SPEKTRUM

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

NR. MITGLIEDERAUSGABE 1 / 2016

50. Ausgabe

DENEB UND RIGEL

ALGOL

NOVA DELPHINI 2013

ISSN 2363-5894

Impressum

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. (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.

Registriert bei der Deutschen Nationalbibliothek / Registered at Deutsche Nationalbibliothek: DNB 1013413024

ISSN 2363-5894

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, Einsendung von Manuskripten)

Dr. Thomas Hunger
Weinbergstraße 12
D-01129 Dresden
thunger03@web.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. Mit der Einreichung eines Beitrages erklärt der/die Autor(en) die Bereitschaft zur Publikation auch im Journal für Astronomie der VdS e.V.
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. The author(s) give(s) the permission for a further publication of the contribution in the journal of the VdS e.V. (Journal für Astronomie) right with its transfer to the editor of Spektrum. 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.

Beiträge sind urheberrechtlich geschützt. Alle Rechte sind vorbehalten. Autorenbeiträge, die als solche gekennzeichnet sind, stellen nicht in jedem Falle die Meinung des Herausgebers oder der Redaktion dar. Beiträge in dieser Ausgabe dürfen nicht ohne Genehmigung der Redaktion bzw. des Sprechers der Fachgruppe Spektroskopie in der VdS e.V. nachgedruckt, kopiert oder anderweitig weiterverwendet werden.

Umschlagfoto: Spektralklassensequenz, aufgenommen mit DADOS. Mehr dazu im Artikel von Sebastian Heß im Heft.

Inhaltsverzeichnis / Content

Siegfried Hold:
Variationen in den Winden von Deneb und Rigel **4**

Erik Wischnewski:
Nova Delphini 2013 **9**

Sebastian Heß:
(Astro-)Physik mit DADOS und BACHES **14**

Bernd Bitnar:
High resolution spectroscopy of Algol **20**

Thomas Eversberg:
Off-the-shelf Echelle spectroscopy: Two devices on the test block **25**

Termine **31**

Mitgliederverzeichnis (nur Mitglieder) / Register of members (members only) **33**

Editorial

Liebe Leser des Spektrums,
liebe Fachgruppenmitglieder,

Spektrum feiert Geburtstag! 50 Ausgaben voll astrospektroskopischer Themen. 50 Ausgaben einer Zeitschrift, die die Entwicklung der Fachgruppe und unseres Themengebietes wie kein anderes Organ über die langen Jahre seit den Anfängen in der 1990igern dokumentiert.

Mit der neuen Ausgabe möchte ich die Zusammenarbeit mit der Fachredaktion des VdS Journal für Astronomie wieder intensivieren. Wir haben uns die letzte Zeit etwas „auseinandergelebt“, seitdem die Redaktionsarbeit in verschiedenen Händen liegt.

Anfang Mai findet wieder unsere alljährliche Konferenz ASpekt statt, diesmal in Berlin-Adlershof, einem der bedeutenden Wissenschaftszentren in der Hauptstadt. 47 TeilnehmerInnen, 13 Vorträge sowie 6 Poster und Gerätebeiträge lassen ein spannendes Programm erwarten.

Bitte freuen Sie sich auf hervorragende Beiträge aus den Themenkreisen helle Objekte und Spektrografen in dieser Ausgabe.

Mit sternfreundlichen Grüßen,
Ihr Thomas Hunger

Dear readers of Spektrum,
Dear members of the section,

Spektrum celebrates its 50th issue! Fifty issues of a journal which has been documenting the continuous development of our group and amateur spectroscopy itself for a long time since the beginning of the early 1990s.

With this new issue I want to tighten once again the collaboration within the editorial board of the VdS Journal für Astronomie. We grew apart over the last few years because of the split in the editorial responsibilities of different heads.

At the beginning of May our annular conference ASpekt will take place in Berlin-Adlershof, an important science center in the German capital. Forty-seven registered participants, 13 talks and 6 poster and device contributions are expected for this exciting meeting.

Please enjoy reading the outstanding contributions on bright objects and commercial spectrographs covered in this issue of Spektrum.

Clear skies!

Yours, Thomas Hunger

 ISSN 2363-5894, © Fachgruppe Spektroskopie in der VdS e.V.

Artikel

Variationen in den Winden von Deneb und Rigel

Siegfried Hold
Schulberg 252, 8323 St. Marein, Austria; Email: hold.gs@A1.net

Zusammenfassung
Der Artikel befasst sich mit zeitlichen Änderungen in der Hα-Balmerlinie. Anhand dieser Variationen ist es möglich, Rückschlüsse auf Massenauswürfe von der Oberfläche des Sternes und deren Eigenschaften wie etwa die Geschwindigkeit zu bestimmen. Aufnahmemethode sowie zukünftige Techniken werden ebenso kurz erläutert.

Abstract
The article deals with temporal changes in the Hα Balmer line. The variations allow for drawing back conclusions on mass ejection from the star's surface and its properties, e.g. determination of characteristic velocities. The observational method as well as future techniques are discussed briefly.

Reprint from VdS Journal für Astronomie with adaptions

1. Einführung

Sterne verlieren stets Masse durch Sternwinde in den Raum. Diese unterscheidet man in:
1. Strahlungsdruckgetriebene Winde und
2. Staubgetriebene bzw. bei der Sonne als koronal bezeichnete Winde.

Winde heißer Sterne wie Deneb und Rigel sind strahlungsdruckgetrieben. Wie groß der Massenverlust ist, hängt vom Spektraltyp und der Masse bzw. Größe ab. Späte BIa- (z. B. β Ori, B8Iae) und frühe AIa-Sterne (z. B. α Cyg, A2Iae), auch BA-Überriesen genannt, sind leuchtkräftige (typisch 10^5 Sonnenleuchtkräfte) und massereiche (typisch 20 Sonnenmassen) Sterne. Hα ist dabei eine sehr windsensitive Linie, weshalb sie sich für die Untersuchung der Sternwinde besonders gut eignet und Schwerpunkt dieses Berichtes ist.

2. Sternwinde und Linienprofil

Riesen bzw. Überriesen weisen auf Grund ihrer Größe eine geringe Schwerkraft auf, wodurch es zu großem Massenverlust kommt. Dieser Massenverlust ist zum Teil kontinuierlich, es kann aber auch zu lokalen massiven Auswürfen kommen. Diese können, sofern an ein Magnetfeld gekoppelt, wieder zurück auf den Stern fallen. Solche Ereignisse zeigen sich durch eine „blauseitige" Variation im Linienprofil für die ausgeworfene Materie mit einer Geschwindigkeitskomponente zum Beobachter. Die „rote" Komponente stellt das wieder auf den Stern fallende Material mit Geschwindigkeitskomponente vom Beobachter weg dar. Die rote Komponente ist allerdings schwer erkennbar, da diese bei Sternen mit massiven Winden meist durch Emissionen, welche von der Hülle stammen können, überlagert sind. Überhaupt ist die Bewertung eines Hα Profils schwierig, da dieses durch mehrere Geschwindigkeitsfelder überlagert ist. Bei den hier beschriebenen Variationen handelt es sich jedoch um massive Massenverluste, welche sich mit hoher Geschwindigkeit vom Stern entfernen. Diese Vorgänge lassen sich daher als zeitlich begrenzte und unregelmäßig auftretende Änderungen in den Linienprofilen erkennen. Um eine Vorstellung über die Windgeschwindigkeiten zu bekommen, wurden alle Profile in km/s entsprechend der Dopplerformel

$$v = c \cdot \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} \qquad (1)$$

mit λ_0 der Ruhewellenlänge der Hα-Linie dargestellt. Der blaue Linienteil ist mit negativen Geschwindigkeiten gekennzeichnet.

Das Linienprofil, welches von einer expandierenden Hülle bzw. einer statisch rotierenden Hülle um den Stern erzeugt wird, zeigt die Abbildung 1. Das linke Linienprofil ist als P-Cygni-Profil bekannt, benannt nach dem Prototyp dieser Sternklasse – P Cyg). Weitere Details können in der Dissertationsschrift [1] nachgelesen werden.

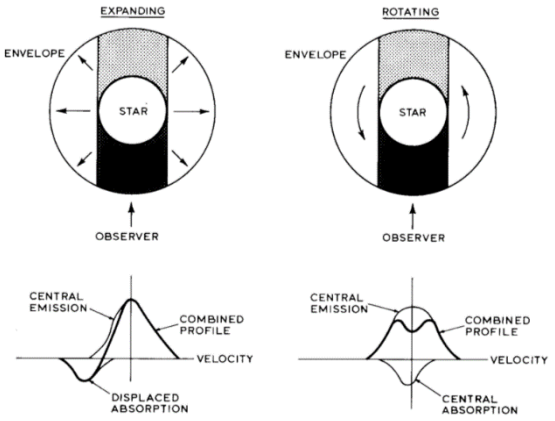

Abb. 1: Zur Entstehung und der Form von Emissionslinienprofilen durch Gashüllen. Bei expandierender Hülle (links, P-Cygni-Profil) zeigt sich eine blauverschobene Absorption überlagert mit der Emission aus der Hülle. Bei einer statischen Hülle zeigt sich ein Profil mit scheinbar verschobene Emissionen, die durch die Rotation hervorgerufen werden. Abbildung entnommen aus [2].

Den Verlust an Masse pro Zeiteinheit, den der Stern aufgrund des Windes erleidet, nennt man Massenverlustrate. Diese kann bei heißen Riesen 1/3 bis 30 Erdmassen pro Jahr betragen. Im Vergleich dazu sind es bei unserer Sonne $3{,}3 \times 10^{-9}$ Erdmassen pro Jahr. Diese heftigen Sternwinde verdichten die Materie in ihrer Umgebung, reichern sie mit Elementen an und bilden mitunter Stoßfronten. Eindrucksvolle HST-Bilder vom Adlernebel zeigen, welche Dynamik im Gange ist.

3. Warum Deneb (α Cyg) und Rigel (β Ori)?

β Ori wurde von mir schon seit einigen Jahren beobachtet. Variationen, welche in wenigen Tagen im Profil erkennbar waren, lenkten die Aufmerksamkeit verstärkt auf solche Objekte. Zunächst waren es Änderungen in Absorption und Emission, auch das typische P-Cygni-Profil konnte erkannt werden. Mit Verbesserung der Aufnahmetechnik, zunächst ein Umbau von der direkten Lichteinkopplung auf eine Fasereinkopplung mit EasyFiber [3] und dem optischen Redesign im Sommer 2014 konnte das Signal weiter verbessert werden, sodass Strukturen, wie weit auslaufende Flügel im Profil der Hα-Linie, erkannt werden konnten.

Im September 2014 trat eine Variation im Hα-Profil von α Cyg auf (vgl. Abb. 2), wobei zunächst vermutet wurde, es könnte sich um ein Artefakt handeln. Eine genaue Überprüfung der Daten und ein erneutes Reduzieren der Rohdaten brachten Gewissheit: Es handelt sich um ein seltenes Ereignis. Eine Durchsicht der Daten von 02/2014 zeigte, dass auch Rigel diese Variation im Profil aufwies.

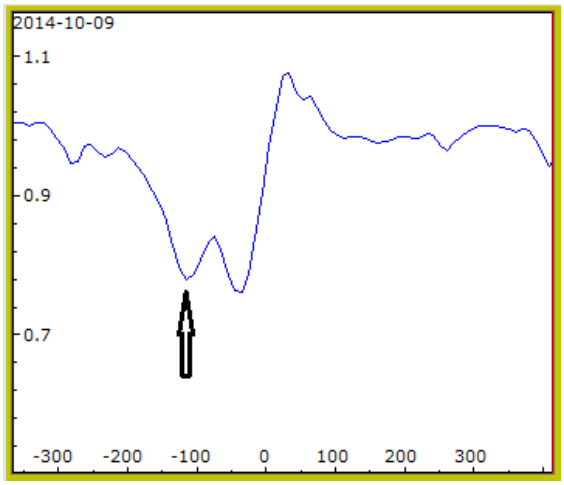

Abb. 2: Deneb, 9.10.2014, das Profil von Hα dargestellt im Geschwindigkeitsraum (km/s).

Auf den ersten Blick sieht es aus, als wäre der Absorption eine zentrale Emission überlagert. Diese Komponente im Wind von Deneb wurde jedoch markant stärker und wurde soweit es die Witterungsverhältnisse zuließen regelmäßig beobachtet.

4. Aufnahmetechnik/Instrumente

Als Aufnahmeinstrument dient ein Schiefspiegler mit 300 mm Öffnung und 6 Meter Brennweite. Der Spektrograph vom Typ Czerny-Turner hat für Kollimator und Kamera je 320 mm Brennweite und ist mit einem Reflexionsgitter (2400 Linien/mm) ausgestattet. Teleskopseitig wird das Signal über EasyFiber [3] in die Faser geleitet. EasyFiber [4] ist eine kompakte Einheit, in welcher das Öffnungsverhältnis vom Teleskop an die Faser angepasst und in die Faser eingespeist wird.

Abb. 3: Die Einkopplung in die Faser am Teleskop.

Ein Redesign der Optik ermöglichte eine verbesserte Kontrolle des Sterns auf der Faser. Auch das Streulicht wurde erheblich reduziert.

Abb. 3 zeigt die Einkopplung montiert am Okularstutzen. Ergebnis dieser Änderung sind Spektren mit sehr gutem Signal-zu-Rausch-Verhältnis. Dies ist besonders bei den weit auslaufenden Flügeln in den Profilen wichtig.

Objekt	ST	V [mag]
HD 34085 (= β Ori = Rigel)	B8 Iae	0,12
HD 194375 (= α Cyg = Deneb)	A2 Iae	1,25

Tab. 1: Helligkeiten V und Spektraltyp ST der beobachteten Sterne.

	HD 34085	HD 194375
M_{bol} [mag]	-8,43	-7,58
log $L/L_\odot$	5,28	4,94
Teff [K]	11200	9080
$R/R_\odot$	116	119
$M/M_\odot$	23	18
log g	1,67	1,54
v_{esc} [km/s]	244	225
v_∞ [km/s]	<-229	<-262
v_{sys} [km/s]	+18	-1

Tab. 2: Ausgewählte Parameter der Programmsterne entnommen aus Ref. 1.

5. Objektdaten

Die Tabellen 1 und 2 enthalten die wesentlichen Parameter der beobachteten Sterne. Für die meisten Parameter ist es erforderlich, Linien über den gesamten spektralen Bereich zu untersuchen. Da hier nur die Hα-Linie untersucht wird, werden nur einige Parameter beschrieben. v_∞ ist die Windendgeschwindigkeit, tatsächlich wurden an β Ori temporär Geschwindigkeiten bis 400 km/s gemessen, vergleiche dazu [1]. v_{sys} ist die Systemgeschwindigkeit und ist unverzichtbar für alle absolut zu bestimmenden Geschwindigkeiten.

6. „High-velocity absorptions“ von Rigel in 2014

Die Durchsicht der Daten vom 15.2.2014 eröffneten ein zuvor nicht beachtetes „High-velocity absorption“-Ereignis (HVA). Dr. Berthold Stober, auch an diesem Objekt interessiert, hatte glücklicherweise auch zu diesem Zeitpunkt Rigel spektroskopiert. Freundlicherweise hat er seine Daten zur Verfügung gestellt, womit eine kurze Zeitserie möglich wurde. Immerhin handelt es sich hier um ein unregelmäßiges und eher seltenes Ereignis.

Bei diesen HVAs handelt es sich um massive Massenauswürfe wie sie nur bei BA Überriesen beobachtet werden. Diese Verdichtung im Wind in Ko-rotation mit dem Stern ist über mehrere Rotationen sichtbar, was wiederum bedeutet, dass der Wind rotiert. Infolge der Rotation zieht sich die Verdichtung mit größer werdender Entfernung vom Stern wie ein Schweif in die Länge.

