

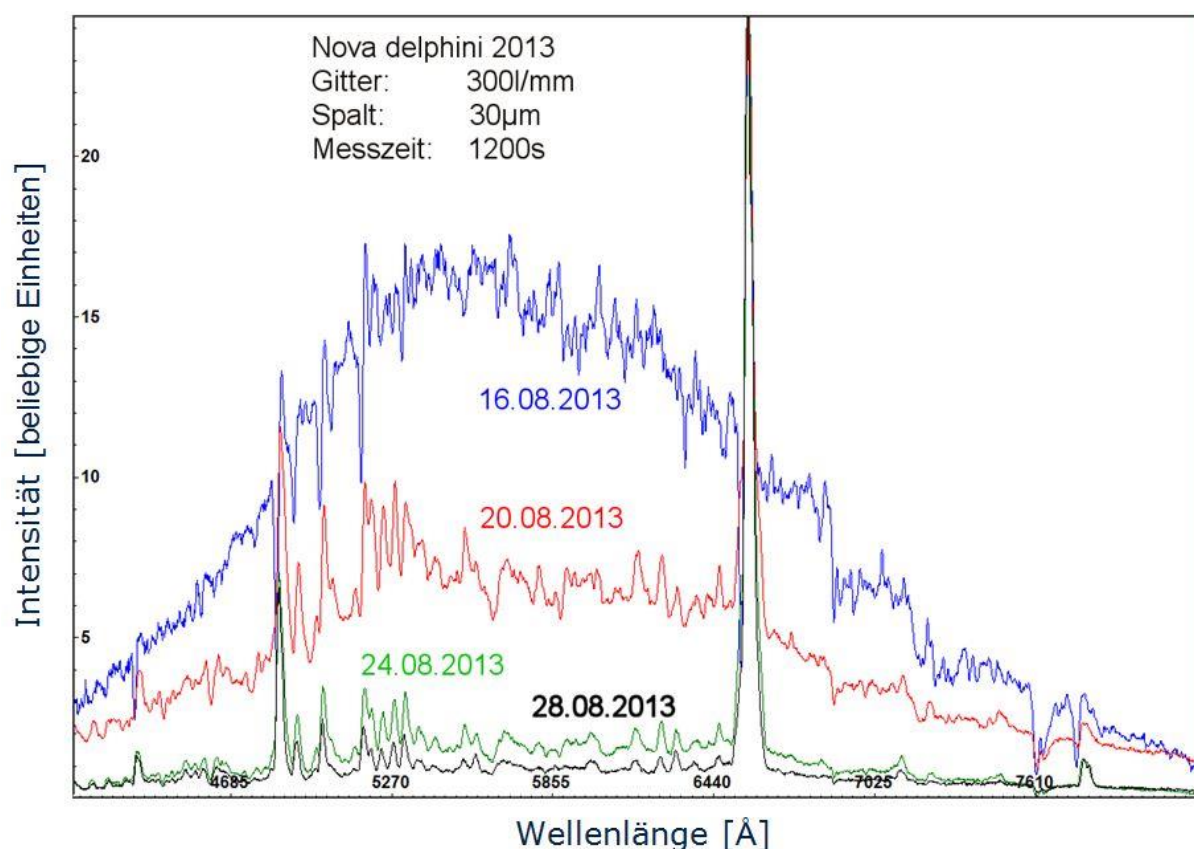
SPEKTRUM

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

NR. 45

INTERNETAUSGABE

2 / 2013



FASERKOPPELUNG EINES LABORGITTERSPEKTROGRAPHEN

66 OPHIUCHI UND ANDERE BE-STERNE

NOVA DELPHINI 2013

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

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
Normannenweg 39
D-59519 Möhnesee-Körbecke
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) express(es) 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: Spektren der Nova Del 2013 aufgenommen durch Ulrich Waldschläger, siehe dazu auch den Artikel im Heft.

Inhaltsverzeichnis / Content

Ulrich Waldschläger:

Faserkoppelung eines Laborgitterspektrographen OVA 284 an ein 10" SCT – erste Erfahrungen 4

Dieter Goretzki:

Ein „Kochrezept“ zur Bestimmung von Elementgehalten auf der Sonne 11

Bernd Hanisch:

Ein Stern lässt seine Hülle fallen – Beobachtungen der Äquivalentbreite (EW) an 66 Ophiuchi und anderen Be-Sternen 15

U. Thomas Hunger et al.:

Observational Results on Nova Delphini 2013 19

Termine 22

Errata 22

Mitgliederverzeichnis (nur Mitglieder) 23



Editorial

Liebe Leser des Spektrums,
liebe Fachgruppenmitglieder,

Dear readers of Spektrum,
dear members of the section,

der vergangene Sommer hat viele spannende Ereignisse mit sich gebracht:

- die Wolf-Rayet-ProAm-Kampagne mit Beobachtungen am IAC80 als Kern eines viermonatigen Beobachtungsprogramms unter internationaler Beteiligung und
- das Aufleuchten der Nova Del 2013, die in der spektroskopischen Gemeinschaft zu vielerlei Anstrengungen geführt hat.

Beide Ereignisse werden sicher in Publikationen, aber auch auf der Jahrestagung in 2014 ihren Widerhall finden.

In diesem Heft finden sich wieder umfassende Beiträge zur Astrospektroskopie, die sicher in der Gemeinschaft auf viel Interesse stoßen und dabei die Aktivitäten ausgezeichnet dokumentieren. Den Autoren sei herzlich gedankt, dies auch zu Papier gebracht zu haben. Viel Spass beim Lesen.

Mit sternfreundlichen Grüßen,
Ihr Thomas Hunger

the last summer offered many exciting moments:
- the Wolf-Rayet-ProAm-campaign with observations at the IAC80 as the core of a four months international observing program as well as
- the occurrence of Nova Del 2013 which stimulated a variety of efforts in the amateur spectroscopic community.

Both events will be highlighted in future publications as well as at the upcoming annual conference of the section in 2014.

This issue contains again comprehensive contributions dealing with topics on astrospectroscopy. They are well suited for documenting the large variety of activities and will be interesting for the whole community. Many thanks to the author for preparing the manuscripts. Please enjoy reading the papers.

Clear skies.
Yours Thomas Hunger

Faserkoppelung eines Laborgitterspektrographen OVA 284 an ein 10" SCT- erste Erfahrungen

Ulrich Waldschläger

Am Schmeding 39, 12685 Berlin, Germany, Email: xray@kabelmail.de

Zusammenfassung

Lichtleitertechnik bietet die Möglichkeit, professionelle Spektrographen an Amateurteleskope zu koppeln, die bei einer direkten Anbindung mit dem Gewicht völlig überfordert wären. Dieser Beitrag beschreibt die technische Umsetzung einer Lichtleiterkopplung des Laborgitterspektrographen OVA 284 an ein 10"-SCT-LX200 ACF der Firma Meade. Anhand verschiedener technischer Lösungen zur Faserkopplung an das Teleskop und den damit gesammelten Erfahrungen wird ein schrittweiser Verbesserungsprozess des spektroskopischen Gesamtsystems beschrieben. Abschließend beschreibt der Artikel anhand von Spektren künstlicher Lichtquellen und einigen Sternspektren die derzeit erreichte analytische Leistungsfähigkeit des Gesamtsystems.

Abstract

Modern technology offers the opportunity of a fiber link between professional spectrographs and amateur telescopes, which would be normally overloaded with the weight of those instruments. This article describes the optical fiber link of the laboratory spectrograph OVA 284 with a 10"-SCT-LX200 ACF Meade telescope. By means of different types of telescope fiber ports and the experiences collected with these solutions a stepwise process of improvement is described. At the end of this article the current analytical performance of the system is presented by means of spectra from artificial light sources and certain stars.

1. Einleitung

Ende 2010 fand ich nach langer Pause durch die Anschaffung eines gebrauchten 10"-SCT-LX200 Teleskops wieder den Einstieg in die Amateurastronomie. Nach anfänglicher Beschäftigung mit der Astrofotographie und der Beobachtung von Asteroiden wuchs in mir das Bedürfnis, mich stärker der wissenschaftlichen Seite dieses Hobbys zuzuwenden. Da ich beruflich mit dem Gerätebau im Bereich der Röntgenspektroskopie zu tun habe, war der Weg zur Astrospektroskopie schnell gefunden.

Die technische Entscheidung für meinen Einstieg wurde weiterhin stark durch den Sachverhalt geprägt, dass ich Anfang der 90er Jahre bei einer der zahlreichen Betriebsauflösungen und Umstrukturierungen im Bereich der Neubundesländer einen Laborgitterspektrographen OVA 284 erworben hatte, der seitdem in meinem Fundus „schlummerte“. Äußerst hilfreich bei der Umsetzung meines Vorhabens waren die sehr umfangreichen Informationen, die ich im Forum der Fachgruppe Spektroskopie vorfand. Insbesondere die dort beschriebenen Lösungen und Erfahrungen bei der Faserkopplung von Spektrographen an ein Teleskop bestärkten mich in dem Entschluss, eine solche Lösung für mein System umzusetzen. Die-

ser Artikel ist sowohl die Beschreibung einer technischen Lösung für die Amateur-Astrospektroskopie als auch der Erfahrungsbericht eines Neueinsteigers auf diesem Gebiet.

2. Der Laborgitterspektrograph OVA284

Die Abkürzung OVA steht für Optischer Vielkanal-Analysator. Die Zahl 284 war der maximale Wellenlängenbereich in nm, der mit dem damaligen Zeilensensor und dem kleinsten Gitter analysiert werden konnte. Der Spektrograph wurde in den 80er Jahren vom Zentralinstitut für Optik und Spektroskopie (ZOS) der Akademie der Wissenschaften der DDR entwickelt und später vom Zentralen Wissenschaftlichen Gerätebau (ZWG) der Akademie für Institute und Betriebe in Serie gebaut. Eine Bedienungs- oder Justieranleitung war für diesen Spektrographen nicht mehr verfügbar. Abb.1 zeigt den Spektrographen mit abgenommenem Deckel von oben. Der OVA 284 ist ein klassischer Czerny-Turner Spektrograph mit rechtwinkligem Ein- und Austritt an den Seiten. Der Eintrittsspalt ist stufenlos verstellbar und das mechanische Sensorinterface am Ausgang kann in der Höhe verschoben werden. Zu den Besonderheiten des Instruments gehört ein Revolver, mit dem man zwischen zwei Gittern

wechseln kann. Der OVA 284 verfügt insgesamt über drei Gitter (50 x 50 mm²) mit 300 Linien/mm, 600 Linien/mm und 1200 Linien/mm. Die Gitter können über einen Klappmechanismus relativ einfach ausgewechselt werden. Dabei besitzt der Rahmen jedes Gitters eine eigene Justiermechanik, die die einmal eingestellte Grundposition des Gitters auch nach jedem Wechsel reproduzierbar wieder herstellt. Die beiden Endanschlüsse des Revolvers und damit die Winkel der Gitter sind über Mikrometerschrauben einstellbar und ermöglichen so eine Auswahl des auf den Sensor abgebildeten Spektralbereiches.

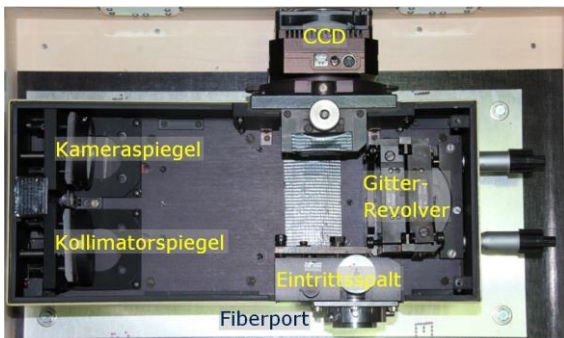


Abb. 1: Hauptkomponenten des Spektrographen OVA 284 in der Draufsicht beim geöffneten Deckel.

