CIR/CIR.html>.

The high-density stream collides with the unperturbed wind at several radii and shocks are expected to develop at this location. In analogy with the situation for the Sun, where such wind streams also exist, these structures are called 'corotating interaction regions' (CIRs). Theoretical arguments thus suggest that the development of the CIRs is the natural consequence of the mere existence of spatially localized regions at the surface with physical conditions deviating from the rest of the photosphere. In addition, it has been argued that relatively large spots (opening angle of $\sim 25^\circ$), but with only a modest brightness contrast ($\sim 15\%$) are able to reproduce the observations of some key objects (Lobel & Blomme 2008). This would explain why large-scale structures are apparently so commonplace in the winds of massive stars. The obvious and interesting question is then what phenomenon could divide the stellar surface into regions with distinct physical conditions. Two (non-mutually exclusive) culprits can reasonably be invoked: pulsations and magnetic fields.

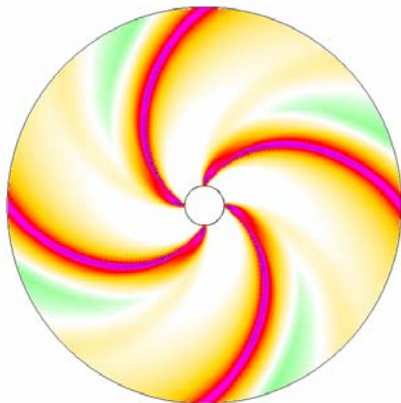


Fig. 4: Schematic representation of spiral structures in the wind of a massive star resulting from 4 bright, equally-spaced spots on the surface. The streams are curved because of the rotation of the star (anticlockwise in this case). Blue regions have the highest density. Note the size of these structures (several stellar radii). Courtesy S. Cranmer.

3.2 Nature of the 'seed' perturbations

3.2.1 Pulsations

Stellar pulsations can come in two flavors: radial or non-radial. In the former case, the star is expanding and contracting radially in a regular way. In the latter case, transverse motions also occur and spherical symmetry is no longer preserved during the oscillation cycle. Non-radial pulsations lead to significant variations of the physical conditions (e.g. temperature) across the photosphere. They have been detected in several OB stars and manifest themselves as bumps travelling across the photo-

spheric lines (Fig.5)². Non-radial pulsations of high order lead to a complex photospheric structure with the stellar surface being divided into various sectors (Fig.6), whereas only a few spiral arms are believed to exist in OB-star winds. However, this difficulty might be overcome if one considers that the interference of the pulsation modes could lead to only a few spots on the stellar surface (Kaufer et al. 2006).

3.2.2 Magnetic fields

Magnetic fields can take two forms: either localized, ever-changing magnetic structures anchored at the photosphere or a persistent, large-scale field with a simple geometry which could be a remnant of the star formation process (a 'fossil' field).

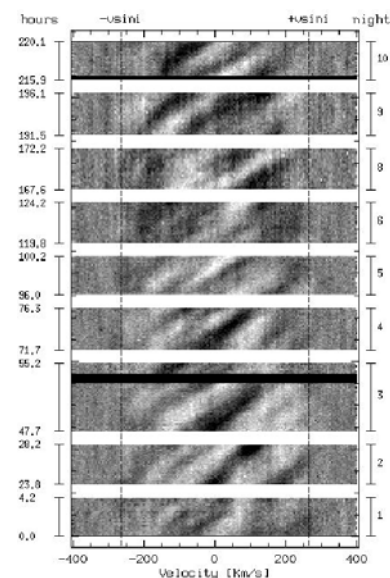


Fig. 5: Variations of the photospheric Si III $\lambda 4553$ line in the pulsating B0.5 Ib star HD 64760. Black and white colors represent pseudo-absorption and pseudo-emission features relative to the time-averaged profile in gray, respectively. The time of observation is indicated along the y axis, while the x axis is related to the position across the absorption-line profile. Observations collected with the 2.2-m telescope at ESO with a resolving power of 48,000 (Kaufer et al. 2006).

The magnetic structures that are found in the Sun and cool stars in general (e.g. cool spots, magnetic loops) are driven by dynamo action in their thick, outer convective envelope. Massive stars are lacking such a convective zone and whether magnetic fields could be generated *in situ* and sustained is still much debated. It is suspected that even relatively weak surface fields ($B < 100$ G), that are below the current detection capabilities, can strongly affect the emergence of line-driven flows. If present, such magnetic structures are hence

² Animations are available from John Telting's WEB site: <http://staff.not.iac.es/~jht/science>

believed to have a significant impact on the wind morphology.

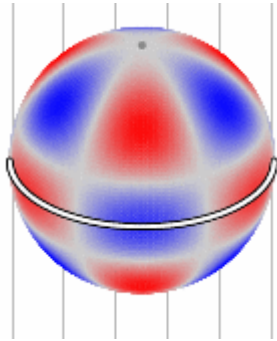


Fig. 6: Photospheric structure of a star pulsating with high-degree, non-radial modes. Blue and red colors denote regions that are moving towards and away from the observer, respectively (courtesy C. Schrijvers & J. Telting).

What has instead been detected in several OB stars is a strong, large-scale magnetic field, most often with a simple dipole geometry. The field tends in this case to deflect the wind particles towards the magnetic equator and to lead to an equatorial density enhancement (or even a disk-like structure for very strong fields; ud-Doula & Owocki 2002). Because the field is very often tilted with respect to the rotational axis, strong changes modulated by the rotational period can be observed (Fig.7).

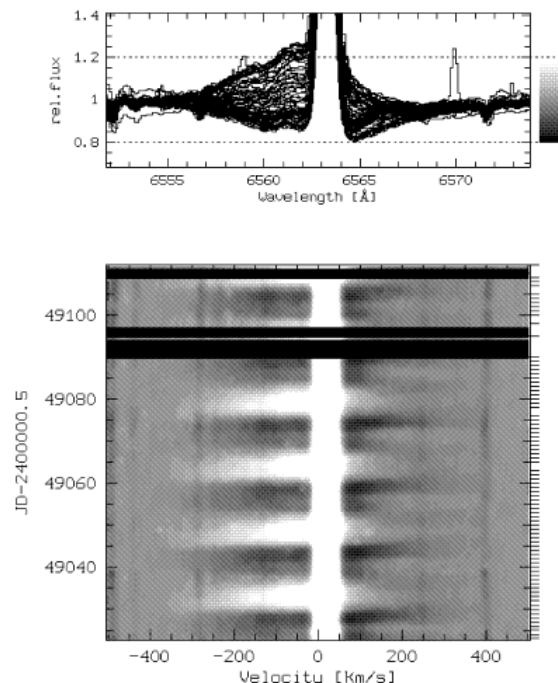


Fig. 7: Modulations according to the rotational period ($P \sim 15.4$ d) of the $H\alpha$ line in the young O6 Vpe star θ^1 Orionis C. The top panel shows a superposition of all profiles (the strong feature is a nebular line), while the bottom panel shows the dynamical spectrum. Observations collected with the 50-cm telescope at ESO with a resolving power of 20,000 (Stahl et al. 1995).

3.3 Observational evidence

Because these spiral structures are carried by stellar rotation, an ever-changing wind morphology is seen by the observer. That not only implies that lines formed in the wind should be strongly variable, but also that the observed profile should be the same every rotation period or, in other words, that the variations should be *periodic*. Rotational modulation is ultimately what we wish to detect to reveal the existence of the CIRs. In practice, what makes this task difficult is that such large-scale structures may be unstable to the extent that a loss of coherency in the pattern of variability is observed over a few rotational periods. This means that the detection of a periodic signal is often quite difficult and requires intensive observations.

These structures are best studied in the unsaturated lines present in the ultraviolet domain (e.g. Massa et al. 1995). With the demise of IUE, however, such studies must be conducted using ground-based optical observations. A few lines, such as He II $\lambda 4686$ or $H\alpha$, are (at least partly) formed in the inner parts of the wind (Fig.8). The strength of the $H\alpha$ recombination line is proportional to density square, implying that the emission component gets stronger as the mass loss increases. This makes OB supergiants especially attractive targets compared to dwarfs or giants where the lines are all formed in the photosphere or are at most filled in by an emission component. The $H\alpha$ line is very often strongly in emission in supergiants and is a particularly good probe of the large-scale wind structures in the optical.

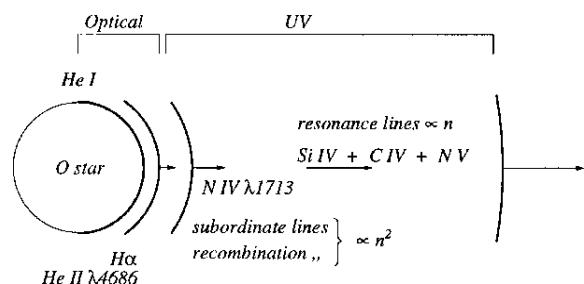


Fig. 8: Sketch of the different line-formation regions in the wind of an O star (de Jong et al. 2001).

