SPEKTRUM

Mitteilungsblatt
über

Astro-Spektroskopie für Amateure

Herausgeber:
Ernst Pollmann
Emil-Nolde-Str.12
51375 Leverkusen

Ausgabe Nr. 39 (04/2010)
ISSN: 1869-4454

Einzelheft als pdf-Datei: 2,00 €

Impressum
Das Mitteilungsblatt SPEKTRUM erscheint halbjährlich als Kommunikationsorgan der Arbeitsgemeinschaft für Astrospektroskopie **„ASPA – Aktive Spektroskopie in der Astronomie“**.
Für den Inhalt sind die Autoren selbst verantwortlich.

Kontakt
Ernst Pollmann
Emil Nolde Straße 12
51375 Leverkusen

eMail: ernst-pollmann@t-online.de
Telefon: 0214-91829

Bankverbindung:
Konto Nr. 202029344; Bankleitzahl 37551440;
Sparkasse Leverkusen

Inhalt

		Seite
Ernst Pollmann	Die Spektroskopietagung vom 7. - 9. Mai 2010 in Bebra	2
Andreas Gerhardus	Spektroskopische Ermittlung der chemischen Zusammensetzung und der Elementverteilung in planetarischen Nebeln (I)	4
Ralph Gerstheimer	Spektroskopie für Einsteiger (II)	11
Roland Bücke	Beobachtung des spektroskopischen Doppelsterns Capella	21
Andreas Ulrich & Peter Schlatter	Spektroskopie bei mittlerer Wellenlängenauflösung	27

Die Spektroskopietagung von ASPA-Aktive Spektroskopie in der Astronomie in Zusammenarbeit mit der SAG-Fachgruppe Spektroskopie & CAOS-Club of Amateurs in Optical Spectroscopy vom 7. - 9. Mai 2010

„ASPA-Aktive Spektroskopie in der Astronomie“ veranstaltet in Zusammenarbeit mit der „SAG-Fachgruppe Spektroskopie“ (Schweizerische Astronomische Gesellschaft) und „CAOS (Club of Amateurs in Optical Spectroscopy) vom 7.-9.5.2010 in Bebra (Nähe Fulda) im "Hotel Sonnenblick" eine gemeinsame Spektroskopietagung unter dem Motto "Astrospektroskopie für Amateure". Ziel dieser Tagung wird sein, einen Querschnitt aus möglichst vielen Bereichen amateurastronomischer Tätigkeit unter spektroskopischen Gesichtspunkten vorzustellen. Die Tagung richtet sich gleichermaßen an Einsteiger in die Astrospektroskopie wie an fortgeschrittene Amateure.

Für den traditionsgemäßen Fachvortrag (8.5.) konnte erfreulicherweise Prof. Dr. Ulrich Heber von der Dr. Remais-STW (Astron. Institut Universität Erlangen/Nürnberg) gewonnen werden. Titel des Vortrages: „Grundlagen der quantitativen Astro-Spektroskopie“.

Der Sonntag (9.5.) steht von 9:00-13:00 Uhr im Zeichen eines CAOS-Workshop zum Thema: „Neuentwicklung eines lichtleitergekoppelten Echelle-Spektrographen“. Dr. G. Avila, Dr. C. Guirao, Dr. J. Rodriguez (ESO) u. Dr. V. Burwitz (MPI für extraterr. Physik) präsentieren ihren neuentwickelten, einsatzfertigen Echelle-Spektrographen in allen Einzelheiten, vom (technischen) „first light“ bis hin zur Wellenlängenkalibration.

Der Vertiefung persönlicher Kontakte und zwischenmenschlicher Kommunikation wird auf dieser Tagung eine besondere Bedeutung beigemessen. Die Unterbringungsart der Vollpension im Tagungshotel "Sonnenblick" bietet gerade deshalb dazu ausgezeichnete Gelegenheiten.

Ansicht des Tagungshotels „Sonnenblick“ in Bebra

Ausgiebige Pausen zwischen den Beiträgen bei Getränken, Gebäck und Kaffee werden dazu entsprechend beitragen. Die Teilnahmekosten bei Vollpension belaufen sich bei einer Teilnahme vom 7.5. (gemeinschaftlichen Abendessen) bis zum 9.5. im Einzelzimmer auf 165,00 € pro Person, und im Doppelzimmer auf 135,00 € pro Person.

Selbstverständlich ist auch eine Teilnahme ohne Unterbringung im Hotel Sonnenblick möglich. In diesem Fall wird ein Tagungsbeitrag in Höhe von 10,00 € erhoben.

Wegen der Begrenzung der Teilnehmerzahl auf 45 Personen, richten Sie bitte rechtzeitig Ihre Anmeldung an: Ernst Pollmann: eMail: ernst-pollmann@t-online.de

Das Tagungsprogramm

07.05.10 (20:00 Uhr) Gemeinsames Abendessen bereits eingetroffener Tagungsteilnehmer und gemütliches Beisammensein im **Hotel Sonnenblick, Bebra-Weiterode** (Telefon: 06622-9310; Fax: 06622-931100; eMail: hotel@sonnenblick.de; http://www.sonnenblick.de)

08.05.10 (9-18:00 Uhr) Begrüßung und Tagungseröffnung durch E. Pollmann

Dr. P. Schlatter: Kameras für die Astro-Spektroskopie

Dr. S. Slijkhuis: Objektiv-Prismen-Spektroskopie

A. Gerhardus: Zur Elementenverteilung in planetarischen Nebeln (Schüler-Facharbeit)

Kaffeepause (11:10-11:30)

T. Daiber: Sternspektroskopie mit dem DADOS-Spektrographen

Dr. S. Hess: Physikalische Interpretation von DADOS-Spektren

Gemeinsames Mittagessen im Hotel Sonnenblick (13:00 – 14:30)

Fachvortrag v. Prof. Dr. U. Heber:
Grundlagen der quantitativen Astro-Spektroskopie

Th. Bauer: Spektrenkalibration im Sub-Pixelbereich

Kaffeepause (16:20-16:40)

Dr. A. Ulrich: Astrospektroskopie mit dem OCEAN-OPTICS-Spektrographen

H. Kalbermatten: Interpretation spektroskop. Beobachtungsmerkmale diverser Objekte

09.05.09 (9-13.00 Uhr) CHAOS-Workshop
Dr. G. Avila, Dr. C. Guirao, Dr. J. Rodriguez, Dr. V. Burwitz (CAOS-Group):
Präsentation eines neu entwickelten, Lichtleiter gekoppelten und einsatzfertigen Echelle-Spektrographen in allen Einzelheiten, vom (technischen) „first light“ bis hin zur Wellenlängenkalibration.

Tagungsende und gemeinsames Mittagessen im Hotel Sonnenblick

Facharbeit Physik
von Andreas Gerhardus (Kopernikus-Gymnasium, Wissen)

Einleitung

Am Himmel gibt es viele verschiedene Sorten von Objekten, welche die Aufmerksamkeit der Astronomie auf sich ziehen. Neben den bekannten Klassen wie zum Beispiel Sternen oder Galaxien sind die planetarischen Nebel eher ungeläufig. Aber dennoch sind sie nicht minder interessant! Mit bloßem Auge kann man sie zwar nicht erkennen, doch mit ausreichend lichtstarken Teleskopen gelingen wunderbare Aufnahmen. Allerdings bieten sie noch viel mehr als nur einen schönen Anblick. Glücklicherweise muss man kein Profi sein, um mittels Spektroskopie den planetarischen Nebeln zahlreiche Geheimnisse zu entlocken. Mit dem DADOS-Spaltspektrographen der Astronomie-AG des Kopernikus-Gymnasiums Wissen machte ich mich selber daran, geeignete Aufnahmen zu schießen. Die entscheidenden Ausschnitte sind auf dem Deckblatt dargestellt. Im Anschluss an das Fotografieren galt es, die gewonnenen Bilder mit astronomischer Software auszuwerten. Mein Ziel war es, die in den Objekten vorhanden chemischen Elemente zu ermitteln. Ferner konnte ich aus den Spektren und anderen Aufnahmen, die mit einem optischen Durchlicht-Gitter gemacht wurden, auf die räumliche Verteilung der Elemente schließen.

Im Rahmen der Facharbeit habe ich zwei planetarische Nebel untersucht und die einzelnen Schritte der Auswertung möglichst genau dargelegt. Zum besseren Verständnis folgt zu Beginn der Arbeit ein theoretischer Teil, welcher die notwendigen physikalischen und astronomischen Hintergründe genauer beleuchtet. Er soll den Einstieg in die praktische Arbeit erleichtern. Mich persönlich fasziniert die Astronomie. Es ist immer wieder unglaublich, in welchen Dimensionen man sich bewegt. Außerdem bieten viele einzelne Objekte und auch der bloße Nachthimmel insgesamt einfach einen schönen Anblick. Das kann man vonSpektren jedoch nicht behaupten. Trotzdem kann ich mich für die Spektroskopie begeistern, weil ich es toll finde, wie viele Informationen man mit relativ einfachen Mitteln über Objekte, die ein paar tausend Lichtjahre entfernt sind, herausfinden kann.

Planetarische Nebel

Die Objekte meiner spektroskopischen Untersuchungen waren zwei verschiedene planetarische Nebel (PN). Deshalb möchte ich in zunächst im theoretischen Teil einen möglichst umfassenden Überblick über diese Gruppe von Himmelsobjekten geben.

Begriff und Entstehung
Der erste planetarische Nebel wurde im Jahre 1764 von Charles Messier entdeckt [1]. Weil die meisten früh entdeckten PN Gasplaneten ähnelten, prägte Wilhelm Herschel den irreführenden Begriff - in Wirklichkeit haben sie nichts mit Planeten zu tun. Vielmehr handelt es sich um von einem Stern abgestoßene gasförmige Materie, die durch diesen, den sog. Zentralstern, zum Leuchten angeregt wird. PN entstehen immer dann, wenn das Leben eines Sterns von 1-5 Sonnenmassen [2, S. 305] zu Ende geht. Die überwiegende Zeit seiner Existenz fusioniert im Innerem des Sterns Wasserstoff zu Helium. Dadurch entsteht ein Strahlungsdruck nach außen, welcher der eigenen Gravitation entgegenwirkt und somit verhindert, dass der Stern kollabiert. Diesen Ausgleich der Kräfte bezeichnet man als hydrostatisches Gleichgewicht (s. Abb. 1).

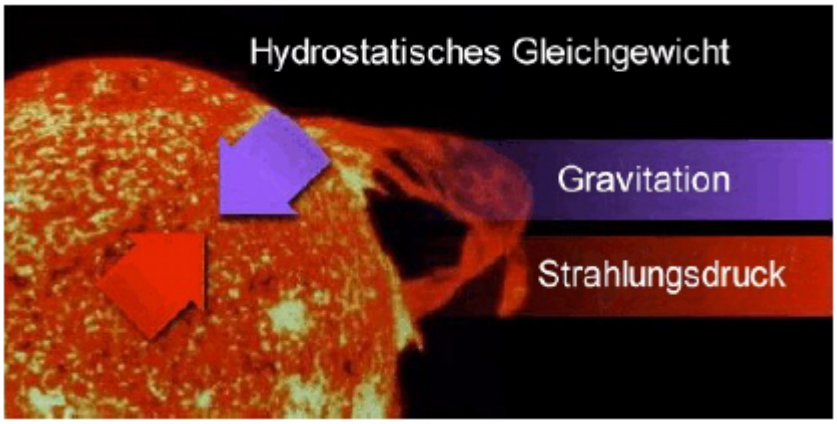

Abb. 1: Hydrostatisches Gleichgewicht

Nachdem der Wasserstoffvorrat aufgebraucht ist, zieht sich der Stern unter seinem eigenen Gewicht zusammen. Durch die Verdichtung steigt die Temperatur des Sterns an. Deshalb fusioniert nun Helium zu schweren Elementen wie zum Beispiel Sauerstoff. Weil die Temperatur nach außen hin abfällt, nimmt auch die relative Häufigkeit der schweren Elemente entsprechend ab. Im Laufe der Zeit wird die äußere Materie des Sterns wegschleudert: Da die Reaktionsgeschwindigkeit der Heliumfusion proportional zu einer hohen Potenz der Temperatur ist, erhöht sich der Strahlungsdruck bereits bei einem leichtenTemperaturanstieg übermäßig. Als Folge dessen dehnt sich die äußere Schicht aus. Dadurch verliert sie an Temperatur und zieht sich wieder zusammen. Es entsteht eine Pulsation [3, S. 294] [4, S.184]. Die abgestoßene Materie bildet eine Nebelhülle, die sich mit ca. 25 km/s ausdehnt [3, S. 355]. Durch den Materieverlust wird der heiße Kern immer weiter freigelegt, sodass später auch Teile der schweren Elemente abgestoßen werden.

Mit der Zeit steigt somit die Temperatur an der Oberfläche des Zentralsterns und er entwickelt sich zu einem sog. weißen Zwerg. Entsprechend verschiebt sich sein Strahlungsmaximum in den ultravioletten Bereich und es werden zahlreiche hochenergetische Photonen emittiert. Diese regen die Hülle des planetarischen Nebels zum Leuchten an (siehe Abschnitt 2d).

Räumliche Gestalt und Entwicklung

Nicht alle PN sind exakt kugelförmig. Manche haben komplexe oder bipolareStrukturen. Verglichen mit anderen galaktischen Gasnebeln sind sie jedoch überwiegend regelmäßig geformt. Die gestaltgebenden Mechanismen sind nicht eindeutig geklärt. Ursachen könnten Magnetfelder oder Wechselwirkungen mit massereichen Objekten sein. Ihre Radien liegen in der Größenordnung von 0,1 Parsec (1 Parsec = 3,24 Lichtjahre) [2, S.303]. Durch die oben erwähnte Expansion werden sie zunehmend diffuser und vermischen sich mit der interstellaren Materie. Ab einer bedeutend größeren Ausdehnung als 1 Parsec [2, S.303] emittieren sie zu wenig Strahlung, als dass man sie noch sehen könnte. Deshalb sind PN in der Regel nur ca. 10.000 Jahre [3, S.355] beobachtbar. Nach astronomischen Maßstäben ist das eine äußerst kurze Zeitspanne. Umso erstaunlicher ist es, dass 1600 PN [2, S.305] in unserer Galaxie bekannt sind und ihre wirkliche Anzahl mit 10.000-50.000 [2, S.305] abgeschätzt wird. Ihre mittlere Dichte beträgt meist weniger als 10000 Teilchen pro cm [5, S.68]. Diese 3 Teilchendichte ist geringer als in einem auf der Erde erzeugten Ultrahochvakuum. Aus diesem Grund dienen PN auch als Weltraumlaboratorien für die Astrophysik mit unter irdischen Bedingungen kaum zu erreichenden Eigenschaften. Weitere

Quellen für 2a und 2b: [2, S.301-305], [3, S.355-356 u. S. 294-295], [4, S.170-171 u. S. 177-178], [5, S.68-72], [6], [7, S. 76].