Der Kollimatorspiegel besitzt eine aufgesetzte Aperturblende von 25 mm Durchmesser und bildet bei einer Brennweite von 250 mm ein Öffnungsverhältnis F/10 mit dem Eintrittsspalt.

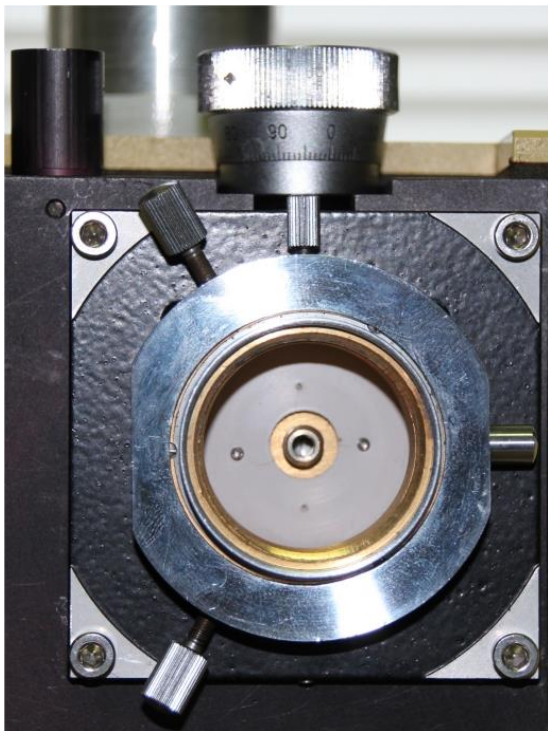


Abb. 2: Justierbarer F-SMA Fiberport vor dem Eintrittsspalt.

Um den Spektrographen für die Astrospektroskopie nutzbar zu machen, wurden einige wenige Modifikationen vorgenommen. Zuerst entstand mit Hilfe einer ausgedienten Kondensorlinsenaufnahme eines alten Lichtmikroskops ein justierbarer Fiberport am Eintrittsspalt des Spektrographen (s. Abb.2). Diese Vorrichtung ermöglicht es, den Faserkern des Lichtleiters auf die Mitte des Spalts zu positionieren. Im zweiten Schritt wurde ein Klappspiegel so in den Deckel des System integriert, dass man ihn bei Bedarf vor das Gitter schwenken kann (s. Abb.3).

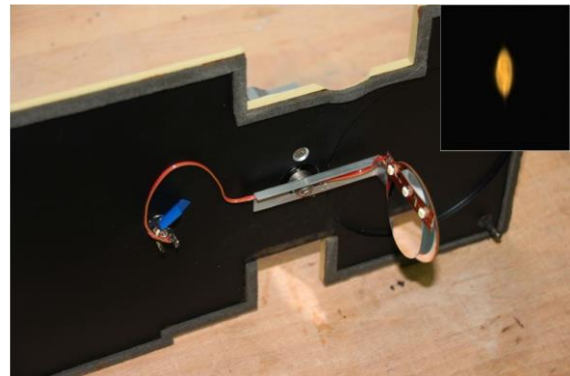


Abb. 3: Klappspiegel und „back-illumination“ der Faser am Spektrographendeckel, rechts oben der Spot auf der CCD bei Nutzung des Spiegels.

In dieser Position des Spiegels wird die disperse Wirkung des Gitters abgeschaltet und das Licht aus dem Lichtleiter spektral unverändert auf einen deutlich kleineren Bereich des CCD-Chips abgebildet, als mit Gitter. Mit diesem Spot (Abb.3 rechts oben) ergibt sich insbesondere für lichtschwache Objekte eine wesentlich einfachere Kontrolle aller Einflussfaktoren auf die Photonenausbeute, wie Faserpositionierung, Fokussierung, Guiding, Belichtungszeit usw. Nach der Kontrolle aller Messbedingungen kann der Spiegel wieder in die Parkposition geschwenkt werden und die eigentliche Belichtung des Spektrums beginnen.

Weiterhin wurde eine LED-Leiste auf dem äußersten Rand dieses Spiegels fixiert, um eine rückwärts gerichtete Beleuchtung des Lichtleiters zu ermöglichen. Dazu wird der Klappspiegel soweit geschwenkt, bis die LED's etwa mittig vor dem Gitter stehen. In dieser Position wird ein Teil des LED-Lichtes über den Kollimatorspiegel und Eintrittsspalt wieder zurück in die Faser gelenkt. Dadurch wird der Faserkern am Fiberport des Teleskops für die Beobachtungskamera gut sichtbar und kann z.B. für die primäre Positionierung eines Fadenkreuzes im Videobild genutzt werden.

Die ersten praktischen Versuche mit dem Spektrographen wurden mit einer Farb-CCD

Kamera QHY8 (s. Abb.1) durchgeführt, die aber aufgrund ihrer Bayer-Matrix nicht wirklich für diese Aufgabe geeignet war. Ein wesentlicher Zuwachs an Empfindlichkeit konnte dann durch die Verwendung der monochromen CCD-Kamera STF 8300M (SBIG) mit KAF 8300 Chip erzielt werden. Die wichtigsten Parameter dieser Kamera sind in Tab. 1 zusammengefasst.

Parameter	Wert
Sensor	Kodak KAF-8300
Pixel	3326 x 2504
Pixelgröße	5,4 μm
CCD-Größe	17,96 x 13,52 mm ²
Pixelzahl	8,3 Millionen
AD-Wandler	16 Bit
Dunkelstrom	0,002e-/p/s @-10°C
Ausleserauschen	9,3 e-

Tab. 1: Parameter der Amateurstrokkamera STF 8300M.

3. Spektroskopische Leistungsparameter des OVA 284

Vor dem eigentlichen Einsatz des Spektrographen in der Astrospektroskopie erfolgte die Bestimmung des spektralen Auflösungsvermögens und der spektralen Messbereiche für die verschiedenen Gitter und Spaltbreiten in Verbindung mit der CCD-Kamera STF 8300. Dazu wurde mit einem 50 μm Quarzlichtleiter das Licht einer Starterglühlampe Relco SC480 [1] am Spalt des OVA 284 eingekoppelt. Die Datenerfassung und Vorverarbeitung erfolgte mit dem Programm Astroart 5.0, die Datenreduktion und Parameterbestimmung mit dem Programm Vspec in der Version 4.1.4.

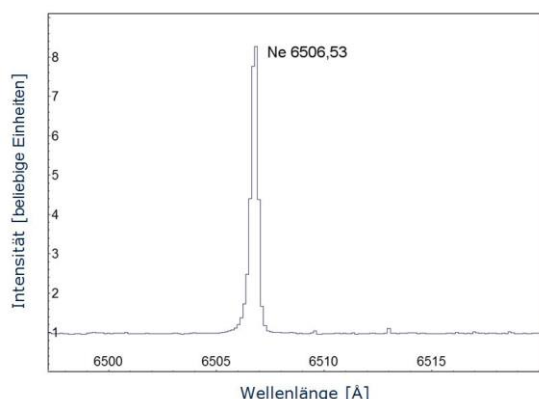


Abb. 4: Ne-Linie 6506,53 Å gemessen mit Gitter 1200 l/mm und Eintrittsspalt 10 μm .

Abb.4 zeigt beispielhaft den spektralen Bildausschnitt für die Ne-Linie 6506,53 Å bei Verwendung des 1200 l/mm Gitters und einer Spaltbreite von 10 μm .

In Abb. 5 ist das spektrale Auflösungsvermögen R für die Ne-Linie 6506,53 Å in Abhängigkeit der Spaltbreite für die drei Gitter des OVA 284 grafisch dargestellt.

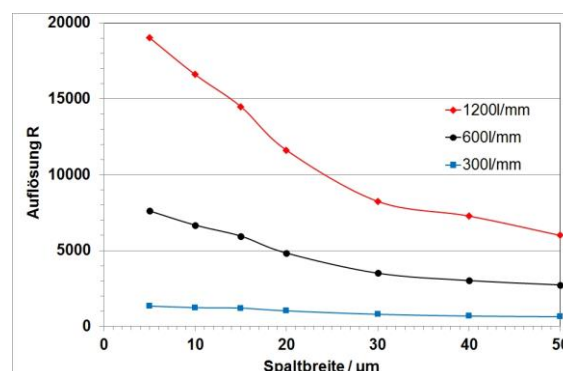


Abb. 5: Auflösungsvermögen R in Abhängigkeit von der Spaltbreite für die drei Gitter des OVA 284.

4. Faseranbindung am Teleskop

Eine besondere Herausforderung stellt die Anbindung der Lichtleitfaser an das Teleskop dar. Dieser sogenannte Fiberport muss gleichzeitig mehrere Funktionalitäten erfüllen, die sich dabei aber gegenseitig etwas im Wege stehen. Auf der einen Seite braucht man die Bildinformation über das ausgewählte Sternfeld, um sich orientieren und die Teleskoppositionierung kontrollieren zu können. Gleichzeitig muss aber der ausgewählte Stern in der Fokalebene präzise auf den Faserkern positioniert werden.

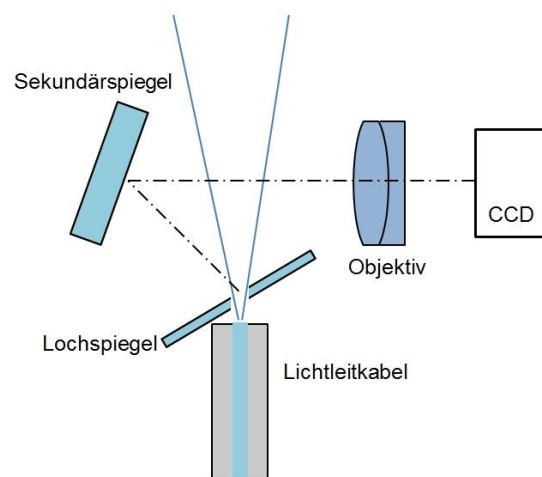


Abb. 6: Schematische Darstellung der Variante 1 des Fiberports am Teleskopausgang.

Für diese Aufgabe gibt es eine Vielzahl von Gestaltungsvarianten [2,3], die verschiedene Vor- und Nachteile besitzen. Für die Lichtleiterankoppelung des Spektrographen an das vorhandene 10" SCT wurden bisher 3 unterschiedliche Modifikationen realisiert und getestet. Dabei hat sich die Bewertung verschiede-

ner Vor- und Nachteile mit der Zeit deutlich verändert und zu einem Umdenken im Konzept des Fiberports geführt.

Die zuerst realisierte Lösung (s. Abb. 6) benutzte einen vor der Faser positionierten Lochspiegel für die Abspaltung des Zielsterns vom Strahlengang der Beobachtungskamera (Watec120N+). Zu den Vorteilen dieses Systems gehören die direkte Einkopplung des Lichts in die Faser und eine gute Sichtbarkeit des Sternfeldes im Bereich des Zielsterns. Hauptnachteil ist die fehlende Kontrolle der Sternposition und Sternfokussierung hinter dem Spiegelloch. Wie sich in der Praxis dann auch schnell herausstellte, war eine zuverlässige Positionierung und Fokussierung des Sterns auf den Faserkern mit dieser Anordnung nur sehr schwer oder gar nicht möglich.

Variante 2 (s. Abb. 7) war dann eine Modifikation dieses Prinzips, bei der die gesamte Ferrule des Lichtleitkabels durch den Lochspiegel geschoben wurde.