First detection of $H\alpha$ changes in an early-type supergiant goes back to the early days of stellar spectroscopy (σ^2 CMa; Merrill 1913). Although dramatic line-profile variability has been confirmed to be a widespread phenomenon from much more recent campaigns (Figs.9 and 10), the poor temporal sampling of these observations hampered a detailed study of the line-profile variations on a rotational timescale (see also Kaper et al. 1997; Fig.11).

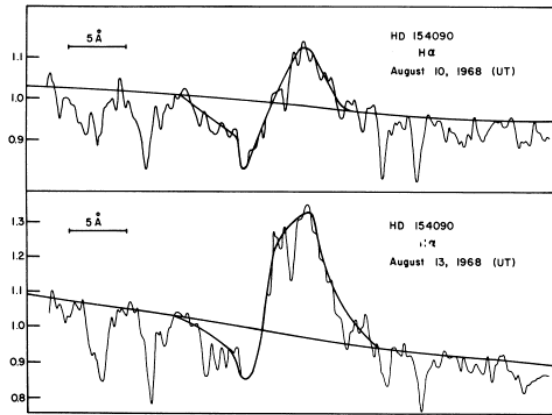


Fig. 9: Observations of the H α line at two different epochs in the B1 lae star HD 154090. Observations collected with the 2.13-m telescope at Kitt Peak Observatory (Rosendhal 1973).

We therefore decided to launch a campaign where time-resolved observations would be collected for 22 bright ($V < 7.5$) B supergiants. The stars have been monitored during 36 nights spread over 6 months in 2001-2002 at Vainu Bappu Observatory (India) using the 40-inch telescope. Strong line-profile variations are observed in all the targets. The two best candidates for a periodic signal are HD 14134 (B3 Ia) and HD 42087 (B2.5 Ib) with estimated periods of about 13 and 25 days, respectively. An emission-like episode lasting about one week can clearly be discerned in HD 14134 (Fig.12). What also makes this star of particular interest is the clear phase-locked nature of the variations. The *Hipparcos* photometric data display the same periodicity within the errors and the light variations are linked to the changes affecting H α : maximum line emission nearly coincides with maximum light (Fig.13).

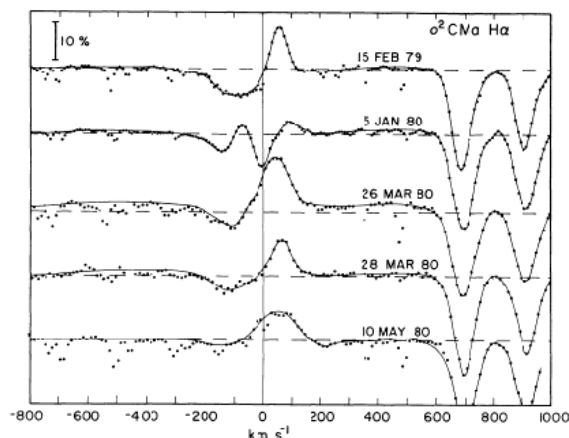


Fig. 10: Observations of the H α line at different epochs in the B3 Ia star o² CMa. Observations collected with the 2.1 and 2.7-m telescopes at McDonald Observatory with a spectral resolution of 0.2-0.4 Å (Ebbets 1982).

These two stars have been, among others, followed up during the MONS campaign which

lasted 3 months. Preliminary inspection of the HD 14134 data provides once again evidence for dramatic variations in H α . Detailed analysis of the data will allow us to examine whether the periodicity previously found is also present in this dataset and whether the pattern of variability remains coherent over timescales of years.

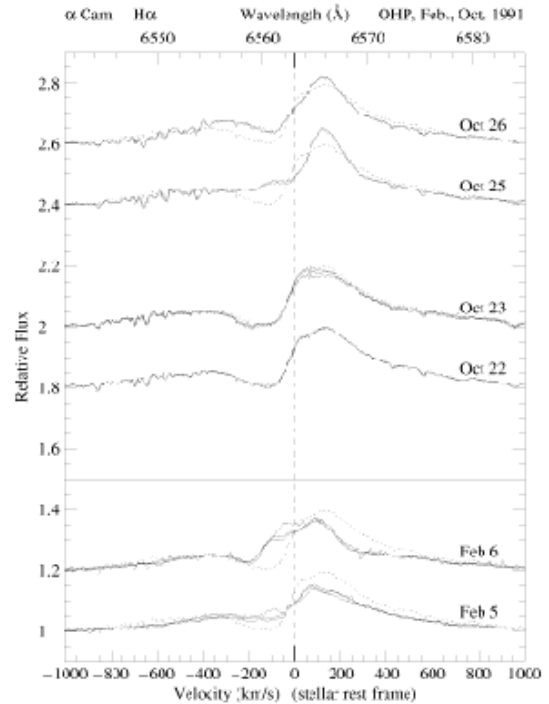


Fig. 11: Variations of the H α line in the O9.5 Ia star α Cam. The mean profile of the run is shown as a dashed line. Observations collected with the 1.52-m telescope at the Observatoire de Haute Provence (OHP) with a resolving power of 70,000 and 35,000 in February and October, respectively (Kaper et al. 1997).

4. Discussion and perspectives

A better knowledge of the structure of hot-star winds, both on small and large scales, is of importance for issues related to the mass-loss rates and the existence of non-radial pulsations or surface magnetic fields. Indirect evidence for magnetic structures would be especially valuable considering that the field strengths in OB stars are often below, or at the limit, of the current instrumental capabilities and that, despite much effort from the community, direct detections through spectropolarimetric measurements are still very scarce. Clumping is believed to be an universal phenomenon in the winds of OB stars. Although some fundamental properties of these clumps, like their filling factor, remain unfortunately poorly known, their study requires 4-m class telescopes and is therefore beyond reach of amateur astronomers.

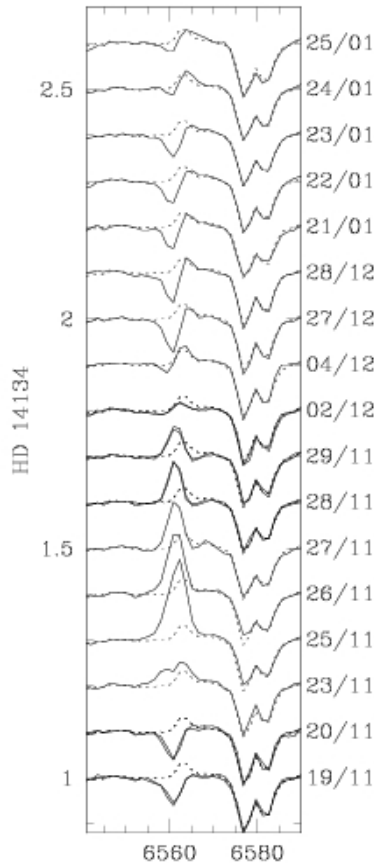


Fig. 12: Variations of the $H\alpha$ line in HD 14134 (B3 Ia). The date of the observation is indicated on the right-hand side of the panel. The mean profile is shown as a dashed line. The reciprocal dispersion is 1.45 Å/pixel (Morel et al. 2004).

On the other hand, there is also considerable evidence that the outflows of massive stars exhibit azimuthally-extended wind structures whose formation is intimately linked to processes taking place at the photosphere. However, much uncertainties about the properties and origin of these structures remain. The variations in the UV domain are quite complex and occur on various timescales that cannot in most cases be clearly linked to stellar rotation (the rotational period can only be gauged in very fast rotators by assuming that they are seen equator-on). It is also conceivable that non-radial pulsations and magnetic fields coexist in some stars, leading to an intricate pattern of variability. The variety of behaviors observed from one star to another can to some extent result from different viewing angles and rotational speeds (e.g. Prinja et al. 2002). In addition, this pattern sometimes changes on long timescales for a given star. In the B0.5 Ib star HD 64760, for instance, a change from 2 to 4 spiral streams was detected in datasets separated by less than 2 years (Fullerton et al. 1997). Estimating the characteristic lifetime of

these structures would provide important clues regarding their physical origin. The fact that they are apparently quite long-lived (at least several rotation periods) is remarkable given that line-driven winds are very dynamically unstable and permeated by shocks, as discussed in Section 1.

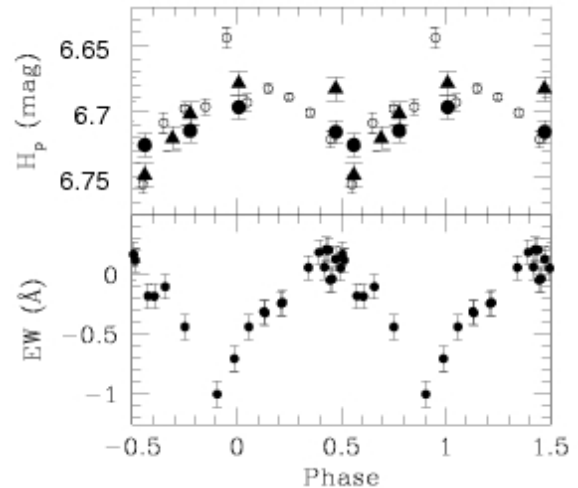


Fig. 13: Light (open symbols: *Hipparcos* data; filled symbols: own rescaled *B* and *I* observations) and EW variations of the $H\alpha$ line in HD 14134 (B3 Ia), as a function of phase ($P=12.823$ d). From Morel et al. (2004).