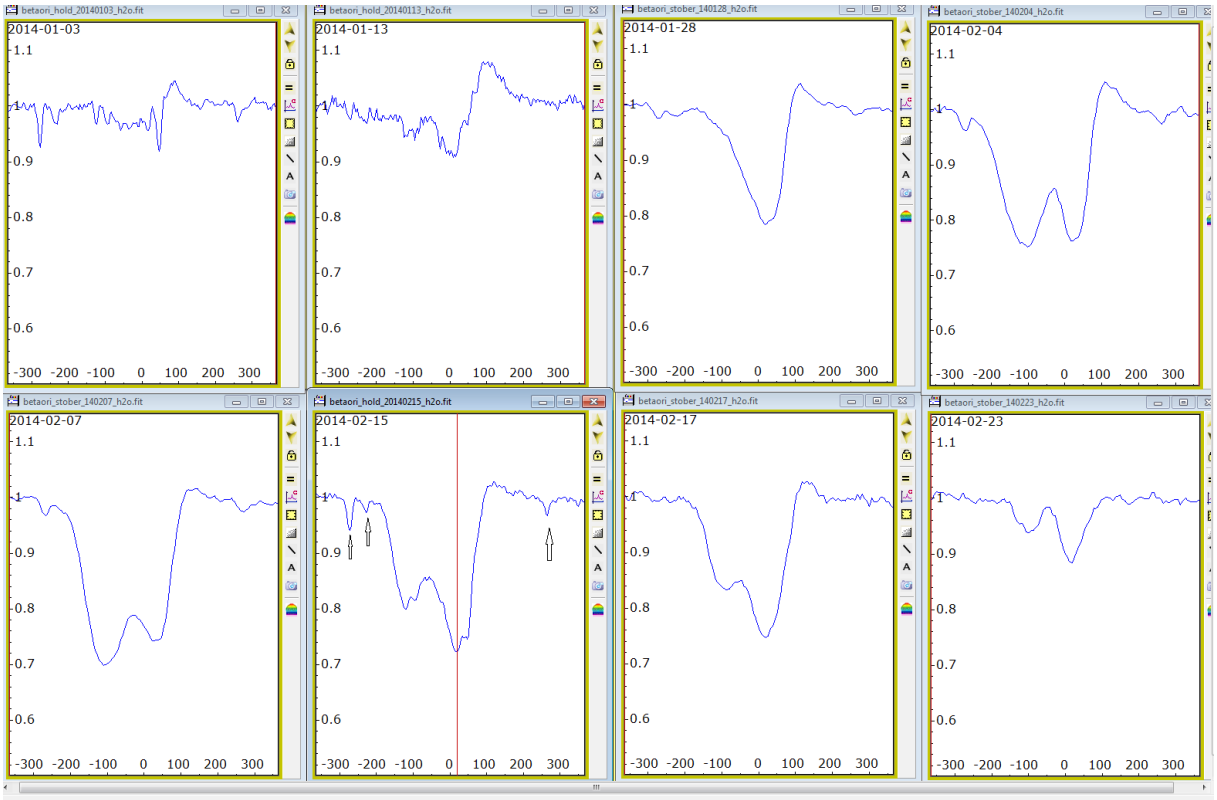

Abb. 4: Das HVA-Ereignis von Rigel in 2014.

Betrachten wir nun die Abb. 4 etwas näher. Der unerfahrene Rigel-Beobachter wird bei einem Ergebnis wie jenem vom 3.1.2014 an seinen Daten zweifeln, da nichts außer einem seichten Trog und einer schwachen Emission sichtbar ist. Die weitere zeitliche Entwicklung zeigt aber deutlich, welche unglaubliche Dynamik hier im Gange ist – und das in nur innerhalb weniger Tage. Das eigentlichen HVA-Ereignis muss zwischen 28.1. und 4.2.2014 stattgefunden haben. Mit dem Maximum am 7.2. kann eine Anstiegszeit der blauseitig verschobenen Komponente von weniger als 10 Tagen angenommen werden. Die Geschwindigkeit ist während Anstieg und Abstieg gleich bei über 100 km/s. Die rote Linie in Spektrum vom 15.2.2014 entspricht der Systemgeschwindigkeit. Die Pfeile markieren Linien, welche atmosphärischen Ursprung haben und an sich noch entfernt werden sollten. Dies ist allerdings eine sehr aufwändige Prozedur, da hierbei der blaue flach auslaufende Flügel verfälscht werden kann, wodurch es zu Fehlmessungen der Windgeschwindigkeit kommt.

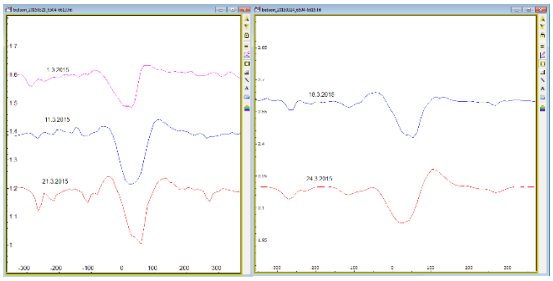

Abb. 5: Profilvariationen von Rigel 2015.

In Abb. 5 ist vom HVA-Ereignis nichts mehr sichtbar. Die Serie von 2015 ist geprägt von einseitigen und doppelten Emissionen. Bei genauerer Betrachtung von Abb. 4 ist eine Periode in der Doppelemission erkennbar, etwa 10 Tage. Abb. 5 zeigt die maximale Amplitude in Emission, wobei beobachtet wurde, dass die rote Seite stets stärker ausgeprägt ist. Doppelte Hα-Emission ist eine typische Erscheinung der Variabilität der BA-Überriesen und wurde der Modulation durch Oberflächenstrukturen des Sterns zugeschrieben [1].

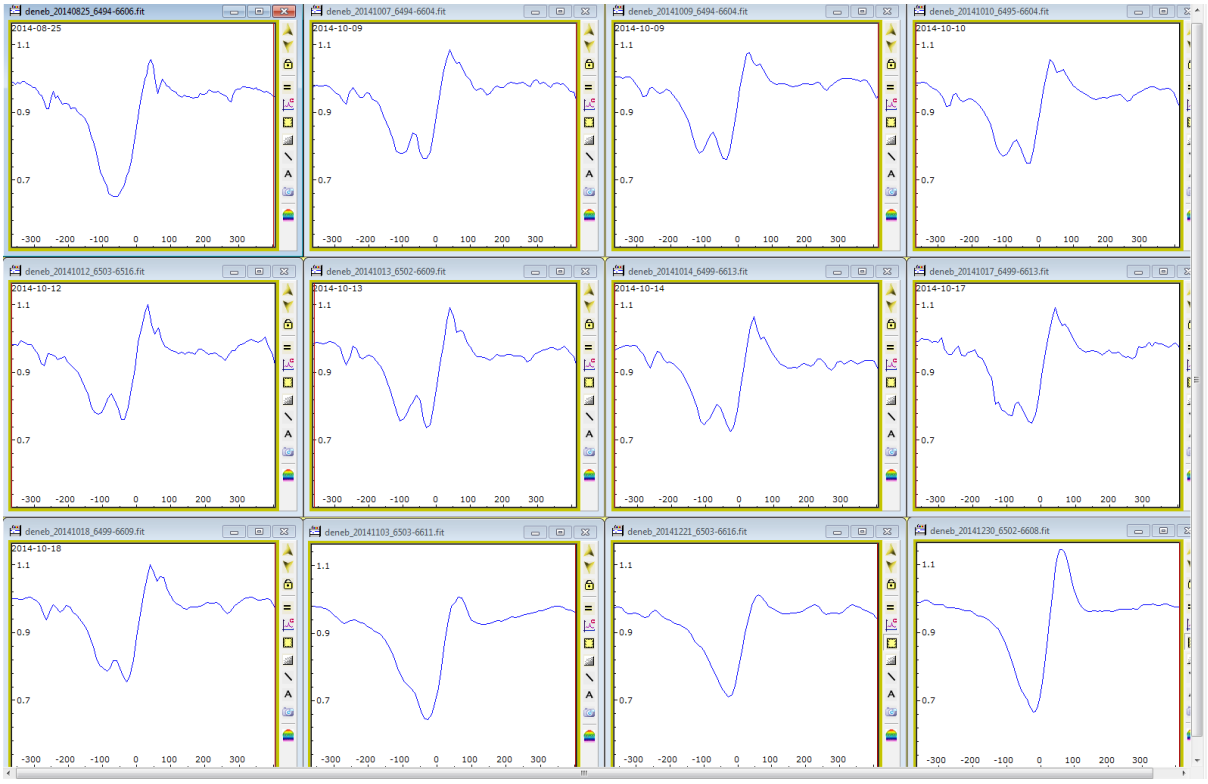

Abb. 6: Das HVA-Ereignis von Deneb 2014.

7. Variationen im Hα Profil von Deneb

Abb. 6 zeigt die Spektren von Deneb zwischen August und Dezember 2014 mit einer Lücke September/Oktober. Da in diesem Zeitraum keine Spektren vorliegen, ist es schwierig zu beurteilen, ob sich das HVA im Anstieg oder Abstieg befindet.

In der unteren Reihe der Abb. 6 ist gut abzulesen, dass der baue Flügel bis 300 km/s reicht. Anzumerken wäre noch der fehlende Einfluss

der HVAs auf die Windendgeschwindigkeit. Die auslaufenden Flügel im Linienprofil sind nicht immer zu erkennen, weil einerseits die Profile bis etwa 150 km/s von den HVAs überlagert sind und andererseits das S/N zu niedrig ist.

8. Ausblick

Zwei beobachtbare HVA-Ereignisse in einem Jahr ist ein wahrer Glücksfall, noch dazu bei den Witterungsverhältnissen in Mitteleuropa. Ein weiterer wichtiger Punkt ist das Spektrum über den gesamten (erreichbaren) optischen Wellenlängenbereich aufzunehmen. Neben den Balmerlinien ist das Balmerdekrement von Interesse, aber auch andere von der Photosphäre stammende Linien. Während der Berichtserstellung befand sich ein Échelle-Spektrograph bereits im Bau. Dieser sollte bis zur nächsten Beobachtungsperiode im Einsatz sein. Motiviert von den Ergebnissen und den Aussichten, wieder einmal so ein HVA mit einem Échelle vermessen zu können, verbleibt auf gutes Wetter zur rechten Zeit zu hoffen.

Danksagung

Dankenswerterweise hat mir Dr. Andreas Kaufer seine Dissertationsschrift zur Verfügung gestellt. Damit konnte ein Einblick in die Forschung getätigt werden und ein Verständnis für Profilvariationen entwickelt werden. Dr. Otmar Stahl hat die Spektren kommentiert und mich auf Fehlinterpretationen hingewiesen. Ohne professionelle Unterstützung ist es wohl kaum möglich, über ein so komplexes Thema wie „Variationen in Sternwinden“ zu berichten. Gedankt sei auch Dr. Berthold Stober für die bereitgestellten Linienprofile.

Literatur

[1] Kaufer, A., Dissertation, Ruprecht-Karls-Universität Heidelberg, 1996
[2] Conti, P.S., and Leep, E.M., ApJ 193 (1974) 113
[3] www.astro-spec.com
[4] VdS-Journal für Astronomie, Nr.51, 131

Siegfried Hold ist technischer Angestellter und befasst sich seit seiner Jugend mit Astronomie. Seit etwa 5 Jahren widmet er sich ausschließlich dem faszinierenden Thema "Spektroskopie" und den Bau der Instrumente.

Nova Delphini 2013

Erik Wischnewski
Heinrich-Heine-Weg 13, 24568 Kaltenkirchen, Germany; E-Mail: info@astronomie-buch.de

Zusammenfassung
Der vorliegende Aufsatz beschreibt den Einsatz des StarAnalyser100 an einem 5"-Apochromat am Beispiel der Nova Delphini 2013. Der instrumentelle Aufbau, seine Optimierung und die Messbedingungen werden erläutert. Die gewonnenen Spektren erlauben eine Einstufung in die Tololo-Spektralklassifikation für Novae. Die maximale Größe der Photosphäre wird bestimmt. Ferner kann die zeitliche Entwicklung der H-alpha-Äquivalentbreite und die abnehmende Expansionsgeschwindigkeit der Photosphäre dargestellt sowie die zirkumstellare Absorption abgeschätzt werden.

Abstract
This paper describes how to use the StarAnalyser100 at a 5 inch apochromat using the example of the Nova Delphini 2013. The instrumental setup, its optimization and the measurement conditions are explained. The spectra taken allow for a sorting in the Tololo spectral classification for novae. The maximum radius of the photosphere is determined. Furthermore, the temporal development of the H-alpha equivalent width and the decreasing expansion speed of the photosphere can be determined. The circumstellar absorption is estimated.

Reprint from VdS Journal für Astronomie with adaptions

1. Einleitung

Die Nova Delphini 2013 bot die günstige Gelegenheit, bei milden sommerlichen Temperaturen in den Abendstunden die Nova zu beobachten. Dabei ging es mir darum, herauszufinden, welche wissenschaftlichen Ergebnisse mit einem optimal eingesetzten StarAnalyser 100 erreicht werden kann. Die vollständigen und ausführlich diskutierten Ergebnisse sind in [1] zusammengestellt und sollen hier in angemessener Kürzung präsentiert werden.

2. Aufbau des Spektrographen

Zur Gewinnung der Spektren wurde das Blazegitter StarAnalyser mit 100 Linien/mm spaltlos prefokal (wie ein Farbfilter) direkt in den Strahlengang eines Apochromats (Öffnung 127 mm, Brennweite 950 mm) vor die Canon EOS 60Da (Pixelgröße 4,3 µm) eingesetzt (siehe Abbildung 1). Anfänglich betrug der Abstand Gitter−Sensor 139,5 mm, zum Schluss wurde er mittels optimierter Distanzhülsen auf 155 mm vergrößert. Damit erreichte ich eine lineare Dispersion von 3,1 Å/Pixel bzw. 2,8 Å/Pixel. Weil das Gitter spaltlos verwendet wird, bestimmt die Luftunruhe (Seeing) die spektrale Auflösung. Hinzu kommen weitere Effekte (z. B. durch das Addieren der Aufnahmen). Als Maß für die Auflösung wurde die Halbwertsbreite (FWHM in Pixel) der nullten Ordnung (auch als Stern bezeichnet) verwendet. Während der Messperiode wurden Werte von 10−21 Å (im Mittel 15 Å) erreicht.

Abb. 1: Instrumenteller Aufbau des Spektrographen mit Okularauszug, Verbindungsadapter mit eingesetztem Gitter, Distanzhülse und DSLR-Kamera. Die Position des Gitters ist eingezeichnet (weißer Rahmen). Die Distanz Gitter–Sensor beträgt 155 mm.

3. Belichtung der Spektren

Die Aufnahmen wurden vorzugsweise mit ISO 800 und 4 s belichtet, in einigen Fällen

auch mit ISO 1600 und 8−10 s. Es wurde versucht, die Hα-Linie ungesättigt zu halten, was in drei Fällen leider nicht gelang. Die Überbelichtung wurde erst nach Abbau entdeckt. Zur Reduzierung des Rauschens wurden anfänglich 40−60 Bilder und ab RJD 564 sogar 80−100 Aufnahmen addiert. Die Addition erfolgte mit Fitswork anhand der nullten Ordnung des Nachbarsterns SAO 88610.

4. Kalibrierung der Wellenlänge

Zur Kalibrierung wurde der F2-Stern SAO 88610, der sich neben der Nova auf allen Aufnahmen befand, verwendet. Der Stern zeigt deutlich die Hα- und Hβ-Linie, wodurch eine lineare Kalibrierung möglich war. In den meisten Fällen war zusätzlich die Hγ-Linie sichtbar, sodass eine parabolische Kalibrierung durchgeführt werden konnte. Die nullte Ordnung wurde hierbei nicht verwendet. Zwar hätte ich auch die Balmerlinien der Nova zur Wellenlängenkalibrierung verwenden können, aber dann hätte ich mich um die Chance gebracht, mögliche Radialgeschwindigkeiten nachzuweisen. Leider reichte die spektrale Auflösung hierfür nicht aus. Zudem war der mittlere Fehler der Messungen größer als die mögliche Radialgeschwindigkeit.

5. Spektren

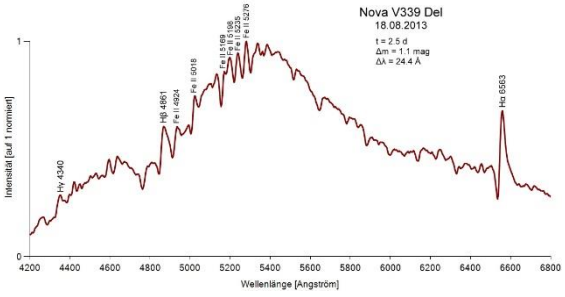

Abb. 2: Spektrum der Nova Delphini 2013 am 18.08.2013, 2,5 Tage nach dem Maximum bei Δm = 1,1 mag (spektrale Auflösung Δλ = 24 Å). Deutlich erkennbar sind neben der Balmerserie auch zahlreiche FeII-Linien, weshalb die Nova zum Typ FeII-Novae gehört. Außerdem zeigen die Linien ein P-Cygni-Profil, was besonders deutlich bei der Hα-Linie hervortritt.

Es konnten im Zeitraum vom 18.08.2013 bis 03.10.2013 insgesamt 21 Spektren gewonnen werden. Dabei war die Hα-Linie bei drei Spektren in der Sättigung. In den ersten Tagen nach dem Helligkeitsmaximum veränderte sich das Aussehen des Spektrums von Abend zu Abend sehr stark. Anfänglich sind noch die markanten P-Cygni-Profile erkennbar, wie man an der Hα-Linie in Abbildung 2 deutlich sieht. Zum Schluss meiner Beobachtungsreihe wurde es dann noch einmal spannend, als die Polarlicht- (Aurora-) und Nebellinien allmählich die Oberhand gewannen (Abbildung 3 bis Abbildung 6).

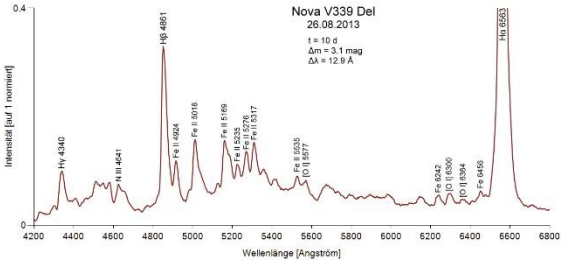

Abb. 3: Spektrum der Nova Delphini 2013 am 26.08.2013, 10 Tage nach dem Maximum bei Δm = 3,1 mag (spektrale Auflösung Δλ = 13 Å). Deutlich erkennbar sind neben der Balmerserie und den FeII-Linien nun auch die verbotenen [OI]-Linien. P-Cygni-Profile treten nicht mehr in Erscheinung.