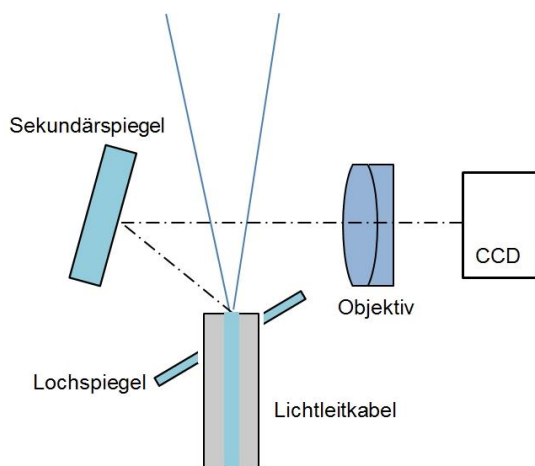


Abb. 7: Schematische Darstellung der Variante 2 des Fiberports am Teleskopausgang.

In dieser Anordnung ist das Faserende über den Sekundärspiegel für die Beobachtungskamera gut sichtbar. Der Zielstern sowie seine Positionierung und Fokussierung sind aber nur noch über Streulichtanteile auf der Stirnseite des Kabels erkennbar. Dies führte zu einem erheblichen Intensitätsverlust bei der Beobachtung des Zielsterns mit der Beobachtungskamera und resultierte in ernsthaften Problemen bei der Positionierung lichtschwacher Sterne.

Abb. 8 zeigt die Variante, mit der bisher die besten Erfahrungen gemacht wurden. Bei dieser Bauform wird das Faserende über einen aus einem Mikroskop-Deckgläschen bestehenden Strahlteiler senkrecht beobachtet. Die beiden Reflexionsanteile an den Grenzflächen der Glasplatte reichen für eine komfortable

Abbildung vollkommen aus, während sich gleichzeitig die Verluste für das Sternenlicht auf dem Weg zur Faser in Grenzen halten. Abb. 9 zeigt die entsprechenden Details des Fiberports.

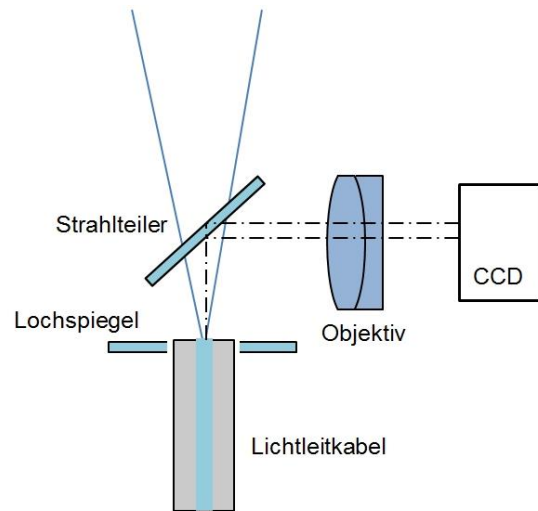


Abb. 8: Variante 3 des Fiberports mit Strahlteiler.

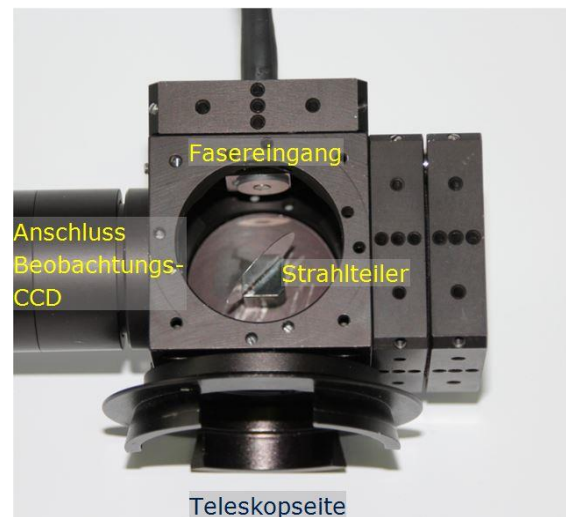


Abb. 9: Faserende und Strahlteiler, gesehen vom Teleskopausgang.

Die präzise und langzeitstabile Positionierung des Zielsterns auf den Faserkern erfolgt mit einem Off-Axis Guider (TSOAGT2) und separater Guidingkamera (LodestarM). Prinzipiell kann man das Autoguiding auch über die gleiche Beobachtungskamera machen, die den Zielstern abbildet. In der hier realisierten Messanordnung wurde darauf aber bewusst verzichtet, um beide Aufgaben getrennt gestalten und optimieren zu können.

Das für die Spektroskopie verwendete Teleskop ist ein 10"-SC-LX200 ACF der Firma Meade mit F/10 Geometrie am Ausgang. Bei allen bisherigen Messungen wurde der Strahlengang aber bereits vor dem Off-Axis Guider mit einem Focal Reducer auf F/6,3 abgeändert

um eine bessere Anpassung an das 50 μm Lichtleitkabel zu haben. Abb. 10 zeigt den gesamten Fiberport mit Strahlteiler, Beobachtungskamera, Off-Axis Guider (OAG) und Focal Reducer.



Abb. 10: Gesamter Fiberport mit Strahlteiler, Beobachtungskamera, OAG, Guider-CCD und Focal Reducer.

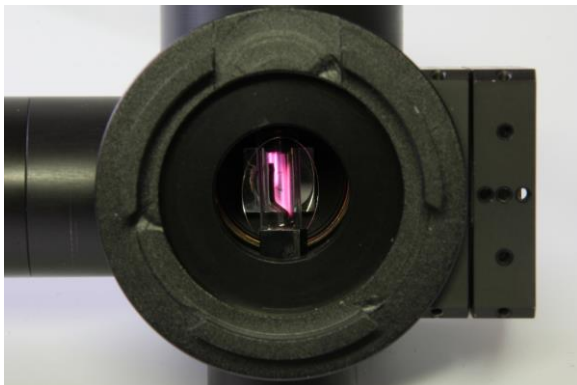


Abb. 11: Kalibrier-Glimmlampe vor dem Fasereingang).

5. Kalibrierlichtquelle

Zu den wesentlichen Aufgaben in der Spektroskopie gehört eine Kalibrierung des Spektrometers. Da die meisten Systeme thermisch bedingt keine besonders hohe Langzeitstabilität besitzen bzw. wie im vorliegenden Fall zwischen Spektralbereichen gewechselt werden kann, muss die Kalibrierung möglichst zeitnah zum Messprozess erfolgen. Da eine professionelle Kalibrierquelle hier nicht zu Verfügung stand, wurde für den OVA 284 ein entsprechender Kompromiss mit einer Glimmentladungslampe (Relco SC 480) im Fiberport des Teleskopes realisiert. Teil des Kompromisses ist derzeit noch, dass die Glimmlampe für die Kalibrierung manuell vor den Eintritt der Glasfaser geschwenkt werden muss (s. Abb. 11).

6. Parameteroptimierung

Die einzelnen Mess- und Hardwareparameter des Gesamtsystems sind im Verlauf des Projektes mehrfach modifiziert worden und stellen zum jetzigen Zeitpunkt im besten Fall einen ersten Kompromiss dar.

Basierend auf den ersten Experimenten mit dem Spektrographen wurde die Entscheidung getroffen, eine 50 μm Quarzfaser für den Lichttransport zu benutzen, da jede größere Faser bei Ausnutzung des Auflösungsvermögens des OVA 284 und den dafür notwendigen Spaltbreiten einen nichtvertretbaren Lichtverlust nach sich ziehen würde. Eine Auswertung von Photographien, die in der Vergangenheit mit dem Teleskop gemacht wurden, zeigte weiterhin, dass eine Reduktion des Öffnungsverhältnisses von F/10 auf F/6,3 empfehlenswert war, um bei dieser Fasergröße die Verluste am Fasereintritt in Grenzen zu halten.

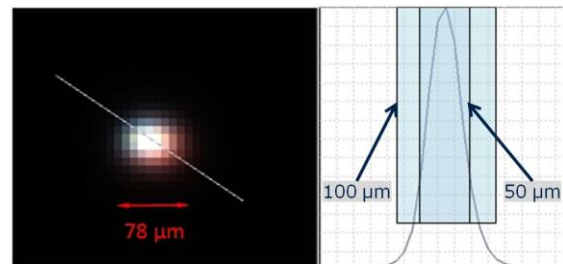


Abb. 12: Airy-Scheibchen eines einzelnen Sterns in der Fokalebene nach 20 min Belichtung bei F6,3, dazu rechts Größenvergleich mit einer 50 μm und 100 μm Faser.

Abb. 12 zeigt in starker Ausschnittvergrößerung einen einzelnen Stern im Bereich des Kugelsternhaufens M13 nach 20 min Belichtungszeit mit einer QHY8-Kamera. Das hier gezeigte Airy-Scheibchen ist die Summe der optischen Abbildungsfehler, des Seeings zum Zeitpunkt der Aufnahme und der Qualität der Nachführung. Die Grafik neben dem Foto zeigt im Größenvergleich zur Intensitätsverteilung die Dimensionen einer 100 μm und 50 μm Faser. Es wird deutlich, dass auch mit F/6,3 die stabile Positionierung des Sterns auf der Faser eine große Herausforderung darstellt und in jedem Fall mit Lichtverlusten verbunden ist.

Ein weiterer wichtiger Betrachtungspunkt bei der Minimierung der Lichtverluste im Gesamtsystem ist ein Vergleich des Öffnungsverhältnisses am Austritt der Faser mit der konstruktiv bedingten am Eingang des Spektrometers. Zu den bekannten Nachteilen eines Photonentransports über Faserlichtleiter gehört die Öffnungsverhältnisdegradation oder englisch

Focal Ratio Degradation (FRD) [4]. Die Eintrittsdivergenz des Strahlbündels wird durch die interne Reflexion an den gekrümmten Faseroberflächen weiter erhöht. Das bedeutet in der aktuellen Geometrie, dass die F/6,3 des Teleskops bis zum Faserausgang weiter reduziert wird und darum ein erheblicher Teil des Lichtes die F/10 Eintrittsdivergenz des Spektrographen überstrahlt und damit verloren geht. Um diesen Sachverhalt in der Realität evaluieren zu können, wurde bei einer realen Messung am Stern α Lyrae eine CCD-Kamera STF 8300 35 mm vom Faseraustritt entfernt positioniert und die Intensitätsverteilung in Abhängigkeit von der Fokussierung und Sternpositionierung beobachtet.

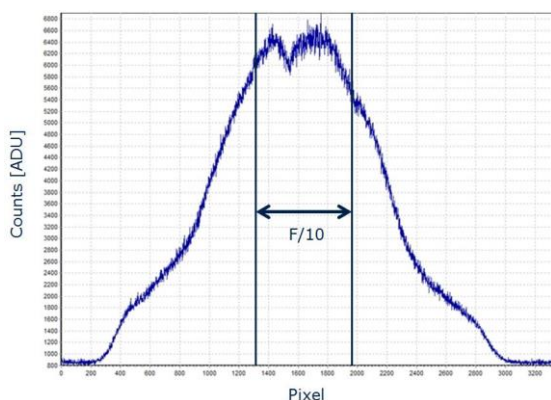


Abb. 13: Intensitätsverteilung 35 mm hinter dem Faserausgang bei Beobachtung des Sterns α Lyrae,

Abb.13 zeigt den Querschnitt dieser Verteilung für den Moment maximaler Intensität, d.h. bei optimaler Fokussierung und zentraler Positionierung des Sterns auf der Faser. Eingezeichnet ist weiterhin der Bereich, der von der F/10 Geometrie des Spektrographen erfasst wird. Diese Analyse machte deutlich, dass in der aktuellen Konfiguration des Systems alleine an dieser Stelle ca. 70% des Signals aufgrund einer schlechten Anpassung verloren gehen. Das entspricht in etwa einer Größenklasse in der Empfindlichkeit. Weitere Tests in der Zukunft sollen zeigen, ob mit einer Anpassungsoptik am Faserausgang in Kombination mit einem Image-Slicer [5] die Lichtausbeute bei gleicher spektraler Auflösung weiter erhöht werden kann.