Due to the current unavailability of UV satellites, further progress will rely on optical observations. One of the most extensive and remarkable observational studies of the wind variability in B stars have been carried out by the Heidelberg group mainly using the 50-cm telescope at the European Southern Observatory (ESO). These impressive datasets have clearly demonstrated that strong line-profile variability is a fundamental property of both early (Schäfer 2000) and late B-type stars (Kaufer et al. 1996a,b). Variations affecting the late B stars are particularly spectacular in some cases (Fig.14). The monitoring of optical wind lines can be regarded as complementary to UV studies, as they probe the inner part of the wind (typically $\sim 1.5 R_*$) contrary to the UV features that are formed much farther out (Fig.8). Detecting a periodic pattern in these lines would therefore indicate that the structures extend over much of the wind, already exist at its base and may eventually be rooted at the photosphere. Efforts to detect a periodic behavior in optical wind lines (usually a few days) have been successful in some instances (e.g. Rauw et al. 2001; Prinja et al. 2001), but such investigations have unfortunately been rare over the last few years owing to the difficulty of conducting such long-term campaigns with existing facilities (see below). Ambitious, coordinated UV and optical observations have importantly revealed a link between the two types of variability and shown that they diag-

nose the same underlying physical mechanism (Kaper et al. 1997).

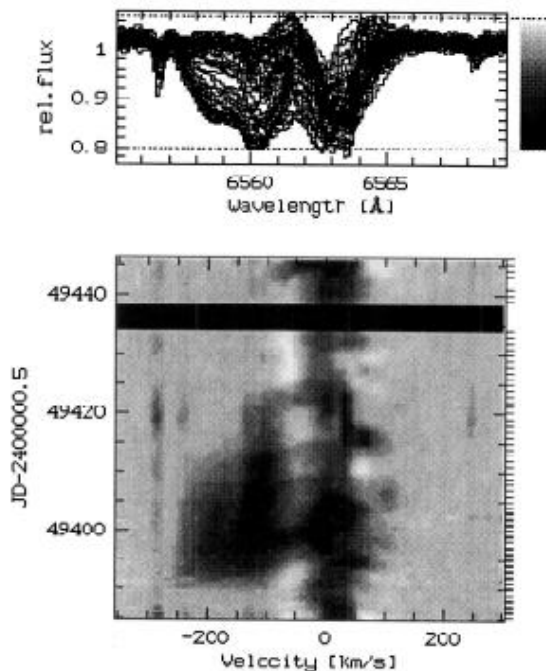


Fig. 14: Variations of the H α line in the B8 Ia star β Ori (Rigel). The top panel shows a superposition of all profiles, while the bottom panel shows the dynamical spectrum. Notice the sudden appearance of a strong, high-velocity absorption component at about JD2449390. Observations collected with the 50-cm telescope at ESO with a resolving power of 20,000 (Kaufer et al. 1996b).

It is believed that CIRs develop because of different boundary conditions at the base of the wind. Considering the ubiquity in OB stars of both pulsations (Fullerton et al. 1996; Kaufer et al. 1997) and CIRs, it is tempting to associate the two phenomena. However, the pulsation periods are of the order of hours, whereas the wind variations occur on significantly longer timescales of the order of days. Pulsations can still remain a plausible solution if one considers that the interference of pulsation modes can lead to a beat pattern with a period that may be compatible with the wind variations (Kaufer et al. 2006; Lobel & Blomme 2008). However, the fact that the DACs recur more frequently in stars with increasing projected rotational velocity cannot be explained in the framework of this model and remains a fundamental difficulty. On the other hand, cyclical photometric variability is commonplace in B supergiants and likely caused by pulsations (e.g. Waelkens et al. 1998), but an investigation of a possible link with the CIRs is still lacking.

Ironically, this is the ease with which the CIRs can be studied in spectroscopy (bright targets, moderate resolution) that makes dedicated observing campaigns so difficult or even impossible to organise with present-day professional facilities: small telescopes are being closed down at the expense of 4- to 8 m-class

telescopes mainly focusing on extragalactic studies and instrumentation is often limited to oversubscribed high-resolution spectrographs suitable for abundance studies or exoplanet searches, for instance. Another difficulty lies in the fact that the rotational periods of B supergiants are often of the order of weeks and prohibitively long runs are therefore needed to sample several rotation periods.

This is why amateur astronomers can make a difference. Luckily, there is no shortage of bright OB supergiants in the northern hemisphere (there are ~ 25 stars classified as such with $V < 6$ mag and $\delta > 0^\circ$ according to the SIMBAD database³). The most appealing targets are those with a well-documented variability pattern in the UV domain (which quite understandably also happen to be the brightest among their class). Table 1 lists some of those visible from Germany. Several stars are unfortunately winter objects, which could make their observation difficult because of adverse weather conditions. Stars exhibiting cyclical photometric variations of the order of days are also good candidates (see Waelkens et al. 1998). Globally aspherical winds are apparently so common in massive stars that strong line-profile variability is assured. However, the ultimate goal to make real progress remains the detection of the recurrent changes that can be associated to the CIRs.

Acknowledgments: I would like to thank the organizers for giving me the opportunity to attend this enjoyable meeting (this article was originally a contribution to the 2009 Recklinghausen meeting – ed. note) and for their efforts to bring together the professional and amateur communities, as well as Gregor Rauw for a careful reading of the manuscript and useful comments. This work is supported by Belspo through a PRODEX GAIA-DPAC contract.

References

- Cranmer, S. R., & Owocki, S. P., 1996, *The Astrophysical Journal*, 462, 469
- de Jong, J. A., Henrichs, H. F., Kaper, L., et al., 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 368, 601
- Ebbets, D., 1982, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 48, 399
- Eversberg, T., Lépine, S., & Moffat, A. F. J., 1998, *The Astrophysical Journal*, 494, 799
- Fullerton, A. W., Gies, D. R., & Bolton, C. T., 1996, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 103, 475
- Fullerton, A. W., Massa, D. L., Prinja, R. K., Owocki, S. P., & Cranmer, S. R., 1997, *Astronomy & Astrophysics*, 327, 699
- Howarth, I. D., & Prinja, R. K., 1989, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 69, 527
- Kaper, L., Henrichs, H. F., Fullerton, A. W., Ando, H., Bjorkman, K. S., Gies, D. R., Hirata, R., Kambe, E., McDavid, D., & Nichols, J. S., 1997, *Astronomy & Astrophysics*, 327, 281
- Kaufer, A., Stahl, O., Wolf, B., Gäng, Th., Gummersbach, C. A., Kovács, J., Mandel, H., & Szeifert, Th., 1996a, *Astronomy & Astrophysics*, 305, 887

³ See <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

- Kaufer, A., Stahl, O., Wolf, B., Gäng, Th., Gummersbach, C. A., Jankovics, I., Kovács, J., Mandel, H., Peitz, J., Rivinius, Th., & Szeifert, Th., 1996b, *Astronomy & Astrophysics*, 314, 599
- Kaufer, A., Stahl, O., Wolf, B., et al., 1997, *Astronomy & Astrophysics*, 320, 273
- Kaufer, A., Stahl, O., Prinja, R. K., & Witherick, D., 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 447, 325
- Lobel, A., & Blomme, R., 2008, *The Astrophysical Journal*, 678, 408
- Massa, D., Fullerton, A. W., Nichols, J. S., et al., 1995, *The Astrophysical Journal*, 452, L53
- Merrill, P. W., 1913, *Lick Obs. Bull.*, 7, 162
- Morel, T., Marchenko, S. V., Pati, A. K., Kuppuswamy, K., Carini, M. T., Wood, E., & Zimmerman, R., 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 351, 552
- Prinja, R. K., 1988, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 231, 21P
- Prinja, R. K., Stahl, O., Kaufer, A., Colley, S. R., Crowther, P. A., & Wolf, B., 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 367, 891
- Prinja, R. K., Massa, D., & Fullerton, A. W., 2002, *Astronomy & Astrophysics*, 388, 587
- Puls, J., Vink, J. S., & Najarro, F., 2008, *Astronomy & Astrophysics Review*, 16, 209
- Rauw, G., Morrison, N. D., Vreux, J.-M., Gosset, E., & Mulliss, C. L., 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 366, 585
- Rosendhal, J. D., 1973, *The Astrophysical Journal*, 182, 523
- Schäfer, D. R., 2000, Ph.D. Thesis, Ruprecht-Karls-Universität Heidelberg (in German), available at: http://www.lsw.uni-heidelberg.de/projects/hot-stars/PhD_Schaefer.pdf
- Stahl, O., Kaufer, A., Wolf, B., Gäng, Th., Gummersbach, C., Kovács, J., Mandel, H., Rivinius, Th., Szeifert, Th., & Zhao, F., 1995, *The Journal of Astronomical data*, 1, 3
- Stahl, O., Kaufer, A., Rivinius, Th., et al., 1996, *Astronomy & Astrophysics*, 312, 539
- ud-Doula, A., & Owocki, S. P., 2002, *The Astrophysical Journal*, 576, 413
- Waelkens, C., Aerts, C., Kestens, E., Grenon, M., & Eyer, L., 1998, *Astronomy & Astrophysics*, 330, 215