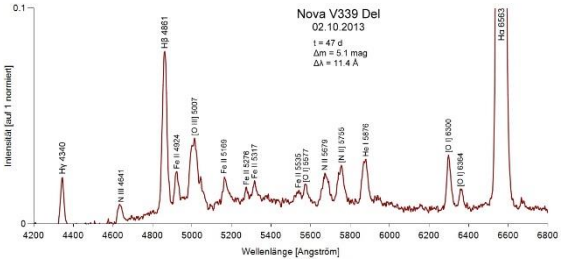

Abb. 4: Spektrum der Nova Delphini 2013 am 02.10.2013, 47 Tage nach dem Maximum bei Δm = 5,1 mag (spektrale Auflösung Δλ = 11 Å). Die FeII-Linien rücken weiter in den Hintergrund und die Polarlicht- und Nebellinien beginnen zu dominieren

Im Rahmen der Auswertungen habe ich dann auch versucht, meine Spektren in die Tololo-Spektralklassifikation [2] einzureihen. Dieses Thema würde den Rahmen dieses Beitrages sprengen und kann detaillierter in [1] nachgelesen werden.

Neben der ästhetischen Schönheit solcher Spektren, der Identifizierung von Linien und einer Spektralklassifikation können aber auch weitere Messungen und Berechnungen vorgenommen werden, die eine ganze Menge über die Nova verraten. Dies möchte ich im Folgenden skizzieren.

6. Lichtkurve und Absolute Helligkeit

Klassisch bestimmt man die Helligkeiten von Sternen anhand normaler Sternfeldaufnahmen. Als langjähriger Beobachter veränderlicher Sterne habe ich das natürlich auch gemacht [3], möchte hier aber im Rahmen der Spektroskopie die Bestimmung der Helligkeit durch Integration der Intensität der Spektren vorstellen. Dazu benötigt man die Filterkurven für die Helligkeiten

im Johnson-Kron-Cousins-System und einen Referenz-stern. Bei der Nova V339 Del war glücklicherweise der etwa gleiche helle Stern SAO 88610 der Spektralklasse F2 nur 8' entfernt.

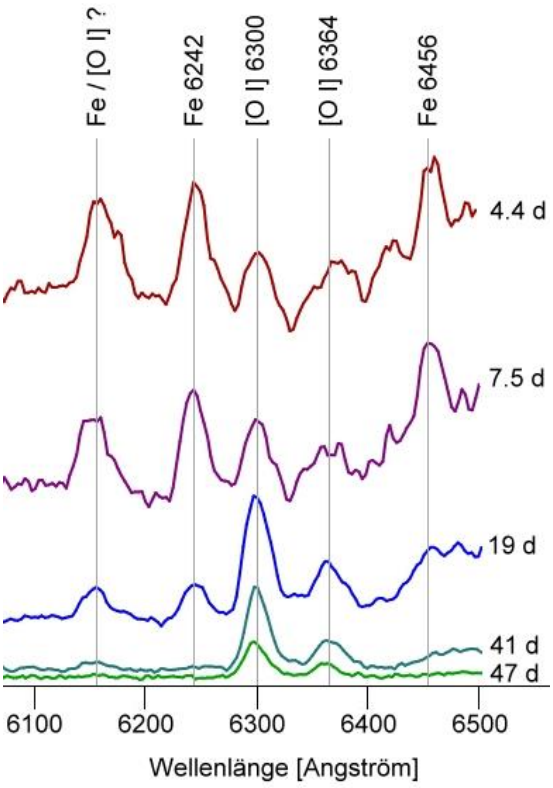

Abb. 5: Veränderungen der Spektrallinien im Bereich von 6100–6500 Å innerhalb der ersten Wochen nach Ausbruch der Nova. Der Doppelpeak bei 6364 Å im Spektrum 7,5 d nach dem Maximum könnten die SiII-Linien bei 6347 Å und 6371 Å sein. Der kleine Peak ganz rechts bei 6482 Å in den Spektren 4,4 d und 7,5 d nach dem Maximum ist wahrscheinlich vom einfach ionisierten Stickstoff.

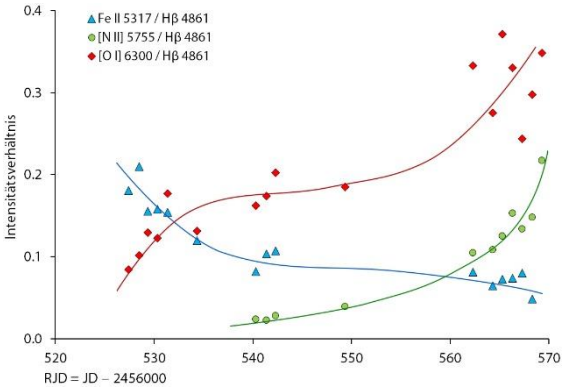

Abb. 6: Zeitliche Veränderungen der Intensitäten einiger Linien im Verhältnis zu Hβ. Während die Eisenlinie schwächer wird, treten die verbotenen Polarlicht- und Nebellinien von Stickstoff und Sauerstoff immer stärker hervor.

Die Helligkeiten streuen bei dieser Methode etwas mehr als bei der klassischen Photometrie [3]. Der Verlauf der V-Helligkeit wurde durch ein Polynom 3. Grades angenähert, wobei Ausreißer außer Acht gelassen wurden. Das erleichtert die Bestimmung des Helligkeitsabfalls.

Aus dem Helligkeitsabfall lässt sich die absolute visuelle Helligkeit der Nova bestimmen. Je schneller die Nova an Helligkeit verliert, umso leuchtkräftiger ist sie im Maximum gewesen. Hierzu bestimmt man die Zeitspanne, in der die Helligkeit um 2 mag [4] bzw. 3 mag [5] abgefallen ist. Aus der Lichtkurve für V lassen sich die Zeiten ableiten (siehe graue Hilfslinien). Laut AAVSO liegt das Maximum bei RJD 520,95 und V = 4,3 mag. Nach [3] ergibt sich eine absolute visuelle Helligkeit von M_V = (-8,4±0,4) mag. Nach [4] errechnet sich M_V = (-8,7±0,7) mag. Das gewichtete Mittel beträgt entsprechend M_V = (-8,5±0,4) mag.

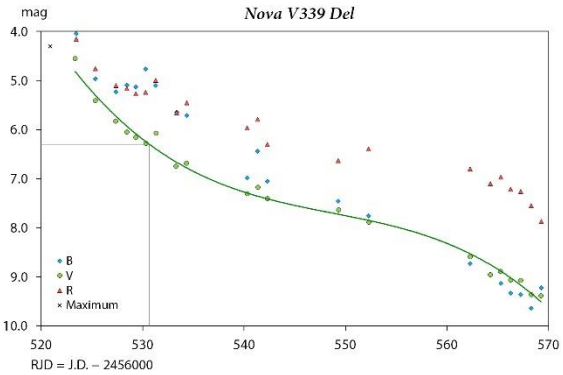

Abb. 7: Lichtkurven der Nova. Das Kreuz markiert das Maximum der visuellen Helligkeit (gemäß AAVSO). Die Helligkeiten wurden mittels Integration der Intensitäten der Spektren ermittelt und mit dem Stern SAO 88610 verglichen.

7. Leuchtkraft, Radius und Entfernung

Aus der absoluten visuellen Helligkeit lässt sich die Leuchtkraft ermitteln. Dabei handelt es sich nur um eine Abschätzung, weil die bolometrische Korrektur unbekannt ist. Mit der sehr vernünftigen Annahme von BC = 0,0 mag ergibt sich eine Leuchtkraft im Maximum von L_{Max} = (200.000±80.000) $L_\odot$ (≈10^{39} erg/s). Innerhalb der ersten neun Wochen wurden somit ≈10^{45} erg abgestrahlt. Der Leuchtkraft entspricht unter der Annahme einer effektiven Temperatur von 9000 K [6] nach dem Stefan-Boltzmann-Gesetz einem maximalen Radius des Feuerballs von 184 $R_\odot$ = 0,86 AE.

Aus der absoluten und der scheinbaren visuellen Helligkeit im Maximum ergibt sich unter Berücksichtigung der interstellaren Absorption von 0,55 mag [7] eine Entfernung der Nova von d = (9200±1400) Lj.

8. Äquivalentbreite

Die Helligkeit ist der Strahlungsfluss eines bestimmten Wellenlängenbereiches und errechnet sich als Integral der Intensität. Das gilt nicht nur für Farbbereiche wie B oder V, sondern auch für einzelne Linien wie Hα. Im Falle der Nova wird hier der Bereich 6505−6650 Å verwendet. Normiert man diesen Linienfluss auf das Kontinuum im Bereich der Linie (I_C=1), so erhält man die Äquivalentbreite EW der Hα-Linie. Zum einen ist die zeitliche Entwicklung (Abbildung 8) und zum anderen die Korrelation zur visuellen Helligkeit V (Abbildung 9) interessant.

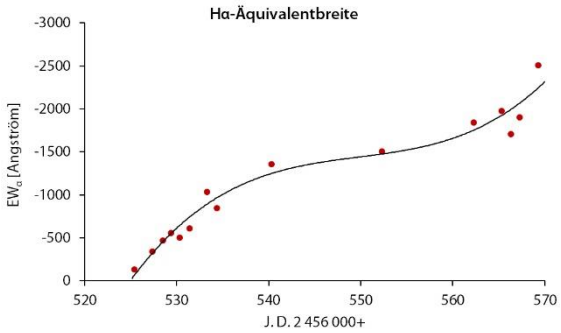

Abb. 8: Zeitliche Entwicklung der Hα-Äquivalentbreite.

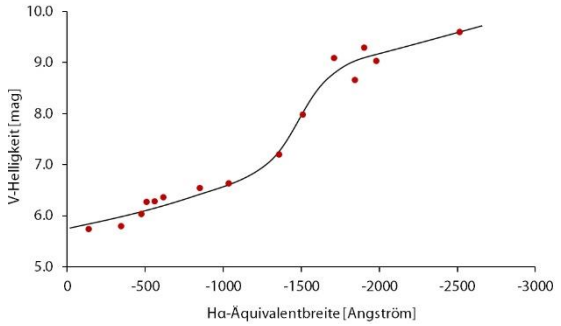

Abb. 9: Korrelation zwischen V-Helligkeit und Hα-Äquivalentbreite.

Dass die Kurven in Abbildung 8 und Abbildung 9 ähnlich verlaufen, verwundert nicht, als dass die Nova im Laufe der Zeit dunkler wird (im Postmaximum). Insofern ist eine Helligkeitsachse auch gleichzeitig eine Zeitachse und umgekehrt.

9. Expansion der Photosphäre und der Hülle

Aus der Breite von Emissionslinie einer Hülle lässt sich die Expansionsgeschwindigkeit bestimmen. Bei der Nova habe ich die Halbwertsbreite FWHM der Hα-Linie relativ gut messen können. Bei einer spektralen Auflösung von 10−21 Å ist eine Geschwindigkeitsauflösung von ca. 500−1000 km/s möglich. Die Halbwertsbreite wurde mittels Gauß-Anpassung berechnet und von der instrumentenbedingten Linienverbreiterung bereinigt.

In Abbildung 10 ist gut zu erkennen, wie die Expansion des Hα-Emissionsgebietes langsamer wird. Die Expansion erreichte zum Zeitpunkt des visuellen Maximums mit 1800 km/s ihre höchste Geschwindigkeit und nahm im Laufe der nächsten sieben Wochen auf 1200 km/s ab.

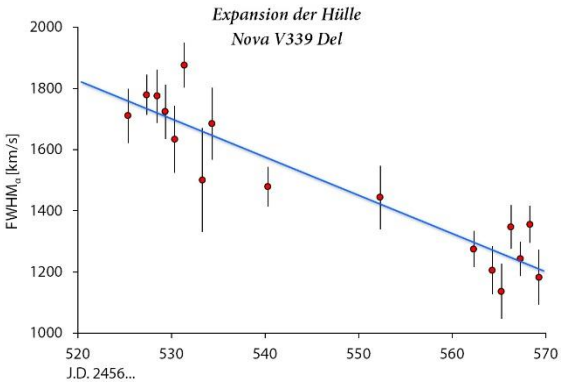

Abb. 10: Zeitliche Entwicklung der Expansionsgeschwindigkeit des Hα-Emissionsgebietes. Die Linienbreite FWHM wird als Dopplerverbreiterung interpretiert und in km/s angegeben.

Mit dem Erreichen des Helligkeitsmaximums erreicht auch der Feuerball (Photosphäre der Nova) seine größte Ausdehnung. Danach schrumpft die Photosphäre wieder, was einen Abfall der Helligkeit zur Folge hat. Innerhalb der Photosphäre ist die Hülle undurchsichtig (optisch dick). Im Postmaximum baut sich nun aber durch die Sternwinde gleichzeitig eine optisch dünne Hülle auf, die nach außen hin expandiert. Diese bewirkt eine zunehmende zirkumstellare Absorption.

Aus dem Balmerdekrement (Abbildung 11) lässt sich die Gesamtabsorption berechnen, aus der sich nach Abzug der interstellaren Absorption die zirkumstellare Absorption ergibt (die atmosphärische Extinktion ist bereits bei der Ermittlung des Balmerdekrements eliminiert worden).

Kurz nach dem Maximum, wo sich noch keine nennenswerte optisch dünne Hülle aufgebaut hat, liegt das Dekrement nahe dem theoretischen Wert von D = 2,8. Bei RJD 570 hat sich das Dekrement auf D = 8±2 erhöht. Das entspricht nach [8] einer Gesamtabsorption von A_V = (2,9±0,7) mag. Subtrahiert man davon die interstellare Absorption von knapp 0,6 mag [4], so erhält man eine zirkumstellare Absorption von (2,3±0,7) mag.

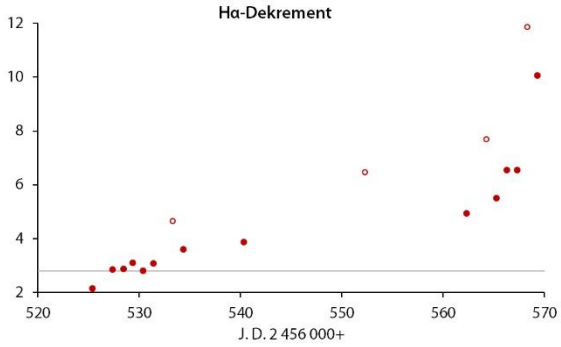

Abb. 11: Zeitliche Entwicklung des flusskalibrierten Balmerdekrements für Hα.

10. Schlussfolgerungen

Die vorliegenden Ergebnisse zur Nova Delphini 2013 wurden mit einfachem amateurastronomischem Instrumentarium ermittelt. Es kam ein parallaktisch montierter 5“-Refraktor, dass wie ein Filter eingesetzte Blazegitter StarAnalyser100 und eine Hα-empfindliche Spiegelreflexkamera zum Einsatz. Zum Erreichen eines optimalen Abstandes des Gitters von der Sensorebene der Kamera wurden vorhandene, handelsübliche Distanzhülsen und Adapter verwendet.

Um eine optimale Auflösung zu erreichen, müssen zwei Voraussetzungen erfüllt sein: Zum einen muss das Seeing möglichst niedrig sein, da bei spaltlosen Spektrographen die Luftunruhe voll zur Wirkung kommt und die spektrale Auflösung bestimmt. Zum anderen muss die lineare Dispersion in Ångström/Pixel möglichst klein sein. Der realisierte Aufbau bringt es auf 2,8 Å/Pixel. Hierzu sind drei Dinge notwendig:

- Die Pixelgröße des Sensors muss möglichst klein sein. Die verwendete DSLR-Kamera besitzt eine Pixelgröße von 4,3 µm.
- Der Abstand d zwischen Gitter und Sensor muss möglichst groß sein. Dieser betrug im zuletzt optimierten Aufbau 155 mm.
- Die Ausleuchtung des Gitters muss möglichst groß sein, denn die Zahl der ausgeleuchteten Linien bestimmt das theoretischen Auflösungsvermögen. Der StarAnalyser100 besitzt einen nutzbaren Durchmesser von x=24 mm bei 100 Linien/mm. Damit beträgt der optimale Gitter-Sensor-Abstand d = x f/D. Bei einem Öffnungsverhältnis von 1:5 (1:7,5 bzw. 1:10) beträgt der optimale Abstand d = 120 mm (180 mm bzw. 240 mm). Im verwendeten Aufbau reichte der Backfokus des Okularauszugs nicht aus, um bei d = 80 mm noch fokussieren zu können. Unter Beachtung verschiedener Reserven wurde mit Distanzhülsen ein Aufbau mit 155 mm realisiert.