7. Erfahrungen in der Astrospektroskopie

Trotz der nicht optimalen Kopplung von Spektrograph und Teleskop wurden im Jahr 2013 eine Vielzahl von Sternspektren aufgenommen, bearbeitet und soweit wie möglich ausgewertet. Dabei konnte durch die bereits beschriebenen Verbesserungen des Systems, aber auch durch einen immer sorgfältigeren

Umgang mit allen Einflussfaktoren, die spektroskopierte Grenzgröße von 4. Magnitude auf 7. Magnitude erhöht werden. Das ist an dieser Stelle zuerst als qualitative Aussage zu verstehen, da die spektroskopierbare Grenzgröße natürlich von den Anforderungen der jeweiligen Messaufgabe abhängt.

Unbedingt erwähnt werden muss auch, dass zu den wichtigsten Verbesserungen des gesamten Messsystems 2013 die Anschaffung einer gebrauchten Astrokuppel gehörte (s. Abb.14). Abgesehen von den prinzipiellen Vorteilen einer dauerhaft stationären Teleskopmontierung, bietet eine Kuppel einen Windschutz der insbesondere für die präzise Nachführung der Faser auf die Sternposition von unschätzbarem Vorteil ist.

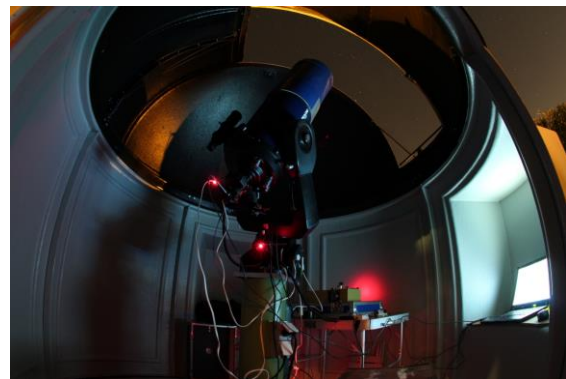


Abb. 14: Kuppel mit Teleskop und Spektrometer,

Besonders erfreulich war es dann im August 2013 für den Autor, dass die Vielzahl der Maßnahmen und Umbauten gerade rechtzeitig abgeschlossen waren, um bei der Spektroskopie der Nova im Sternbild Delphin dabei zu sein.

Abb.15 zeigt exemplarisch vier Spektren, die zwischen dem 16.08. und 28.08.2013 aufgenommen werden konnten. Genutzt wurde hierfür das Gitter mit 300 Linien/mm bei einer Messzeit von 600 s für die erste Messung und 1200 s für alle weiteren Messungen. Deutlich erkennbar ist hier der Übergang von einem Spektrum mit stark ausgeprägten P-Cygni Profilen zu einem Spektrum das primär durch eine H α -Emission dominiert wird.

Zu diesem Zeitpunkt war die Helligkeit der Nova bereits auf die Magnitude 6,5 abgefallen. In der Nacht vom 06. zum 07.09.2013, als die Nova die Magnitude 7,2 erreicht hatte, entstand eine Messreihe mit der Fragestellung, ob innerhalb weniger Stunden eine spektrale Veränderung im Bereich der H α -Linie sichtbar ist. Für diese Messungen wurde das 1200 Linien/mm-Gitter, eine Spaltbreite von 30 μ m und eine Messzeit von 1200 s verwendet. Insgesamt entstanden so 10 Spektren, die aller-

dings mit fortschreitender Nacht und abnehmender Sternhöhe an Qualität einbüßen.

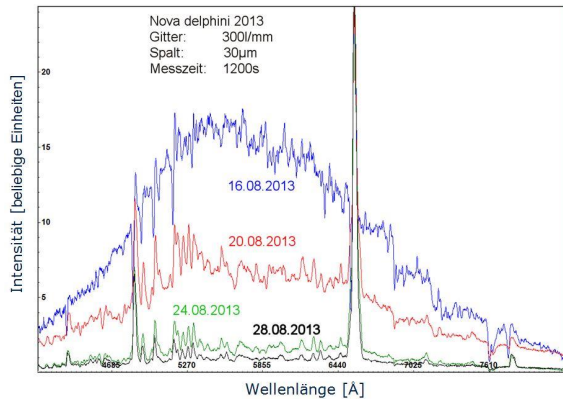


Abb. 15: Zeitlicher Verlauf der Nova Delphini 2013.

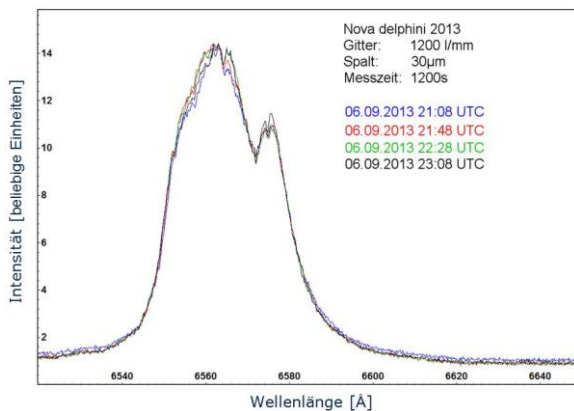


Abb. 16: Messserie im Bereich der H α -Linie der Nova über 2 Stunden.

Abb. 16 zeigt vier Spektren über einen Zeitraum von 2 h aus dieser Messserie. Inwieweit die sichtbaren Variationen im Spektrum tatsächlich auf physikalische Vorgänge in der Sternhülle zurückzuführen sind, kann der Autor aufgrund fehlender Erfahrungen hier allerdings noch nicht sagen.

8. Fazit

Durch die Faser- Kopplung eines professionellen Laborgitterspektrographen mit einem Amateurteleskop konnte ein Messplatz für astrospektroskopische Untersuchungen von Sternen bis zur Größenklasse von ca. 7 mag geschaffen werden. Die noch vorhandenen Defizite in der Optimierung verschiedener Komponenten lassen eine weitere, deutlichere Verbesserung des Systems möglich erscheinen. Zu den nächsten Aufgaben gehören eine Anpassungsoptik für den Faserübergang zum Spektrographen und eine variable und fernsteuerbare Kalibrierlichtquelle.

Neben den rein technischen Resultaten dieses Projektes schlägt für den Autor noch der Kompetenzzuwachs bei der Mess- und Auswertemethodik zu Buche.

Verweise

- [1] Richard Walker, Glimmstarter RELCO SC480, Atlas der Emissionslinien, <http://www.ursusmajor.ch/downloads/sques-relco-sc480-eichlinien-2.0.pdf>
- [2] <http://spectroscopy.wordpress.com/2010/12/30/linking-a-telescope-to-a-spectrograph-through-an-optical-fibre-part-ii/>
- [3] Daniel Sablowski, Zur Lichtwellenleitereinkopplung, Spektrum 42, 1/2012
- [4] Vincent van Assen, Focal Ratio Degradation In Optical Fibres, Bachelor work December 2011, University of Groningen
- [5] Daniel Sablowski, Simple Image Slicer, Spektrum 43, 2/2012

Ein „Kochrezept“ zur Bestimmung von Elementgehalten auf der Sonne

Dieter Goretzki

Akazienstr. 16, 63505 Langenselbold, Germany, e-mail: d.goretzki@t-online.de

Zusammenfassung

Im folgenden Artikel wird eine einfache Vorgehensweise für den Amateur beschrieben, um aus den gemessenen Äquivalentbreiten einzelner Linien die jeweilige Säulendichte eines Elements auf der Sonne zu bestimmen. Die Rechnungen werden im Detail dargestellt und einer ausführlichen Fehlerdiskussion unterzogen.

Abstract

In the present work a simple procedure is described for the amateur to determine the column density of an element from the measured equivalent widths of individual lines of the Sun. The calculations are presented in detail and subjected to a detailed error discussion.

1. Grundlagen

Die Stärke einer Absorptionslinie eines Elementes wird durch ihre Äquivalentbreite definiert. Diese ist - einfach gesagt - das Integral über die Linieneinsenkung. Mit zunehmender Konzentration des Elements nimmt die Einsenkung zunächst zu und strebt einem Grenzwert (der Restintensität) zu. Bei weiterer Steigerung der Konzentration wird die Linie dann nur noch breiter. Quantitativ wird dieses Verhalten in Form einer sog. Wachstumskurve dargestellt. Hier wird der Zusammenhang zwischen der Säulendichte (Atome/m²) und der gemessenen Äquivalentbreite [nm] hergestellt. Die Bestimmung der Äquivalentbreite ist nicht Teil dieser Arbeit. Es sei auf die einschlägige Literatur verweisen.

In der Abb. 1 ist dieser Zusammenhang für die Sonne dargestellt [1]. Die Symbole bedeuten N_a die Säulendichte eines Elementes in Atome/m² im jeweiligen Anregungszustand, f die Oszillatorstärke für die jeweilige Linie (dimensionslos), λ die Wellenlänge der jeweiligen Linie in nm und W die Äquivalentbreite der Linie in nm.

Bei der Auswertung ist zu beachten, dass man jeweils nur diejenige Anzahl der Atome eines die Linie erzeugenden Elements erhält, die im gleichen Anregungszustand (Energieniveau) sind. Betrachtet man z.B. die Natrium-D-Linien auf der Sonne, so entstehen diese aus dem Grundzustand des neutralen Natrium-Atoms. Um auf die Gesamtzahl aller Natriumatome in der Photosphäre der Sonne zu schließen, müssen auch die Atome berücksichtigt wer-

den, die „irgendwie“ angeregt sind. Das Natriumatom enthält jedoch noch zahlreiche weitere Energie-Niveaus bis hin zur Ionisation. Hinzu kommen noch die Ionen des Elements, die einfach oder mehrfach ionisiert sind. Unter den physikalischen Bedingungen auf der Sonne reicht es aber meistens, nur zwei Ionisationsstufen zu berücksichtigen. Beide Korrekturen, die je nach Element recht deutlich ausfallen können, werden durch die Anwendung der Boltzmann- und der Saha-Formel bewerkstelligt.

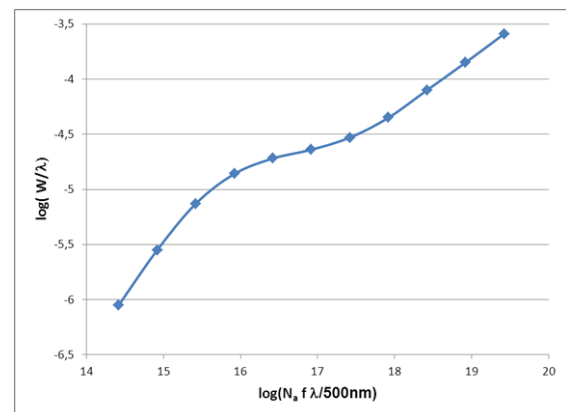


Abb. 1: Allgemeine Wachstumskurve der Sonne nach [1].

2. Vorgehensweise

Im Folgenden wird die Vorgehensweise beispielhaft für das Element Natrium beschrieben. Die Äquivalentbreiten wurden allerdings nicht selbst gemessen, sondern der Literatur [3] entnommen. Es wird auch nicht auf die physikalischen Bedingungen eingegangen, die zu einer Absorptionslinie führen. Ziel ist es, einen

einfachen Algorithmus darzustellen, der es auch Amateuren zumindest ansatzweise ermöglicht, einzelne Elementkonzentrationen auf

der Sonne zu bestimmen und mit der Literatur zu vergleichen.