	Name	Spectral type	α (J2000)	δ (J2000)	V (mag)
HD 24912	ξ Per	O7.5 IIIe	03 58 57.90	+35 47 27.7	4.04
HD 34656		O7e	05 20 43.08	+37 26 19.2	6.80
HD 36861	λ Ori A	O8 III	05 35 08.28	+09 56 03.0	3.3
HD 37128	ε Ori	B0 Iab:	05 36 12.81	-01 12 06.9	1.70
HD 37742	ζ Ori A	O9 Iab:	05 40 45.53	-01 56 33.5	1.77
HD 47240		B1 Ib	06 37 52.70	+04 57 24.0	6.18
HD 47839	15 Mon	O7 Ve	06 40 58.66	+09 53 44.7	4.66
HD 93521		O9 Vp	10 48 23.51	+37 34 13.1	7.06
HD 149757 (1)	ζ Oph	O9 V	16 37 09.54	-10 34 01.5	2.58
HD 203064	68 Cyg	O8e	21 18 27.19	+43 56 45.4	5.04
HD 204172	69 Cyg	B0 Ib	21 25 47.03	+36 40 02.6	5.94
HD 209975	19 Cep	O9 Ib	22 05 08.79	+62 16 47.3	5.11
HD 210839	λ Cep	O6 I(n)f	22 11 30.58	+59 24 52.2	5.09
HD 214680	10 Lac	O9 V	22 39 15.68	+39 03 01.0	4.88

Tab. 1: List of OB stars visible from Germany that have been extensively studied in the UV domain. (1): Only observable at relatively high airmass.

Interpretation von Spektren und Erkennen von Artefakten, terrestrischen Linien und Linien des ISM

Lothar Schanne

Hohlstraße 19, 66333 Völklingen

Zusammenfassung

Der Text ist der Beitrag zum Spektroskopiekurs der FGS, Starkenburgsternwarte Heppenheim, 10.-12.9.2010. Er behandelt die Entstehung von Artefakten in Spektren und gibt Anregungen zu deren Vermeidung. Des Weiteren werden Effekte, die durch terrestrische Linien, Nebellinien und Linien des interstellaren Mediums hervorgerufen werden, vorgestellt.

Abstract

The text is a contribution to the beginner's course held at Starkenburg Observatory, Heppenheim, 10-12th of September 2010. It deals with the formation of artifacts in spectra and gives hints for preventing them. Furthermore, effects caused by terrestrial lines, nebulae lines and lines of interstellar matter are discussed.

Vorbemerkungen

Die Sicherheit bei der Interpretation von Spektren lernt man nur mit der Zeit, es gehört Erfahrung dazu. Man sollte die wesentlichen Spektalklassen kennen und deren typischen spektralen Eigenschaften (dafür den Kaler lesen !!!). Man sollte auch möglichst viele Linien kennen. Das lässt sich sehr gut in VSpec trainieren. In diesem Programm finden Sie ein Tool, mit dem Sie das Periodensystem einblenden und die Linien der Elemente und Ionen dem gemessenen Spektrum überlagern können. So können Sie schnell und einfach prüfen, ob Ihre Vermutungen stimmen (könnten). Aber Vorsicht: Das Programm zeigt Möglichkeiten an. Ob beispielsweise eine Hell-Linie im Spektrum eines Sterns auftreten kann, weiß das Programm nicht. Das sollten Sie wissen. Eine Hell-Linie wird nicht im optischen Spektrum eines G-Sterns auftauchen. Er ist einfach nicht heiß genug, um Hell zu erzeugen. He hat eine extrem hohe Ionisationsenergie. Hell-Linien finden sich deshalb in sehr heißen Objekten, wie O-Sternen. Deshalb: den Kaler lesen!

Fazit: Man braucht Grundkenntnisse der Sternphysik und der Spektrenentstehung.

Artefakte

Die häufigsten Artefakte treten auf durch:

- Keine Verwendung von Flats (Flatkorrektur): Staubkörner auf dem CCD-Chip und anderen Flächen täuschen Absorptionslinien vor.
- Kondensat und Eiskristalle auf dem CCD-Chip bei nachlassender Wirkung des Trockenmittels im Kameragehäuse: Vortäuschung von Absorptionslinien oder unruhiges Kontinuum.

Diese Art von Artefakten ist meist leicht zu entdecken (schon in den Rohaufnahmen, sicher aber im Flat zu sehen).

In Abb. 1 sehen Sie ein relativ sauberes Flat:

- Schwarze Streifen = Staub im Spalt
- Unregelmäßige Schatten = Fasern und Staub auf dem CCD-Chip.
- Heller Streifen durch eine etwas breitere Stelle im Spalt (Unregelmäßigkeiten im Schliff der Schneide)

Der gleiche Spalt mit etwas mehr Staub und runden Staubkornschatten ist in Abb. 2 zu sehen.

In Abb. 3 der gleiche Spalt mit deutlich mehr Staub im Spalt und rechts Schatten von Ölschlieren auf dem Deckglas des CCD-Chip.

Der Dreck auf dem Spalt und im Spalt verändert sich laufend. Ab und zu muss der Spalt gereinigt werden. Genau so ist das auch mit anderen Stäuben und Dreck-Einflüssen (z.B. auf dem Fenster der Kamera). Das bedeutet aber auch, dass Flats immer neu gemacht werden müssen, am gleichen Abend wie die auszuwertende Beobachtung.

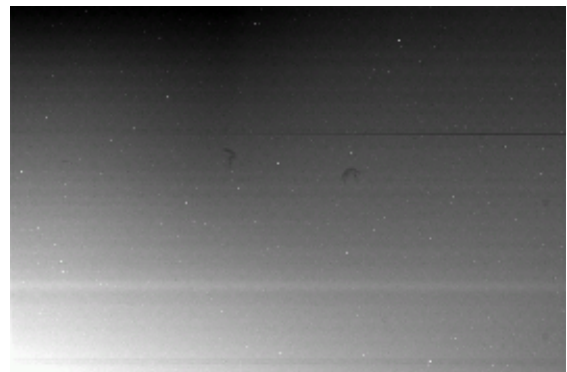


Abb. 1: Relativ sauberes Flatbild eines Spaltspektrographen.

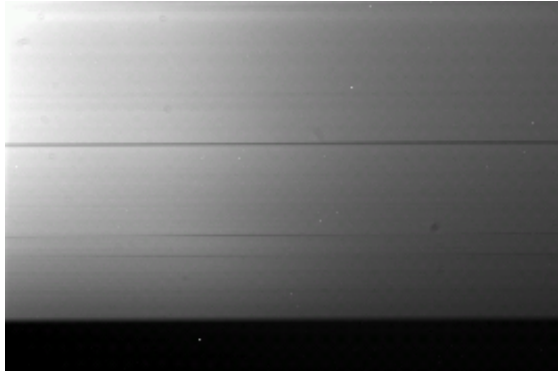


Abb. 2: Flat mit Staub auf dem Spalt und Staubkornschatten



Abb. 3: Flat mit deutlich mehr Staub als Abb. 2, rechts zusätzlich Schlieren vom Deckglas der CCD.

Mein größter Reifall

Herbst 2009, Beobachtung von ϵ Aur, der seit Mai in die Bedeckungsphase gekommen ist, die nur alle 27 Jahre geschieht. Alle Welt beobachtet jetzt ϵ Aur. Ich beobachte den Stern aber bereits regelmäßig seit 2005, um seine spektralen Eigenschaften außerhalb der Bedeckung genau zu kennen (Vergleichsmaterial).

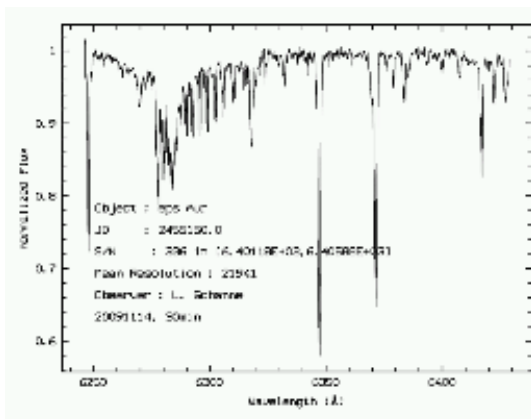


Abb. 4: Spektrum von ϵ Aur, JD 2455150.