Chemische Zusammensetzung
Planetarische Nebel bestehen neben Wasserstoff und Helium aus Sauerstoff, Stickstoff, Neon, Schwefel und Argon [2, S. 303]. Das Vorhandensein der schwereren Elemente stellt einen wichtigen Schritt in der Entwicklung des Universums dar, denn sie verteilen sich im interstellaren Raum. Deshalb bestehen Sterne und Planeten der nachfolgenden Generation teilweise aus ihnen [5 S.72]. Verglichen mit anderen Himmelsobjekten ist das Helium in PN übermäßig häufig [7,S.76].

Spektren planetarischer Nebel
Grundsätzlich besteht das Spektrum eines typischen PN aus einem reichhaltigen Emissionslinienspektrum, dem ein schwaches Kontinuum überlagert ist. Letzteres strahlt der Zentralstern des PN ab. Allerdings sind die Emissionslinien wesentlich wichtiger, weil sie Rückschlüsse auf die chemische Zusammensetzung des PN zulassen. Im Folgenden wird ihre Entstehung erklärt: Nach dem Bohrschen Atommodell kann ein Elektron in einem Atom bzw. Ion verschiedene Energien annehmen. Diese so genannten Quantenzustände sind diskret (s. Abb. 2). Deshalb es ist nicht möglich, dass das Elektron Energien besitzt, die zwischen den Zuständen liegen. Normalerweise befindet es sich auf dem Grundzustand, der Stufe mit der niedrigsten Energie. Der Name rührt daher, dass das Elektron nach hinreichend langer Zeit immer wieder von den höheren Energiestufen in den Grundzustand zurückfällt. Theoretisch gibt es unendlich viele dieser Quantenzustände, deren Energiedifferenzen jedoch immer geringer werden und deren Energien gegen einen bestimmten Wert, die Ionisationsgrenze, konvergieren. Wird sie überschritten, löst sich das Elektron vom Atom. Je höher der Quantenzustand eines Elektrons ist, desto höher ist dessen Energie (vgl. Abb. 2).

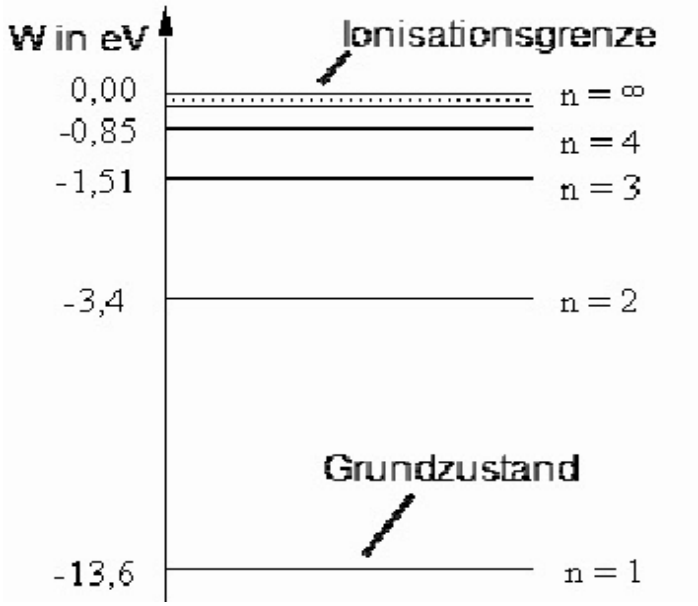

Abb. 2 Energieniveaus im Wasserstoffatom

Abb. 2), da es sich entgegen der elektrischen Anziehungskräfte weiter vom Atomkern entfernt hat. Die Energiedifferenz zwischen zwei bestimmten Quantenzuständen ist dabei abhängig von der Art des Atoms. Wegen der allgemein gültigen Energieerhaltung kann das Elektron nur durch Aufnahme oder Abgabe von Energie zwischen den Quantenzuständen wechseln. In der Regel geschieht dies durch Absorption (Energie wird aufgenommen) oder Emission (Energie wird abgegeben) eines Photons. Beide Vorgänge demonstriert Abbildung 3:

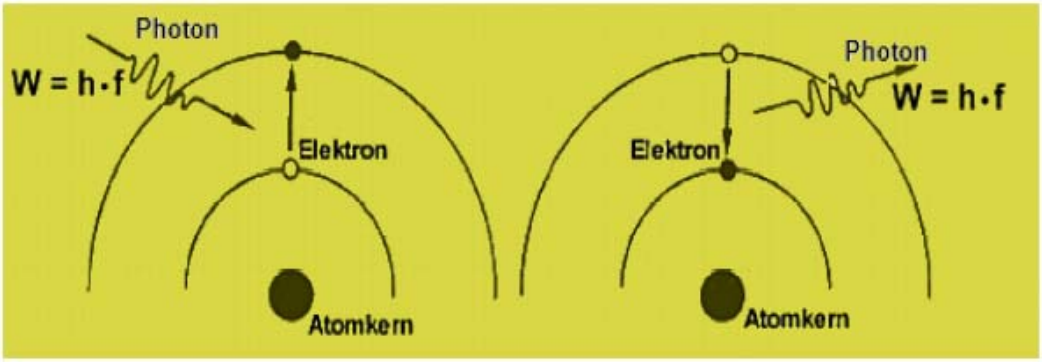

Abb. 3: Vorgänge der Absorption (links) und Emission (rechts) eines Photons

Besitzt ein absorbiertes Lichtquant mehr Energie als zwischen Grundzustand und Ionisationsgrenze liegt, löst sich das Elektron aus der Atombindung. Man spricht hierbei von Photoionisation. Dazu nötige Photonen werden von den Zentralsternen der PN in hinreichendem Maße abgestrahlt. Denn die Energie eines Photons ist proportional zu dessen Frequenz und der Zentralstern hat sein Strahlungsmaximum im ultravioletten bzw. hochfrequentigen Spektralbereich. Damit sind die Voraussetzung für das Entstehen von Emissionslinien gegeben.

Nach einer gewissen Zeit gehen die freien Elektronen wegen der elektrischen Anziehungskräfte wieder eine Atombindung ein. Das wird als Rekombination bezeichnet. Anschließend fallen die Elektronen, möglicherweise auf dem Umweg über mehrere andere Energieniveaus, auf den Grundzustand zurück. Bei jedem einzelnen Übergang wird ein Photon emittiert. Die Energiesumme aller abgestrahlter Photonen entspricht der Energie zwischen Ionisationsgrenze und Grundzustand. Weil die Energiestufen diskret sind, sind auch nur bestimmte Energiedifferenzen möglich. Deshalb strahlt der PN kein kontinuierliches Spektrum, sondern nur Strahlung ganz bestimmter Frequenzen bzw. Wellenlängen ab. Es entsteht das typische Emissionslinienspektrum. Ferner sind die Energiedifferenzen und damit auch die Spektrallinien charakteristisch für die Art des Atoms. Durch die Ermittlung der abgestrahlten Wellenlängen lassen sich also Rückschlüsse auf die vorhandenen Elemente und deren Ionisation ziehen.

Verbotene Übergänge in planetarischen Nebeln

Ein Energieübergang zwischen zwei Quantenzuständen läuft jeweils mit einerbestimmten Wahrscheinlichkeit ab. Diese ist abhängig von der Art des Atoms (Element, Ionisationsstufe) sowie dem Anfangs- und Endzustand des Wechsels. Bei manchen Ionen, zum Beispiel bei O , O , Ne , S , A [8, S. 224], existieren einige + 2+ 2+ + 3+ Energieniveaus, von denen wegen der Drehimpulserhaltung nur Übergänge mit sehr geringer Wahrscheinlichkeit möglich sind. Diese sog. metastabilen Zustände haben eine

hohe mittlere Lebensdauer. Unter irdischen Bedingungen würde sich in dieser Zeit ein Zusammenstoß mit einem anderen Teilchen ereignen und das Elektron dadurch auf einen niedrigeren Quantenzustand zurückfallen. Allerdings ist die Dichte der PN so gering, dass sich Kollisionen nur selten ereignen. Deshalb erfolgt dort auch ein Energiewechsel ausgehend von einem metastabilen Zustand durch Emission von Strahlung. Das nennt man einen verbotenen Übergang. Die beiden berühmtesten Vertreter sind die Linien des O bei 495,9nm und 500,7 nm. 2+. Weitere Quellen für 2d und 2e: [3, S.350-354], [4, 198-201], [7, S. 76-79], [8, S. 224-228], [9, S. 336-341], [10].

Aufnahme der Bilder

Alle für diese Facharbeit relevanten Bilder wurden in der Sternwarte der Geschwister-Scholl Realschule in Betzdorf mit einem C8-Spiegelteleskop aufgenommen, dessen Spiegel einen Durchmesser von 20 cm hat (s. Abb. 4). Hilfe erhielt ich von Herrn Stinner und Daniel Küsters, einem Mitglied der Astronomie-AG.

Abb. 4: Teleskop in Betzdorf, bestehend aus dem C8-Hauptrohr (mitte, schwarz), dem Leitrohr (links, weiß) und der Montierungsvorrichtung (rechts)

Da die PN relativ lichtschwache Objekte sind, musste ich lange Belichtungszeiten in Kauf nehmen. Außerdem dauert die Montage der einzelnen Apparaturen seine Zeit und bis man das Objekt am Himmel gefunden hat, kann einige Zeit vergehen. So verbrachte ich manch lange Abende auf der Sternwarte, die mir, trotz teil eisiger Kälte, viel Spaß gemacht haben. Im Folgenden werde ich die verwendete Technik kurz beschreiben.

Aufnahme mit dem DADOS-Spaltspektrograph

Der Spaltspektrograph teilt das Licht der PN in dessen farbigen Bestandteile auf und erstellt ein Spektrum (s. Deckblatt). An das Hauptrohr wurde anstatt eines Okulars zunächst ein Klappspiegel geschraubt (s. Abb. 5). Dieser hat den Vorteil, dass das Licht, je nach Stellung des Spiegels, zwei verschiedenen Strahlengängen folgt. In den einen setzt man ein Okular,

durch das man die Objekte suchen kann. An den anderen schraubt man den Spektrographen. Daran wiederum hängt man diecomputergesteuerte Kamera.

Ferner besitzt der Spektrograph einen sog. Slipviewer, durch den man die drei Spalte des Spektrographen betrachten kann. Auf diese Weise sieht man, ob der PN exakt auf einem Spalt steht. Gegebenenfalls kann man seine Position korrigieren (s. Abschnitt 3c).

Die Spektren der PN wurden 45 Minuten lang belichtet, die zum Kalibrieren (s. Kapitel 4) notwendigen Spektren der sehr lichtstarken Energiesparlampe lediglich ca. 5 – 25 Milli-Sekunden.

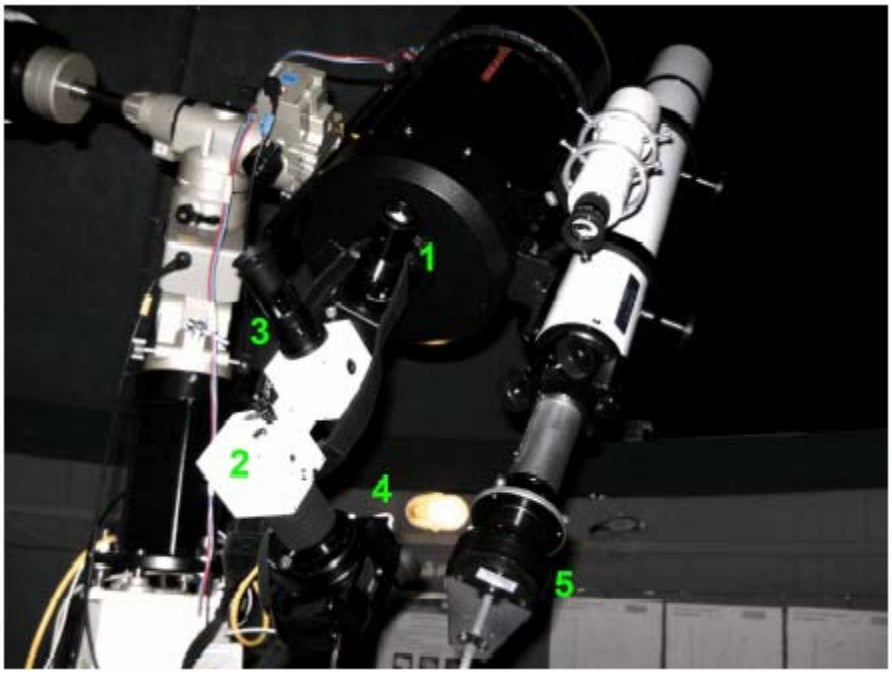

Abb. 5: Klappspiegel mit eingesetztem Okular (1), Spektrograph (2),
Slipviewer mit Okular (3), Kamera EOS 350D (4) und ST4-Kamera (5) am Leitrohr

Aufnahme mit einem optischen Durchlicht-Gitter

Auch das optische Durchlicht-Gitter erstellt ein Spektrum des PN. Weil in dieser Konstruktion kein Spalt verwendet wird, bleiben die ankommenden Lichtstrahlen in ihrer ursprünglichen Konstellation erhalten. Daher sieht man anstelle der Emissionslinien mehrere verschieden farbige Bilder des PN. Diese sog. Nebelbilder haben jeweils die Farbe der entsprechenden Spektrallinie. Weil die Elemente, deren Strahlung die Nebelbilder verursacht, unterschiedlich im PN verteilt sein können, haben die Nebelbilder dementsprechend unterschiedliche Formen. Das Gitter wurde direkt teleskopseitig in den Filterhaltering geschraubt. Weil der Fokus-Punkt relativ weit außen lag, mussten noch einige Verlängerungshülsen vor der Kamera angebracht werden. Die maximale Belichtungszeit lag bei acht Minuten.