Um das Signal-Rausch-Verhältnis zu verbessern, wurden bis zu 100 Aufnahmen gemittelt. Dazu wird man eine niedrige ISO-Zahl wählen, was allerdings die Belichtungszeit verlängert. Diese wird durch die Qualität der Nachführung begrenzt. Bei Autoguiding wird man deutlich länger belichten können als bei einfacher motorischer Nachführung einer mobil aufgestellten Montierung, zumal vorhandene Schneckenfehler zusätzlich begrenzen. So lag im vorliegenden Fall die Grenze bei 10 s, was zwangsläufig zu ISO-Werten von 800–1600 führte.

Mit ein wenig Mut und Experimentierfreude lässt sich mit dem preiswerten StarAnalyser100 und einer Hα-empfindlichen Kamera sehr viel erreichen. Es muss allerdings auch eingeschränkt werden, dass Novae (und vermutlich auch eine Supernova) wahrhaft reichhaltige Informationslieferanten sind. Bei einer Nova verändert sich binnen weniger Tage und Wochen so viel, dass es weniger das Equipment ist, dass einem das Vergnügen vergönnen möchte, als vielmehr das Wetter zu genau dieser Zeit. Mit einem Remote-Teleskop allein ist es hier nicht getan. Es müsste schon fest als Spektrograph aufgebaut sein, mit dem StarAnalyser100 oder 200 und einer passenden DSLR.

Referenzen

[1] Wischnewski, E., 2014. Helligkeit und Spektrum der Nova V339 Del, Astronomical Bulletin Wischnewski No.12
[2] Williams, R.E. et al., The Evolution and Classification of Postoutburst Novae Spectra. Astrophys. J. 376 (1991) 721
[3] Wischnewski, E., Photometrie und Spektroskopie der Nova V339 Del, BAV Rundbrief 2/2014
[4] Cohen, J.G., Nova Expansion Parallaxes, Astron. Soc. Pacific 4 (1988) 114
[5] Downes, R.A., Duerbeck, H.W., Optical Imaging of Nova Shells and the Maximum Magnitude-Rate of Decline Relationship, Astron. J. 120 (2000) 2007
[6] Friedjung, M., Duerbeck, H.W., Models of Classical Recurrent Novae, Nation. Assoc. Sec. School Princ. (1993) 371
[7] Santangelo, M.M. et al., Distance of nova Del 2013 from MMRD relations. Astronomer’s Telegram No. 5313 (2013)
[8] Wischnewski, E., Astronomie in Theorie und Praxis, 6. Auflage, 2013, Eigenverlag

Erik Wischnewski ist promovierter Astrophysiker und lehrt seit über 40 Jahren das Fach Astronomie und Astrophysik an Volkshochschulen, Planetarien und Sternwarten. Er ist Autor zahlreicher Fachbücher, vor allem im Bereich Astronomie.

Artikel

(Astro-)Physik mit DADOS und BACHES

Sebastian Heß
Im Hermeshain 10, 60388 Frankfurt, Germany; E-Mail: home@sebastian-hess.eu

Zusammenfassung
Der vorliegende Artikel ist eine schriftliche Zusammenfassung des Vortrags von der Aspekt 2015 in Freiburg. Der Autor auch heute noch gerne astronomische Beobachtungen, um atomphysikalische Zusammenhänge sichtbar zu machen. Deren genaue Kenntnis lässt Rückschlüsse auf unsere kosmische Nachbarschaft zu. In diesem Artikel wurden Aufnahmen verwendet, die mit dem DADOS Spaltspektrographen sowie dem BACHES Echellespektrographen erstellt wurden.

Abstract
The article is a written summary of the author's talk given at Aspekt 2015 in Freiburg. The author likes the usage of astronomical observations to illustrate atom physical relations. Whose exact knowledge allows for detailed conclusions on our cosmic neighborhood. Images used for this study were made with the long-slit spectrograph DADOS and the Echelle spectrograph BACHES.

Received: 2016-03-23, Revised: 2016-04-06, Accepted: 2016-04-07

1. Einführung

Nach wie vor ist elektromagnetische Strahlung der dominierende Informationsträger, um unsere kosmischen Nachbarschaft zu erforschen. Neuartige Zugänge, etwa über Gravitationswellen oder Neutrinos, stehen erst am Anfang ihrer Entwicklung und werden selbst im technologisch besten Fall auf besondere Ereignisse zugeschnitten bleiben. Elektromagnetische Wellen entstehen dagegen bei weitaus „normaleren" Umgebungsbedingungen und sind auch experimentell sehr viel einfacher zugänglich. Die Kenntnis der Entstehung von elektromagnetischer Strahlung sowie die Beherrschung der Werkzeuge zu deren Analyse sind die Schlüssel zum Verständnis der Vorgänge im Weltall.

Abb. 1: Der DADOS Spaltspektrograph am C8 des Autors.

2. Der DADOS Spaltspektrograph und der BACHES Echellespektrograph

An ihrem Eingang besitzen sowohl DADOS als auch BACHES ein Glimmerplättchen mit zwei bzw. drei Spalten unterschiedlichen Durchmessers. Durch die Reflektion am Plättchen kann das Bild eines eingestellten Objektes auf einer Nachführ-CCD abgebildet werden, während das vom aktiven Spalt hindurchgelassene Licht auf das Analysegitter fällt. Während der DADOS ein klassischer Spaltspektrograph mit etwas eigenwilligem Design und mittlerem Auflösungsvermögen ist, stellt der BACHES einen Echellespektrographen mit hohem Auflösungsvermögen dar. In beiden Spektrographen kommen als dispersives Element „geblazte" Gitter zum Einsatz. Dies bedeutet, dass die eingesetzten Reflexionsgitter leicht schräge Spiegelflächen besitzen. Hierdurch wird das Licht bevorzugt in eine der vielen Beugungsordnungen reflektiert. Dient das Prinzip beim DADOS ausschließlich der Effizienzsteigerung, so ist es beim BACHES Teil der Funktionsweise. Echellespektrographen nutzen, dass das Auflösungsvermögen eines Spektrographen mit zunehmender Ordnung steigt. Bei den dabei genutzten flachen Beugungswinkeln kommt es jedoch zu Überlappungen mehrerer Beugungsordnungen. Erst durch ein weiteres, im rechten Winkel dazu stehendes Gitter, können diese wieder auseinandergezogen werden („Crossdisperser"). Dies hat den Vorteil, dass trotz höchster Auflösung das komplette Spektrum gleichzeitig scheinbar „gefaltet" auf dem Chip abgebildet wird.

Abb. 2: Der BACHES Echellespektrograph an der zwischenzeitlich etwas gewachsenen Ausrüstung des Autors.

Kann der DADOS noch bequem mit einer einfachen Neon-Glimmlampe kalibriert werden, greift der Hersteller des BACHES - ganz wie die heutigen Profis - auf eine Thorium-Argon-Lampe zurück, deren Linienvielfalt schlicht atemberaubend ist. Ihr Licht wird entweder direkt mit der Lampe am Gerät eingebracht oder über eine remote- und skriptfähige Einkopplungsvorrichtung (Remote Calibration Unit - RCU) über ein Glasfaserkabel. Nach anfänglicher Skepsis bin ich inzwischen begeistert, da sich durch die Anwendung einfacher Skripte vor und nach der Aufnahme automatisch ständig kalibrieren lässt. Etwaige Bewegungen des Spektrographen oder die stark dominierenden Temperaturveränderungen können so „herauskalibriert“ werden.

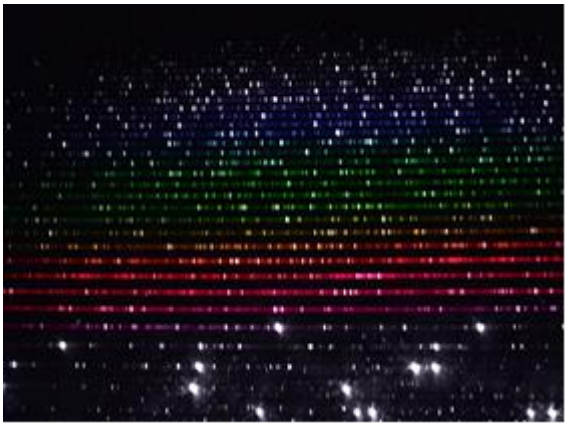

Abb. 3: Typisches Thorium-Argon-Spektrum. Zur Anschauung unter Einsatz eines Filterrades „in Bunt“. Jeder einzelne horizontale Streifen ist eine Beugungsordnung.

Es soll nicht verschwiegen werden, dass die Auswertung ein wenig Fingerspitzengefühl bedarf und die mitgelieferten Routinen keine Selbstläufer sind. Mit ein wenig Übung und auch dank der inzwischen sorgfältig erstellten Erläuterungen von Bernd Koch sind der Auswertung jedoch keine Grenzen gesetzt und die Auswertung der nicht linear angeordneten Ordnungen „verliert ihren Schrecken“. Im Folgenden werden verschiedene Zielobjekte, die je nach Rahmenbedingungen (Helligkeit, benötigte Auflösung) mit DADOS oder BACHES aufgenommen wurden, verglichen. Besonderer Wert wird auf die bereits erwähnte atomphysikalische Deutung gelegt.

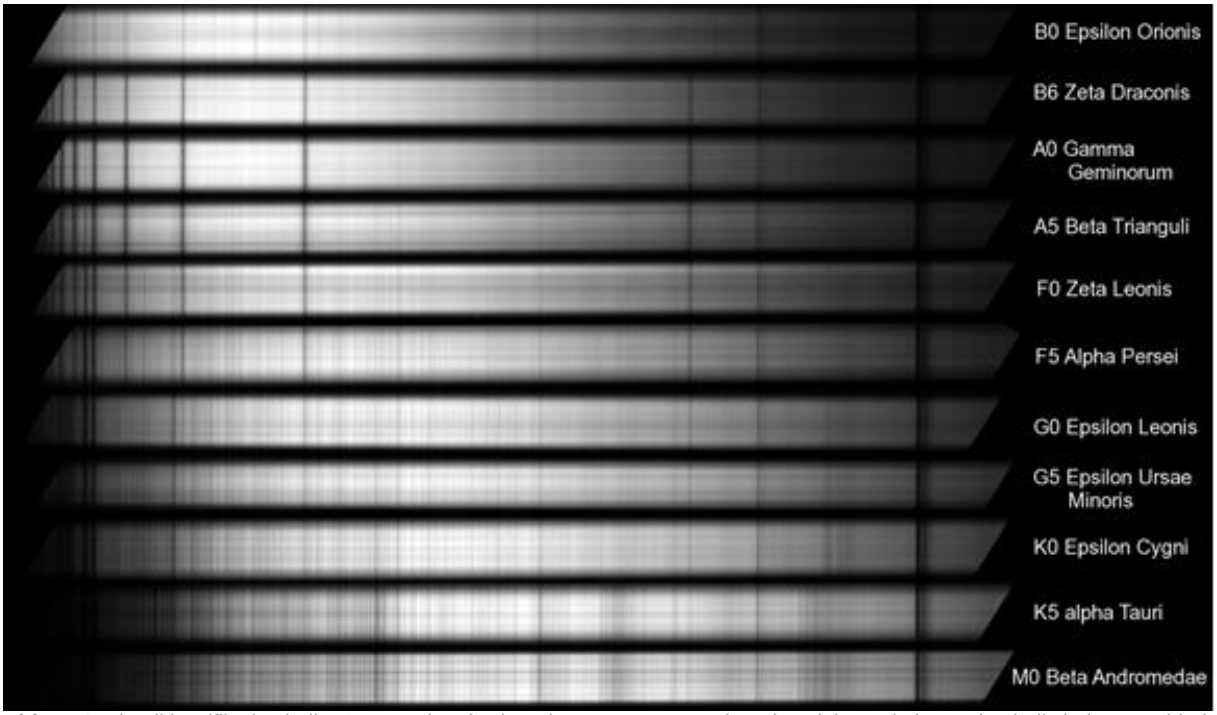

Abb. 4: Spektralklassifikation heller Sterne mit aufsteigender Temperatur. Neben den Linienvariationen durch die bei unterschiedlichen Temperaturen variierenden Besetzungen der Ausgangszustände, kann mit (nach oben) steigender Temperatur eine deutliche Verschiebung des Intensitätsmaximums in den blauen Bereich (nach links) beobachtet werden. Die Spektren wurden unter gleichen Bedingungen aufgenommen.

3. Spektralklassen

Der Klassiker für die Darstellung von An- und Abregung in den äußeren Sternatmosphären ist die Einteilung in die Spektralklassen. Je nach zur Verfügung stehender thermischer Energie sind die Elektronen auf den notwendigen Bahnen oder nicht. Bei Wasserstoff muss beispielsweise die zweite Bahn (*n*=2) besetzt sein, um die typischen Balmerlinien sehen zu können.

Insbesondere bei zu hohen Temperaturen können die Atome aber auch ionisiert sein. Diese Atome stehen dann nicht mehr für Anregung im visuellen Spektralbereich zur Verfügung. Hierdurch entstehen bzw. verschwinden Linien in den Spektren in Abhängigkeit von der Temperatur und die Spektralklassen der Sterne bilden sich aus (siehe Fig.4, DADOS, Gitter 300 Linien/mm).

4. Dopplerverschiebungen

Arbeitet man mit etwas höherer Auflösung, etwa dem 900 Linien/mm Gitter des DADOS, so zeigen sich einzelne Linien mit derartiger Auflösung, dass die Dopplerverschiebung von Doppelsternen sichtbar gemacht werden kann. Zur Illustration seien zwei Aufnahmen von β Aurigae gezeigt, bei denen die Veränderungen bei einer Umlaufperiode von 3,96 Tagen schon nach einem Tag zu erkennen sind (Abb. 5). In Verbindung mit einer Helligkeit von 1,9 mag stellt β Aurigae ein spannendes Ziel für spektrographisch interessierte Amateurastronomen dar, da bereits innerhalb einer Nacht auch mit kleineren Spektrographen und Teleskopen eine deutliche Verschiebung der beiden Linien zueinander sichtbar wird.

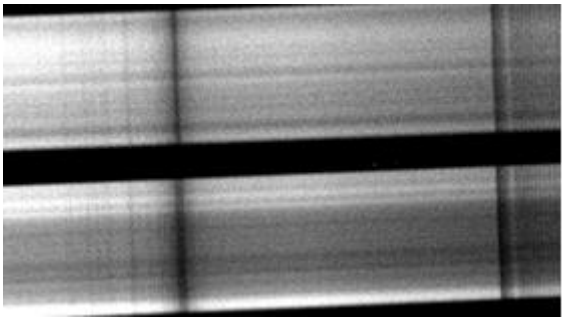

Abb. 5: β Aurigae: Im Gegensatz zu den tellurischen Linien der Atmosphäre (rechts), ist die Hα Linie nach einem Tag doppelt zu erkennen.

Ein weiterer Klassiker ist die Messung der Eigenrotation des Jupiters durch Nutzung der Dopplerverschiebung der sich auf uns zu- bzw. wegdrehenden Ränder (Abb. 6). Bei Einsatz des BACHES lässt bereits eine grobe Abschätzung mit pixelgenauer Ablesung und Nutzung der nicht-relativistischen Dopplerformel

$$v = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \times c \qquad (1)$$

eine scheinbare Differenzgeschwindigkeit beider Seiten zueinander von (51,9 ± 7,4) km/s ablesen. Reduziert man dieses Ergebnis auf die Geschwindigkeit einer Flanke (Faktor 0,5) und berücksichtigt, dass sich der Dopplereffekt sowohl bei Absorption als auch bei Emission auswirkt (weiterer Faktor 0,5), kommt man auf (13,0 ± 1,9) km/s unter grober Abschätzung der Fehler. Der Literaturwert liegt bei 12,6 km/s. Ein „Quick and Dirty“ Ergebnis, das sich sehen lassen kann.

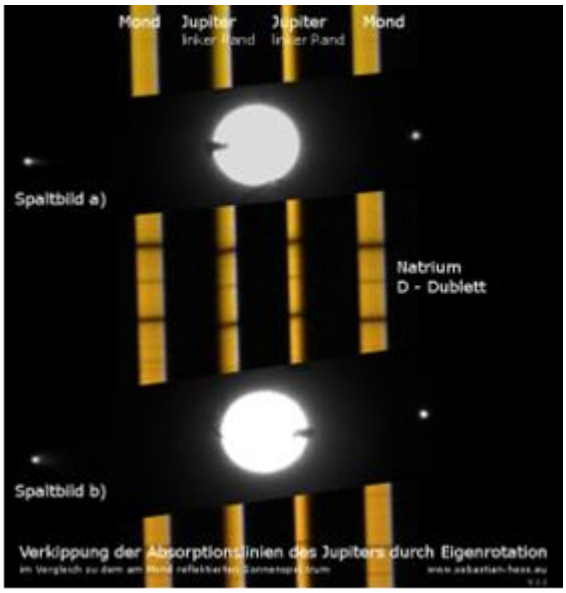

Abb. 6: Gegenüber den Mondspektren auf der linken und rechten Jupiterseite zur Kalibration sind die Absorptionslinien an den Flanken des Jupiters, durch die Dopplerverschiebung aufgrund der Eigenrotation, gekippt. Die (überbelichteten) Jupiterscheiben geben Aufschluss über die Position des Spaltes.