In Abb. 4 das normale Spektrum des Sterns im fraglichen Wellenlängenbereich. Und in Abb. 5 das etwas besondere Spektrum. Fällt Ihnen was auf? Eine zusätzliche Linie erscheint bei 6389 Å, mit schwachen Emissionsflanken wie bei der $H\alpha$ -Linie, die Sensation. Und so sieht

eine der Rohaufnahmen aus (Abb. 6). Da fällt nichts Außergewöhnliches auf. Kein Grund zu Ahnwohnen.

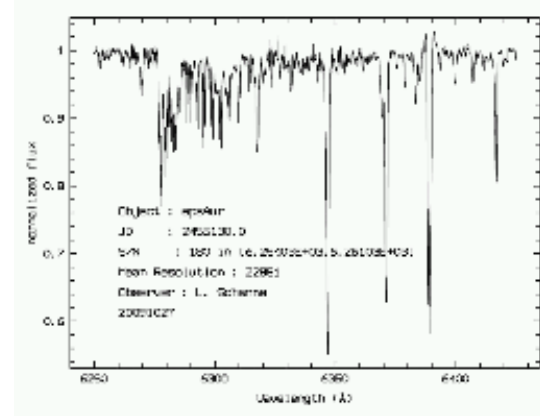


Abb. 5: Spektrum von ϵ Aur, JD 2455130. Artifizelle Linie bei 6389 Å.



Abb. 6: Rohaufnahme von Abb. 5.

Mein Fehler: Für dieses Spektrum kein Flat zu machen und damit zu korrigieren oder alternativ ein später bei anderer Wellenlänge (Gitterstellung) gemachtes Flat für ein anderes Spektrum nicht wenigstens zum Vergleich heranzuziehen. Die Lage des Schattens von Staubkörnern ist ja nicht wellenlängenabhängig und deshalb in allen Flats gleich⁴. Den Vergleich machte ich erst (Abb. 7), als ich ein paar Tage später von Freunden (u.a. Robin Leadbeater) erfuhr, dass sie diese sensationelle Linie in ihren Spektren nicht sehen. Zu spät.

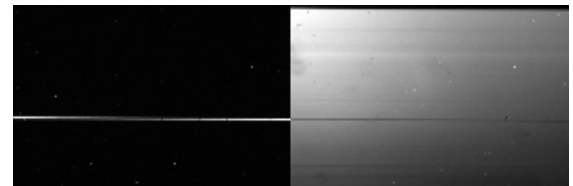


Abb. 7: Spektrum und zugehöriges Flat.

Sehen Sie die Ursache für die tolle neue Absorptionslinie? Ein kleines Staubkorn auf dem Deckglas des CCD-Chip, dessen Schatten in

⁴ Die Größe des Schattens ist aber wellenlängenabhängig, weil hier Beugungserscheinungen eine Rolle spielen.

den Spektrumstreifen hineinragt und zufällig so geformt ist, dass der Schatten im Streifen wie eine ganz normale Absorptionslinie aussieht. Täuschend echt... so kann's gehen.

Probleme bei der Bestimmung des Kontinuums zur Normierung eines Spektrums

In Abb. 8 ein ideales Rohspektrum. Es sind keinerlei Artefakte zu erkennen. Und es gibt auch keine Probleme, das Kontinuum zu definieren.

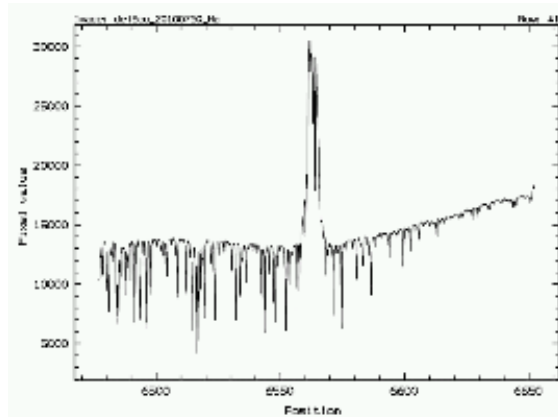


Abb. 8: „Ideales“ Rohspektrum am Beispiel δ Sco.

An folgendem Beispiel (Abb. 9, Bereich der $H\alpha$ -Linie von λ Cep) ist eine Normierung mit gutem Gewissen nicht mehrdurchzuführen, weil das Linienprofil viel zu komplex ist. Die Festlegung eines Kontinuums im mittleren Teil des Spektrums läuft auf Willkür hinaus. Was hier Linien des Sterns und was apparatebedingte Dellen im Kontinuum sind, ist schwer auszumachen.

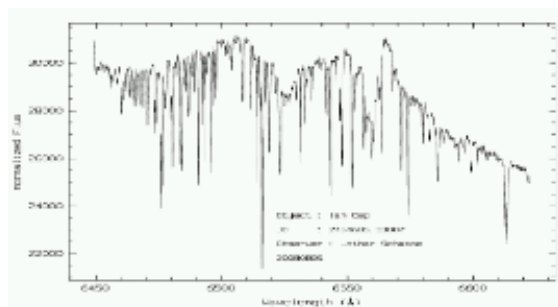


Abb. 9: Rohspektrum von λ Cep.

Wir müssen uns darum im Klaren sein, dass bei der Festlegung des Kontinuums die Gefahr besteht, dass persönliche Fehlinterpretationen des vermeintlichen Kontinuumverlaufs in das anschließend normierte Spektrum einfließen! Ohne Kenntnis der verwendeten Kontinuumfunktion (festgelegter Verlauf) ist eine falsche Normierung nicht mehr rückgängig zu machen (nicht lineare Transformation der Spektrendaten!).

Deshalb eine Empfehlung:

- Alle Dateien archivieren. Also Sternaufnahmen, Flats, Darks, Kalibrierlichtaufnahmen. Damit zu jedem Zeitpunkt eine erneute unabhängige Auswertung durchgeführt werden kann.
- Das nicht normierte und nicht kalibrierte sowie das nicht normierte und kalibrierte 1d-Spektrum aufheben.

Terrestrische Linien

Der Beobachter sollte sofort die terrestrischen Linien erkennen, insbesondere die O_2 -Banden und die Wasserlinien (bei hoher Auflösung). Manchmal kann man sich an den charakteristischen und deshalb sofort erkennbaren Banden im Spektrum orientieren, wenn man den abgebildeten Wellenlängenbereich nicht genau kennt. Mit der Zeit entwickeln Sie einen Blick dafür. Nachfolgend zur Übung eine Interpretation eines Spektrums von Mizar A (Dispersion 0,45 Å/Pixel, Auflösung ca. 1,5 Å) in Abb. 10.

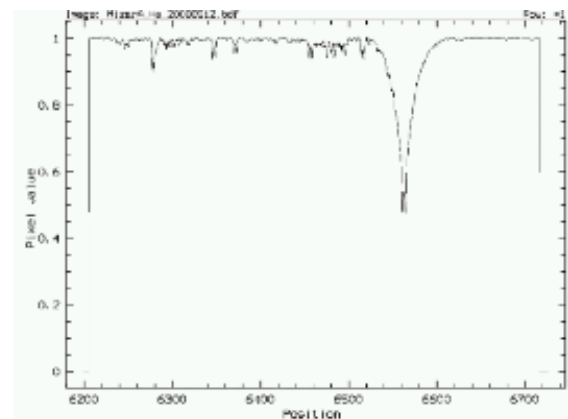


Abb. 10: Spektrum vom Mizar A.

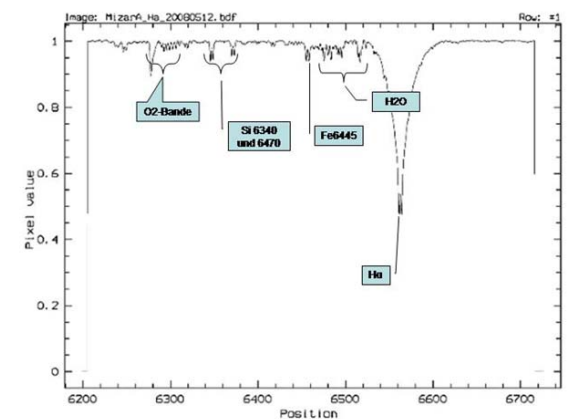


Abb. 11: Zuordnung von Linien am Bsp. Mizar A.