1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14
λ	E_u	g	f	W	$\log(f(\lambda/500 \text{ nm}))$	$\log(W\lambda)$	$\log[f N_\lambda (\lambda/500 \text{ nm})]$	$\log(N_\lambda)$	Korrektur Boltzmann		Korrektur Saha		Summe
[nm]	[eV]			[nm]				[Atome/m ²]					[Atome/m ²]
330,238	0,00	2	0,0214	0,0088	-1,850	-4,574	17,251	19,10	-0,04	19,14	3,19	22,33	22,33
330,298	0,00	2	0,0049	0,0067	-2,490	-4,693	16,583	19,07	-0,04	19,11	3,19	22,31	22,31
588,997	0,00	2	0,6450	0,0730	-0,119	-3,907	18,806	18,93	-0,04	18,97	3,19	22,16	22,16
589,594	0,00	2	0,3250	0,0560	-0,417	-4,022	18,574	18,99	-0,04	19,03	3,19	22,22	22,22
449,770	2,10	4	0,0074	0,0031	-2,177	-5,159	15,378	17,55	-1,57	19,12	3,19	22,31	22,31
475,180	2,10	4	0,0019	0,0012	-2,743	-5,605	14,863	17,61	-1,57	19,17	3,19	22,36	22,36
514,880	2,10	2	0,0044	0,0012	-2,344	-5,647	14,821	17,16	-1,87	19,03	3,19	22,22	22,22
615,420	2,10	2	0,0135	0,0035	-1,779	-5,245	15,263	17,04	-1,87	18,91	3,19	22,10	22,10
616,080	2,10	4	0,0135	0,0054	-1,779	-5,060	15,527	17,31	-1,57	18,87	3,19	22,06	22,06
996,100	3,62	6	0,0252	0,0019	-1,299	-5,715	14,752	16,05	-2,71	18,76	3,19	21,95	21,95
1083,490	3,62	6	0,0524	0,0041	-0,945	-5,427	15,050	15,99	-2,71	18,71	3,19	21,90	21,90
Mittelwert												22,18	

Tab. 1: Beispielrechnung für das Element Natrium.

In Tabelle 1 haben die einzelnen Spalten die folgenden Bedeutungen:

Spalte 1: Wellenlänge der jeweiligen Linie in nm

Spalte 2: unteres Anregungsniveau der Linie in eV

Spalte 3: statistisches Gewicht des Anregungsniveaus

Spalte 4: Oszillatorenstärke des Anregungsniveaus

Die in den Spalten 1-4 angegebenen Werte können den üblichen Datenbanken entnommen werden, z.B. [2].

Spalte 5: Äquivalentbreite in nm der jeweiligen Linie.

Spalte 6: reine Rechengröße wie angegeben

Spalte 7: reine Rechengröße wie angegeben

Spalte 8: Dieser Wert wurde der Wachstums-kurve (Abb. 1) entnommen. Um die Zwischenwerte zu interpolieren, ist es sinnvoll, durch die gegebenen Werte als Ausgleichskurve einen kubischen Spline zu legen. Diesen kann man selbst programmieren oder sich gleich online berechnen lassen [4].

Spalte 9: Diese Zahl ist gleich der Wert in Spalte 8 minus Wert in Spalte 6. Das Ergebnis ist (logarithmiert) die Säulendichte der Natriumatome des in der Spalte 2 eingetragenen Anregungszustands. Die Dimension ist Atome/m². Man erkennt, dass die Säulendichte der Atome aus den höher angeregten Niveaus geringer ist.

Um nun auf die Gesamtzahl der Natriumatome im Grundzustand zu schließen, kommt die Boltzmann-Formel zur Anwendung:

$$\frac{N_{i,m}}{N_i} = \frac{g_{i,m}}{u_i(T)} \exp\left(-\frac{\chi_{i,m}}{kT}\right) \quad (1)$$

Darin bedeuten $N_{i,m}$ die Anzahl der Atome eines bestimmten Elements in der i -ten Ionisationsstufe die sich im angeregten Zustand m befinden in Atome/m²; also die in der Spalte 9 angegebenen Zahl. N_i ist die Anzahl aller Atome eines bestimmten Elements in der i -ten Ionisationsstufe. Dies ist der Wert, der zunächst gesucht wird. $g_{i,m}$ ist das statistische Gewicht des durch i und m bezeichneten Energieniveaus. Dies entspricht der Angabe in der Spalte 3. $u_i(T)$ ist die Zustandssumme in Abhängigkeit der Temperatur. Diesen Wert kann man für verschiedene Elemente und Ionisationsstufen nach [5] berechnen. Für das Element Natrium im Grundzustand und die effektive Temperatur der Sonne von ca. 5800 K erhält man hier einen Wert von 2,15. $\chi_{i,m}$ bezeichnet die Anregungsenergie in eV des m -ten Energieniveaus beim i -fachen Ion. Dies ist der Wert in der Spalte 2. k ist die Boltzmann-Konstante; hier $8,616 \cdot 10^{-5}$ eV/K und T die Temperatur in K; hier 5800 K.

Spalte 10: Diese Spalte enthält den nach Formel (1) berechneten Wert der rechten Seite in logarithmierter Form mit den oben angebe-

nen Werten für Natrium. Hier wird deutlich, dass die Korrektur umso größer ausfällt, je höher das Anregungsniveau der vermessenen Linie ist.

Spalte 11: Diese Spalte enthält die Säulendichte (logarithmiert) aller Natriumatome im Grundzustand unabhängig von welchen Anregungsniveau die Linie entsteht. Berechnet wird dies aus der Differenz der Werte in den Spalten 9 und 10. Alle vermessenen Linien sollten hier „in etwa“ den gleichen Wert ergeben.

Nun hat man zwar die Säulendichte der nicht ionisierten Natriumatome, es gibt aber noch die Atome, die ionisiert sind. Je nach Element darf man diese nicht vernachlässigen. Um auch diese Anzahl zu berechnen, kommt die Saha-Gleichung zur Anwendung:

$$\log\left(\frac{N_{i+1}}{N_i}\right) = -\chi_i \Theta + \frac{5}{2} \log T - 0,48 \\ + \log\left(\frac{2u_{i+1}}{u_i}\right) - \log P_e \quad \text{mit } \Theta = \frac{5040}{T} \quad (2)$$

Darin bedeuten neben den schon bekannten Symbolen noch N_{i+1} die Anzahl der Atome in der $(i+1)$ -ten Ionisationsstufe (die hier gesuchte Größe), N_i die Anzahl der Atome in der i -ten Ionisationsstufe (Wert in Spalte 11), χ_i die Ionisationsenergie in eV und P_e der Elektronendruck in dyn/cm² (hier wurde mit 17 dyn/cm² gerechnet, 1 dyn/cm² entspricht 0,1 Pa). Diesen erhält man aus Modellrechnungen z.B. mit dem Programm „spectrum“ [6] für eine Schicht der Photosphäre mit einer Temperatur von 5800 K. Weiterhin bedeuten u_i und u_{i+1} Zustandssummen der i -ten und der $(i+1)$ -ten Ionisationsstufe. Der Quotient in der Formel (2) ist für viele Elemente praktisch gleich 1 (oder null in der logarithmierten Form). Für Natrium erhält man 0,93 und $\log(0,93) = -0,03$. Der Wert kann nach [5] genau für beide Ionisationsstufen berechnet werden.

Spalte 12: Diese Spalte enthält den nach Formel (2) berechneten Wert der rechten Seite in logarithmierter Form mit den oben angegebenen Werten für Natrium. Dieser Wert ist für alle Linien gleich, da nur Linien des neutralen Natriums auf der Sonne beobachtet werden können. Die Zahl bedeutet, dass auf ein neutrales Natriumatom ca. 1600 ionisierte Natriumatome kommen. Dies ist schon eine recht kräftige Korrektur. Zweifach ionisiertes Natrium kommt in der Photosphäre der Sonne nicht vor.

Spalte 13: Dies ist die Säulendichte aller einfach ionisierten Natriumatome. Auch diese Werte sollten für alle Linien etwa gleich groß sein.

Spalte 14: In dieser Spalte wird nun die Anzahl aller Natriumatome berechnet. Der Wert ist einfach die Summe aus Spalte 11 und 13 (aber vorher potenzieren!). Daraus wird dann am Ende der Spalte der Mittelwert gebildet und ggf. die Standardabweichung.

3. Ergebnisse

Die Säulendichte aller Natriumatome in der Photosphäre der Sonne beträgt aus den in der Literatur angegebenen Äquivalentbreiten der vermessenen Linien $10^{22,18}$ Atome/m² oder $1,51 \cdot 10^{22}$ Atome/m².

In der Literatur wird dieser Wert ins Verhältnis zur Säulendichte der Wasserstoffatome gesetzt und auf 12 bezogen. Dieser Wert wird zu $6,6 \cdot 10^{27}$ Atome/m² angegeben. Man erhält als Endergebnis:

$$\log(\text{Natrium}) = 22,18 - 27,82 + 12 \\ = 6,36 \pm 0,16.$$

Der Literaturwert (2009) nach [7] lautet: $6,24 \pm 0,04$.

4. Fehlerbetrachtung

Fehlerbehaftete Größen sind u.a. die verwendeten Oszillatorstärken. Diese werden meist empirisch bestimmt. Fehlerangaben findet man sehr selten. Hier hilft es, dass man die Messwerte aus verschiedenen Datenbanken vergleicht. Die Bestimmung der Äquivalentbreiten gelingt dem Amateur meist nicht viel besser als ± 10 %. Um hier den Fehler zu minimieren ist es erforderlich, möglichst viele Linien zu vermessen. Bei einigen Elementen auf der Sonne ist dies aber schwierig, da zahlreiche Linien in spektralen Regionen (IR, UV) liegen, die für den Amateur nur schwer zu erreichen sind. Bei der Äquivalentbreite ist zudem die Gefahr von systematischen Fehlern hoch, da Linien durch sog. blends gestört sein können. Die Werte aller Linien eines Anregungsniveaus sollten in der Spalte 9 in etwa die gleiche Größenordnung haben. Außerdem sollten nicht zu starke Linien für die Berechnung verwendet werden. Die Grenzen der Abb. 1 sind nicht zu überschreiten.

Bei den Korrekturen durch die Boltzmann-Formel geht wesentlich die Temperatur ein. Wählt man für die Sonne die effektive Temperatur von 5800 K hat man schon einen guten Näherungswert. Die Korrekturen fallen umso höher aus, je höher das Anregungsniveau der Linie ist. Günstig ist hier, Linien zu vermessen, die aus dem Grundzustand entstehen. Hier fällt der Fehler durch die Temperatur praktisch weg.

Die Korrekturen durch die Saha-Formel sind sehr vom jeweiligen Element abhängig. Es gibt Elemente, die auf der Sonne praktisch nur in einer Ionisationsstufe vorliegen (z.B. C, N, O). Bei diesen Elementen entfällt die Korrektur. Dann gibt es Element (z.B. Na) bei dem der Großteil der Atome einfach ionisiert ist, aber auf der Sonne keine Linien dieser Spezies beobachtet werden können. Man muss hier aus einer kleinen Anzahl von Linien des tieferen Ionisationsniveaus auf das große Ganze schließen. Dies ist deshalb schwierig, da in die Saha-Gleichung sowohl die Temperatur als auch der Elektronendruck wesentlich eingehen. Beide Größen hängen sehr vom verwendeten Photosphären-Model ab.

Es gibt aber auch Elemente, die in zwei Ionisationsstufen beobachtet werden können (z.B. Fe). Und nicht zuletzt gibt es auch Elemente, bei denen drei Ionisationsstufen zu berücksichtigen sind (z.B. Si), obwohl nur Linien zweier Ionisationsstufen vermessen werden können.

5. Fazit

Dies alles zeigt, dass die Bestimmung der Elementzusammensetzung der Sonne nicht trivial ist, wobei die Ermittlung der Isotopenzusammensetzung noch gar nicht berücksichtigt wurde.

Die vorliegende Arbeit soll die Problematik aufzeigen und dem Amateur eine Möglichkeit an die Hand geben, es doch mal selber an verschiedenen Elementen (z.B. als Praktikumsversuch) auszuprobieren.