Wieder zurück zum DADOS: Bei der allgemein mit viel Aufmerksamkeit bedachten Supernova SN2014J in M82, die eine der hellsten, weil nächsten Supernovae der vergangenen Jahrzehnte darstellte, werden die für eine Supernova Typ Ia typischen breiten Absorptionslinien in dem vom Himmelshintergrund bereinigten Spektrum sichtbar (Inset Abb.7). Besonders in der roten, stark ausgeprägten Absorptionslinie des Si II spiegelt sich die Dopplerverbreiterung durch die mit hoher Geschwindigkeit in alle Raumrichtungen geschleuderte Materie wieder.

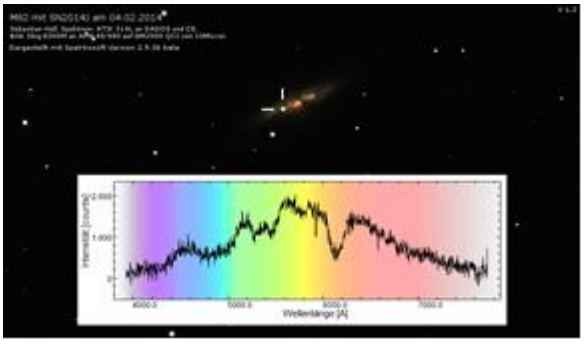

Abb. 7: Die Supernova SN2014J in M82, (Bild parallel mit einem Refraktor aufgenommen) und ihr Spektrum.

5. Verbotene Linien

Bei den bisher betrachteten stellaren Absorptionslinien wird Licht durch atomare An- und Abregungsprozesse netto aus dem Weg zum Beobachter entfernt, da die Abstrahlung in jede Raumrichtung erfolgt und nicht zwangsweise wieder in Richtung des Beobachters. Daher erscheinen die Linien in Sternspektren dunkel. Im Gegensatz dazu wird sichtbares Licht in Gasnebeln überhaupt erst durch Konversionsprozesse aus starker UV- und Partikelstrahlung erzeugt. Hierbei spielt besonders Ionisation eine Rolle. Bei der anschließenden Rekombination der freien Elektronen und vielen aufeinander folgenden niederenergetischeren Übergängen wird die UV-Strahlung allmählich – auch in den visuellen Bereich - „niedergebrochen“. Auch Lumineszenz, bei der es nicht zur Ionisation, sondern zur Anregung ebenfalls mit den sogenannten Kaskadenübergängen in der Folge kommt, liefert einen Beitrag. Am Ende entstehen so die sichtbaren Emissionslinien.

Ein ganz besonderes Feld interstellarer Emissionslinien stellen die mit eckigen Klammern „[]“ notierten sogenannten „Verbotenen Linien“ dar. Das unter Amateurastronomen bekanntestes Beispiel sind die bläulich-grünlichen [OIII] Linien des zweifach ionisierten Sauerstoffs, welche besonders in Planetarischen Nebeln (PN), aber auch in den oberen Atmosphärenschichten der Erde durch den Sonnenwind zum Leuchten angeregt werden. Zusammen mit dem rötlichen Leuchten des einfach ionisierten Stickstoffs [NII] wird es dort in Form von Polarlichtern sichtbar. Bereits hier kann man erkennen, dass die Dichte des umgebenden Mediums eine Rolle spielt, da die roten Polarlichter in deutlich größerer Höhe entstehen als die Grünen. Im Vergleich zu den erlaubten Linien lassen verbotene Linien somit aussagekräftige Rückschlüsse auf die Umgebungsdichte ihrer Entstehungsgebiete zu. Dies liegt daran, dass die involvierten langlebigen sogenannten „metastabilen“ atomaren Zustände nur dann Licht aussenden, wenn sie aufgrund der geringen Dichte keine anderen Atome als Stoßpartner finden. Auf diese könnten sie dann ihre Übergangsenergie ohne Aussendung von Licht übertragen.

Der Drehimpuls der am Strahlungsprozess involvierten Elektronen spielt eine große Rolle. Möchte man sich den Drehimpuls der Elektronen klassisch vorstellen, kann man deren Bewegung mit dem Planetensystem vergleichen. Der Drehimpuls eines Planeten berechnet sich aus der Bewegung senkrecht zum Bezugspunkt, multipliziert mit dessen Entfernung. Bei besonders elliptischen Bahnen wird der Abstand zum Bezugspunkt merklich größer, die Bewegungskomponente nimmt dafür ab. Der Drehimpuls ist zu jedem Zeitpunkt erhalten. Allerdings kann man leicht berechnen, dass jede unterschiedlich elliptische Bahn durch einen anderen Drehimpuls charakterisiert wird. Im Atom sind die möglichen Ellipsenbahnen der Elektronen nicht kontinuierlich, sondern ähnlich der Energie quantisiert. Sie kommen also nur in abgezählten Zuständen vor. Zu jedem Hauptzustand (normalerweise das Energieniveau) *n* gibt es mehrere mögliche Drehimpulse *l* (Ellipsenbahnen). Beim niedrigsten nur einen (kreisrund), beim zweiten zwei, (kreisrund und leicht elliptisch) usw.

Da auch Lichtteilchen einen messbaren Drehimpuls besitzen, muss sich der Drehimpuls eines Atoms grundsätzlich ändern, wenn ein Lichtteilchen ausgesendet oder empfangen wird. Ansonsten wäre die Drehimpulserhaltung verletzt. Das Atom kann dies am Einfachsten, indem sich die Bahn des Elektrons ändert. Etwa von kreisrund zu elliptisch oder umgekehrt. Bei Zuständen, bei denen nur Kreisbahnen existieren, sind Übergänge besonders schwer; sie sind „verboten“ oder auch „metastabil“. Dass es überhaupt einen Übergang gibt, ist nur durch Einführung des „Spins“ des Elektrons zu erklären. Klassisch wäre dies die Eigenrotation des Elektrons oder Kreisels. Der Spin ist recht stabil und nur schwer umzukehren. Aber wenn er seine Ausrichtung ändert (Spin-Flip), stellt diese Änderung eine Alternative zur Anpassung der Elliptizität der Elektronenbahn dar. Fast alle verbotenen Übergänge sind der Gestalt.

Aus all diesen Dingen folgt, dass verbotene Linien nur in dünnem Medium angeregt werden, in dem ausreichend Strahlungsenergie zur Anregung vorliegt: etwa in Planetarischen Nebeln (PN) oder Galaxien mit Aktiven Galaktischen Kernen (AGN), in denen die Akkretionsscheibe genug hochenergetische Strahlung erzeugen, um einen Großteil des dünnen interstellaren Mediums zum Leuchten anzuregen. Der Vergleich der erlaubten zu den verbotenen Linien

stellt hier das wesentliche diagnostische Werkzeug dar.

Abb. 8 zeigt das Emissionsspektrum des Saturnnebels (NGC 7009) aufgenommen mit dem DADOS mit 300 Linien/mm. Neben der Existenz der verbotenen Linien ist auch das ausgeprägte Kontinuum von gewissem Interesse, welches durch Einfangprozesse sowie Stöße zwischen Elektronen und hauptsächlich Protonen (=Wasserstoff-Ionen) entsteht.

Abb. 8: Das Spektrum des Saturnnebels mit [OIII] Linien, Balmerserie von Hα bis Hδ, neutralem Helium sowie [NII].

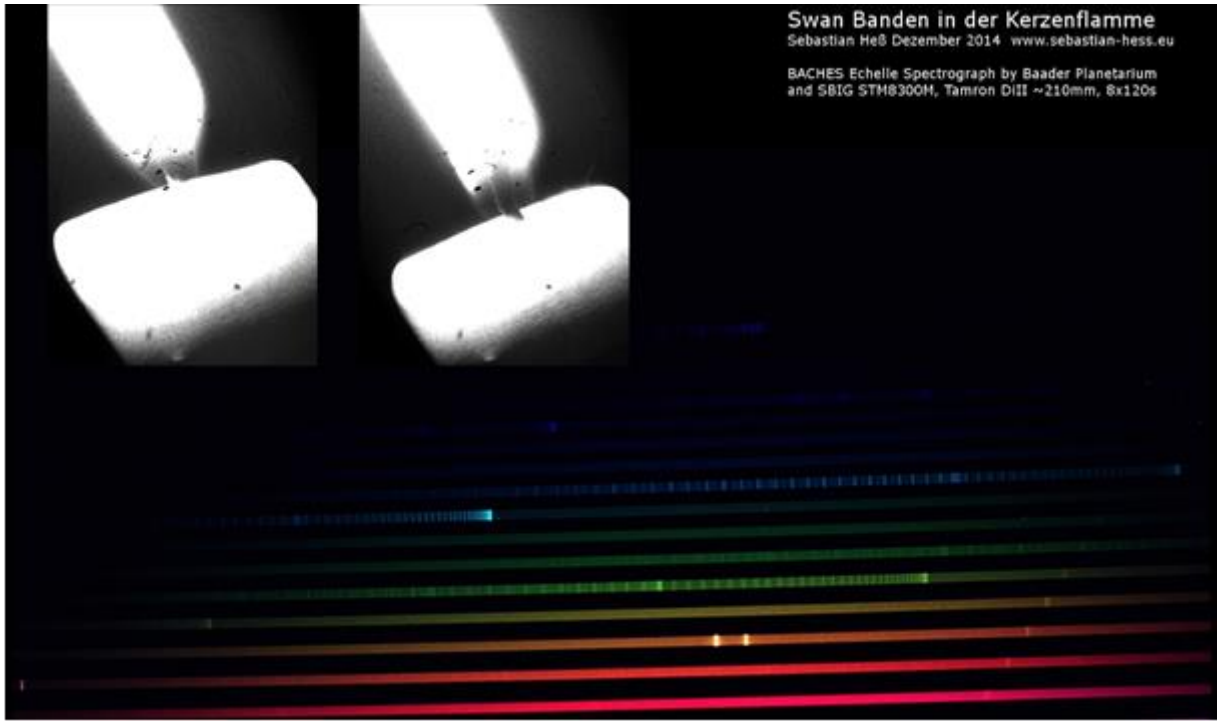

Abb. 9: Hochaufgelöstes BACHES Spektrum einer Kerzenflamme: Neben dem kontinuierlichen Schwarzkörperspektrum kleinerer, unvollständig verbrannter Rußpartikel sowie dem dominanten Natrium-Duplett aus dem allgegenwärtigen (Koch-)Salz (gelb), werden die bläulichen und grünlichen Rotationsbanden des C_2 sichtbar. Oben links Die Kerzenflamme bei Beginn, rechts bei Abschluss der Aufnahme. Deutlich sichtbar die beiden Spalte des BACHES Glimmerplättchens, von denen für die Aufnahme der Schmalere (obere) aktiv war.

6. Swan-Banden in der Kerzenflamme und am Himmel

Ausgestattet mit einem Objektiv eignet sich der BACHES auch für Spektrographie terrestrischer Lichtquellen. Auf eine Kerzenflamme ausgerichtet wird nach insgesamt vier zweiminütigen Aufnahmen die Ursache des blauen Leuchtens am Flammenansatz sichtbar: Es handelt sich um die sogenannten Swan-Molekülbanden, benannt nach William Swan, der 1856 als erster die Verbrennung von Kohlenwasserstoffen spektroskopisch untersuchte. Sie entstehen bei unvollständiger Verbrennung des Kohlenstoffs zu C_2. Der Ursprung des quantisierten Leuchtens in Form der Vibrationsbanden des C2 blieb allerdings noch eine Weile bis 1927 verborgen.

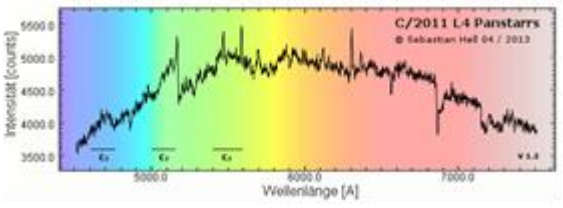

Abb. 10: C/2011 L4 Panstarrs mit dem DADOS. Wenn auch nicht so gut aufgelöst wie mit dem BACHES, sind auch hier deutlich die Swan Banden des C_2 im grün-blauen Bereich des Spektrums erkennbar.

Am Himmel sehen wir diese Banden beispielsweise in Kometen oder Kohlenstoffsternen, bei denen – ähnlich zur Kerzenflamme - die Oxidation mangels Sauerstoff unvollständig verläuft und so ausreichend C_2 produziert wird. Die Farbe der Kometen wird daher oft durch ein grünlich-blaues Leuchten dominiert (siehe Abb. 10).

Abb. 11 zeigt einen Kohlenstoffstern (VY UMa), der deutlich die Swan-Banden zeigt, im Vergleich zu einem M-Stern (µ UMa) ähnlicher Temperatur. In der Atmosphäre des M-Sterns gibt es Sauerstoff, so dass kaum C_2 entstehen konnte.

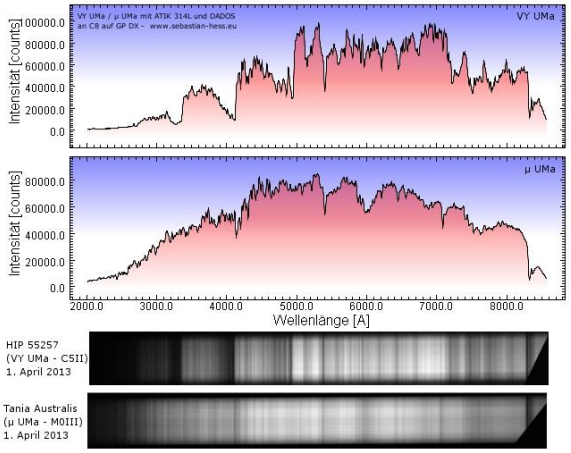

Abb. 11: Oben: VY UMa, ein Kohlenstoffstern mit deutlichen Swan – Absorptionslinien. Unten: Im Vergleich ein M-Stern mit ähnlicher Temperatur, allerdings mit mehr Sauerstoff, so dass zwar Moleküle, aber kaum C_2 entstehen konnte.

7. Fazit

Unter Einsatz von spektrographischen Komplettsystemen lässt sich mit verhältnismäßig geringem Aufwand spannende (Atom-)Physik am Himmel und im heimischen Wohnzimmer beobachten. Deren Kenntnis erlaubt Rückschlüsse auf die physikalischen Umgebungsparameter am Ort der Entstehung. Elektromagnetische Strahlung ist der entscheidende Informationsträger bei der Erforschung unserer kosmischen Nachbarschaft. Daher ist zu erwarten, dass der immer leichtere Zugang zu fortschrittlichen spektrographischen Technologien – wie dem Echellespektrographen - zu immer relevanteren amateurastronomischen Beiträgen zu aktueller astronomischer Forschung führen wird.

Weitere Hintergrundinformationen zu den hier dargestellten Themen sowie aktuelle Spektren finden sich auf meiner Webseite www.sebastian-hess.eu

Sebastian Heß ist promovierter Physiker und hat sich vor allem an Teilchenbeschleunigern mit atomphysikalischen Prozessen - auch der Entstehung von Licht - beschäftigt. Schon während seiner Diplomarbeit war er auch "astronomisch unterwegs". Daher liegt sein besonderes Interesse auf der Vermittlung und Visualisierung atomphysikalischer Prozesse "im Himmel und auf Erden".

High resolution spectroscopy of Algol

Bernd Bitnar
Heinrich-Heine-Str. 2E, 01728 Bannewitz, Germany, Email: bernd.bitnar@gmx.de

Abstract
First results obtained with a Lhires III high resolution spectrograph mounted to a C 8 telescope are presented. The line shape of a highly resolved Hα line is shown and it is discussed, which physical parameters can be obtained from the line profile. The accuracy of radial velocity measurements is investigated by the determination of the heliocentric velocity of Vega. Finally, Algol spectra from October 2014 to January 2015 were taken. The radial movement of the main component of this binary system was studied and an emission structure was observed that probably originates from mass transfer between the two components.

Zusammenfassung
Erste Ergebnisse werden vorgestellt, die mit einem Lhires III Spektrografen an einem C 8 Teleskop gewonnen wurden. Dabei wird zunächst das Profil einer hochaufgelösten Hα Linie gezeigt und erörtert, welche physikalischen Parameter sich daraus bestimmen lassen. Die Genauigkeit der Bestimmung von Radialgeschwindigkeiten wird anhand der Messung der heliozentrischen Geschwindigkeit von Wega untersucht. Schließlich werden Spektren von Algol gezeigt, die im Zeitraum zwischen Oktober 2014 und Januar 2015 aufgenommen wurden. Es wurde die zeitliche Entwicklung der Radialgeschwindigkeit der Hauptkomponente gemessen. Weiterhin wurde eine Emissionslinie beobachtet, die vermutlich auf einen Massentransfer zwischen den beiden Komponenten zurückzuführen ist.