Nachführtechnik
Aufgrund der Erdrotation bleiben die Himmelsobjekte nicht am selben Ort, sondern bewegen sich scheinbar um den Himmelspol. Daher ist es - besonders bei langen Belichtungszeiten - unerlässlich, diese Bewegung auszugleichen. Das bezeichnet man als nachführen. In der Montierungsvorrichtung des Teleskops sind kleine Motoren integriert, welche diese Aufgabe übernehmen, indem sie das Teleskop leicht schwenken. Sie lassen sich sowohl automatisch als auch manuell mit der Handsteuerung bedienen und sind auf diese Weise für kleine Korrekturen der Ausrichtung geeignet. Bei relativ kurzen Belichtungszeiten ist ihre Genauigkeit ausreichend. Da dieses Kriterium beim Spektroskopieren von PN nicht erfüllt ist, muss man auf eine andere Technik zurückgreifen, um qualitativ hochwertige Aufnahmen zu erzielen:

Zusätzlich zu der normalen Nachführung habe ich einen Autoguider (s. Abb. 6) verwendet. Dieser stand in Verbindung mit einer ST-4 Kamera (s. Abb. 5), die in das Leitrohr (s. Abb. 4 und 5) des Teleskops gesetzt wurde. Das Gerät wird zunächst auf einen möglichst hellen Stern eingestellt, der sich in der Nähe des PN befindet. Es merkt sich dessen genaue Position auf dem Sensor der ST-4. Danach lässt es die Kamera im Abstand von einigen Sekunden Fotos schießen und überprüft jeweils, wie weit der Stern auf dem Chip gewandert ist. Entsprechend wird dann die Nachführung automatisch so korrigiert, dass der Stern wieder auf seiner alten Position steht. Die daraus resultierende Genauigkeit war für meine Zwecke vollkommen ausreichend.

Abb. 6: Zum Nachführen verwendeter Autoguider

Der Beitrag wird in SPEKTRUM Nr. 40 fortgesetzt!

Spektroskopie für Einsteiger (II)

von Ralf Gerstheimer

Bearbeiten der Spektren - vom Rohbild zum Spektrogramm, dargestellt am Beispiel von Alpha Lyrae (Wega)

Zur Vorbereitung der Aufnahme war es zweckmäßig, das Gitter so in der Steckhülse der Kamera zu orientieren, dass bei eingesteckter Kamera der Spektralfaden rechtwinklig zur Rektaszension (RA)verlief. Während der Aufnahme wurde das Teleskop im Korrekturmodus der Steuerung langsam in Rektaszension bewegt und der Spektralfaden somit bei laufender Belichtung horizontal auseinander gezogen. Bei schwächeren Sternen wurde die Bewegung in RA entsprechend verlangsamt, um durch eine längere Belichtungszeit einen ausreichend hellen Spektralfaden zu erzeugen. In Abb. 8 ist ein Rohspektrum von Wega dargestellt. Alternativ wäre es auch möglich gewesen, den Spektralfaden aufzunehmen, ohne ihn wie beschrieben auseinander zuziehen. Der Vorteil der Dehnungsmethode lag darin, dass Schärfe und Kontrast des Spektralfadens durch die Flächenwirkung des Spektrums auf dem Bildschirm besser eingestellt werden können. Außerdem konnte der Einfluss des Seeings vermindert werden, weil durch die Dehnung des Spektralfadens Phasen guten und schlechten Seeings nebeneinander zu liegen kamen und nachträglich eine Auswahl des besten Bildbereichs getroffen werden konnte. Um die Fläche des Aufnahmesensors besser auszunutzen und bei der späteren Bildbearbeitung nicht mit unnötig vielen Teilspektren arbeiten zu müssen, wurden lange Spektralfaden häufig diagonal auf dem Sensor ausgerichtet. Diese Spektren haben wegen der quadratischen Pixel des Sensors grundsätzlich eine geringere theoretische Auflösung als senkrecht oder waagrecht ausgerichtete Spektralfäden. Berücksichtigt man aber die ohnehin geringe Auflösung von spaltlosen Spektren, war durch die Ausrichtung des Spektralfadens keine Qualitätseinbuße zu erwarten.

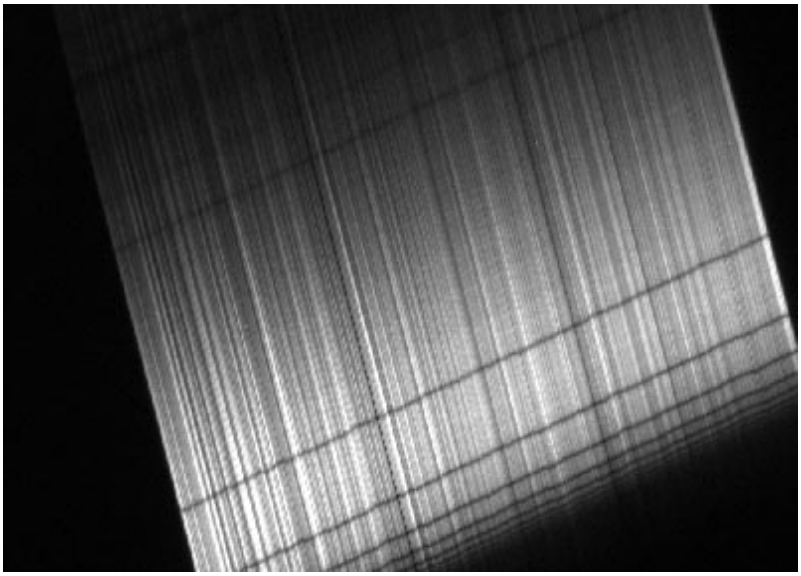

Abb. 8: Rohspektrum von Wega

Da die Spektrallinien zumeist nicht exakt im rechten Winkel zur Rektaszensionsbewegung ausgerichtet sind, musste die Rohspektren gedreht und entzerrt werden. Eine einfache und schnelle Korrektur erfolgte mithilfe des Freeware Programm Fitswork durch die Befehle:

Bearbeiten: Bildgeometrie: Bild rotieren mit Hilfslinie sowie
Bearbeiten: Bildgeometrie: Perspektive korrigieren (Trapez) zu erzielen.

"Rotieren mit Hilfslinie" richtete zunächst die Achse parallel zu den Spektralfäden aus, mit "Perspektive korrigieren" wurde dann das schiefe Spektrum orthogonal entzerrt. Das korrekte ausgerichtete Rohspektrum zeigt Abb. 9.

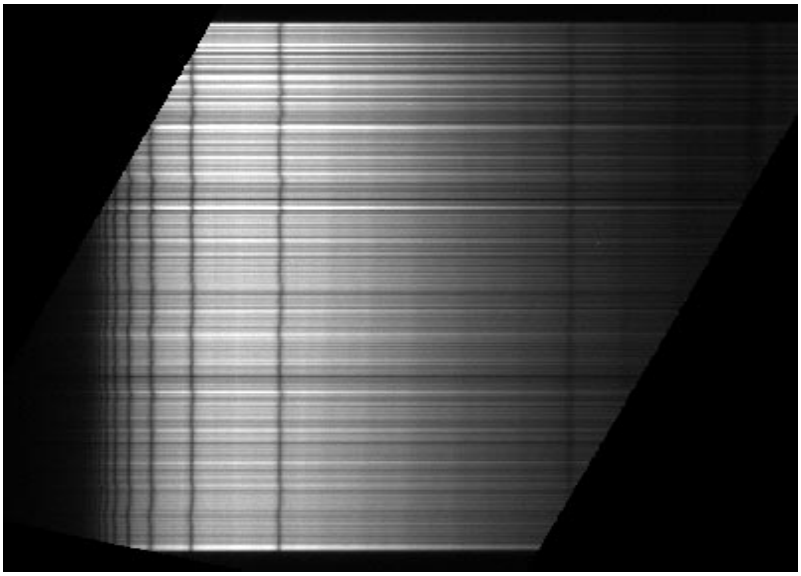

Abb. 9: Das parallel ausgerichtete und entzerrte Rohspektrum von Wega

Aus dem ausgerichteten Rohspektrum konnte nun der schärfste und /oder kontrastreichste Bereich mit dem Auswahlwerkzeug markiert und ausgeschnitten werden (Abb.10). Wie weiter oben angemerkt, bot sich hier auch die Möglichkeit, die Phasen besten Seeings auszuwählen. Der Auswahlbereich konnte dabei umso schmaler ausfallen, je weniger verrauscht das Rohspektrum war. Helle Sterne lieferten somit grundsätzlich bessere Spektren als schwächere.

Abb. 10: Auswahl des besten Bereichs im Rohspektrum von Wega

Im Menü "Bearbeiten:Bildgröße ändern" wurde nach der Bereichsauswahl die Pixelzahl für "Vertikal" auf "1" eingestellt und als Methode der Interpolation "Mittel" ausgewählt. Das Ergebnis ist ein 1 Pixel hoher, gemittelter und somit weitgehend entrauschter Spektralfaden, wie in Abb. 11 dargestellt. Für stark verrauschte Rohspektren musste, wie im vorigen Abschnitt erwähnt, der Auswahlbereich vergrößert werden, um über eine höhere Anzahl von Spektralfäden mitteln zu können.

Abb. 11: Einzeiliger, gemittelter "Spektralfaden" von Weg

Zur besseren Erkennbarkeit der Absorptions- und Emissionslinien wurde das einzeilige Spektrum abschließend wieder vertikal gestreckt. Das ließ sich sehr einfach im Menü "Bearbeiten:Bildgröße ändern" realisieren, indem die Pixelzahl für "Vertikal" z.B. auf "100" eingestellt und als Methode der Interpolation "Mittel" ausgewählt wurde. Das fertig bearbeitete Spektrum (Binning) zeigt Abb. 12.

Abb. 12: Fertig bearbeitetes Spektrum von Wega

Um aus dem Spektralbild ein Diagramm zu erzeugen, aus dem der Verlauf der Helligkeit (Intensität) über alle Wellenlängen ersichtlich ist, wurde im letzten Schritt mit dem ganz hervorragenden Freeware-Programm VisualSpec von Valerie Desnoux ein so genanntes Spektrogramm erzeugt, das in Abb. 13 dargestellt ist. Eine genaue Beschreibung des Programms inklusive Tutorial findet sich auf der Internetseite von Valerie Desnoux.

Für eine Zuordnung der Wellenlängen ist es erforderlich, das Spektrogramm zu kalibrieren. Die Kalibrierung kann nachträglich anhand von mindestens zwei bekannten Spektrallinien erfolgen. Nach der Kalibrierung ist es leicht möglich, alle Absorptions- und Emissionslinien einer bestimmten Wellenlänge und damit auch einen bestimmten Element bzw. dessen Ionisierungszustand zuzuordnen.

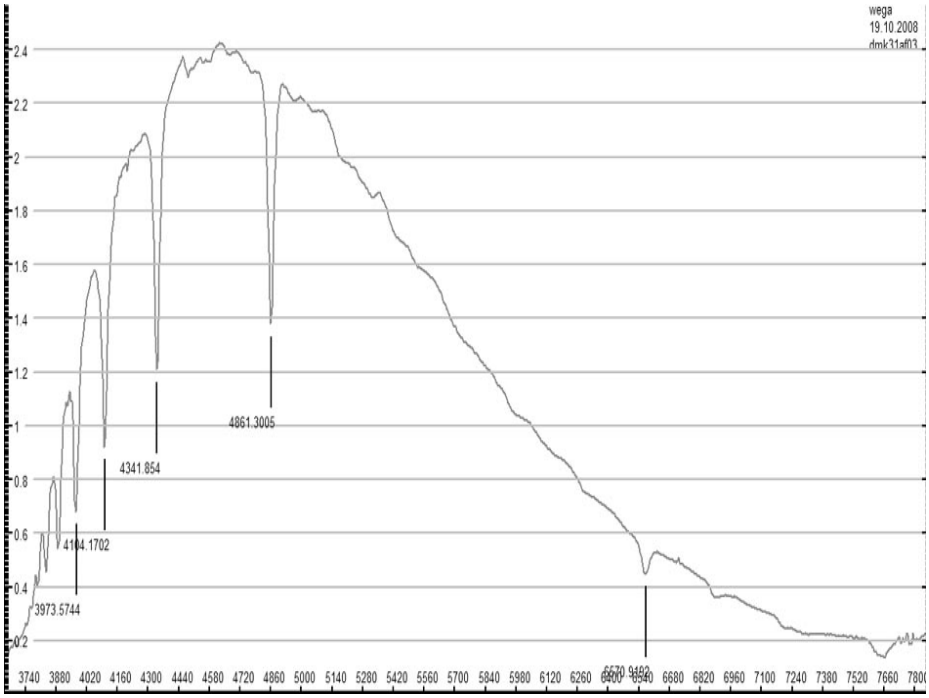

Abb. 13: Kalibriertes, nicht normiertes Spektrogramm, erstellt mit VisualSpec

Die absolute Intensität der verschiedenen Spektralbereiche resultierte maßgeblich aus der spezifischen Empfindlichkeit des Kamerasensors für die jeweilige Wellenlänge. CCD-Chips sind besonders im visuellen Bereich und nahen Infrarot empfindlich. Im nahen UV-Bereich fällt die Empfindlichkeit dagegen sehr schnell ab (Abb. 14). Wenn die Empfindlichkeit des Sensors aus dem Spektrogramm eliminiert werden soll, ist es notwendig, eine so genannte Normierung vorzunehmen. Im vorliegenden Beitrag wurde jedoch auf eine Normierung verzichtet.