Verweise

- [1] C.W. Allen, Astrophysical quantities, 2. Ed., 1963, p. 165
- [2] http://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html
- [3] David L. Lambert et al., The abundances of the elements in the solar photosphere
Die Autoren haben mehrere Publikationen zu verschiedenen Elementen veröffentlicht. Diese sind alle im NASA-ADS aufzufinden. Für das Element Natrium findet man es hier:
<http://adsabs.harvard.edu/abs/1968MNRAS.138..181L>
- [4] <http://www.arndt-bruenner.de/mathe/scripts/kubspline.htm#rechner>
- [5] Polynomial Partition Function Approximations of 344 Atomic Molecular Species,
The Astrophysical Journal Supplement Series, 45:621-633, April 1981,
<http://adsabs.harvard.edu/abs/1981ApJS...45..621I>
- [6] <http://www.appstate.edu/~grayro/spectrum/spectrum.html>
- [7] The chemical composition of the sun,
<http://arxiv.org/abs/0909.0948>

Ein Stern lässt seine Hülle fallen – Beobachtungen der Äquivalentbreite (EW) an 66 Ophiuchi und anderen Be-Sternen

Bernd Hanisch

Am Bahnhof 8a, 15326 Lebus, e-mail: bernd.hanisch1@gmx.de

Zusammenfassung

Einige frühe Sterne der Spektralklasse B, so genannte Be-Sterne, zeigen in ihren Spektren zeitlich veränderliche Emissionslinien des Wasserstoffs und anderer Elemente. Diese Emissionslinien entstehen nach dem derzeitigen Erkenntnisstand in den diese Sterne umgebenden zirkumstellaren Gashüllen, die offensichtlich mit der Zeit merklichen Veränderungen unterliegen. Die stetige Beobachtung der Emissionsintensität dieser Linien als ein Indikator für den Zustand der Gashülle ist für das Verständnis dieser Sterne sehr wichtig. Hier erschließt sich ein Arbeitsfeld auch für den Amateur-Astrospektroskopiker. Ich beobachte seit 1997 19 solcher Be-Sterne bezüglich der Stärke ihrer Wasserstoffemissionslinien und habe im Verlaufe von wenigen Jahren bereits markante Veränderungen bei einigen Sternen bis hin zum Verlust der Gashülle mit verfolgen können.

Abstract

Some B-stars, so called Be-stars, show in emission lines of hydrogen and of other chemical elements in their spectra changing their intensity over the years. These emission lines originate in an envelope of gas around the star, called disc. This envelope appears to be variable. To understand the basic processes in these stars it is important to observe the emission line intensity continuously. This offers a field of work for the astro-amateur interested in spectroscopy. In 1997 I began to observe 19 of these Be-stars with a prism spectrograph studying their hydrogen line strengths. I was able to trace significant changes in some of the stars in relatively short times, in one case obviously the loss of the disc.

1. Einleitung

Als Be-Sterne werden frühe Sterne der Spektralklasse B (gelegentlich auch der Spektralklassen O bzw. A) bezeichnet, die zeitlich veränderliche Emissionen (insbesondere der Balmerlinien) zeigen und die keine Überriesen sind. Die Emissionslinien entstehen in einer den Stern umgebenden zirkumstellaren Gashülle. Nicht selten handelt es sich bei solchen Sternen um Mehrfachsysteme. Die nachfolgende Abb. 1 veranschaulicht die Verhältnisse.

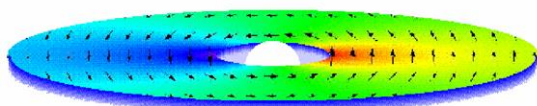


Abb. 1: Modell einer rotierenden Gasscheibe um einen Be-Stern. Quelle [1]

Als mögliche Ursachen der Scheibenentstehung werden diskutiert [2]:

- eine schnelle Rotation mit Geschwindigkeiten von 200 – 500 km/s, wobei jedoch die Zentrifugalkraft die Gravitationskraft nicht vollständig aufhebt und daher nicht

als alleinige Ursache der Scheibenbildung in Frage kommt,

- Stöße durch nichtradiale Pulsation,
- ein Masseaustausch mit einem engen Begleiter (ca. 25 % der Be-Sterne sind Mehrfachsysteme) und
- Magnetfelder und Sternwinde.

Eine Langzeitbeobachtung der in den Spektren sichtbaren Emissionen ist u.a. deshalb interessant, weil deren Äquivalentbreite (ein Maß für die Stärke der Spektrallinie) zeitlich variabel ist. Dies kann bis hin zum völligen Verschwinden der Emissionslinie bzw. zur Umkehr in eine Absorptionslinie führen.

Die Äquivalentbreite einer Spektrallinie wird als Wellenlängenintervall in der Einheit Angström [Å] für Emissionslinien mit negativem, für Absorptionslinien mit positivem Vorzeichen angegeben. Sie stellt, vereinfacht gesagt, eine Seite eines gedachten Rechtecks dar, dessen andere Seite die Intensitätsskala zwischen 0 und 1 eines normierten Spektrums bildet und dessen Fläche genau der Fläche entspricht, die von der Spektrallinie und einem auf die Intensität 1 normierten Kontinuum eingeschlossen wird.

Abbildung 2 verdeutlicht diese Definition. Die Flächen A1 und A2 sind gleich groß.

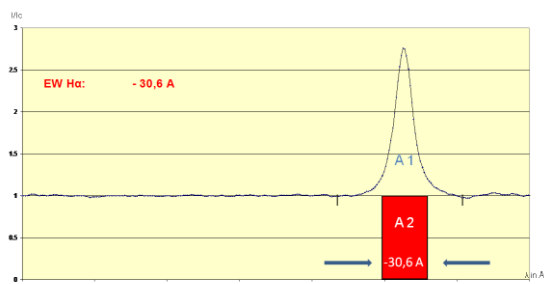


Abb. 2: Veranschaulichung der Äquivalentbreite am Beispiel der H α -Spektrallinie.

Starke Emissionen in den Spektren der Be-Sterne, insbesondere die der Balmerlinien des Wasserstoffs – H α und H β , weisen auf eine deutliche Ausprägung der den Stern umgebenden Hülle hin. Schwache oder fehlende Emissionen sind hingegen Zeichen einer eher schwach ausgeprägten oder fehlenden Gashülle, mitunter auch ein Indiz für Dichteschwankungen in der Gashülle.

2. Programmsterne, Aufnahme- und Auswertemethoden

Die in Tabelle 1 genannten 19 Be-Sterne werden von mir seit 1997 hinsichtlich des Emissionsverhaltens ihrer H α - und H β -Linien mittels Objektivprismenspektroskopie beobachtet, allerdings erst seit Oktober 2005 durch quantitative Bestimmung der Äquivalentbreiten. In der Zeit von 1997 bis 2005 wurden lediglich fotografische Spektren ohne EW-Bestimmung gewonnen, so dass der Status der Linien in dieser Phase nur visuell bewertet werden konnte.

Stern	RA (2000) h min s	Deklination (2000) ° ' ''	Visuelle Helligkeit *1	Spektrum ^{*1}
χ Oph	16 27 01,4	- 18 27 23	+ 4,42	B2 IV
ψ Per	03 36 29,4	+ 48 11 34	+ 4,23	B5 V
γ Cas	00 56 42,5	+ 60 43 00	+ 2,47	B 0 IV
σ Cas	00 44 43,5	+ 48 17 04	+ 4,54	B5 III
ϕ Per	01 43 39,6	+ 50 41 19	+ 4,07	B2 V
66 Cyg	21 17 55,1	+ 34 53 49	+ 4,43	B2 V
48 Lib	15 58 11,4	- 14 16 46	+ 4,88	B5 III
δ Sco	16 00 20	- 22 37 18	+ 2,33	B 0,3 V
β Psc	23 03 52,6	+ 03 49 12	+ 4,53	B6 III
47 Ori	05 39 11,1	+ 04 07 17	+ 4,57	B3 III
59 Cyg	20 59 49,6	+ 47 31 16	+ 4,74	B1 n
π Aqu	22 25 16,6	+ 01 22 39	+ 4,66	B1 V
β CMi	07 27 09	+ 08 17 22	+ 2,90	B8 V
ζ Tau	05 37 38,7	+ 21 08 33	+ 3,00	B4 III
ν Gem	06 28 57,8	+ 20 12 44	+ 4,15	B6 III
66 Oph	18 00 15,8	+ 04 22 07	+ 4,64	B2 V
ϕ And	01 09 30,2	+ 47 14 31	+ 4,25	B7 V
σ And	23 01 55,3	+ 42 19 34	+ 3,62	B6 III
16 Peg	21 53 03,8	+ 25 55 30	+ 5,08	B3 V

Tab. 1: Ausgewählte Be-Sterne: Programmsterne.

*1: Quelle: Bright Star Catalogue

Alle Spektren wurden mit dem in Abb. 3 dargestellten Objektivprismenspektrographen, bestehend aus einem Zeiss Meniscas 180/1800 mit einem vorgesetzten 45°-Objektivprisma BK 2 der Kantenlänge 110 mm x 110 mm, gewonnen. Als Detektor fand ab Oktober 2005 eine DSLR EOS 20 D von Canon Anwendung. Vorher kamen verschiedene fotografische Emulsionen zum Einsatz.



Abb. 3: Objektivprismenspektrograph Meniscas 180/1800 mit 45°-Objektivprisma BK 2.

Diesem Spektrographen bzw. den erhaltenen Spektren liegen folgende Kenndaten zu Grunde:

- Auflösung $\lambda/\Delta\lambda$ bei H β : ca. 2000,
- Dispersion: 188 Å/mm bzw. 1,2 Å/Pixel bei H α , 81 Å/mm bzw. 0,52 Å/Pixel bei H β ,
- Belichtungszeiten: 200 s – 800 s bei 400 ISO (Einzelbild),
- S/N: 100 – 130 bei H α , 150 – 200 bei H β und
- Fehler der EW: etwa 5 % (nach der Methode von Chalabaev abgeschätzt).

Die Spektren wurden wie folgt ausgewertet:

- mit dem Bildbearbeitungsprogramm *ImageJ*: Drehen, Schneiden, Scannen (R-Kanal für H α , G- & B-Kanal für H β),
- mit *MS Excel*: Dunkelbildabzug und λ -Normierung,
- mit *MK 32*: Kontinuumsnormierung und EW-Bestimmung und
- mit *MS Excel*: S/N-Berechnung und Darstellung der Spektren.

3. Beobachtungsergebnisse

Abb. 4 zeigt die Spektren ausgewählter Be-Programmsterne, die mit der beschriebenen Aufnahmeoptik gewonnen wurden. Deutlich sichtbar sind die Emissionen der H α - und H β -Linien.

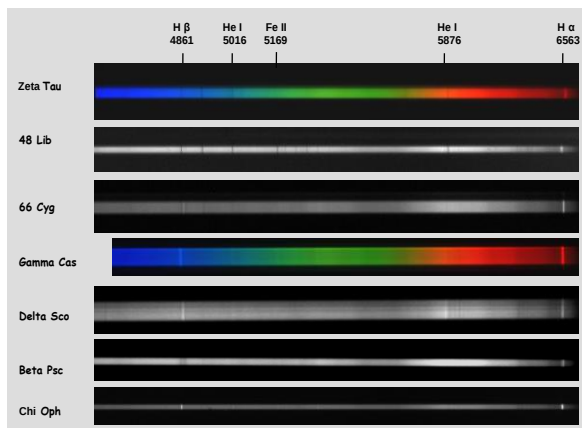


Abb. 4: Photographische Spektren ausgewählter Be-Programmsterne.

Da bei einem Prismenspektrografen die Dispersion mit abnehmender Wellenlänge zunimmt, sind ab der H β -Linie im eindimensionalen Spektrenscan auch Einzelheiten der Linienprofile sichtbar. Dies ist am Beispiel von β Psc in Abb. 5 deutlich sichtbar. In eine photosphärische Absorption eingebettet ist eine durch die Gashölle verursachte Emission erkennbar.