Received: 2015-12-02, Revised: 2016-02-28, Accepted: 2016-02-29

1. Experimental setup

For all of the presented spectra a Lhires III high resolution spectrograph [1] mounted to a C 8 telescope was used. The spectrograph was working with a 2400 l/mm grating and a 23 µm wide slit.
The spectra were taken with a Σ 1603 CCD camera with 1.6 MPixel and 9 x 9 µm² pixel size. For guiding a StarlightXpress Lodestar camera was used coupled to the guiding port of the Lhires. The typical exposure time for the spectra of Algol was 900 s.
The pre-processing of the CCD images was done with AIP4WIN. For the extraction and calibration of the spectra vspec [2] was used. The removal of the telluric H_2O lines (drying) and the fine calibration of the wavelength was carried out with SpectroTools [3].

2. Line profile of Hα

The first spectrum that was taken with the setup described above shows the Hα line of Vega (α Lyr). Figure 1 shows the calibrated spectrum after drying.

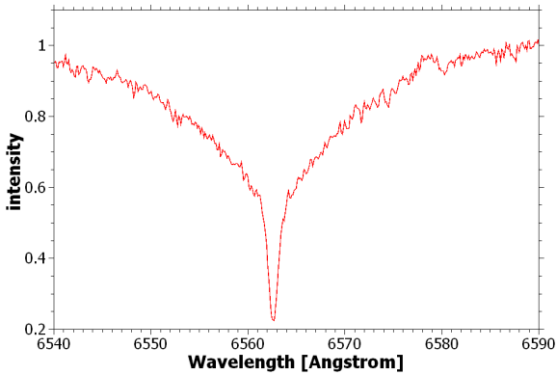

Fig. 1: Spectrum of Hα line of Vega, 300 s exposure time.

The Hα line shows a broad characteristic shape. In the following the shape of the Hα line will be discussed. Table 1 shows a list of physical parameters and their influence on the shape of a spectral line [4].
The natural line width is independent from the wavelength and far below the resolution of the spectrograph.

The gravitation redshift at the star's surface depends on the spectral type. For main sequence stars it is not detectable with amateur equipment. Further, no elliptical shape of the Hα line is visible in the spectrum, so rotation has no influence on the line profile.

Physical parameter	Consequence
Natural line width	$\Delta\lambda$ = 1.2 10^{-4} Å
Pressure broadening	Lorentzian profile
Doppler broadening	Gaussian profile
Rotation	Elliptic profile
Gravitation redshift	$\Delta\lambda/\lambda$ = 10^{-6} (sun)

Tab. 1: List of physical parameters that determine the shape of a spectral line.

By empirical trials with the fit functions of the program qti-plot a sufficient fit of the central core of the Hα line by a Gaussian *G*

$$G(x) = y_{0G} + \frac{A_G}{w_G} \cdot \sqrt{\frac{2}{\pi}} \cdot \exp\left(-2\left(\frac{x-x_C}{w_G}\right)^2\right) \qquad (1)$$

and the outer wings of the profile by a Lorentzian function *L*

$$L(x) = y_{0L} + 2 \cdot \frac{A_L}{\pi} \cdot \frac{w_L}{(4(x-x_C)^2 - {w_L}^2)} \qquad (2)$$

could be achieved. *x* denotes the wavelength. Fit parameters are the wavelength of the line center x_c, the width w_G of the Gaussian and w_L of the Lorentzian, furthermore fit parameters y_{0G}, y_{0L}, A_G and A_L.

Figure 2 shows the Hα line of the spectrum of figure 1 together with a Gaussian fit of the line core (blue) and a Lorentzian fit of the line wings (green). The good agreement shows, that the Hα line profile of Vega is determined mostly by the temperature and the pressure in the photosphere.

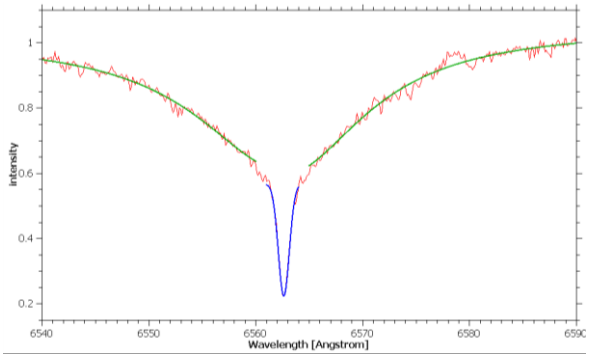

Fig. 2: Spectrum of Hα line of Vega with a fit of a Gaussian function to the line core (blue) and a Lorentzian function to the line wings (green).

The mathematically correct fit of a spectral line with Doppler and pressure broadening as shown in Figure 2 would be achieved by a convolution of a Gaussian and a Lorentzian. In the following, a simplification is used by fitting such a line by the sum

$$F(x) = G(x) + L(x) \qquad (3)$$

This simplification is allowed if used only as a guide to the eye to visualize temporal variations of a line profile, as will be shown later for the Algol system.

3. Accuracy of radial velocity measurements

For the wavelength calibration of the spectra two calibration lamp spectra were compared to each other: the internal Ne lamp of the Lhires spectrograph, which can be placed in front of the slit, and a Relco 480 glow discharger [5] that was mounted in front of the telescope aperture. The drying procedure with SpectroTools allows a fine tuning of the calibration to achieve an optimum match to the telluric H_2O lines of the implemented model. It was found that the offset of the calibration function was always < 0.05 Å when the Ne calibration lamp was used. The offset for spectra calibrated with the Relco lamp showed a large scattering from spectrum to spectrum. Therefore, only the Ne lamp was used to calibrate the Hα spectra.

From calibrated Hα spectra the wavelength xc of the Hα line can be determined by a Gaussian fit. By using the Doppler equation, the radial velocity

$$v_R = \frac{x_c - \lambda_0}{\lambda_0} \cdot c \qquad (4)$$

can be determined. Here, λ_0 denote the laboratory wavelength of a specific line and *c* the vacuum speed of light.

In figure 3 the temporal change of the radial velocity of the Hα line of Vega between July and October 2014 is shown.

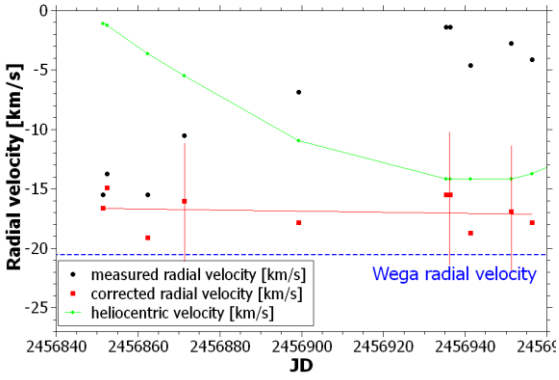

Fig. 3: The change of the radial velocity of the Hα line of Vega is shown for the period July – October 2014 (black symbols). After correction of the heliocentric velocity (green) the resulting corrected radial velocity (red) is given. For comparison the blue dotted line indicates the radial velocity of Vega from literature [6].

The measured radial velocity has to be corrected due to the movement of the earth around the sun – by the so called heliocentric velocity. In figure 3 the velocity correction is shown with green symbols as calculated with the vspec software. After correction of the heliocentric velocity the resulting radial velocity (red symbols) can be compared to the radial velocity of Vega from [6].

The average radial velocity from the measurement is (16.9±1.4) km/s. Compared with the literature value of 20.6 km/s a systematic offset of about 4 km/s is evident. Because this systematic offset is larger than the calibration accuracy using the Ne lamp – < 0.05 Å offset were found to fit the telluric lines corresponding to an error of < 2.3 km/s – a small deviation of the Hα line core from a Gaussian profile could be the reason for this systematic error. In summary, an accuracy for the determination of the radial velocity from the Hα line center of ± 5 km/s is assumed. This accuracy is shown as error bars in figure 3 and will be taken into account for the following measurements.

4. Radial velocity of the main component of Algol

The well-known variable star Algol (β Per) was the target for a spectroscopic investigation between October 2014 and January 2015. Algol is an occultation binary system. Some physical parameters of the Algol system from reference 7 are listed in table 2. Algol is a binary system with a hot B8 primary and a cool K2 secondary component. Due to an inclination close to 90° the cool component causes an eclipse for a terrestrial observer with a period of about 2.9 days.

HD	19 356
Brightness (V) [mag]	2.12
Spectral type	B8V + K2IV
Mass [sun mass]	3.6 + 0.79
Radius [sun radius]	2.3 + 3.0
Temperature [K]	12000 + 4500
Radial velocity V [km/s]	4.0
Periode [d]	2.8673
Inclination	97.69°
Excentricity	0.02
K_1 [km/s]	44.0

Tab. 2: List of physical parameters of Algol.

A visualization of the geometrical orientation of the two stars for an observer can easily be computed by putting the parameters from table 2 into the eclipse simulator [8]. The eclipse simulator further shows a theoretical light curve of the system. In the following the definition of the phase from the eclipse simulator is used with phase 0 at the eclipse time.

Figure 4 shows the spectra taken during the observation campaign in one plot. The specific spectra were shifted in vertical direction relative to the phase for clarity. The x-axis gives the radial velocity of the Hα line calculated from (4). By using this scaling the radial velocity of structures in the Hα line can easily be read, but one has to take care that the scaling is only valid for the Hα line itself. This kind of scaling is not valid for spectral structures other than Hα!

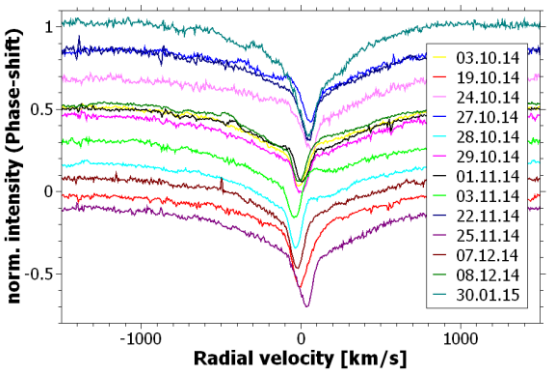

Fig. 4: Spectra of Algol from October 2014 until January 2015. The x-axis gives the radial velocity with respect to the Hα line. The spectra were offset vertically relative to the phase.

From Figure 4 temporal variations of the position as well as the shape of the Hα line is clearly visible. The Hα absorption line is caused by the B8 primary component. In the spectrum of a K2 star like the Algol secondary component the Hα line is mostly invisible [5]. Thus the variation of the position of the Hα line shows the radial movement of the B8 star.

To analysis the orbital movement of the B8 component the radial velocity of each Hα spectrum was determined by using a Gaussian fit to the core of the specific line. The resulting radial velocities are plotted as a function of the phase for each observation in figure 5 (red symbols). Because the orbit of Algol is mostly circular (see table 2) the theoretical radial velocity of the orbital movement can be fitted by a simple cosine function:

$$v_R = K_1 \cdot \cos(2\pi\varphi + w) + v \qquad (5)$$

with the phase φ, the amplitude K_1 = (49 ± 2) km/s, the average readial velocity v = (6.4 ± 1.6) km/s and the phase offset w = (1.7 ± 0.1).

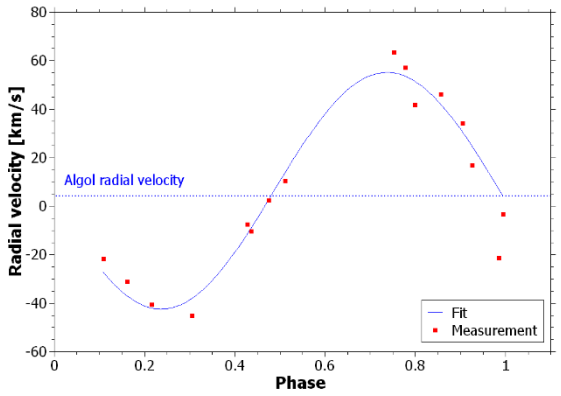

Fig. 5: Radial velocity of the B8 component of Algol as a function of the phase extracted from the Hα line (red symbols). For comparison a cosine fit is shown (blue line).

By comparing the extracted orbit parameters K_1 and v from the spectra with the data from table 2 considering the accuracy of the determination of the radial velocity of ± 5 km/s a very good agreement was found. The theoretical phase shift from the definition of phase 0 at the eclipse time is $\pi/2 = 1.57$, which is close to the measured value of w.

This result confirms a high quality of the procedure of spectral calibration and evaluation. In the next chapter an investigation of the variation of the shape of the Hα line will be given.

5. Emission structure in the Algol system

The two components of Algol are very close together, so that a mass transfer from the K2 star to the B8 primary star occurs [9]. By looking to the spectra in Figure 4 a temporal variation of the shape of the Hα profile is visible. Especially, the spectra close to the phase positions 0.25 and 0.75 show a significant deviation from a symmetrical Hα line profile. In the following, this variation will be studied in more detail. For that, four spectra at specific phase positions were chosen.

Figure 6 shows the first Hα line profile at phase 0.43 that is relatively close to the situation at phase 0.5, in which the B8 main component is located between the K2 companion and the observer. It is expected that the spectrum in this orbit position is strongly dominated by light of the B8 star. Because the spectral type B8 is very close to A0 – the spectral type of Vega – the Hα line profile should look very similar. Therefore, the Hα line profile can be fitted well by using (3) by an addition of a Gaussian and a Lorentzian function. Small asymmetric deviations from the symmetrical model are visible in the inner part of the line wings.

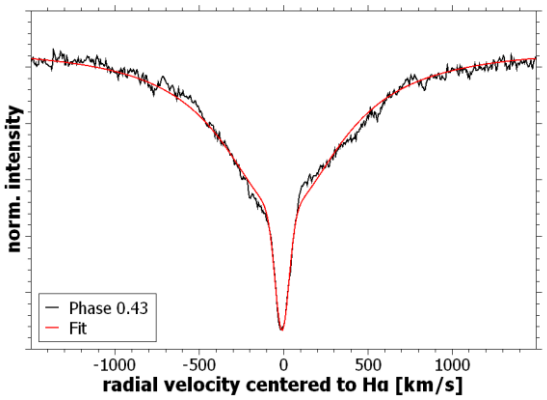

Fig. 6: Spectrum of the Hα line of Algol for phase 0.43. The shape of the Hα line can be fitted well by the equation 3.

The next interesting point of the orbital trajectory is the eclipse at phase 0. Figure 7 shows a spectrum at phase 0.91 that is close to the eclipse situation. The Hα line profile is very symmetrical. The fit according to (3) describes very well the spectral profile. The Hα line shows the shape expected for the B8 component, although its light is partly shaded by the companion during the eclipse. Indeed, the spectrum of a cool K2 star shows mostly no Hα absorption line [5].

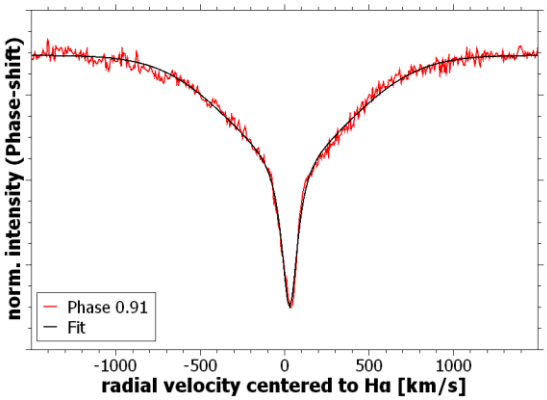

Fig. 7: Spectrum of the Hα line of Algol for phase 0.91 close to the eclipse point.

In figure 8 the spectrum at phase 0.22 is shown, in which both stars are visible side by side. The fit according to equation 3 shows clearly a deviation of the observed profile from the model. This is caused by an emission line with a radial velocity of +90±10 km/s. The spectrum at phase 0.78 is shown in figure 9. Here, the emission structure is visible as well, but with a blue shifted radial velocity of -85±10 km/s and weaker than at phase 0.22.

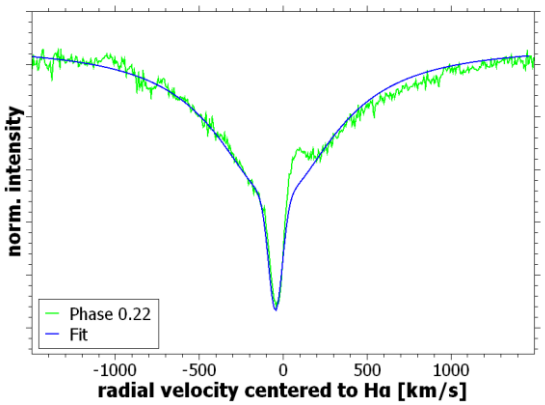

Fig. 8: Spectrum of the Hα line of Algol at phase 0.22. The deviation from the Gaussian and Lorentzian fit shows clearly an emission structure with a radial velocity of +90±10 km/s.

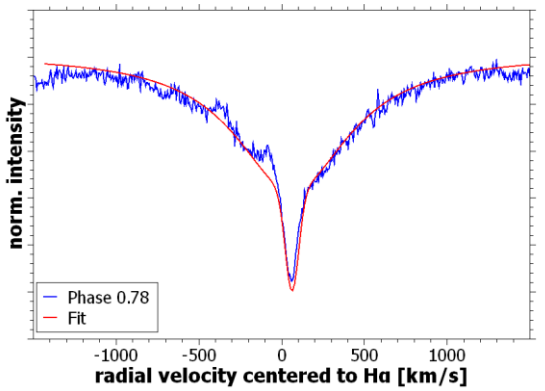

Fig. 9: Spectrum of the Hα line of Algol for phase 0.78. The deviation from the Gaussian and Lorentzian fit shows an emission line with a radial velocity of -85±10 km/s.