Das Bandensystem bei 6300 Å wird vom Luft-sauerstoff erzeugt, ist also terrestrischen Ursprungs. Wegen der Auflösung von ca. 1,5 Å sind einzelne Wasserlinien nur verwaschen sichtbar, insbesondere als kleine Schultern in der $H\alpha$ -Linie. Die „blends“ bei 6500 Å sind die

intensiveren Wasserlinien, die sich auch noch überlagern. Deshalb kommen sie so deutlich zum Vorschein. Die Linien des Objekts Mizar A selbst sind per Dopplereffekt aufgespalten (spektroskopischer Doppelstern des Typs SB2). Sie sind direkt erkennbar durch den gleichen Aufspaltungsbetrag. In diesem Spektrum kann man mit einem Blick sehen, welche Linien (auch schwächere wie die bei 6250 Å und 6420 Å) zu Mizar A gehören. So hilft in diesem Fall der Dopplereffekt, Linien des Objekts zu identifizieren. Vgl. dazu Abb. 11.

Nebellinien

Beim Spektroskopieren eines Sterns (Abb. 12) mit einem Spaltspektrographen im Wellenlängenbereich um die $H\alpha$ -Linie bekommt man das in Abb. 12 wiedergegebene Bild - und wundert sich. Was ist denn das? Der recht gleichförmige Spektrenstreifen eines Sterns ist von quer liegenden unregelmäßig hellen Streifen überlagert? Ein Artefakt?

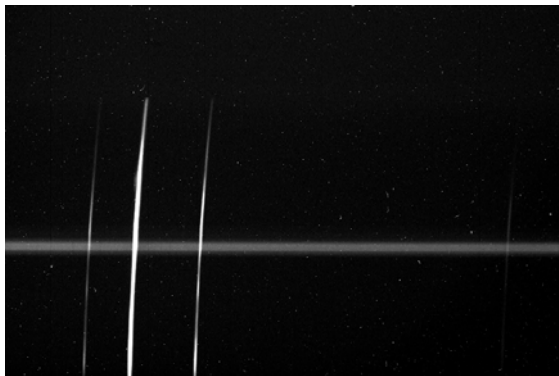


Abb. 12: Rohbild des Spektrums von ̸1 Ori C.

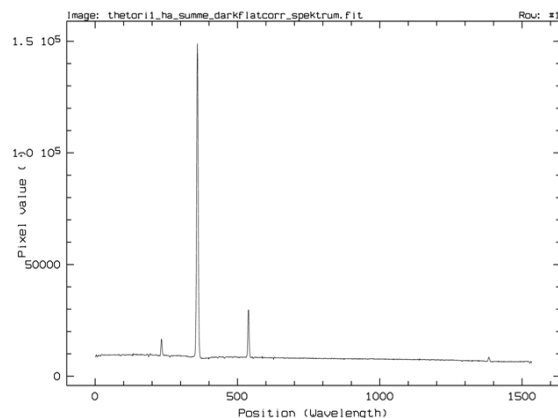


Abb. 13: Registriertes Spektrum aus Abb. 12.

Das ist kein Artefakt! Es wurde ein Stern spektroskopiert, in dessen Sichtlinie ein Emissionsnebel (HII-Region) liegt. Das sind die Emissionen eines flächigen Objekts, des Orion-Nebels, welche den Spalt entlang seiner Länge beleuchten. Die helle Spaltabbildung ist die $H\alpha$ Emission des Nebels. Es handelt sich um ̸1 Ori C, den hellsten Stern im Trapez, ein

sehr heißer junger und deshalb noch schnell rotierender O-Stern. Der stark im UV leuchtende und damit seine Umgebung ionisierende Stern ist verantwortlich für die HII-Region im Orionnebel. Er liegt dicht vor der Orion-Molekülwolke und erodiert diese mit seinem grellen Licht.

Bei genauer Betrachtung von Abb. 12, findet man in der $H\alpha$ -Emissionslinie des Nebels im oberen Viertel eine diffuse Verwischung der Linienkontur zum Kurzwelligen hin. Offensichtlich bewegt sich hier ein Teil der emittierenden H-Atome auf den Beobachter zu.

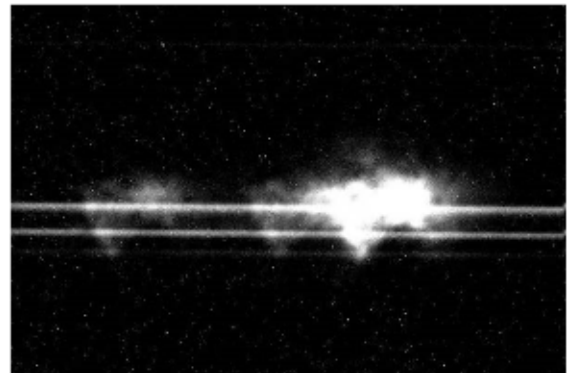


Abb. 14: Spaltloses Spektrum des Orionnebel.

Der gleiche Himmelsbereich, mit einem spaltlosen Spektrographen aufgenommen, zeigt Abb. 14: Der Nebel wird jetzt im Lichte der einzelnen (diskreten) Emissionslinien des Nebels photographiert und erscheint deshalb mehrfach im Bild.

Im kalibrierten Spektrum lassen sich auch die anderen Emissionslinien identifizieren: 6548 Å und 6584 Å sind verbotene NII Linien, 6678 Å wird von HeI emittiert. Der Peak bei 6649 Å ist ein Artefakt (heißes Pixel, Abb. 15). Die Kalibrierung wurde mit je zwei Wasserlinien beidseitig der $H\alpha$ -Linie durchgeführt (weil nur diese interessierte). Die Kalibrierfunktion wurde zum Roten hin extrapoliert, weshalb sie zum rechten Rand des Spektrums fehlerhaft wird. Deshalb findet man die HeI Linie scheinbar bei 6685 Å anstatt bei der Laborwellenlänge (6678 Å).

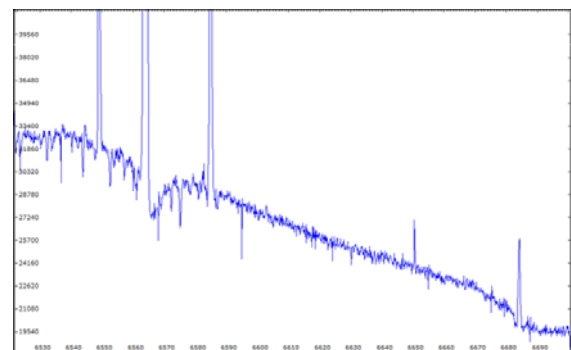


Abb. 15: Kalibriertes Spektrum von ̸1 Ori C.

Die $H\alpha$ -Linie ist bei diesem O-Stern manchmal in Absorption, manchmal in Emission, wie im in Abb. 16 gezeigten Spektrum gezeigt.

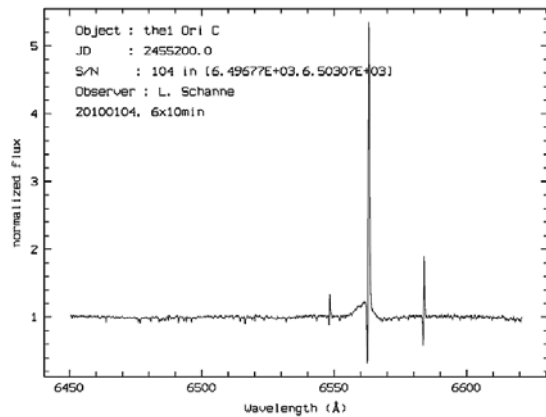


Abb. 16: 01 Ori C in $H\alpha$ -Emission (breite Flügel um zentralen Peak).

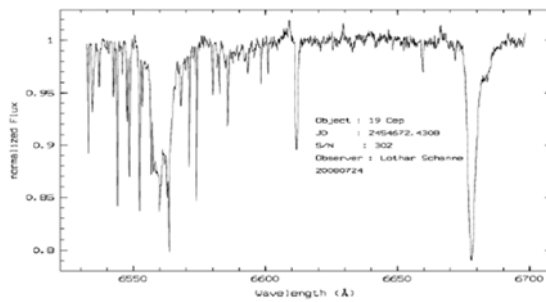


Abb. 17: Spektrum von 19 Cep um $H\alpha$. Die vielen „scharfen“ Linien sind terrestrischen Ursprungs.

ISM - Linien des interstellaren Mediums

In Abb. 17 ist das Spektrum von 19 Cep im Bereich der $H\alpha$ -Linie und der He I 6678 Å dar-

gestellt. Die vielen scharfen Linien sind terrestrische Linien des Wassers in der Luft. Die Linie im Zentrum (6614 Å, bitte merken) ist interstellaren Ursprungs.

Der Spektralbereich von 19 Cep um das Na-Dublett (D1 und D2) ist in Abb. 18 gezeigt. Das Na-Dublett bei 5889 Å und 5895 Å wird durch interstellares Na erzeugt, erkennbar an der Schärfe der Linien, die nicht rotationsverbreitert sind (wie die Linien des Sterns). Die vielen scharfen Linien rechts und links des Na-Dubletts sind terrestrischer Natur. Weitere diffuse interstellare Banden (DIB's) sind bei 5797 Å und 5780 Å zu finden. Aus der Photosphäre des Überriesen stammen die rotationsverbreiterten He I 5876 und die beiden CIV 5801 und CIV 5811. Von den vielen Linien in diesem Spektrum entstammen also gerade einmal 3 der Photosphäre des 19 Cep.