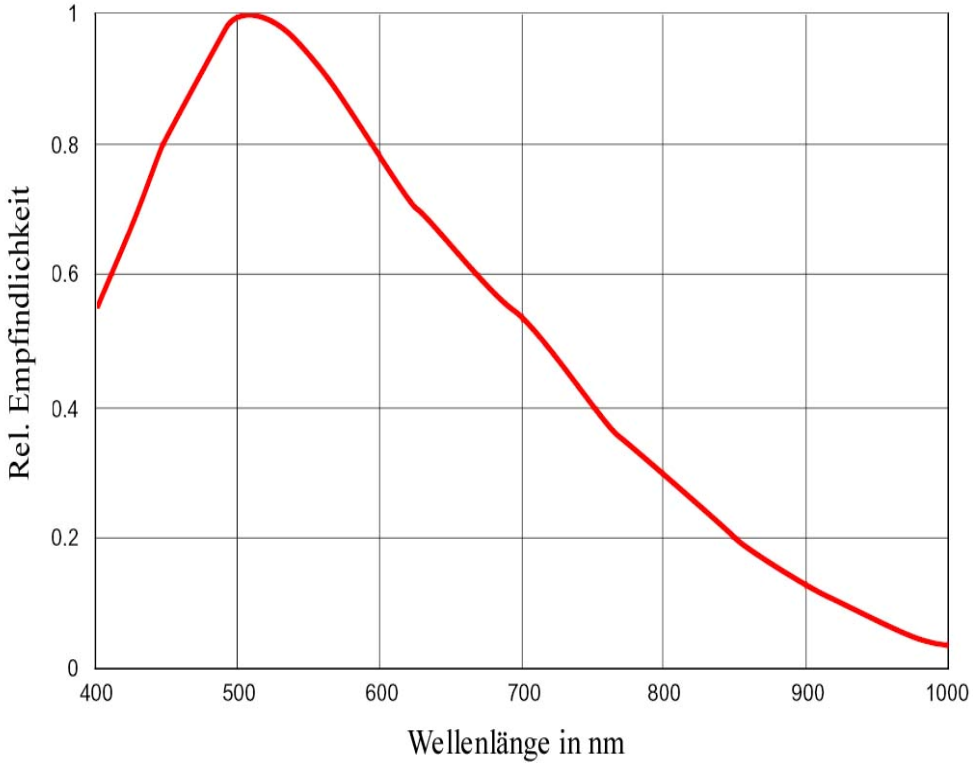

Abb. 14: Spektrale Empfindlichkeit DMK 31AF03

Ergebnisse: Sternspektren ohne Spalt

Bis Anfang 2009 konnte ich 19 Sternspektren aufnehmen, die in den nachfolgenden Abbildungen 15 und 16 aufgeführt sind. Darin ist zudem ein reduziertes Spektrum der Sonne enthalten, das mit dem Spaltspektrometer aufgenommen wurde. Obwohl die Qualität der Spektren sehr unterschiedlich ausfiel, sind die typischen Eigenschaften der einzelnen Klassen gut zu erkennen. Die Linien des ionisierten Heliums fallen nur bei den heißen O- und B-Sternen als feinen Linien auf. Während bei allen O- und B –Sternen die typischen Balmer-Linien dominieren, treten diese bei F- und K-Sternen in den Hintergrund und werden von den auffälligen Linien des Kalzium, Eisen und Natrium abgelöst. Bei den K- und M-Sternen sind die Natrium-Linien und vor allem die breiten Banden des Titanoxids auffällig.

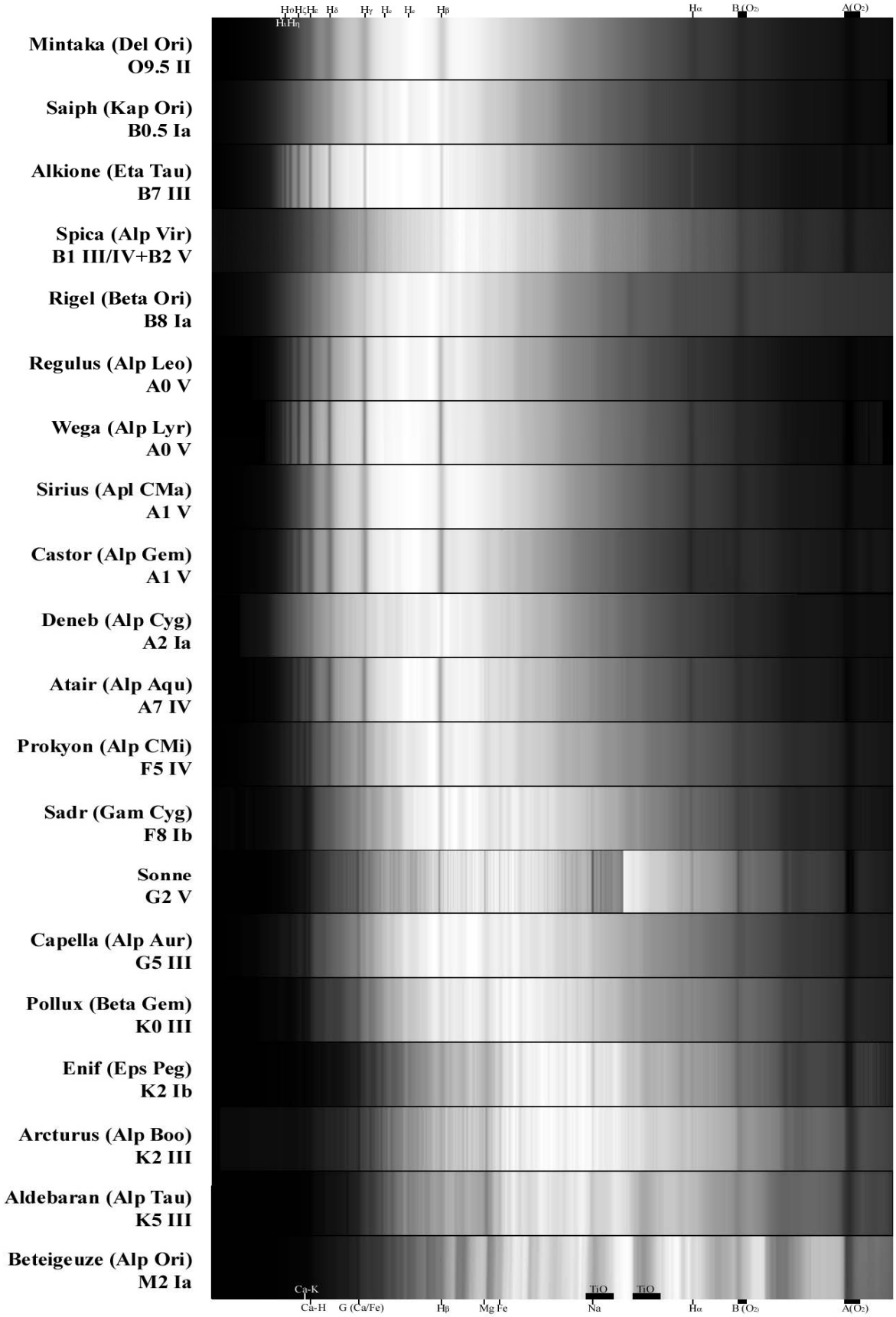

Abb. 15: Spektren in spaltloser Anordnung aufgenommen,
ergänzt durch ein Spektrum der Sonne

Wie schon mehrfach auf verschiedenen Internetseiten oder Zeitschriftenbeiträgen teilweise sehr gut und ausführlich dargestellt, wurde mit der verwendeten Methode schon eine einfache Bestimmung der Spektralklassen von hellen Sternen bis ca. 4 mag vorgenommen werden. Mit einem Öffnungsverhältnis von f/10 oder geringer konnten zwar noch schwächere Sterne erreicht werden, allerdings verschlechterte sich dann die Auflösung der Spektren. Bei gutem Seeing lag die erzielte Auflösung mit dem auf f/15 abgeblendeten Newton-Reflektor bei ca. 20Å.

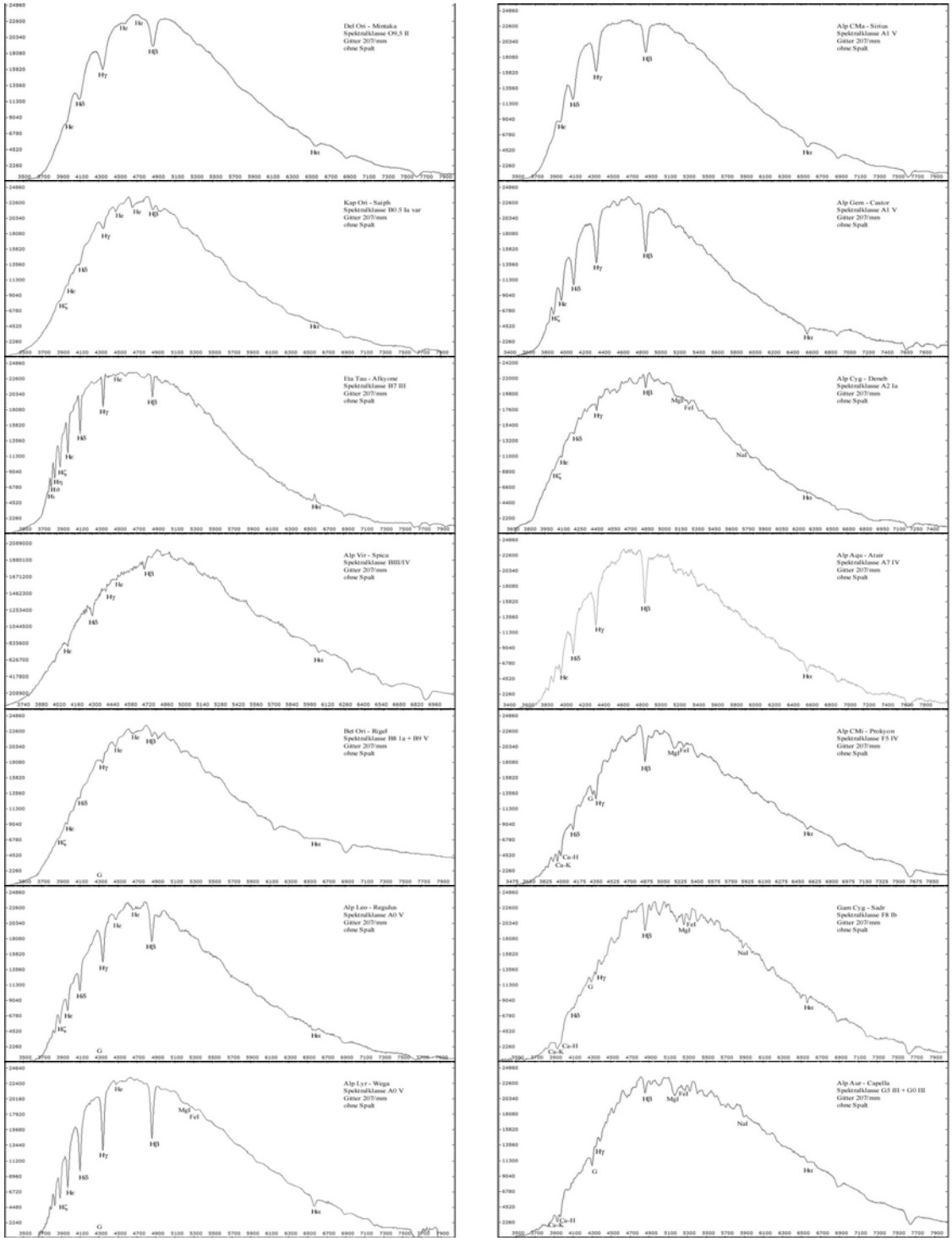

Abb. 16a: Spektrogramme zu den Sternspektren aus Abb. 15

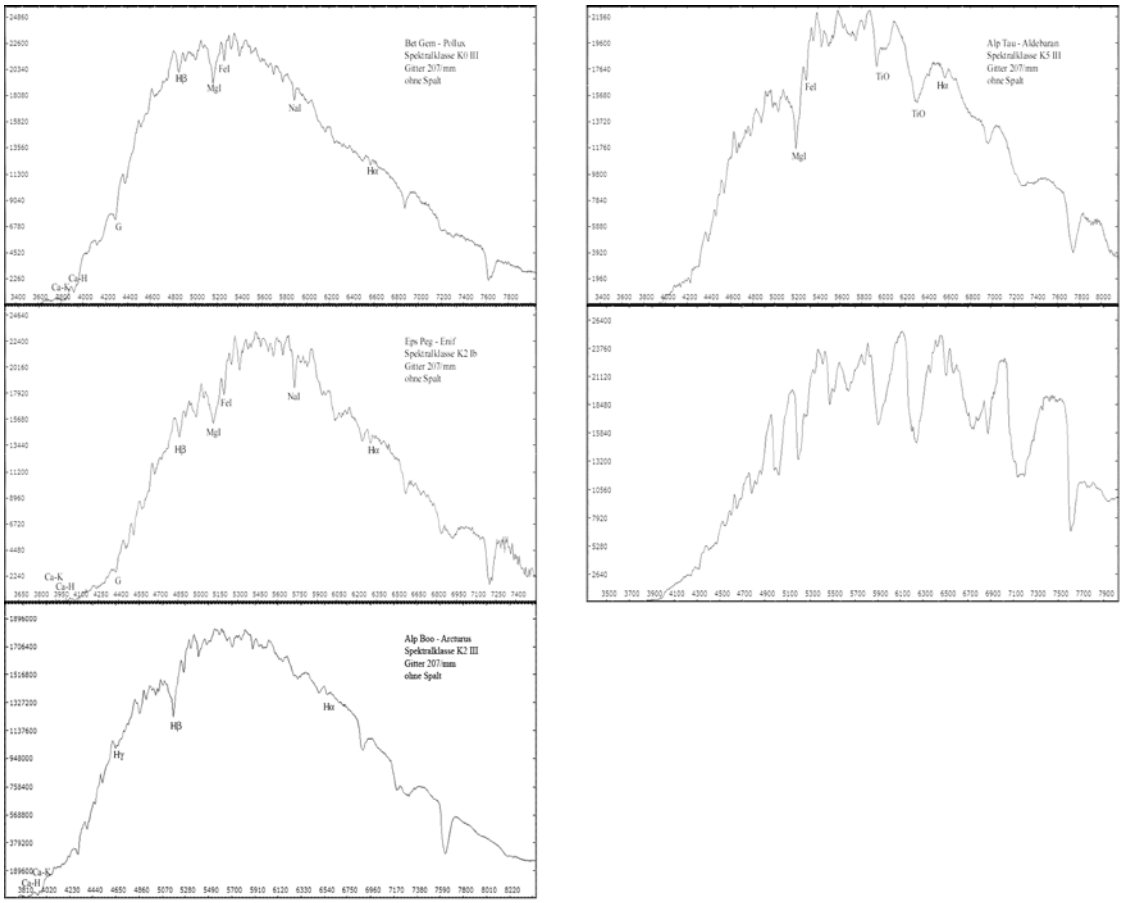

Abb. 16b: Spektrogramme zu den Sternspektren aus Abb. 15

Bei der Bearbeitung der Spektren wirkte sich ein Schärfen des gemittelten Binnings einerseits positiv auf die Trennung der Linien auf und ergab ein klareres Bild. Andererseits bestand eine erhebliche Gefahr, dadurch aus Rauschpixeln künstliche Absorptionslinien zu erzeugen. Aus diesem Grunde verzichtete ich meistens auf nachträgliches Schärfen, nur in Ausnahmefällen wurden Spektren allenfalls ganz leicht geschärft.