It is assumed that the line is emitted by a hot spot in an accretion disc around the B8 star, caused by mass transfer from the K2 companion. The asymmetric deviation from the profile fit in figure 6 could be caused from this emission, as well. Additional spectra of the Hα line show a quite weaker emission signal than Hα.

6. Summary and outlook

From the investigation of the temporal variations of the Hα line of Algol the radial velocity of the B8 main component could be measured. The comparison to the theoretical orbital movement of the binary system shows a good agreement within the measurement accuracy of the radial velocity of ±5 km/s.
The Hα profile shows an emission line that was observed strongly at the phase positions 0.22 and 0.78.

To investigate this emission structure further, more spectra should be taken close to the phase positions 0.25 and 0.75. It should be investigated, if the emission structure is stable or shows some temporal variations over a longer period of time. In addition, spectra with a better time resolution should be taken to determine the phase positions, at which a maximum of the emission occurs.

Acknowledgments

I thank Ulrich Waldschläger, Christian Brock, Enrico Gerlach and Steffen Grundmann for a lot of fruitful discussions and Robert Heinz from Palitzsch Museum in Dresden/Prohlis to provide us a pleasant meeting room at the museum.

References

[1] http://www.sheliak.com
[2] http://astrosurf.com/vdesnoux/
[3] http://www.peterschlatter.ch/SpectroTools
[4] Voigt, Abriß der Astronomie, BI Wissenschaftsverlag 1991
[5] www.ursusmajor.ch/astrospektroskopie/richard-walkers-page/index.html
Glow starter Relco SC 480, Atlas of emission lines
Analyse und Interpretation astronomischer Spektren
Spektralatlas für Amateurastronomen
[6] http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/
[7] 9th Catalogue of spectroscopic binary orbits, http://sb9.astro.ulb.ac.be
[8] http://astro.uni.edu/classaction/animations/binaryvariablestars/ecclipsingbinarysim.html
[9] Scheffler und Elsässer, Physik der Sterne und der Sonne, BI Wissenschaftsverlag 1984

Bernd Bitnar is a physicist, and professionally he is working in the development of solar cells. As an amateur astronomer he has many years of experience in deep sky photography. In recent years, stellar spectroscopy from his own small observatory became a new astronomical challenge.

Off-the-shelf Echelle spectroscopy: Two devices on the test block

Thomas Eversberg
Schnörringen Telescope Science Institute, 51545 Waldbröl, Germany, Email: thomas.eversberg@stsci.de

Abstract
Today, various Echelle spectrographs for small telescopes are available in the market. These instruments are ready-to-use including respective data reduction chains. Manufacturers claim that their compact instruments can deliver professionally usable data for very low prices. The present text illuminates extensive tests of the two most popular Echelle spectrographs for small telescopes performed by two professional groups.

Zusammenfassung
Heutzutage sind verschiedene Echelle-Spektrografen für kleine Teleskope inklusive entsprechend angepasster Werkzeuge zur Datenreduktion am Markt erhältlich. Hersteller behaupten üblicherweise, dass ihre kompakten Instrumente professionell nutzbare Daten für einen sehr niedrigen Preis liefern. Der vorliegende Text beleuchtet zwei von professionellen Gruppen durchgeführte Tests der beiden populärsten Echelle-Spektrografen für kleine Teleskope.

Received: 2016-02-25, Revised: 2016-02-29, Accepted: 2016-03-03

1. Introduction

In recent years a number of astronomical long-slit spectrographs have commercially been developed and are available off-the-shelf. Many observing campaigns have been performed with such instruments (e.g., Fahed et al. [1]). Meanwhile, this is also valid for recently developed Echelle spectrographs (e.g., Miroshnichenko et al. [2]). Unlike the more common long-slit spectrographs, which must be adjusted to each spectral region to be used, an Echelle operates without moving parts. With one single shot one can record the entire visual spectrum of a target at very high resolution. The best-known commercial systems are eShel from Shelyak Instruments [3], BACHES from Baader Planetarium [4] and SQUES from Eagleowloptics [5]. All devices can be used with small telescopes. Recently, professional tests have been performed for eShel and BACHES providing a manufacturer-independent insight into their performance. Kozłowski et al. [6] tested BACHES at the 50 cm Solaris-4 telescope at CASLEO (Complejo Astronómico El Leoncito) in Argentina whereas Pribulla et al. [7] tested eShel at the 60 cm telescope of Stara Lesna Observatory in Slovakia. Both tests have been published in professional publications and provide information on different spectroscopic operating parameters. Thus, the data quality, stability and user-value for professionals and amateurs in terms of their corresponding research objectives can be estimated. For SQUES such a test is not published yet. In the following I therefore only consider BACHES and eShel.

2. Few similarities

BACHES and eShel are fundamentally different in their structure and in their applications. While BACHES (fig. 1) works directly at the telescope focus, eShel (fig. 2) light is fed through an optical fiber and the spectrograph operates on a stationary platform. Although both units internally use Echelle gratings as the primary dispersion elements, they follow different configurations for the cross-dispersion of the diffracted light. One common feature is the wavelength calibration with Thorium-Argon lamps (ThAr). Both devices have external calibration units that feed the ThAr and flat-field lamps through fiber optics into the spectrograph. Both devices offer automatic tracking of the target. These features have not been tested but corresponding details can be found with the manufacturers. Both systems contain complete and easy-to-handle spectroscopic data reduction packages which are based on the professional software package ESO-MIDAS. They can be run on any Windows computer via the appropriate emulation.

2.1. BACHES

BACHES has been developed by the “Club of Aficionados in Optical Spectroscopy (CAOS)” [8], a professional team at ESO and MPE and is distributed by Baader Planetarium GmbH in

Germany. It operates directly at the telescope focus. The incident convergent telescope light beam is collimated via a doublet and is then guided onto an Echelle grating. The light passes a grating cross-disperser and is finally displayed by a camera lens, which is likely to be a simple achromat with low chromatic aberration. The maximum attainable resolving power is about 20,000 (averaged over all orders). The device is optimized for typical f/10 Schmidt-Cassegrain telescopes, which should provide a seeing disc of 25 µm. Different seeing and telescope conditions can be taken into account by two larger slit widths (50 µm and 100 µm). This however occurs at correspondingly lower spectral resolving power. However, the theoretical maximum performance in terms of resolving power and efficiency cannot be achieved with telescopes larger than the popular amateur systems. That is, BACHES cannot be well operated with telescopes larger than about 60 cm aperture and very good seeing conditions of 1 arcsec. Otherwise one suffers significant light loss. One might argue that a change to a smaller aperture-ratio would solve this problem. However, such a "faster" input would also require a "faster" and, hence, larger spectrograph collimator. Such a change is impossible for BACHES. For a seeing of 2 arcsec the respective maximum telescope aperture is reduced to about 25 cm. Thus, the manufacturer's general statement on the "average spectral resolving power" can be questioned. This average value for all spectral orders can only be achieved with perfect observing conditions and perfect instrument adjustment.

Fig. 1: BACHES with guiding and calibration unit (Source: Baader Planetarium GmbH).

Amazingly, the spectrograph has a welded housing and cannot be opened. Thus an evaluation of the individual components as well as any repairs and modifications by the user are excluded. Kozłowski et al. [6] indicate that they used a prototype device for their tests corresponding to the later series. Considering the equipment geometry, however, it is likely that the transmission cross-disperser grating of the tested pre-series unit has been replaced by a prism grating (grism).

2.2. eShel

eShel has been developed and is distributed by Shelyak in France. It is a device in which a fiber optic of 50 µm diameter at the telescope focus feeds the stationary spectrograph. Fiber optics only accepts certain aperture-ratios (or acceptance angles) and reduces this ratio between input and output by the well-known Focal Ratio Degradation - FRD. Therefore, the eShel fiber must be fed with f/6 and exits with f/5. After the light has passed through the fiber, the incident light is collimated by a respective doublet (here f/5) and is then guided onto an Echelle grating. In contrast to BACHES, the diffracted light is then cross-dispersed by a prism. The separated orders are then imaged by a commercial f/1.8 Canon camera onto the focal plane. The average resolving power of all orders is approximately 12,000. Since the eShel fiber acts as a virtual slit and only requires a fixed f/6 feed, this resolving power is always achieved. As long as the seeing disc in the telescope focus is 50µm at most, the device can operate at larger telescopes of up to 10 meters focal length and 1.5 meters aperture without additional light loss as long as they feed the fiber with f/6 (possibly using a focal reducer or a Barlow lens).

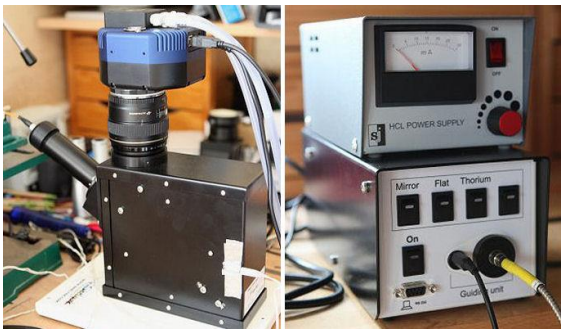

Fig. 2: eShel and its calibration unit (source: Shelyak Instruments).

3. The comparison

The obvious difference between the two devices is their operation at the telescope. BACHES is subject to all movement and temperature effects at the telescope focus. This is a highly important point. An Echelle spectrograph records the entire optical spectrum with one single shot. This makes it ideal for high-precision measurements of radial velocities and line profile analysis. Only with such a device one can achieve the necessary accuracies for exoplanet search and orbit determination of close

binary stars. This is done by averaging the wavelength position of many spectroscopic absorption lines. Even very small deviations of the CCD pixel positions with respect to the calibration spectra, introduced by mechanical and thermal variations, instantaneously degrade achievable measurement accuracies. Between individual calibration measurements the pixel positions should therefore be as stable as possible. At professional observatories Echelle spectrographs are therefore mechanically and thermally stabilized and hence operated either in the Coudé focus or even via a fiber-link in a dedicated room.

In order to estimate the intrinsic accuracies, a number of measurement series were analyzed for both spectrographs. First, it is striking that Kozłowski et al. [6] did not adapt BACHES with its f/10 collimator sufficiently to the f/15 telescope. At CASLEO one can assume excellent average seeing conditions of 1 arcsec or better, so that the telescope seeing disc has a diameter of 36 µm in the telescope focus. However, the smallest slit width of BACHES is 25 µm. Therefore, the spectrograph loses approximately 30 per cent of the light at both the Echelle grating and the slit. The telescope aperture at CASLEO was thus virtually reduced by approximately 50 per cent in total. This is basically no problem as long as one measures sufficiently bright stars. However, an optimal utilization of a spectrograph in terms of the achievable signal-to-noise ratio is not possible at CASLEO without a focal reducer.

For the test, every night several calibration exposures were collected at different telescope positions over the course of 14 days. The nightly spectra were averaged and their mean deviations in x and y pixel position on the CCD chip with respect to the first night were estimated. Figure 3 shows the corresponding results.

There is a noticeable scattering of up to 3 pixels for all spectral line positions during one night, which corresponds to an error in velocity of 18 km/s. Over the entire 2-week CASLEO campaign at Solaris-4, Kozłowski et al. [6] also found a variable trend of the corresponding averages with a maximum value of also 18 km/s. That means one has to deal with a maximum of 25 km/s if both effects occur independently and are necessarily quadratically added. While short-term shifts are caused by mechanical effects, the long-term behavior of the spectrograph is caused by the temperature trend as displayed by the correlated long-term behavior of pixel displacement and temperature.

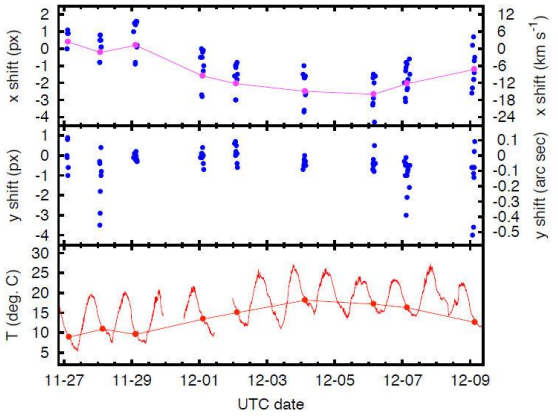

Fig. 3: Differences between all BACHES-ThAr calibration spectra from the first nightly calibration spectrum on 26 November (11-26) in x direction (top) and in y direction (centre). The values are in pixels (left). For the x-direction in the upper graph, the displacement is also expressed in kilometers per second, for the y-direction analog in arcsec. In the upper graph the solid line shows the average displacement in x direction. The respective deviation with respect to the ambient temperature is shown in the lower graph. 1 pixel corresponds to 6km/s radial velocity (Kozłowski et al. [6]).

The authors have also analyzed the instrumental behavior during individual nights. For this purpose, they recorded various calibration spectra before and after the corresponding object spectrum and determined their position shift on the chip (fig. 4).

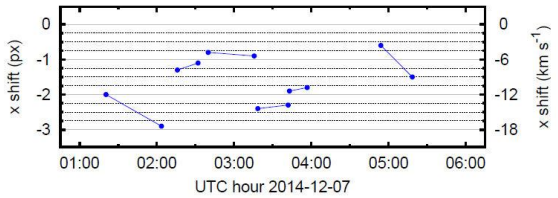

Fig. 4: Example position differences of calibration spectra. The pairs of points indicate ThAr measurements before and after target data recording. The maximum velocity difference is 15 km/s (Kozłowski et al. [6]).

Relatively large shifts of up to one pixel (6 km/s) within just 30 min and about 15 km/s within the whole night are striking. Since the calibration light is fiber-fed directly into the spectrograph, these offsets are not introduced by the telescope optics. They must be caused by ambient conditions. There is a clear link between long-term shifts (several days) and the ambient temperature (fig. 3). Short-term shifts (one night) can be attributed to mechanical flexure of the spectrograph at the moving telescope. In this respect, the results considerably deviate from the manufacturer's description (“torsional rigidity better than 9 µm at a 180° swivel”). In principle, it is possible that the internal opto-mechanical components of the spectrograph also cause shifts. However, their behavior could not be tested because the production version cannot be opened. The spectroscopic 2D output of the

instrument gives some information, though. The incoming light is first guided by a small prism onto a simple and small doublet and then dispersed by an off-the-shelf Echelle grating of unknown origin. The grating or grism cross-disperser works in transmission and the dispersed light is then imaged onto the CCD by a respective camera. Because of the unknown parts a detailed analysis or even modifications are therefore entirely impossible for astronomers.

Kozłowski et al. [6] note that most shifts may be compensated for by appropriate calibration. Unfortunately, they describe neither those shifts that can be compensated nor the corresponding procedure. However, they produce measurements of binary stars. Figure 5 shows an example for HD4676.

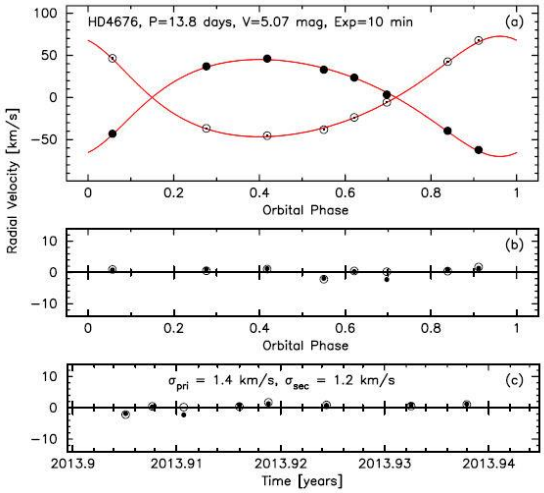

Fig. 5: BACHES measurement results for the binary star HD4676. a) Radial velocities as a function of orbital phase as well as the best model fit. b) and c) Deviations from the best model fit and the corresponding standard deviations for the primary component (σ_{pri} = 1.4 km/s) and the secondary component (σ_{sec} = 1.2 km/s) (Kozłowski et al. [6]).

The deviation of the measurements from the appropriate data fit provides the accuracy of the whole system. For both components this is 1.3 km/s on average. This is the highest accuracy of all measurements. Despite adequate calibration, however, a global nocturnal trend was found for the measured radial velocities (fig. 6).

The origin of this trend of no less than 5 km/s, which cannot be eliminated by a proper calibration, could not be explained. However, we can assume that the trend reflects the temperature response of the spectrograph to the changing ambient temperature during the night (the spectrograph cannot be thermally stabilized).

Pribulla et al. [7] have carried out similar stability tests with eShel (fig. 7). They also converted the accuracy measurements to radial velocities.

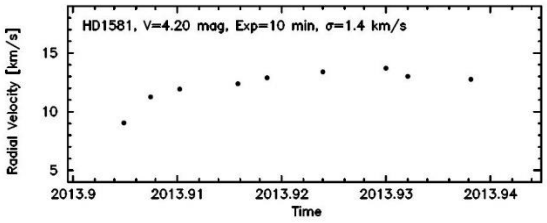

Fig. 6: Radial velocities of the standard star HD1581 during one night (Kozłowski et al. [6]).