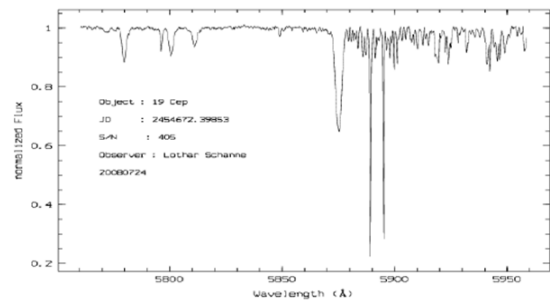


Abb. 18: Spektrum von 19 Cep um Na D. Die breiten Linien stammen vom Stern, die scharfen Linien aus dem ISM oder der Erdatmosphäre.

Der Anfängerkurse der VdS-Fachgruppe SPEKTROSKOPIE im September 2010

Thomas Eversberg

STScI – Schnörringen Telescope Science Institute, Ringweg 7, 51545 Waldbröl

Zusammenfassung

Spektroskopie ist für viele unverständlich bzw. unzugänglich und manche meinen, sie könnten die Astrophysik nicht bewältigen. Um Interessierte bei der Thematik zu begleiten, zu unterstützen und den Einstieg zu ermöglichen, bietet die Fachgruppe regelmäßig Anfängerkurse an der Sternwarte Heppenheim an, letzten September zum vierten Mal, diesmal mit rund 25 Teilnehmern. So viele Interessenten hatten wir noch nie vor Ort und die Sternwarte wurde ziemlich voll. Wie immer wollten wir Amateure in die Lage versetzen, die Grundlagen spektroskopischer Techniken, also den Umgang mit Geräten (Selbstbau oder aus dem Handel), ihre Anwendungen, die Datenauswertung und die Physik, zu verstehen und nachzuvollziehen. Ein Mentorenteam vom Schüler (!) bis zum Astrophysiker ermöglichte, dass möglichst viele offene Fragen diskutiert und beantwortet wurden. Anfänger wurden dort „abgeholt“, wo sie mit ihren Fragen und Problemen stehen. Die gilt insbesondere für die spektroskopische Arbeit an den Geräten der Sternwarte.

Abstract

Spectroscopy seems to be incomprehensible for a wide audience or simply inaccessible, respectively. Some may think they can not handle the road to astrophysics. In order to assist interested people and to provide support as well as to facilitate the entry into the topic the section (Fachgruppe) offers regular beginner's courses at the observatory in Heppenheim. The course took place last September for the 4th time, that time with about 25 participants. So many interested we have never had on site and the observatory was pretty occupied. We wanted - as always – to enable amateurs with the ability of spectroscopic basics and techniques, handling the equipment (do-it-yourself spectrographs or commercial devices), their applications, data analysis and the physics beyond. We want to encrypt and to create an understanding. A mentor team out of students (!) and astrophysicists granted for that and tried to give as many as possible answers to the open questions. So beginners were "picked up" where they are with their problems. This especially applies to the spectroscopic work with the equipment of the observatory.

1. Einführung

Im Dezember 2009 stellte Lothar Schanne einen Aufruf in das Forum der FG SPEKTROSKOPIE, wer Interesse an einem Anfängerkurs hat. Nur wenige Tage später hatte sich eine Gruppe von puren Anfängern und schon Aktiven gemeldet. Letztere nutzen unsere Seminare gern, um altes Wissen aufzufrischen und Neues zu lernen. Wir in den Jahren zuvor meldete Peter Geffert aus Heppenheim, dass die Starkenburger wieder ihre Sternwarte für uns öffnen. Diese Partnerschaft hatte sich gut bewährt, zumal die Starkenburger uns immer gut mit Kaffee und Kuchen versorgt hatten. Unsere Entscheidung fiel daher nicht schwer.

Grundlage unserer Kurse ist der Dialog mit den Teilnehmern. Was hilft es, wenn die Inhalte an den Bedürfnissen vorbei gehen? Also wurde im Seminarvorlauf das Programm abgestimmt, diskutiert, verworfen und wieder zusammengestellt. Unsere Fachgruppe hat sich in den letzten zwei Jahren deutlich verjüngt und wir „alte Knacker“ freuen uns umso mehr, da nun mehrere Youngster Zeit und Lust hatten, als Mentoren zu agieren. So konnten wir ein facetten-

reiches Sechser-Team zusammenstellen und so die Gefahr der „Betriebsblindheit“ minimieren. Ein „alter Hase“ versteht Anfängerprobleme nicht unbedingt besser als ein Newcomer und eine Mentorengruppe verhindert, dass sich Fehler einschleichen. Im Februar stand dann die Webseite für den Kurs, das Programm wurde finalisiert und die Anmeldungen gingen ein.

Unter Berücksichtigung unserer Arbeitswoche hatten wir den Kurs wie immer auf ein langes Wochenende gelegt. Wir reservierten dazu ein ganzes Kleinhotel, um auch die Abende gemeinsam verbringen zu können. Am Freitagabend trafen sich die daher meisten schon im Hotel und nutzten den Abend für lange Diskussionen. Das war etwas riskant, da wir alle ein volles und anstrengendes Programm vor uns hatten. Doch wer zieht sich schon gern zurück, wenn die Stimmung gut ist? Schlafen konnten wir ja dann am Sonntagabend.

Unsere Anfängerkurse decken grundsätzlich möglichst viele Facetten spektroskopischer Arbeit ab. Dabei unterscheiden wir zwar den theoretischen Hintergrund und die praktische Anwendung, doch man sollte sich vor Augen

halten, dass das in der Praxis eigentlich nicht zu trennen ist.

2. Theorie

Mit einer „Einführung in die Gitterspektroskopie – optische Grundlagen“ von Thomas Eversberg ging es am Samstagvormittag los. Der Abriss über optische Komponenten behandelte das optische Gitter, den optischen Spalt, Kollimator und Kamera, Kriterien zum Auflösungsvermögen und nötige Teleskopanpassungen. Darüber hinaus wurden praktische Hilfsmittel für den Bau eines Spektrographen vorgestellt, die in der FG entwickelt wurden (damit muss man keine einzige Gleichung kennen). Verschiedene Beobachtungsbeispiele schlossen den Vortrag ab.



Abb. 1: Unsere Youngster Thomas Bergmann, Daniel Weiss und Daniel Sablowski sprechen über den Spektrographenbau.

Danach diskutierten Thomas Bergmann und Daniel Weiss das Design und den Bau eines eigenen kostengünstigen Spektrographen.

Sie beleuchteten dabei ihre individuelle Zielsetzung, ihre Gründe für das Design (vorhandene Ausrüstung, Kosten, Fertigungsmöglichkeiten, Materialauswahl) und führten die im ersten Vortrag angesprochene Berechnung eines Spektrographen sowie alternative Entwürfe vor. Um brauchbare Daten aus dem Messgerät zu bekommen, reicht das jedoch noch nicht aus. Daniel Sablowski beleuchtete daher die Probleme bei der Justage von Spektrographen die entscheidend ist für die sinnvolle Datenaufnahme. Der theoretische Teil wurde danach durch Günter Gebhard abgerundet. Er stellte vor, wie Spektren grundsätzlich ausgewertet werden. Dazu erläuterte er u.a. grundsätzliche Fragen zum Verhalten von CCD-Kameras, die entsprechenden Daten- und Kalibriersignale, störende physikalische und elektronische Effekte sowie spektroskopische Grundlagen zum Signal-zu-Rausch-Verhältnis, der Normierung und verschiedene spektrale Parameter. Unvergessen sind sein Holzklötze, die er für seine Darstellungen nutzte. Hier kam der ausgebildete Lehrer schön zum Vorschein.



Abb. 2: Günter Gebhard zeigt mit Holzklötzchen den Unterschied zwischen Mittelwert und Median.

3. Praxis

Damit war der theoretische Teil des Seminars beendet. Es ging an die Fernrohre. Für uns Gäste war es wieder einmal ein Genuss, die Sternwarte für uns allein zu haben und deren Geräte nutzen zu dürfen. Mehrere Kollegen hatten unterschiedliche Spektrographen mitgebracht um mit diesen vor Ort Spektren aufzunehmen. In dieser Hinsicht ist die Starkenburg-Sternwarte bestens ausgerüstet, standen uns doch sechs Teleskope zur Verfügung. Darüber hinaus hatten wir Glück mit dem Wetter und so gab es wieder einmal einen harten

Beobachterkern aus Nachteulen, der morgens in der Sternwarte statt im Hotel aufwachte⁵. Der Sonntag stand ganz im Zeichen der Werkzeuge zur Datenauswertung. Vorgestellt wurden dabei verschiedene Programme unter Windows (Daniel Sablowski und Lothar Schanne) und LINUX (Günter Gebhard) sowie deren grundlegenden Anwendungsverfahren. Lothar Schanne sprach zum Schluss über die Spektreninterpretation. Dazu gehörten die Erkennung und Eliminierung von Artefakten sowie verschiedene andere Spektraleffekte.