Spektren von Mond und den Saturnringen:

Am 24. Mai 2009 betrug die Neigung der Saturnringe zur Beobachtungsebene -4,1°. Aus dem sich in der Seitenansicht der Ringe ergebenden scheinbaren Lichtstreifen wurde das in Abb. 17 dargestellte Spektrogramm erstellt. Das Spektrum der Ringe entspricht erwartungsgemäß dem Spektrum der Sonne, wobei die Qualität des Spektralbildes in etwa den Spektralbildern der Sterne (spaltlos) entspricht (s.o.).

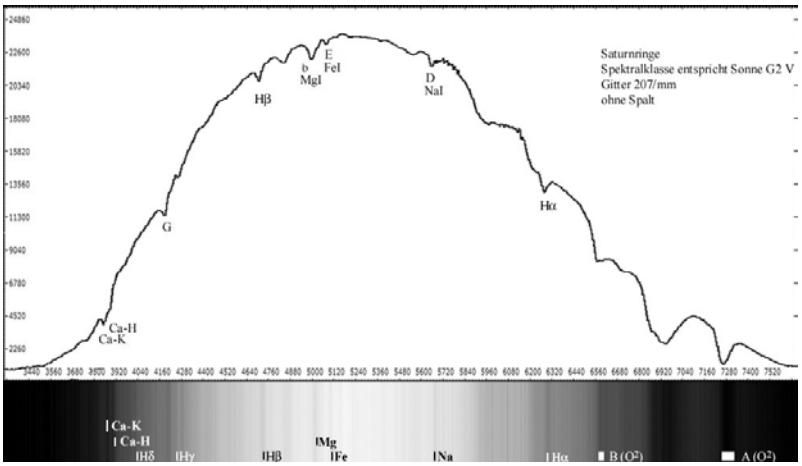

Abb. 17: Spektrum der Saturnringe, ohne Spalt am 24. Mai 2009 aufgenommen

Am 28. Mai 2009 befand sich der Mond im ersten Viertel, vier Tage nach Neumond. Aus der Aufnahme des nördlichen Ausläufers der Mondsichel wurde das Spektrogramm in Abb. 18 erstellt. Im Vergleich zum Saturnspektrum weist das Mondspektrum eine deutlich geringere Auflösung auf. Dies kann nicht überraschen, da die Mondspitzen konisch zulaufen, der Helligkeitsverlauf am Mondrand relativ „weich“ ist und der „Kunstspalt“ durch Mondberge ungleichmäßig und unterbrochen ist. Eventuell könnten bessere Ergebnisse erzielt werden, wenn man einen hell beleuchteten und kontrastreichen Kraterrand am Mondterminator spektrometriert.

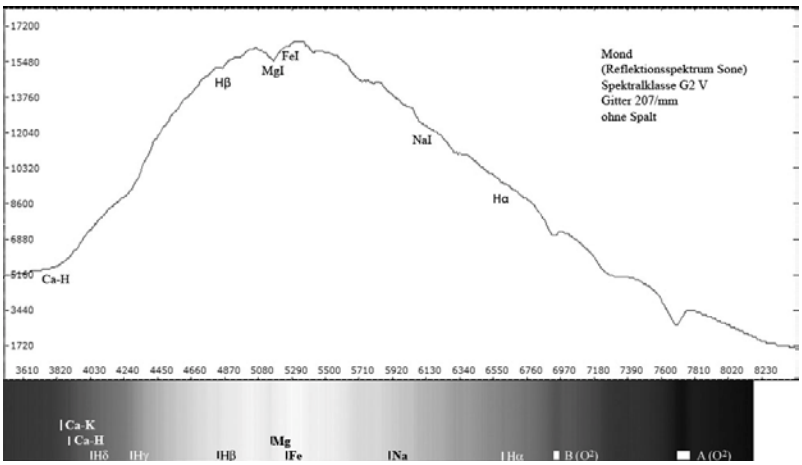

Abb. 18: Spektrum des Mondes, aufgenommen ohne Spalt am 28. Mai 2005

Sonnenspektren mit Spaltspektrometer

Die ersten Spektren wurden mit der Philipps ToUCam mit ¼“ Sensor aufgenommen. Als Farbkamera lieferte sie ein farbiges RGB-Spektrum, allerdings war ein Weißabgleich schwierig und mit einer relativ großen Unsicherheit behaftet. Abb. 19 zeigt ein zusammengesetztes Spektrum.

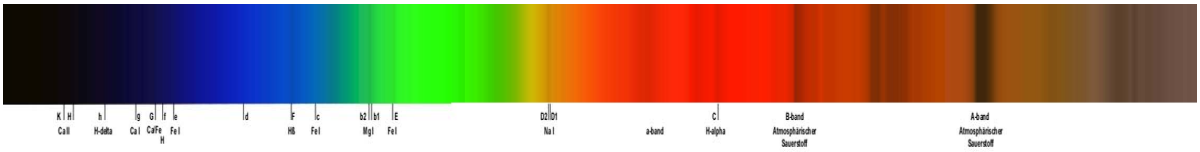

Abb. 19: Zusammengesetztes Gesamtspektrum der Sonne im Primärfokus, aufgenommen mit einer ToUCam Pro

Später erfolgten die Aufnahmen die Aufnahmen mit der TIS 31AF03 Schwarz-Weiß-Videokamera, mit der deutlich besser aufgelöste Spektren erreicht wurden. In Abb. 20 ist ein Gesamtspektrum dargestellt, das im Vergleich zum ToUCam-Spektrum schon getrennte Magnesium- und die Natrium-Linien enthält.

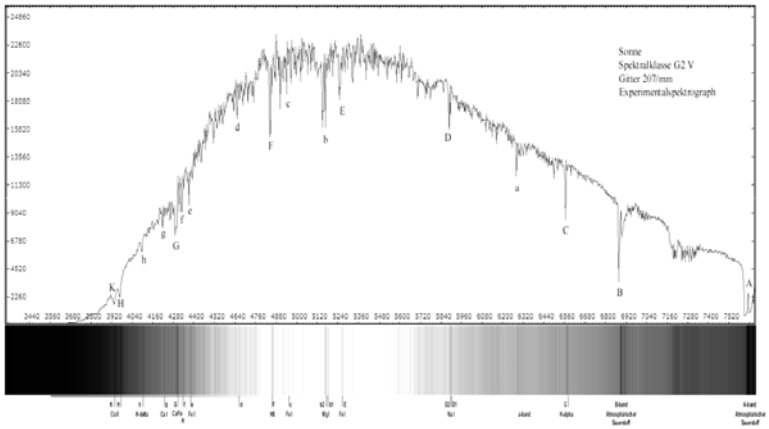

Abb. 20: Zusammengesetztes Gesamtspektrum (Primärfokus) und zughöriges Spektrogramm der Sonne, aufgenommen mit der TIS 31AF03 Videokamera

Um die Auflösung weiter zu steigern und um das Spektralbild zu vergrößern, wurde hinter dem Spektrometer eine 2-fach Barlow-Linse angebracht. Abb. 21 zeigt eine Ausschnitt aus dem Spektrum zwischen 4970Å - 6055Å.

Abb. 21: Ausschnitt aus dem Sonnenspektrum zwischen 4970A - 6055A; in diesem Bereich befinden sich links die auffälligen MgI Linien b1 und b2 sowie rechts die NaI-Doppellinie D1/D2

Mit der 5xPowermate wurden das Mg-Triplett (Abb. 22), das Na-Duplett (Abb. 23) und die H-Alpha-Linie (Abb. 24) nochmals vergrößert. Dabei wurde die Auflösungsgrenze der Anordnung erreicht, denn der Vergleich mehrerer Aufnahmen von verschiedenen Tagen brachte keine weitere Verbesserung der Auflösung. Aus dem Abstand der Natriumlinien D1 (5895,9 Å) und D2 (5889,9Å) von 6Å konnte die Auflösung des Spektrums auf weniger als 2Å geschätzt werden, was einer - in Anbetracht des einfachen Designs des Spektrometers - guten Annäherung an den theoretisch möglichen Wert von ca. 1Å entspricht.

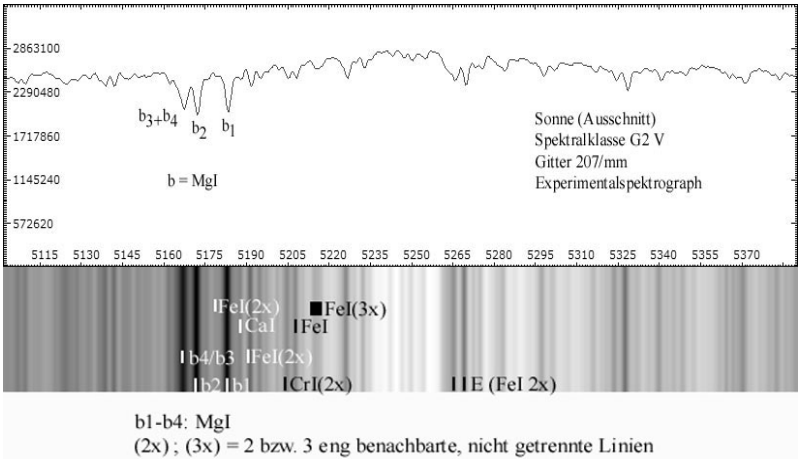

Abb. 22: Ausschnitt von 5115A - 5385 Å; die MgI Linien b1, b2, b3 und b4 nochmals mithilfe der 5xPowermate-Barlowlinse vergrößert

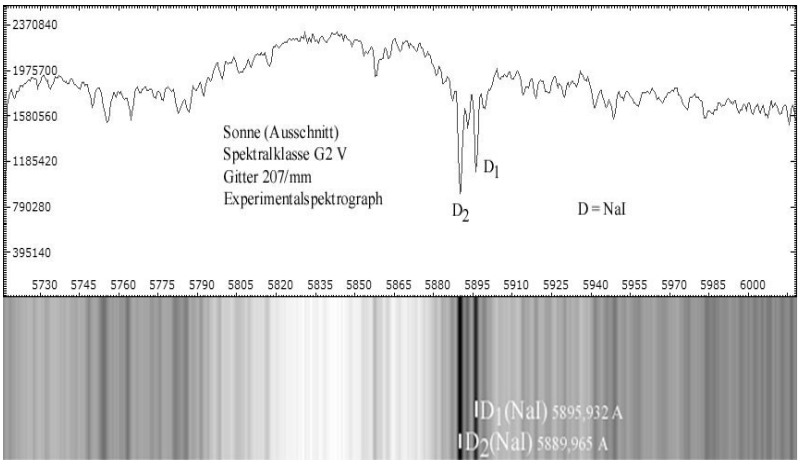

Abb. 23: Ausschnitt von 5715A - 6015 Å; die NaI-Doppellinie D1/D2

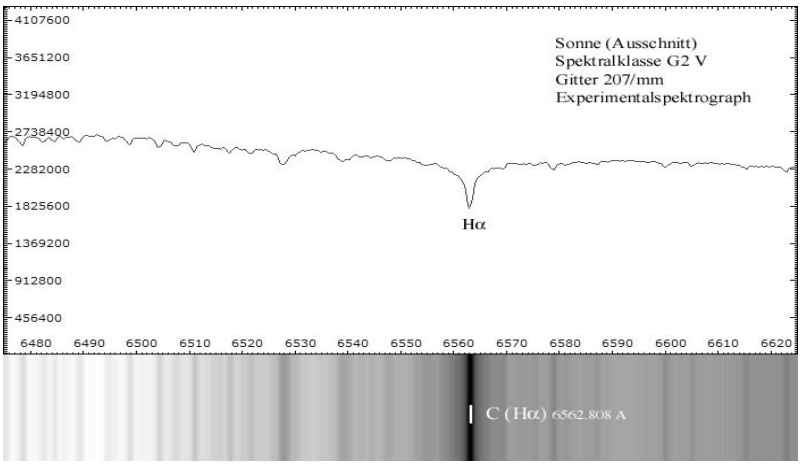

Abb. 24: Ausschnitt von ca. 6480 Å - 6620 Å im Bereich der intensiven H-Alpha Linie

Fazit

Unter didaktischen Gesichtspunkten ist das Blaze-Gitter eine ganz hervorragendes Instrument, um sich mit den grundlegenden astrophysikalischen Vorgängen am eigenen Gerät vertraut zu machen und live zu erleben. Astronomisch interessierten Laien ein Stück Astrophysik praktisch zu vermitteln, sollte einen festen Platz im Programm von astronomischen Führungen einnehmen. Besonders faszinierend sind die Möglichkeiten in Verbindung mit einem Spalt und abbildender Optik an der Sonne. Unzählige Linien werden sichtbar und können ihren entsprechenden Farben zugeordnet werden. Schon mit einem sehr einfachen Spektrometer und der „photographischen Standardausrüstung„ eines Durchschnittsamateurs kann das Potential des Gitters annähernd ausgeschöpft werden. So lassen sich alle Frauenhofer-Linien sicher identifizieren, die engen Linienpaare des Magnesiums und Natriums sind einfach zu trennen. Schade, dass das Gitter nicht mehr von Baader-Planetarium angeboten wird.