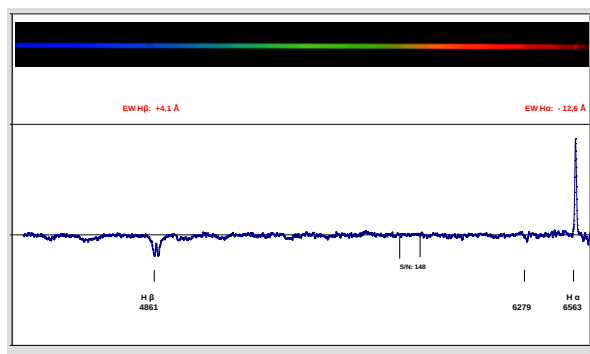


Abb. 5: Eindimensionales Spektrum von β Psc mit Angabe der Äquivalentbreiten.

Das Zeitverhalten der Emissionslinien weist bei den von mir beobachteten Programmsternen sehr unterschiedliche Dynamiken auf. Für einige Sterne wie z.B. β Psc und 47 Ori ist in den letzten Jahren eine Zunahme der Stärke ihrer Emissionslinien und damit einhergehend ein zumindest temporäres Anwachsen der zirkumstellaren Gashölle zu beobachten.

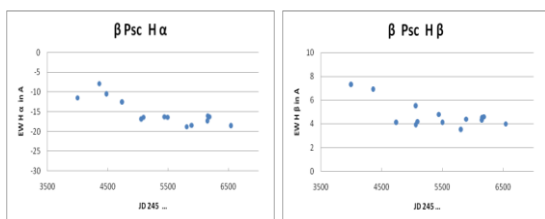


Abb. 6: Langzeitverhalten der EW von H α sowie H β von β Psc.

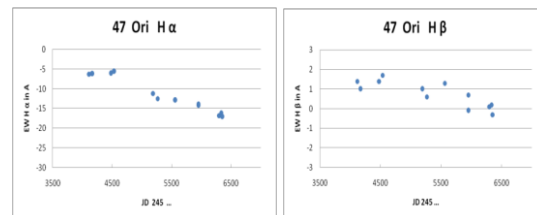


Abb. 7: Langzeitverhalten der EW von H α sowie H β von 47 Ori.

Andererseits gibt es auch Beispiele für stärkere kurzzeitige Schwankungen der Emissionslinienstärke, wie die in Abb. 8 und 9 dargestellten Verläufe bei δ Sco und ϕ Per zeigen. Dabei fällt auf, dass die Verhältnisse der H α -Linie in abgeschwächter Form ebenfalls bei H β abgebildet werden.

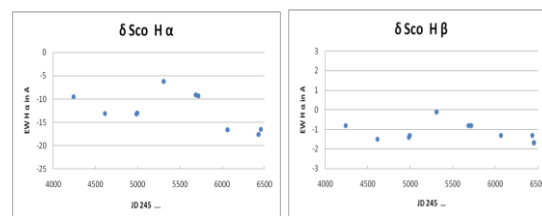


Abb. 8: Langzeitverhalten der EW von H α sowie H β von δ Sco.

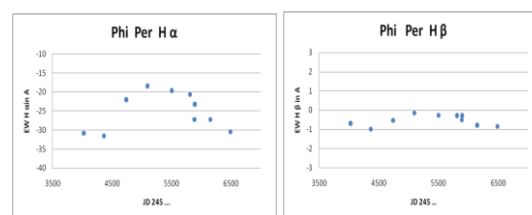


Abb. 9: Langzeitverhalten der EW von H α sowie H β von ϕ Per.

Durchaus spannend sind auch Beobachtungen der Emissionslinienstärke bei Sternen, die offensichtlich dabei sind, gerade ihre Gashölle abzubauen bzw. dies schon weitestgehend getan haben. Beispiele für dieses Stadium liefern derzeit die Sterne ζ Tau und 66 Oph, wie Abb. 10 und 11 verdeutlichen.

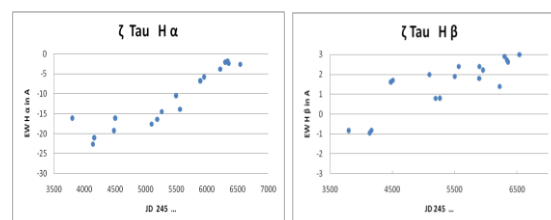


Abb. 10: Langzeitverhalten der EW von H α sowie H β von ζ Tau.

Dem Stern 66 Oph gilt dabei seit längerem die Aufmerksamkeit der Astronomen im Amateur- und im Profibereich. Es handelt sich hier um

einen B2V-Stern mit einer scheinbaren Helligkeit vom 4,6 mag, einer Masse von ca. 12 Sonnenmassen und einer Rotationsgeschwindigkeit $v \sin i = (280 \pm 15) \text{ km/s}$ [3]. Bereits im Jahr 1933 wurden im Spektrum dieses Sterns Emissionslinien entdeckt, die im Jahr 1955 ein Minimum ihrer Intensität erreichten. Von 1955 bis etwa 1993 stieg die Intensität (EW) der H α -Linie auf etwa -60 Å an, um sich danach bis heute stetig zu verringern. Abb. 12 zeigt den Intensitätsverlauf der H α -Linie von Mitte der 1970-er Jahre bis heute, beobachtet durch verschiedenen Profi- und Amateurastronomen aus der ganzen Welt.

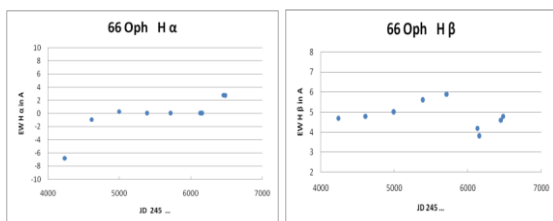


Abb. 11: Langzeitverhalten der EW von H α sowie H β von 66 Oph.

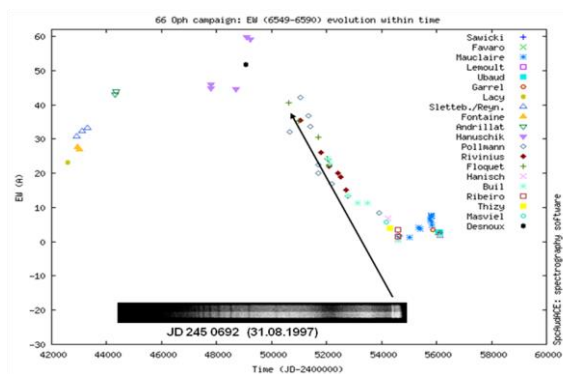


Abb. 12: Intensitätsverlauf der H α -Linie des Stern 66 Oph von Mitte der 1970-er Jahre bis heute. Hinweis: Zu beachten ist die in dieser Abbildung veränderte Darstellung der EW-Achse (hohe positive Werte für starke Emissionen) gegenüber der ansonsten in diesem Bericht verwendeten Skalierung der EW-Achse. Quelle: [4]

Eingefügt ist ein photographisches Spektrum des Autors aus dem Jahr 1997, welches die H α -Linie noch als deutliche Emissionslinie erkennen lässt. Man kann davon ausgehen, dass derzeit die für die Entstehung der Balmeremissionen ursächliche zirkumstellare Gashölle innerhalb von 20 Jahren weitestgehend verschwunden sein dürfte.

4. Fazit

66 Oph ist ein eindrucksvolles Beispiel dafür, dass:

- auch in astronomischen Objekten grundlegende Veränderungen nicht ausschließlich in astronomischen Zeiträumen ablaufen müssen und
- dass auch Amateure mit eher bescheidener instrumenteller Ausrüstung solche Prozesse verfolgen können und so durch möglichst viele Beobachtungen und Beobachter zum besseren Verständnis dieser Gruppe von Sternen beitragen können.

Für „eilige Leute“ freilich ist dieses Betätigungsfeld wohl eher nicht geeignet.

Literatur

- [1] <http://www-astrospectroscopy.eu/spektren/images/disc.png>
- [2] Michael Winkhaus (1997): Bestimmung der Dichtestruktur oszillierender Be-Stern-Scheiben mittels Dopplertomographie; Diplomarbeit, Fachbereich Physik der Universität Dortmund, Astronomisches Institut der Ruhr-Universität Bochum
- [3] Floquet, et al.; Variability and pulsations in the Be star 66 Ophiuchi; A&A 394, 137-149 (2002)
- [4] http://bmauclaire.free.fr/astronomie/spectro/.../66_oph

Observational Results on Nova Delphini 2013

U. Thomas Hunger^{*}, Martin Dubs⁺, Heidi Sieske^{**}, Daniel Sablowski⁺⁺, Ted Moldenhawer^{***}, Eva M. Dos Santos⁺⁺⁺, Filipe M. Dias[‡], Berthold Stober^{‡‡}, Lothar Schanne^{\$}, Daniel Weiss^{\$}, Knud Strandbæk^{\$}, Peter Stinner^{\$}, Anke Wendt^{\$}, Daniel Küsters^{\$}, Gerrit Grutzeck^{\$}, Jonas Schmidt^{\$}, Dennis Fuchs^{\$}, Ulrich Waldschläger^{\$}, Franz Bolduan^{\$}, Daniel Verilhac^{\$}, Thierry Garrel^{\$}, Alain Lopez^{\$}, Pierre Dubreuil^{\$}, Benjamin Mauclaire^{\$}, Thomas Eversberg^{\$}

^{*} Normannenweg 39, 59519 Möhnesee, Germany; thunger03@web.de

⁺ Im unteren Stieg 2, 7304 Maienfeld, Switzerland

^{**} Berthold-Brecht-Straße 20, 09405 Zschopau, Germany

⁺⁺ Leibniz-Institut für Astrophysics, An der Sternwarte 16, 14482 Potsdam, Germany

^{***} Carl-von-Ossietzky-Straße 35, 14471 Potsdam, Germany

⁺⁺⁺ Rua Nuno Ataíde Mascarenhas, No. 47, 2. Esq. 8100-610 Loulé, Portugal

[‡] Rua Almirante Campos Rodrigues, Edif. Girassol, 5F, 1500-036 Lisbon, Portugal

^{‡‡} Nelkenweg 14, 66907 Glan-Münchweiler, Germany

^{\$} Member of observer team of WR134/5/7-Summer-2013-Campaign at IAC80, Teide Observatory, Tenerife

Abstract

We report on the collected spectra taken during the Wolf-Rayet-134-5-7-Campaign at IAC80 telescope of Teide observatory of IAC, Tenerife, in this letter. In total 13 spectra of Nova Delphini 2013 (PNVJ20233073+2046041) were recorded using a commercial available Echelle spectrograph. The data were treated using standard ISIS routines.

Zusammenfassung

In diesen Artikel berichten wir über die Spektren, die während der Wolf-Rayet-134-5-7-Kampagne am IAC80 Teleskop des Teide Observatoriums des IAC auf Teneriffa aufgenommen wurden. Insgesamt wurden 13 Spektren der Nova Delphini (PNVJ20233073+2046041) mittels eines kommerziell erhältlichen Echellespektrographen aufgezeichnet. Die Daten wurden mit ISIS ausgewertet.

This summer, May17th – Sept 18th 2013, an observational campaign focusing on the Wolf-Rayet stars WR134, 135 and 137 at IAC80 telescope of IAC, Tenerife, took place. It was a part of a world-wide effort to get time series with a very dense coverage of emission line features of the strong star winds. Coincidentally, a Nova was discovered in the constellation Delphin on 2013-08-14 by the Japanese astronomer Koichi Itagaki. As a result of the relative high brightness of the object a vast amount of amateur spectroscopists closely started observing the time dependent spectral features with simple low resolution transmission grating spectrograph as the StarAnalyser100 up to sophisticated Echelle spectrographs like Shelyak's Eshel. Soon, a campaign was started by ARAS collecting all spectra available from amateurs bringing it together in a common database [1]. The activity was reported via several mailing lists mainly by Francois M. Teyssier, France. Steven N. Shore, Università di Pisa, Italy, then acted as a Principal Investigator guiding and commenting all the amateur efforts.