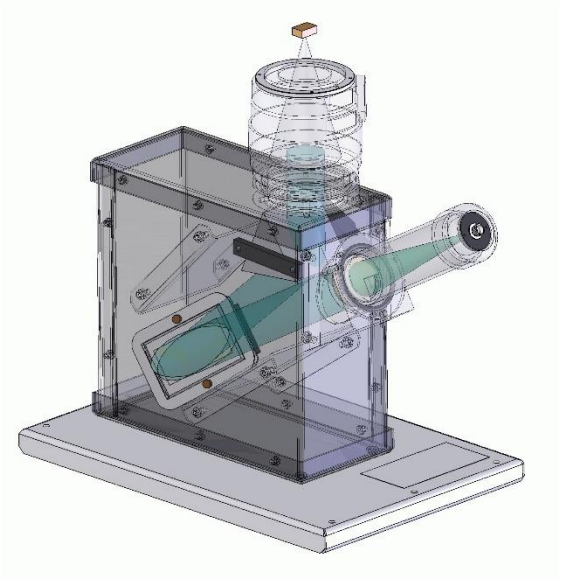

Fig. 7: Transparent view of eShel (Shelyak Instruments).

The telescope was equipped with a focal reducer to match the necessary fiber input f-ratio of f/6. The effective telescope focal length thus provided a 1 arcsec seeing disc of 18 µm. Hence, the spectrograph was well adapted to the telescope. Thus, the authors can achieve the maximum performance with their telescope-spectrograph configuration for the 50 µm fiber for a seeing of up to 3 arcsec. Several ThAr calibration spectra were recorded with eShel and their displacements during one night were determined. Figure 8 shows the result, which is analog to figure 4.

The quadratic fit to the data suggests a certain trend during the night. But considering the small number of data points this trend has only a limited value. In addition, the authors do not comment on the thermal environment where the spectrograph is positioned. Even if the spectrograph has probably been operated on a stationary platform, it remains unclear whether mechanical or thermal drift caused the deviations. The nightly scattering of the measured radial

velocities is about 0.25 km/s. The authors have also considered nocturnal linear trends and established a short-term stability of up to 0.05 km/s. This is a remarkable value for such a compact system, but they also fail to provide information about the exact time intervals for such a high stability. On the other hand, Csák et al. [9] achieved precisely these accuracies at two telescopes of 0.5 and 1 meter aperture. One can therefore assume that radial velocity accuracies of 0.25 km/s can be considered as a reliable output.

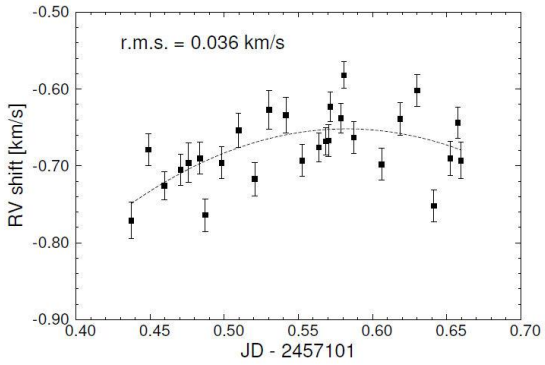

Fig. 8: Shifting of the calibration spectra for one single night using the dispersion solution of 24 Echelle orders and a quadratic fit. The maximum shift is 0.25 km/s (Pribulla et al. [7]).

The accuracy of the eShel has been tested by measurements on τ Bootis. Figure 9 shows the results compared to the orbit solution of Butler et al. [10], which has been determined with data from Lick, Keck and AAT.

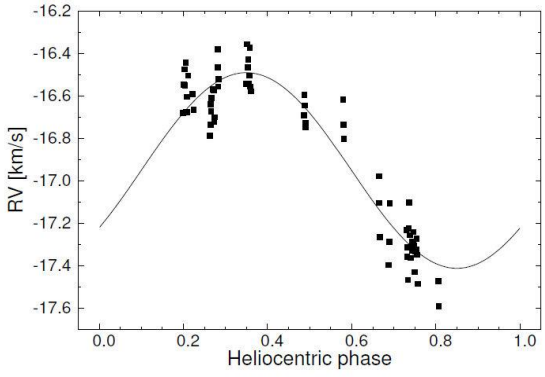

Fig. 9: Radial velocities for the star τ Bootis (points) measured with eShel compared to the spectroscopic orbit by Butler et al. [9] (solid line). The data scattering is about 0.4 km/s (Pribulla et al. [7]).

The small periodic velocity variations in τ Bootis are caused by a hot Jupiter and can be clearly verified by eShel using a 60 cm telescope. The data point scatter is approximately 0.4 km/s. The short-term stability of up to 0.05 km/s, claimed by the authors, is not confirmed by these measurements.

Unfortunately, a comparison of the efficiencies of both instruments is not possible. Pribulla et al. [7] only give limited information. Performing tests on standard stars they and other authors determine an overall system efficiency of around 1 per cent in contrast to 7 per cent specified by the manufacturer. Given the many optical surfaces in an Echelle system, values of around 10 per cent are already very good. But 1 per cent appears extremely low. The authors refer to light loss in the fiber and night-to-night efficiency variations by a factor of 2. According to our own experiences the manufacturer's fiber optics has a relatively low efficiency of below 50 per cent. This could be increased to around 80 per cent with good fibers. It is also known that so-called fiber noise can dramatically reduce the fiber efficiency (Grupp [10]). Useful countermeasures (e.g., Avila et al. [11]) are not mentioned in the publication. In any case, fiber optics are optical elements which require attention and care for greatest accuracy. The measured low efficiency of eShel is certainly an ambiguous result that requires more detailed examination. Given the operation at the telescope focus one can assume that BACHES has a greater efficiency than eShel. In their recent paper Kozłowsk et al. [6] report an average S/N ≈ 22 within 30 minutes exposure time for a V = 10 mag target (now operating at 50 cm Solaris-1 at SAAO).

On the other hand BACHES uses a grating or grism cross-disperser in transmission with certainly lower overall efficiency than the prism cross-disperser of eShel. Moreover, the BACHES Echelle grating is unknown while eShel uses a high-efficiency Richardson grating. Since the BACHES components cannot be evaluated, all efficiency considerations essentially remain speculative.

4. Conclusions

For measurements of radial velocities eShel delivers a radial velocity accuracy of approximately 0.25 km/s. This is about five times more accurate than BACHES with 1.3 km/s. If we also take the nightly shift of 5 km/s into account, this factor is increased to 20! The cause of this weakness of BACHES can be found in the lower stability and a lack of temperature stabilization. Higher efficiency (direct operation at the focus without fibers) is probably 'paid for' by stability problems (lower wavelength accuracy). For maximum performance, BACHES relies on an accurate optical adaptation to the telescope. Its efficiency benefits are otherwise quickly dashed

and the maximum resolving power is greatly reduced because of the required slit adjustment. For eShel, high stability is probably 'paid for' by lower fiber efficiency. Better fiber optics for about 300 € would be useful.

At very good seeing conditions of 1 arcsec BACHES can work best at f/10 telescopes of 50 cm aperture. At 2 arcsec this applies to an aperture of 25 cm. eShel is more flexible and can work perfectly at various telescopes. For 1 arcsec seeing this applies to telescopes of about 1.5 meters in aperture and 10-meter focal lengths. For 2 arcsec this applies to an aperture of 75 cm.

Observers who wish to exploit the greatest strength of an Echelle, i.e., the measurement of radial velocities, rather opt for eShel. In terms of its performance parameters it can be flexibly applied and, in particular, is mechanically and thermally stable. In terms of efficiency the fiber optics are a weak optical element. It can be simply replaced by specially assembled fiber optics. Beyond that Pribulla et al. [7] identify chromatic aberration in the Canon camera which can slightly reduce the resolving power at the order edges. They also address the problem of a slightly too small CCD chip for the entire optical spectrum. If necessary, the eShel camera optics can be changed, which is not possible for BACHES. For weaker target stars (by about one magnitude) one might opt for BACHES, while accepting lower radial velocity accuracies. Because of its low stability its professional use remains reduced, though.

However, the price speaks for BACHES. With almost 11,000 € for the complete system it is about 1/3 cheaper than eShel with almost 17,000 €. In this price range, however, a relatively low mechanical stability and an unknown internal structure (BACHES) and low-efficiency fibers (eShel) are avoidable issues.

Acknowledgments

I thank Tony Moffat for proof-reading and helpful comments. I also thank Theo Pribulla and Stanisław Kozłowski for their image reproduction permissions.

References

[1] Fahed R. et al., 2011, MNRAS, 418, 2
[2] Miroshnichenko, A.S. et al., 2013, ApJ, 766, 119
[3] Shelyak Instruments, http://www.shelyak.com
[4] Baader Planetarium, http://baader-planetarium.de/
[5] Eagleowloptics, http://www.eagleowloptics.com
[6] Kozłowski, S.K., Konacki, M., Ratajczak, M., Sybilski, P., Pawłaszek, R.K., Hełminiak, K.G., 2014, MNRAS, 443, 158
[7] Pribulla, T., Garai, Z., Hambálek, M.,Kollár, V.,Komzík, M.,Kundra, E., Nedoroscík, J., Sekerás, M.,Vanko, M., 2015, Astron. Nachrichten, 336, 682
[8] Club of Aficionados in Optical Spectroscopy (CAOS), https://spectroscopy.wordpress.com
[9] Csák, B., Kovács, J., Szabó, Gy.M., Kiss, L.L., Dózsa, Á., Sódor, Á., Jankovics, I., 2014, Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso, 43, 1
[10] Butler, R. P.; Wright, J. T.; Marcy, G. W.; Fischer, D. A.; Vogt, S. S.; Tinney, C. G.; Jones, H. R. A.; Carter, B. D.; Johnson, J. A.; McCarthy, C.; Penny, A. J., 2006, ApJ, 646, 505
[11] Grupp, F., 2003, A&A, 412, 897
[12] Avila G. et al., 2007, ESO-Messenger No. 129, p. 62

Thomas Eversberg is astrophysicist and works for the German Space Agency. He is co-founder of the "Schnörringen Telescope Science Institute" (STScI) which collaborates with professional astronomers. He is co-author of the textbook "Spectroscopic Instrumentation - Fundamentals and Guidelines for Astronomers".

Termine

Nicht vergessen / Don't miss:

ASpekt XVI – Jahrestagung der Fachgruppe 2016

ASpekt XVI – Annual Conference of Section Group 2016

Wer soll teilnehmen? Spektroskopisch interessierte (Amateur-)Astronomen, insbesondere auch Einsteiger und Schüler sowie Studenten
Who shall attend? (Amateur-)Astronomers with special interest in spectroscopy, especially beginners and pupils as well as students

Wann/When: 29. April - 1. Mai 2016 / April 29th - May 1st 2016
Wo/Where: Berlin-Adlershof

Aktuelle Informationen & Detailed information:
www.spektralklasse.de

Talks:
Sheliak, Deneb and Algol - Observation of H alpha emission lines with high resolution (Bernd Bitnar)
Die Teide Profi-Amateur-Kampagne 2013 - Ergebnisse zu WR 134 (Thomas Eversberg)
Spectral Observations in the High Energy Domain (Alexandros Filothodoros)
Die spektroskopische Überwachung blauer, massereicher Sterne: Was man aus der Linienvariabilitaet lernen möchte (Wolf-Rainer Hamann)
Nächtliche Würfelspiele - Spektroskopie heißer Sterne mit dem DADOS 1200 (Bernd Hanisch)
Spektroskopische Bestimmung von Galaxienrotationskurven (Kevin Hoffmann & Tobias Schepers)
Das abbildende IR-Spektrometer PACS (Volker Klein)
Online talk: A robotic system for a fiber-fed spectrometer at the new Gemini telescope at Winer Observatory (Robert Mutel)
Die Hα Linie von Deneb (Christian Netzel)
Die Entfernungsbestimmung eines Quasars mittels der Spektroskopie am robotischen "Faulkes Telescope" (Herbert Pühringer)
Spectral Disentangling with Spectangular and CroCo (Daniel Sablowski)
Spektroskopie von engen massereichen Doppelsternsystemen (Tomer Shenar)
Optische Spektren von B-Sternen (Helge Todt, Lida Oskinova, Wolf-Rainer Hamann)

Poster:
Neues von der Mizar Kampagne (Ulrich Waldschläger)
Unsere Sternwarte (Jan Sundermann)
Was ist Spektrasoft? (Sebastian Heß)
An introduction to the BASS Software (Alexandros Filithodoros)
Measurements at the Sampling Limit - The 2 Pixel Nyquist Mantra (Thomas Eversberg)
Simulation und Aufbau eines Echelle-Spektroskops (Jochem Berlemann)

Anmeldung per E-Mail / Registration via e-mail:

Rainer Borchmann, rainer@borchmann.de
Ulrich Waldschläger, xray@kabelmail.de

Workshop „Grundlagen der Sternspektroskopie mit dem Baader DADOS-Spaltspektrografen“

Dozent: Dipl.-Phys. Bernd Koch
Termin: 15.-17. April 2016, Kurszeit: Freitag 18 Uhr bis Sonntag ca. 15 Uhr
Ort: Carl-Fuhlrott-Gymnasium, Wuppertal
Maximale Teilnehmerzahl: 12
Kursgebühr: 110 € pro Teilnehmer
Anmeldung bei Bernd Koch (Bernd.Koch@astrofoto.de)
Anmeldeschluss: ausgebucht. Bitte lassen Sie sich für einen späteren Kurs vormerken (Termin offen)

Workshop „Objektbezogene Astrospektroskopie für Amateure“

Dozent: Ernst Pollmann
Termin: 6.- 8. Mai 2016, Kurszeit: Freitag 18 Uhr bis Sonntag ca. 15 Uhr
Ort: Carl-Fuhlrott-Gymnasium, Wuppertal
Maximale Teilnehmerzahl: 12
Kursgebühr: 110 € pro Teilnehmer
Hinweise zu Übernachtungsmöglichkeiten nahe der Sternwarte können gegeben werden.
Anmeldung bei: Ernst Pollmann (ernst.pollmann@t-online.de)
Anmeldeschluss: ***8. April, 2016, 12 Uhr***

Das Seminar „Objektbezogene Astrospektroskopie für Amateure“ ist Teilnehmern mit spektroskopisch-instrumentellen Vorkenntnissen gewidmet (idealerweise erworben im Workshop „Grundlagen der Sternspektroskopie mit dem DADOS-Spektrographen" von B. Koch). In diesem Seminar wird nun eine Wissensbasis vermittelt, die es dem Teilnehmer erlaubt, mit einem besseren Verständnis objektbezogene Spektren (gewonnen mit dem DADOS oder anderen Spektrographen) zielgerichtet zu gewinnen und auszuwerten. Die Grundkenntnisse der Spektrenkalibrierung, Flusskalibration, Normierung, Messung von Äquivalentbreiten und Radialgeschwindigkeiten werden an für den Amateurspektroskopiker astrophysikalisch didaktisch interessanten, ausgewählten Objekten nach erweiterten Auswertekriterien vertieft. Dies bezieht sich besonders auf spezielle Wellenlängenbereiche des sichtbaren Spektrums wie auch auf entsprechend optimale Auswertemethoden zum Profil bestimmter Spektrallinien.

Das Schülerlabor Astronomie am Carl-Fuhlrott-Gymnasium in Wuppertal wird den Teilnehmern Freitag- und Samstagabend zur eigenen Spektrengewinnung mit eigenem Spektrographen zur Verfügung gestellt. Bei gutem Wetter werden wir zuerst eine Einführung in die Teleskop-Bedienung geben, um anschließend die Spektrengewinnung durchführen zu können. Das Mitbringen eines eigenen Spektrographen ist zwar keine Teilnahmevoraussetzung, aber durchaus sinnvoll, wenn eigene Spektren der behandelten Sterne aufgenommen werden sollen. Leihspektrographen oder Bedienungsanweisungen können in diesem Seminar nicht gegeben werden. Die Vorstellung der Zielobjekte des Seminars (gamma Cas, VV Cep), die Darlegung phänomenologischer und spektroskopischer Objektmerkmale, ihre wissenschaftliche Relevanz und Interpretation findet am Samstag und Sonntag tagsüber im Tagungsraum des Schülerlabors statt. Dies geschieht entweder an den eigenen aufgenommenen Spektren, oder aber an bereits vorbereiteten Spektrenserien der Objekte für den Fall schlechten Wetters.

Quellen:
http://www.baader-planetarium.de/workshop-spektroskopie/kurs-koch.htm;
http://www.baader-planetarium.de/workshop-spektroskopie/kurs-pollmann.htm;
Download 29.3.2016

Nur für Mitglieder der Fachgruppe Spektroskopie in der
Vereinigung der Sternfreunde e.V.

Restricted for members of the spectroscopy section of the
Vereinigung der Sternfreunde e.V. only.

Besuchen Sie / Visit

spektroskopie.fg-vds.de

und werden Sie Mitglied. / and become a member.