Abb. 3: Lothar Schanne und Daniel Sablowski begleiten die ersten Spektralaufnahmen.

4. Resümee

Mit der Art, wie wir unsere Kurse gestalten, machen wir gute Erfahrung. Um theoretische Sachverhalte darzustellen, kann Frontalunterricht nicht gänzlich vermieden werden und ist so auch erwünscht. Das heißt natürlich nicht, dass das jeweilige Auditorium nur stumm zuhört. Im Gegenteil, unsere Mentor-Mentee-Konstellation ist geprägt von Dialogen, den beide Seiten gestalten. Das allein schon durch die Tatsache, dass „dumme Fragen“ oft so gefährlich sind, dass der Mentor die jeweiligen Antworten erst später nachreichen kann. Wie auch bei den praktischen Anwendungen werden Fragen in der Gruppe diskutiert und beleuchtet bzw. Prozeduren vorgeschlagen, so dass deren Fallstricke und potentielle Komplexität vernünftig dargestellt werden. Das hat zur Folge, dass sich unsere Kurse völlig von schulischen Veranstaltungen unterscheiden und die Stimmung entsprechend entspannt ist. Darüber hinaus ist uns der Nachwuchs sehr wichtig und wir versuchen unseren finanziellen Hilfsfond für die jungen Leute so gut es geht zu füllen. Die in diesem Jahr wohl wichtigste Rückmeldung kommt daher von der Schülerin Elisabeth aus Nürnberg: „Ich hätte nie gedacht,

dass es hier so entspannt und mit so viel Spaß zugeht!“



Abb. 4: Die „Heppies“. Kommentar Daniel Sablowski: „Das beweist wieder, Lothar ist die größte Grinzkiste“.

Unser jeweils nächster Anfängerkurs findet sich direkt auf der Einstiegsseite unserer Fachgruppe <http://spektroskopie.fg-vds.de>. Wer sich weiter informieren möchte, Fragen zu verschiedenen spektroskopischen und optischen Themen hat, ist darüber hinaus bestens in unserem dortigen Diskussionsforum aufgehoben.

Danksagung: Ich danke allen Beteiligten Mentoren und Mentees für ihren Einsatz und ihre Geduld. Besonders danke ich allen Kollegen an der Starckenburg-Sternwarte, dass sie uns immer wieder ihre wertvollen Geräte anvertrauen.

⁵ Daniel Weiss hatte sich ein Nachtlager aus Pappkartons gebaut und sah am morgen ohne Frühstück etwas zerknittert aus.

SPECTROSCOPIC ATLAS FOR AMATEUR ASTRONOMERS by Richard Walker

Thomas Eversberg

STScI – Schnörringen Telescope Science Institute, Ringweg 7, 51545 Waldbröl

One of the most problematic issues for committed amateur spectroscopists is the general absence of useful, comprehensive and easily understandable spectral atlases. Available books are either incomplete or they focus on specific spectroscopic features. In addition, many of them are either not available anymore or relatively expensive. The latter is even more upsetting, if expensive books do not even bring a reasonable benefit.

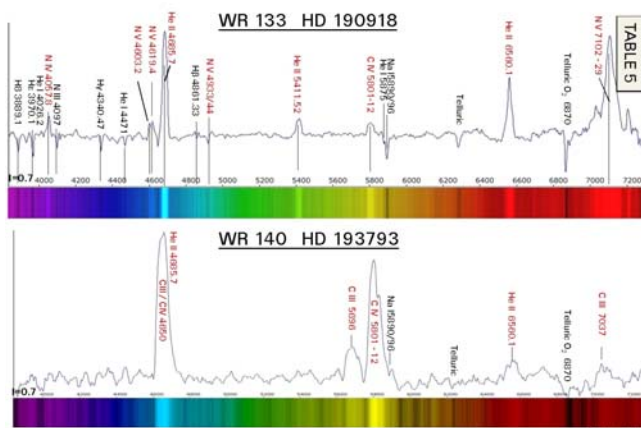
Quite the opposite is the text "Spectroscopic Atlas for Amateur Astronomers" by Richard Walker (also available in German as "Spektral-atlas für Amateure"). The currently available version 1.2 refers to a free of charge project (!) which will be permanently updated. For a reviewer it is therefore inappropriate to perform a real book review. My comments should therefore be read rather as personal perceptions.

It is refreshing that the author presents not only his practical experience also highlights its content. Thus, the color-mapped 2D spectra and their one-dimensional completely reduced representations are not only presented with the elemental species and the wavelengths but also accompanied by texts that comment on the respective spectra and the underlying

physics. Thus, the reader is never left alone but cautiously guided thru the spectra. This is true not just for all the stars of the Hertzsprung-Russell classification but also for exotic objects and phenomena such as Wolf-Rayet or Be stars and for planets and nebulae. Even galaxies are addressed, although in a quite limited way currently but with plans for expansion in the future (as announced). Fortunately, gas discharge lamps are treated, as well. However, just Neon's spectrum, which is common among amateurs for spectral calibration is incompletely shown only in the red light. There are weak lines also in the blue spectral range and they can also be used for calibration, although at higher exposure times. The table of contents should also be further developed. Not everything is listed there. However, these are only marginal issues, which can be removed in the next version. The general result is a positive overall picture which is complemented by helpful tables in the appendix. Even the periodic table of elements and their ionization energies can be found. This makes reading and learning fun. An exciting book project with great potential - we can all look forward to the next versions.

The German and English text can be found at the author's homepage:

<http://www.ursusmajor.ch/astrospektroskopie/richard-walkers-page/index.html>



Terminvorschau

Einladung zu

ASpekt 11 – AstroSpektroskopie 2011 - Jahrestagung der Fachgruppe Spektroskopie 15.-17.04.2011, Zeiss-Planetarium und Volksternwarte Drebach, Sachsen

Erstmalig trifft sich die Fachgruppe Spektroskopie zu ihrer traditionellen Jahreskonferenz im kommenden Frühjahr in den Neuen Ländern. Tagungsort wird das Zeiss-Planetarium und Volkssternwarte im sächsischen Drebach sein. Unterstützung erhalten wir vom Förderverein der Sternwarte, der auch für das leibliche Wohl sorgen wird.

Neben den Vorträgen von Amateur- und Profiastronomen rund um Themen der Astrospektroskopie wird wieder eine Poster- und Gerätesitzung stattfinden, die sich in Recklinghausen, 2009, sehr bewährt hat. Als ein Themenschwerpunkt zeichnet sich schon jetzt Echelle-Spektroskopie ab. Als besondere Gäste werden Prof. Neuhäuser, Jena, zum Thema Exoplaneten und Prof. Hamann, Potsdam, zu WR-Sternen sprechen. In einer Diskussionsrunde mit Prof. Hamann sollen die Möglichkeiten einer Zusammenarbeit erörtert werden.

Der **Tagungsablauf** wird dem bewährten Schema folgen:

Freitag, 15.04.2011: Abend: Anreise und geselliges Beisammensein (Hotel Waldmühle)
Samstag, 16.04.2011: Vormittag: Vortragssitzungen
Mittagessen in der Sternwarte
Nachmittag: Poster- und Gerätesitzung, Vortragssitzung, Diskussionsrunde
Abend: Gemütliches Beisammensein (Hotel Waldmühle)
Sonntag, 17.04.2011: Vormittag: Vortragssitzungen
Mittagessen in einer Gaststätte
Nachmittag: Bergwerksbesichtigung (bei Interesse, Zusatzkosten)

Das endgültige Programm wird Anfang März bekannt gegeben.

Bitte lesen sie die ständig aktualisierte Webseite **www.spektralklasse.de** mit allen wichtigen Hinweisen rund um die Tagung.

Anmeldung zur Tagungsteilnahme und Vortrags- bzw. Postermeldungen (Anmeldeschluss Vortrag/Poster: 28.2.2011) erfolgen bitte per Email beim Sprecher der Fachgruppe, Thomas Hunger, unter **fg-spektroskopie@vds-astro.de**. Dort können Sie auch nachfragen, falls Sie weitere Informationen benötigen. Der Tagungsbeitrag wird 20€ betragen, enthält die Pausen- und samstägliche Mittagsverpflegung.



Zeiss-Planetarium und Volksternwarte Drebach
Milchstraße 1, 09430 Drebach / Sachsen

Interesse an Spektroskopie? Dann nehmen Sie teil:

Aspekt 11

Jahrestagung der Fachgruppe
Spektroskopie

Vorträge - Postersitzung - Diskussionsrunden zu Themen der optischen Astrospektroskopie

Wann: 15.-17.04.2011
Wo: Volksternwarte Drebach, Sachsen
Weitere Infos: www.spektralklasse.de
spektroskopie.fg-vds.de