Beobachtung des spektroskopischen Doppelsterns Capella

v. Roland Bücke, Hamburg

Einführung

Capella ist der dritthellste Stern des nördlichen Himmels. Nicht zuletzt wegen dieser enormen visuellen Helligkeit wurde er schon sehr früh – 1888 und 1889 von Vogel und Scheiner (Reese 1901) – spektroskopisch beobachtet und seine Natur als spektroskopisches Doppelsystem aufgedeckt. Seitdem weist die Forschungsgeschichte von Capella eine permanente intensive Beobachtungsaktivität auf, die zu immer präziseren Werten der Bahnelemente und ganz allgemein zu einem immer detaillierteren Verständnis der physikalischen Eigenschaften beider Komponenten führte. Doppelsterne stellen für die Erforschung der Sternphysik eines der wichtigsten natürlichen Laboratorien dar, da sich aus den gravitativen Wechselwirkungen der Komponenten physikalische Aussagen treffen lassen, die aus der Beobachtung einzelner Sterne nicht gewonnen werden können. Zudem steht uns Capella mit einer Entfernung von 42,2 Lichtjahren so nah, dass bereits 1920 Anderson auf dem Mount Wilson mit dem 2,5-m-Teleskop eine interferometrische Auflösung des Systems gelang. Die Kombination von spektroskopischen und astrometrischen Beobachtungsdaten ermöglicht eine dreidimensionale Beschreibung der Umlaufbahnen der zwei Komponenten um den gemeinsamen Schwerpunkt, deren Parameter uns heute sehr genau bekannt sind.

Das Capella-System besteht aus zwei gelben Riesen (massereiche Sterne der Spektralklasse G), die sich auf nahezu perfekten Kreisbahnen in einem Abstand von 0,71AE innerhalb von 104 Tagen um den gemeinsamen Schwerpunkt drehen. Aktuell (Torres et al. 2009) werden für die primäre und sekundäre Komponente die Massen von 2,466 $\pm 0{,}018\ M_\odot$ und 2.443 $\pm 0.012\ M_\odot$, die Radien mit 11,87 $\pm 0{,}56\ R_\odot$ und 8,75 $\pm 0{,}32\ R_\odot$, sowie die Spektralklassen mit G8 III und G0 III angegeben. Im Spektrum können also überlagert beide Komponenten nachgewiesen werden. Allerdings ist eine Radialgeschwindigkeitskurve aus den Linien der sekundären Komponente sehr schwierig zu ermitteln, da diese um den Faktor 0.88 lichtschwächer ist und die Linien zudem stark rotationsverbreitert erscheinen.

Beobachtung

Aufgrund der oben dargestellten grundlegenden Eigenschaften des Doppelsternsystems Capella legte ich für meine eigenen Beobachtungen das Ziel fest, die Radialgeschwindigkeitskurve und damit die Bahnelemente der primären Komponente möglichst genau nachweisen zu können. Für eine Bewertung der Ergebnisse findet man in der Literatur reichlich Referenzmaterial.

Die Beobachtungen führte ich mit meinem 20cm-Newtonteleskop und einem via Lichtleiter angekoppelten Gitterspektrographen durch. Spektroskopiert wurde der Wellenlängenbereich von 5750 bis 6750 Å mit einer spektralen Auflösung von 1,9Å (Abb. 1).

Die Spektren wurden in 9 Nächten im Zeitraum vom 08. November 2008 bis zum 19. März 2009 aufgenommen. Die Zeitspanne von 131 Tagen deckt damit eine Periode vollständig ab. Aufgrund der Helligkeit Capellas genügten Belichtungszeiten von 12 bis 15 Sekunden. Zur Verbesserung des S/N-Verhältnisses wurden jeweils durchschnittlich 30 Aufnahmen aufaddiert und nach den üblichen Reduktionsschritten, die den Dunkelstromabzug und die Flatfieldkorrektur einschließen, die Wellenlängenkalibration an 18 Neonlinien durch Anpassung eines Polynoms der 4. Ordnung vorgenommen.

Zur Bestimmung der Radialgeschwindigkeiten aus der Dopplerverschiebung der Spektren benutzte ich das Programm SpecRaVE, Version 2.0. Mit diesem Programm können von ausgewählten Spektrallinien durch Anfitten einer Gaußfunktion deren Wellenlängen bestimmt werden. Aus der jeweiligen Linienverschiebung gegenüber der Ruhewellenlänge errechnet das Programm die heliozentrische Radialgeschwindigkeit; die Korrektur der Erdbewegung wird also automatisch berücksichtigt.

Anschließend können mit demselben Programm aus den Messwerten die Radialgeschwindigkeitskurve und die zugehörigen Bahnelemente bestimmt werden, indem mit einem Optimierungsalgorithmus die beste Anpassung an die Messwerte ermittelt wird.

Ausgewertet wurden folgende markante Absorptionslinien: NaI (5889,953; 5895,923), CaI (6102,722; 6122,219; 6439,073; 6462,564), FeI (6191,562; 6400,010; 6411,658) und H_α (6562,817). In Abb. 2 sind die Messwerte mit der Radialgeschwindigkeitskurve dargestellt. Aus dieser ergeben sich die nachfolgend aufgeführten Bahnelemente für die hellere Komponente des Capella-Systems:

- Periode P [Tage] = 106,51
- Radialgeschwindigkeitsamplitude K1 [km/s] = 6,10
- T_0 [JD] = 2454832,25
- numerische Exzentrizität e = 0,01
- Argument der Periapsis ω [°] = 75,2
- Systemgeschwindigkeit γ [km/s] = 30,41
- mittlerer quadrat. Fehler RMS [km/s] = 0,45

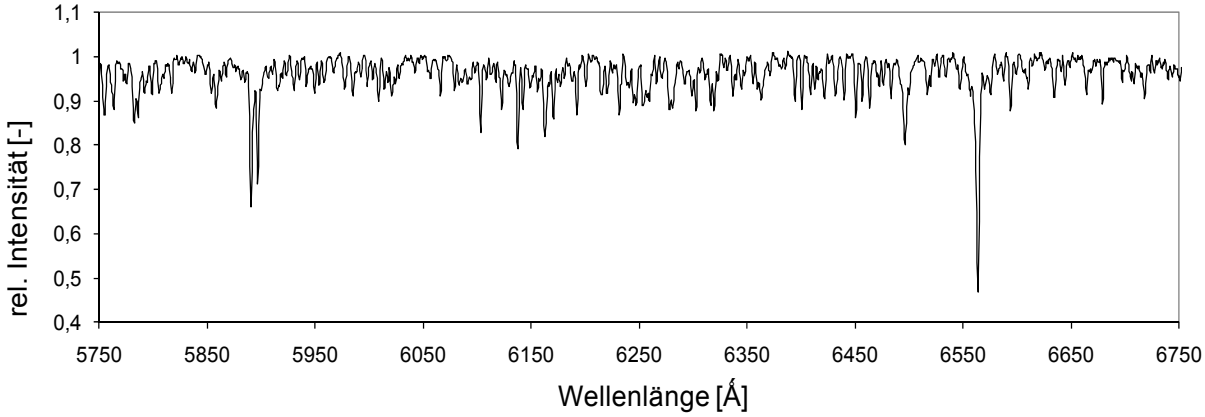

Abb. 1: Spektrum von Capella

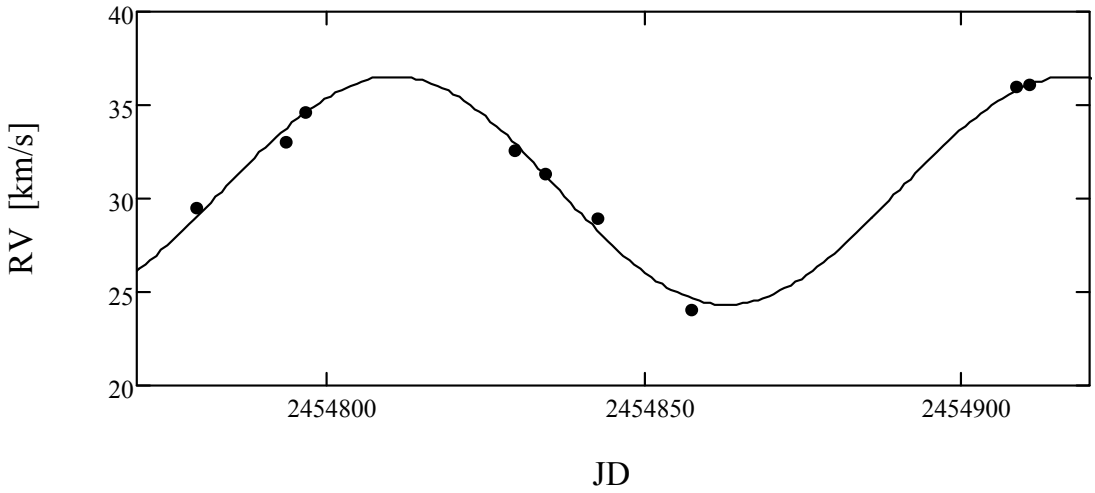

Abb. 2: Messwerte mit Radialgeschwindigkeitskurve

Auswertung der Beobachtungsergebnisse

Ein Vergleich der gefundenen Bahnelemente mit den neuesten Literaturwerten ergibt mit Ausnahme der Radialgeschwindigkeitsamplitude eine gute Übereinstimmung, vor allem wenn man die geringe Anzahl der Beobachtungen berücksichtigt (siehe Tabelle 1). Die Abweichung der gemessenen Periode von 2,49 Tagen ist vor allem auf Messunsicherheiten zurück zu führen. Bei einer weiteren Beobachtung ließe sich dieser Fehler mit zunehmender Anzahl der abgedeckten Perioden immer stärker reduzieren.

Die große Abweichung der Amplitude weißt hingegen auf eine prinzipielle Ursache hin, die in der geringen Auflösung meines Spektro-graphen begründet ist, worauf ich nachfolgend noch ausführlicher eingehen werde. Die in Tabelle 1 aufgelisteten Literaturwerte verdeutlichen die enorme Genauigkeit, die die Vermessung des Capella-Systems durch die professionelle Astronomie erreicht hat. Für meine eigenen Messwerte kann ich keine Messunsicherheiten angeben, da diese in der aktuellen Version von SpecRaVE noch nicht errechnet werden.

	Torres et al. 2009	eigene Messungen	Differenz
	A	B	B - A
Periode P [Tage]	104,02173 ± 0,00022	106,51	2,49
Amplitude K1 [km/s]	26,005 ± 0,036	6,10	-19,91
num. Exzentrizität e [-]	0,00087 ± 0,00021	0,01	0,01
Systemgeschw. γ [km/s]	29,653 ± 0,035	30,41	0,76

Tabelle 1: Vergleich der Messergebnisse mit Literaturwerten (Torres et al. 2009)

Wie lässt sich die große Abweichung der beobachteten Amplitude erklären? Abb. 3 zeigt das Spektrum von Capella im Wellenbereich von 6390Å bis 6470Å mit einer Auflösung von 0,2Å aus Barlow et al. 1993. Das Vorhandensein einer zweiten Komponente wird erst durch die Überlagerung mit einem Spektrum von Pollux (K0 III) sichtbar, welches nahezu identisch mit dem Spektrum der helleren Komponente von Capella ist.

Der zur vollen Linie (Spektrum von Pollux) abweichende Verlauf auf der roten Seite der Linien gehört also zur schwächeren, heißeren Komponente. Deren Linien sind gegenüber der helleren Komponente stärker rotationsverbreitert und daher schwieriger beobachtbar. Erst durch Abzug des Spektrums von Pollux wird das Spektrum der schwächeren Komponente von Capella separat erkennbar (Abb. 4).

In den von mir aufgenommenen Spektren mit einer Auflösung von nur 1,9Å – gegenüber dem hier abgebildeten hochaufgelösten Spektrum – bleiben derartige Details unsichtbar. Die Gegenüberstellung in Abb. 5 verdeutlicht diesen Tatbestand eindrucksvoll. In meinen Spektren sind aus diesem Grund die Spektrallinien unaufgelöste Überlagerungen (Blends) beider Komponenten.

Die periodische Dopplerverschiebung der Linien beider Komponenten gegeneinander hinterlässt deshalb nur sehr kleine Profiländerungen (Abb. 6), welche die beobachteten Radialgeschwindigkeitsänderungen verursachen. Die rotationsverbreiterten Spektrallinien der zweiten Komponente kompensieren durch ihre um 180° phasenverschobene Periodizität die gemessene Amplitude entsprechend ihres Intensitätsverhältnisses zur helleren Komponente und lassen diese deshalb um den Faktor 4,3 zu klein ausfallen.

Schlussbemerkung

Die in diesem Beitrag vorgestellten Ergebnisse der Beobachtung von Capella zeigen eine Problematik auf, die speziell bei Radialgeschwindigkeitsmessungen von spektroskopischen Doppelsternen auftritt, wenn die Komponenten annähernd eine gleiche Helligkeit besitzen, ihre Spektren aber nicht getrennt werden können, da die Dopplerverschiebungen im Verhältnis zur Spektrographenauflösung zu klein sind. Selbst bei nahezu unsichtbaren Profiländerungen der Spektrallinien lässt sich noch, wie in diesem Fall bei Capella, eine Radialgeschwindigkeitskurve mit der korrekten Periodendauer nachweisen. Dabei suggeriert die geringe Streuung der Messwerte eine Genauigkeit der ermittelten Bahnparameter, die bei der Amplitude prinzipiell nicht gewährleistet ist.

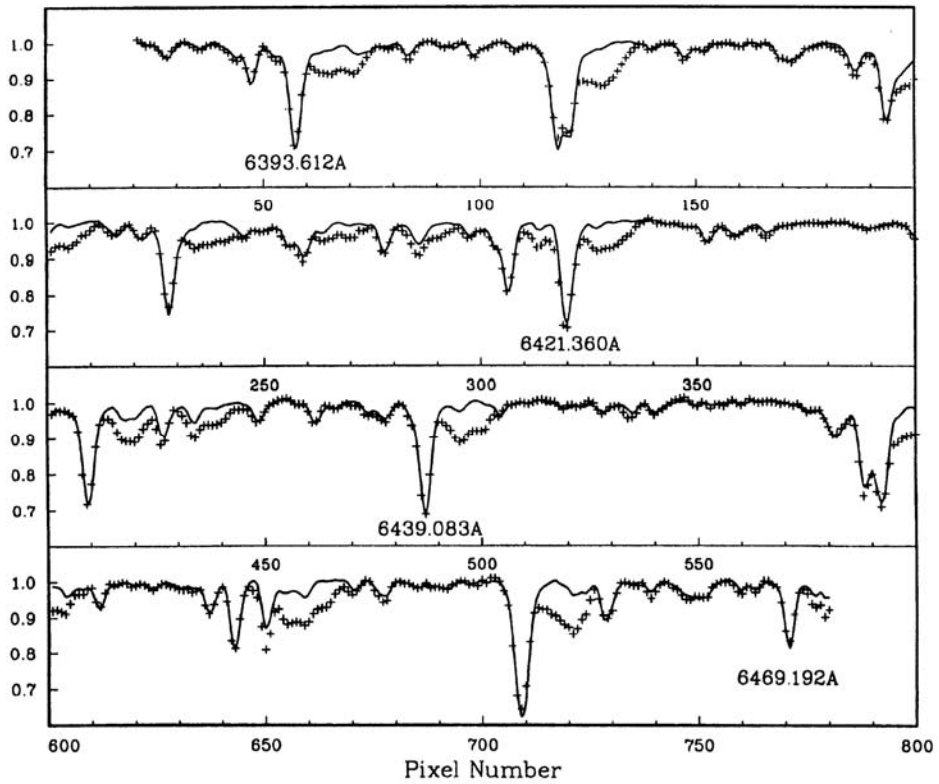

Abb. 3: Spektrum von Capella mit einer Auflösung von 0,2Å, überlagert mit Spektrum von Pollux (volle Linie), Quelle: Barlow et al. 1993.

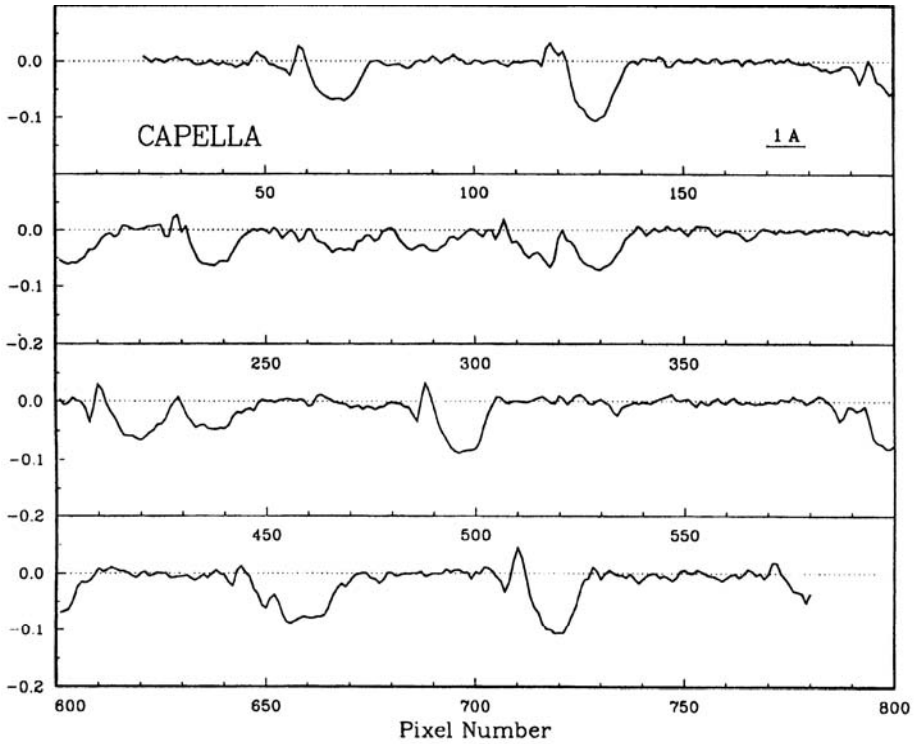

Abb. 4: Spektrum der heißeren Komponente von Capella, extrahiert aus Abb. 3 durch Abzug des Spektrums von Pollux Quelle: Barlow et al. 1993.

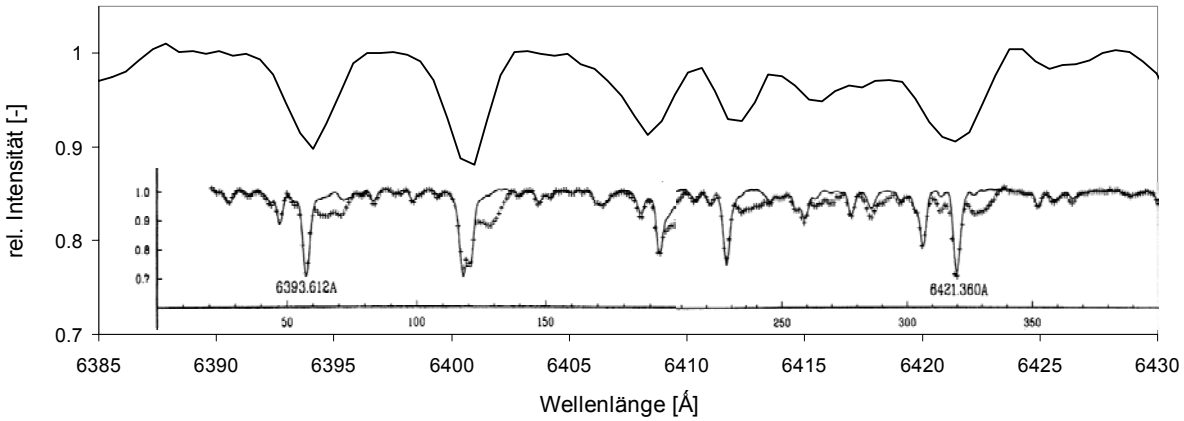

Abb. 5: Vergleich eines selbst aufgenommenen Spektrums (oben) mit einem hochaufgelösten Spektrum, Quelle: Barlow et al. 1993 (unten).

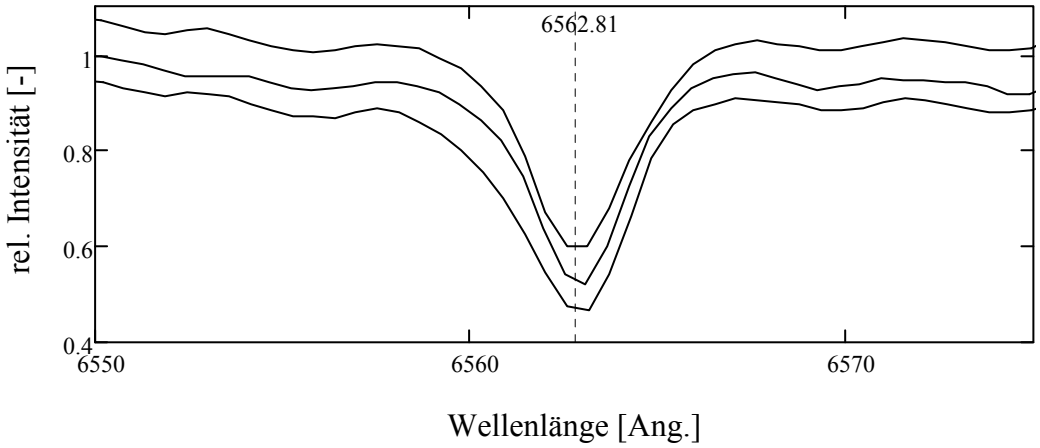

Abb. 6: Profiländerungen der H_α–Linie durch Überlagerung der zwei Komponenten bei verschiedenen Phasen der Radialgeschwindigkeitskurve.

Literatur:

Anderson, J. A. 1920, ApJ. 51, 263
Barlow, D. J.; Fekel, F. C.; Scarfe, C. D. 1993, Astr. Society of the Pacific.
Reese, H. M. 1901, Lick Obs. Bull., 1, 32
Torres, G.; Claret, A.; Young, P. A. 2009, Accepted for Publication in the ApJ.

Spektroskopie bei mittlerer Wellenlängenauflösung

v. Andreas Ulrich, Dachau
und Peter Schlatter, Bern (Schweiz)

Der enge Zusammenhang von Farben- Helligkeits- und Hertzsprung- Russel Diagramm ist jedem bewusst. Im einen Fall wird mit Filtern die Intensitätsverteilung im Spektrum eines Sternes gemessen und im anderen Fall die absolute Leuchtkraft des Sternes mit seinem Spektraltyp korreliert. Hier wie dort geht es um physische Parameter des Sternes, wie seiner Strahlungsleistung, Größe und Photosphärentemperatur. Dennoch werden die Gebiete Photometrie und Spektroskopie oft sehr getrennt gesehen. Dieser kleine Beitrag versucht einen Mittelweg zu zeigen: die Spektroskopie mit mittlerer Wellenlängenauflösung. Der Bezug zur Intensitätsmessung mit optischen Filtern besteht darin, dass hier ebenfalls der Intensitätsverlauf im Spektrum über einen weiten Spektralbereich untersucht wird und nicht nur die Äquivalentbreiten einzelner Spektrallinien, die nur auf die Intensität des benachbarten Kontinuums Bezug nehmen.

Am Beispiel veränderlicher Sterne lässt sich der Ansatzpunkt gut erläutern. Wird ausschließlich der zeitliche Verlauf der visuellen Helligkeit oder der Intensität weniger Spektralbereiche beobachtet, ergibt sich daraus keine Aussage über eine eventuell mit der Helligkeitsänderung verbundene Änderung in engen Bereichen des Spektrums. Konzentriert man sich andererseits auf wenige Spektrallinien, kann das Problem entstehen, dass die beobachtete zeitliche Variation der Linie, zumindest zum Teil, auch auf die zeitliche Variation des Intensitätsverlaufes des Kontinuums zurückzuführen ist. Um dies zu erkennen, müssen breitere Bereiche des Spektrums miteinander verglichen werden. Dazu bietet sich die Spektroskopie bei mittlerer Wellenlängenauflösung an.

Im Rahmen eines internationalen Arbeitstreffens zur Amateur-spektroskopie am Observatoire Haute Provence im August 2009 haben wir einige exemplarische Spektren des Planeten Jupiter, der Wega und des veränderlichen Be – Sternes γ-Cas mit mittlerer Auflösung aufgenommen, die wir hier vorstellen möchten. Damit soll gezeigt werden, wie eine Beobachtung breiter Spektralbereiche technisch durchgeführt werden kann. Systematische Untersuchungen im Sinne der obigen Motivation wurden hier noch nicht durchgeführt. Von den Fragestellungen her schließen die Beobachtungen auch an eine Betrachtung an, die einer der Autoren (A.U.) bereits an Mond und Sonne durchgeführt hat (zur Publikation bei „Sterne und Weltraum“ eingereicht). Die Problemstellung liegt vor allem darin begründet, dass die Intensitätsverteilung im Spektrum eines (hier astronomischen) Objektes zumindest in reproduzierbarer Weise richtig gemessen werden muss. Dies ist selbst unter kontrollierten Bedingungen im Labor oft nicht einfach zu realisieren.

Mit dem meist mobilen Aufbau eines Amateurs, den variablen Wetterbedingungen und insbesondere den atmosphärischen Einflüssen die berücksichtigt werden müssen, stellt diese Thematik trotz der reduzierten Anforderungen an die Wellenlängen-auflösung des Spektrometers eine relativ große Herausforderung dar. In der oben erwähnten Arbeit wurden die Einflüsse der optischen Abbildung durch den Einsatz einer so genannten „Ulbricht-Kugel“ reduziert, die über den gesamten erfassten Lichtfluss mittelt. Bei der Stern- und Planeten-spektroskopie wären die Lichtverluste bei dieser Methode jedoch viel zu groß.

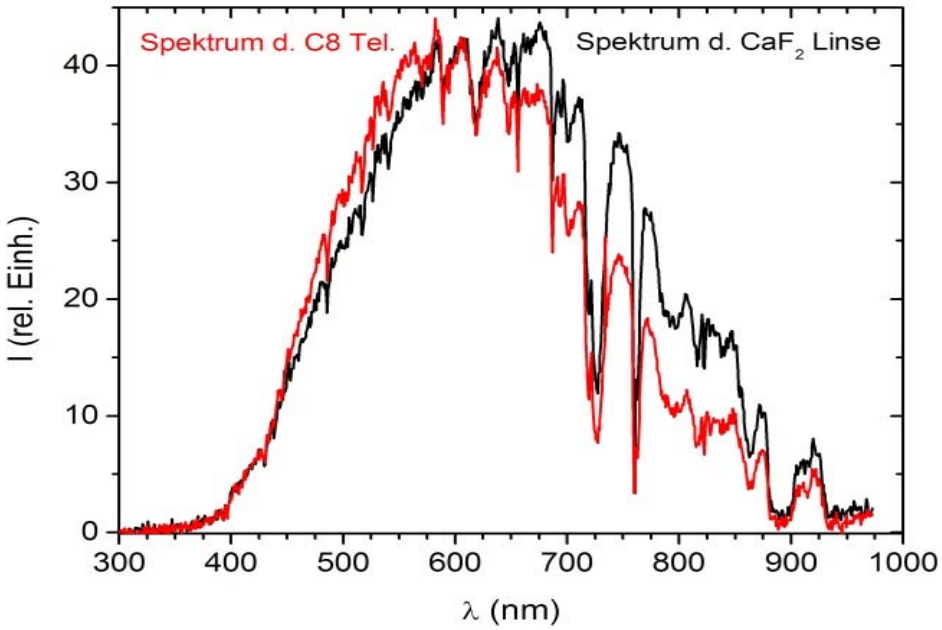

Abb. 1: Spektren des Planeten Jupiter, aufgenommen am OHP mit dem QE65000, einmal durch das C8 Teleskop und einmal mit einer CaF Sammellinse.

Daher wurden hier Kombinationen von zwei sehr unterschiedlichen Spektralapparaten und Sammeloptiken getestet, wobei erstere sich sehr deutlich, und zwar um etwa einen Faktor 100, im Preis unterscheiden. Bei den Spektralapparaten handelt es sich um ein Gerät mit der Bezeichnung QE65000 der Firma Ocean Optics und ein Blazegitter namens „Star Analyser“ mit 100 Linien/mm der Firma Paton Hawksley Education Ltd. Ein gewisser Anstoß zu den Arbeiten ergab sich daraus, dass in der Spektroskopie im Labor heute häufig sehr kompakte Spektralapparate, wie jene der HR- oder QE Serie von Ocean Optics eingesetzt werden, die über eine USB- Schnittstelle an einen Rechner angeschlossen werden können und ad hoc wellenlängenkalibrierte Spektren liefern.

Dies hat die optische Spektroskopie auch für Arbeitgebiete erschlossen, bei denen sie traditionell nicht häufig eingesetzt wurde, wie zum Beispiel bei der biologischen Feldforschung. Es lag also nahe zu sehen, ob diese kompakten Spektrometer auch für die Sternspektroskopie, etwa in Praktikumsversuchen, verwendet werden können. Ein Test am OHP im Jahr 2008 hatte jedoch ergeben, dass die Standardversion eines solchen Spektrometers (Ocean Optics, HR2000) in Kombination mit Teleskopen von einigen Dezimetern Durchmesser zu unempfindlich ist. Die Ocean Optics Spektrometer wurden in der Ausgabe 36 von „Spektrum“ im Jahr 2008 beschrieben. Das QE65000 unterscheidet sich vom HR2000 durch eine deutlich erhöhte Empfindlichkeit und Dynamik, die durch einen rückseitenverdünnten und aktiv gekühlten CCD Detektor erreicht wird.

Die zweite Variante Übersichtsspektren von astronomischen Objekten aufzunehmen, basiert auf den einfachen und preisgünstigen Transmissions-gittern, die im Strahlengang des Teleskops etwa zwischen Fokalebene und einer CCD- Kamera eingefügt werden können und mit ihrer Dispersion, ähnlich wie ein Objektivprisma, das Bild des Sternes in 0.ter Ordnung und in Form von „Spektralfäden“ darstellen. Dabei wird die Intensität des Lichtes durch die Formgebung der Gitterstriche hauptsächlich in die erste Beugungsordnung gelenkt (Blazegitter).

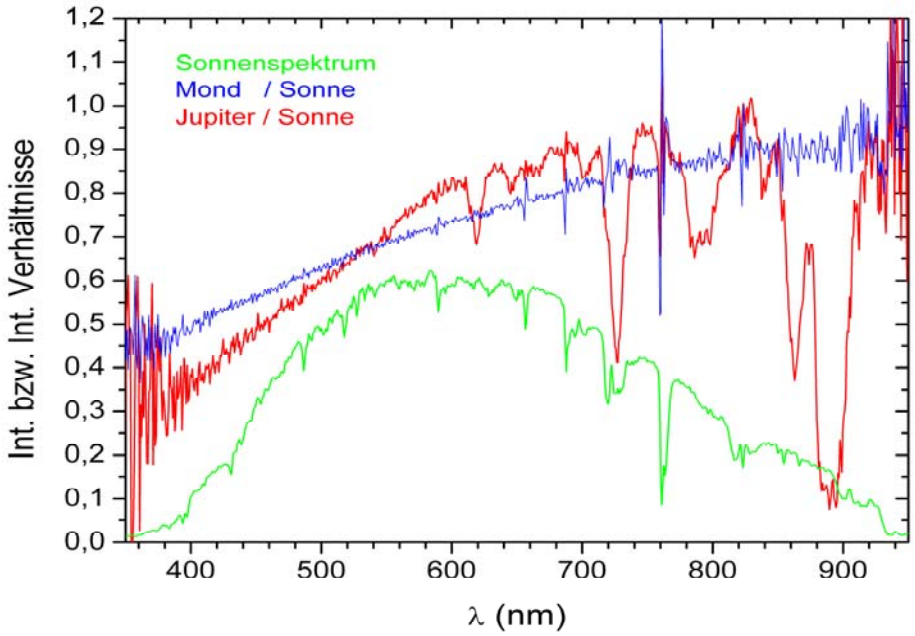

Abb. 2: Reflektivität von Jupiter (rot, vorläufige Daten), Reflektivität des Vollmondes (blau) und ein Sonnenspektrum als ursprüngliche Strahlungsquelle für beide Datensätze.

In beiden Fällen ergibt sich letztlich ein Datensatz, bei dem jeweils ein Intensitätswert einer Wellenlängenangabe zugeordnet wird. Die Wellenlängenkalibrierung ist bei den kommerziellen Spektrometern durch einen gerätespezifischen Parametersatz zur Kalibrierung mit guter Genauigkeit vorgegeben. Auch bei der Verwendung eines Transmissionsgitters oder Objektivprismas ist die Wellenlängenkalibrierung meist recht einfach zu realisieren, da Kalibrierlampen in Form von Niederdruckentladungslampen leicht und preisgünstig zu beschaffen sind (Neon – Glimmlampenlicht sowie die Argon- und Quecksilberemission von Leuchtstoffröhren).

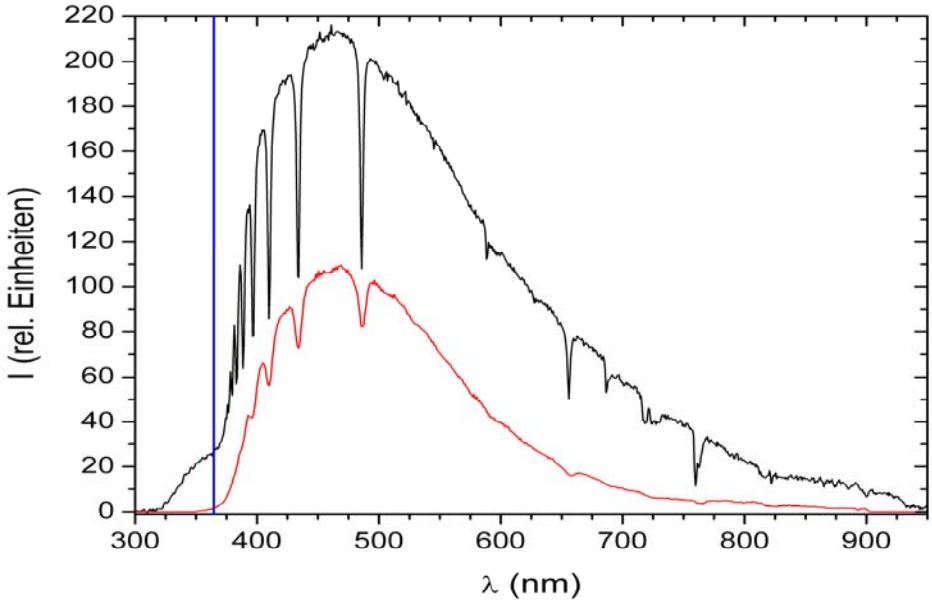

Abb. 3: Spektrum der Wega, aufgenommen mit den Star Analyser (rot) und dem Ocean Optics QE65000 (schwarz) durch die CaF Linse.
Die blaue Linie markiert die Grenze der Balmerserie des Wasserstoffs.

Das sehr viel schwierigere, aber im Sinne der obigen Motivation viel interessantere Problem ist die Bewertung des Intensitätsverlaufes in Abhängigkeit von der Wellenlänge. Dazu sollen nun zunächst die Beispiele gezeigt werden, die bei der oben erwähnten Arbeitstreffen am aufgenommen wurden. Dabei wurde auch hier noch keine Kalibrierung der Ansprechfunktion, zum Beispiel mit einer Wolframbandlampe, durch-geführt. Die Messungen wurden spontan während des Arbeitstreffens beschlossen und die Aufbauten waren daher etwas improvisiert. Die Aufnahmen der Spektren mit dem Star Analyser wurden, wie dafür vor-gesehen, mit dem Gitter und einer CCD Kamera durch ein Celestron C8 Teleskop aufgenommen. Dieses Teleskop wurde auch zur Nachführung der Lichteinkoppelung in die Glasfaser des QE65000 verwendet. Einmal wurde eine CaF-Linse als Lichtsammeloptik für die Faser verwendet. Alternativ wurde die Faser des QE65000 mit einer einfachen Aluminiumhülse in der Brennebene des C8 gehaltert. Beide Varianten waren für die Nachführung auf astronomische Objekte noch nicht sehr gut geeignet, da sich die relativ schwere und nur provisorisch mit dem Teleskop verbundene Linsenoptik nicht leicht parallel zur Beobachtungsrichtung des Teleskops einrichten ließ und der Austausch des Okulars gegen die Hülse mit dem Faserende ebenfalls leicht zum Verlust der richtigen Ausrichtung führt. Dennoch ergab ein Beobachtungsabend die im Folgenden gezeigten Spektren.

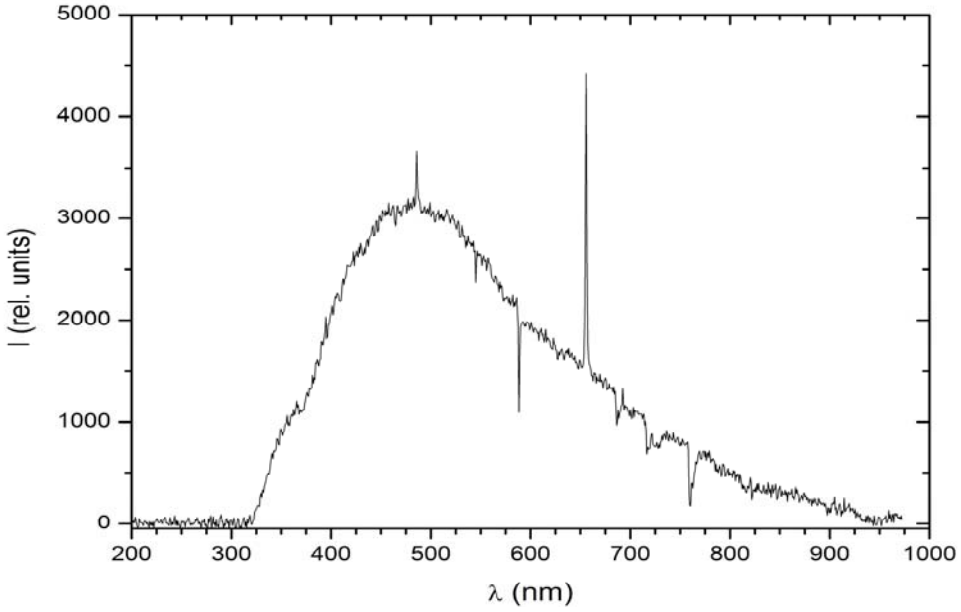

Abb. 4: Spektrum von γ-Cas, aufgenommen
mit dem QE65000 Spektrometer durch das C8 Teleskop.

Der Planet Jupiter wurde mit den beiden Varianten, Beobachtung mit dem QE65000 durch die CaF Linse und durch das C8 gemessen. Das Ergebnis zeigt die Abbildung 1. Jupiter hatte zur Zeit der Messung eine Helligkeit von ca. $-2^m,9$. Belichtungen von typisch 2 Sekunden lieferten bereits brauchbare Spektren. Für die Abbildung 1 wurden aber bis zu 8 Spektren unterschiedlicher Belichtungszeit und Qualität der Ausrichtung aufsummiert. Die Daten wurden so skaliert, dass der Bereich im Maximum angeglichen wurde. Das Spektrum ist natürlich ein modifiziertes Sonnen-spektrum mit den entsprechenden Fraunhoferlinien und den Absorptionen der Erdatmosphäre. Interessant ist, dass die Unterschiede zwischen der CaF-Linse und dem C8 im roten Spektralbereich stärker sind und zwar in dem Sinne,

dass die Transmission der CaF-Linse im Roten offenbar besser ist. Normalerweise wird CaF für gute Transmission im UV und VUV Bereich verwendet.

Die Messung des Jupiterspektrums legt natürlich einen Vergleich mit dem Sonnenspektrum nahe. Mit den vorliegenden Daten kann dies nur sehr vorläufig geschehen, da keine dedizierten Vergleichsspektren der Sonne mit den selben Spektrometern und bei gleicher Elevation und damit gleichem Lichtweg durch die Atmosphäre aufgenommen wurden. Ein Rückgriff auf Daten, die mit der oben erwähnten Ulbrichtkugeltechnik an Sonne und Mond aufgenommen wurden, ergibt den Vergleich, der in Abbildung 2 gezeigt ist.

Das in rot gezeigte Spektrum ist ein Spektrum von Jupiter, normiert auf ein Sonnenspektrum, das mit der Ulbrichtkugel aufgenommen wurde. Dort wurde bei der Einkoppelung ebenfalls mit der selben CaF-Linse gearbeitet. Bis 600nm ließen sich die Fraunhoferlinien gut kompensieren, so dass der Verlauf der Reflektivität der Jupiteratmosphäre von 400 bis 600nm eventuell schon recht gut wiedergegeben ist. In wie weit die wohl meist molekularen Absorptionsbanden im verbleibenden sichtbaren und nahen Infrarotbereich der Jupiteratmosphäre zugeordnet werden können, müsste noch genauer untersucht werden und wäre ggf. ein interessantes Projekt für die Amateurspektroskopie. Um die ohnehin vorhandenen Absorptions-banden der Erdatmosphäre beurteilen zu können, ist in Abbildung 2 noch ein Sonnenspektrum ohne Korrektur atmosphärischer Absorption dargestellt (grün).

Als weiteres helles Objekt (0^m,0) zeigt Abbildung 3 eine Übersicht über das Spektrum der Wega sowohl mit dem C8 mit QE65000 als auch mit dem „Star Analyser“ aufgenommen. Die Unterschiede in der Wellenlängen-auflösung und der Transmission im nahen Ultraviolett werden hier sehr schön sichtbar und der Leser kann für sich bewerten, ob sie für ihn den oben genannten Unterschied im Preis rechtfertigen. Die intensiven Fraunhofer-linien sind natürlich der Balmerserie des Wasserstoffs zuzuordnen. Es wird sehr schön deutlich, wie sie gegen die eingezeichnete Serinegrenze von 364,56 nm hin konvergieren. Die Belichtungszeit mit dem QE65000 betrug insgesamt ca. 15 Minuten.

Abschließend möchten wir noch ein Übersichtsspektrum mit mittlerer Auflösung von γ-Cas vorstellen, das mit dem QE65000 Spektrometer aufgenommen wurde. Es demonstriert ein Objekt mit intensiven Wasserstoff- Emissionslinien, welches in der Amateuspektroskopie in Zusammenarbeit mit der professionellen Astronomie systematisch beobachtet wird. Näheres dazu ist zum Beispiel bezüglich der HeI Emission im „Spektrum“ Nr. 37 aus dem Jahr 2009 von Ernst Pollmann, der sich intensiv mit dem System beschäftigt, beschrieben. Im hier gezeigten Spektrum sind nur die beiden Emissionslinien bei 656,3 und 486,6 nm gut zu erkennen, die der Balmerserie des Wasserstoffs zuzuordnen sind.

Die Autoren danken Olivier Thizy für die Organisation der schönen und sehr inspirierenden Spektroskopie- Workshops am Observatoire Haute Provence.