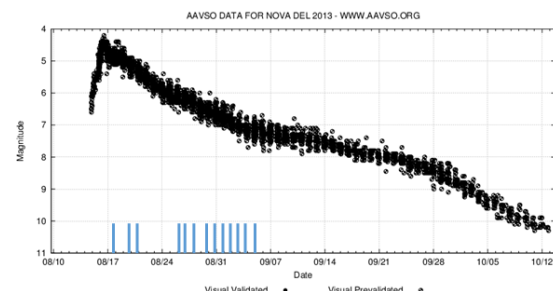


Fig. 1: Light curve V of Nova Delphini from AAVSO. Blue: Spectra taken at IAC80 during WR134-5-7 campaign.

The observing Teide teams decided to take spectra of this surprising event. The spectra were taken with the IAC80 telescope at Teide observatory. The telescope was equipped with a fiber-linked Echelle spectrograph of Shelyak Instruments (type Eshel). It offers a resolving power of > 10.000 . The CCD-camera used was a Nova 3200 of Astroelektronik Fischer. The temperature of the sensor was held at -25°C .

Standard calibrations were taken before each night using LED and Tungsten for flat fielding, 10 frames each. The exposure times were chosen as 30 s and 6 s, respectively. The temperature of the Tungsten spectrum is around 2700 K. Bias (25 x 0.5 s exposure time) and darks (10 x 600s) were taken as well. Usually, at least 3 darks were collected after the night run. ThAr lamp frame supplying the calibrating lines were applied before and after each object. Usually, 10 exposures of the Nova were taken with adapting exposure times between 30 s and 60 s ensuring not to overexpose the emission lines.

ζ Aql (3 x 60s) was used as the reference star for instrumental response corrections. The final

data reduction was performed using the ISIS software package, version 5.2.3, written by C. Buil [2].

The first observations were performed shortly after the maximum on 2013-08-17 (see light curve in fig. 1). In this phase P Cyg line profiles were dominating the spectra which can be recognized with the $H\alpha$ and $H\beta$ lines in fig. 3 and 4, respectively. The blue shifted absorption started to disappear until 20th of August but showing a strong asymmetric line shape. After a break of five days due to bad weather the spectra showed a huge and rising Hydrogen emission with strongly varying line shapes.

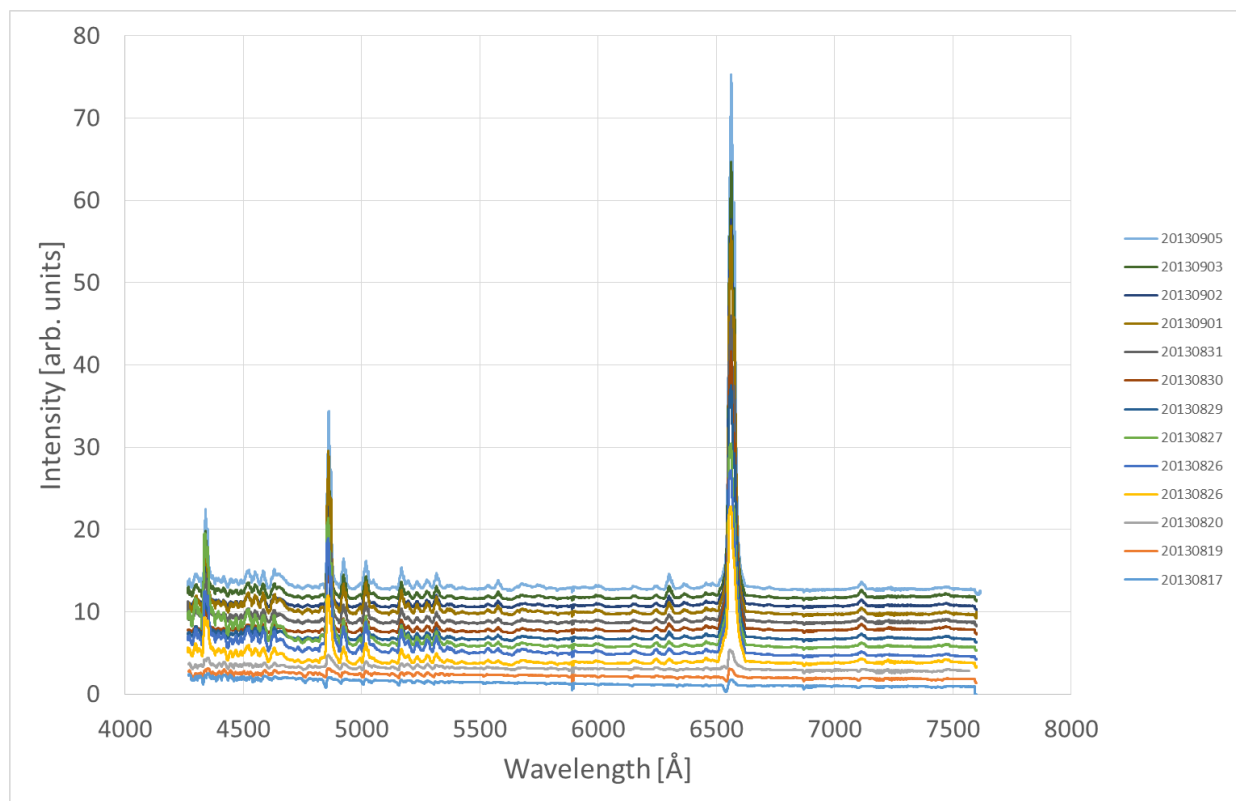


Fig. 2: Plot of all spectra recorded. The spectra are offset for clarity. Note the gap between the 20th and 26th of August due to bad weather conditions at Teide.

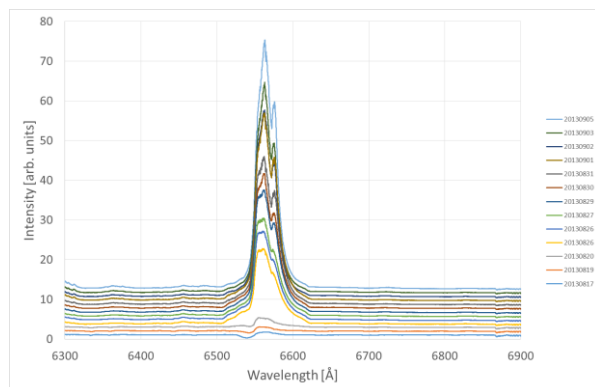


Fig. 3: Detail of fig. 2 shows the spectral evolution at $H\alpha$.

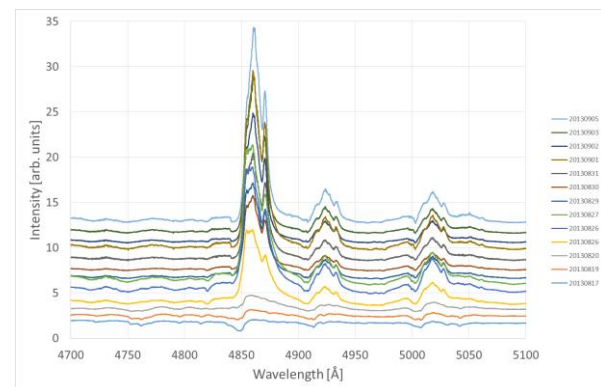


Fig. 4: Detail of fig. 2 shows the spectral evolution at $H\beta$.

The reproducibility of the spectra was cross-checked with a spectrum taken with a 10" SC from Meade equipped with a low resolution Lisa spectrograph by James Edlin [3]. Fig. 5 shows the overall comparison, whereas fig. 6 and 7 show the $H\alpha$ and $H\beta$ regions in more detail. The overall spectra shapes fit reasonable to each other showing the same features. The absolute intensities are slightly different, may be due to different calibration stars and other differences in the reduction process although it is assumed that the calibration was performed with ISIS too.

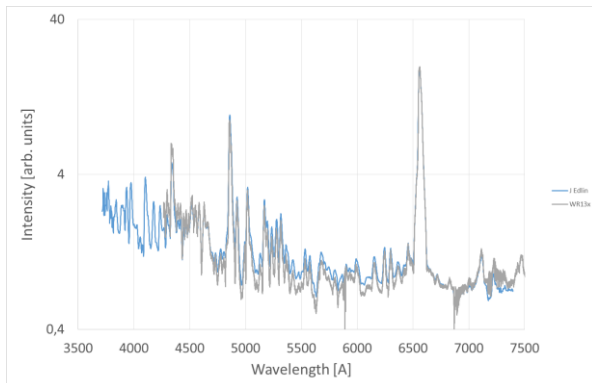


Fig. 5: Overall comparison between Spectra taken at Teide and by James Edlin at 2013-08-26.

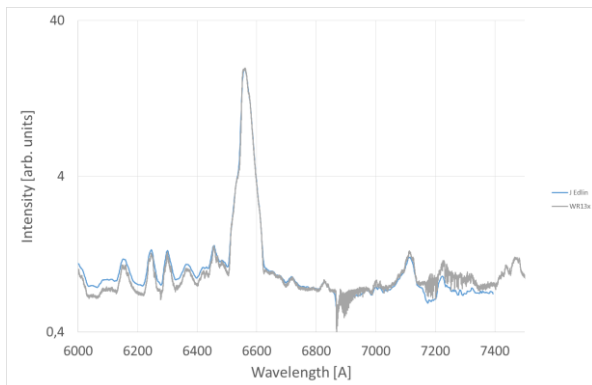


Fig. 6: Details of fig. 5, spectral region: $H\alpha$.

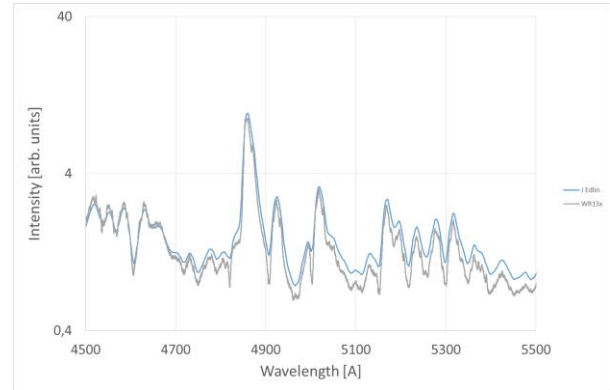


Fig. 7: Details of fig. 5, spectral region: $H\beta$.

The temporal coincidence of the Nova Delphini and the WR134/5/7 campaign offered a nice side effect of collecting spectra with high resolution and sufficient SNR covering ~20 days of evolution of the Nova. Although the results are not considered as a scientific novelty the active participants enjoyed documenting the spectral changes actively. Finally, the spectra were transferred to the ARAS database. May be they will be used to gain new insights in Novae physics.

Acknowledgement: The work was supported by the IAC of ULL, Tenerife. We highly appreciate the opportunity to work under the professional conditions at the world-class observation site at Teide observatory. Thanks also to all members of the WR134/5/7 campaign not explicitly listed as authors in this paper who enabled the observations presented here.

Literature

- [1] http://www.astrosurf.com/aras/Aras_DataBase/Novae/Nova-Del-2013.htm
- [2] <http://www.astrosurf.com/buil/isis/isis.html>
- [3] _novadel_20130826_167 JEdlin.fit; from [1]

Termine

Nicht vergessen / Don't miss:

ASpekt 14 – Jahrestagung der Fachgruppe 2014

ASpekt 14 – Annual Conference of Section Group 2014

Wann/When: 16. - 18. Mai 2014

Wo/Where: Köln / Cologne

Tagungs- und Gästehaus St. Georg im Zentrum der Kölner Südstadt

**Aktuelle Informationen & Anmeldung /
Detailed information & registration:**

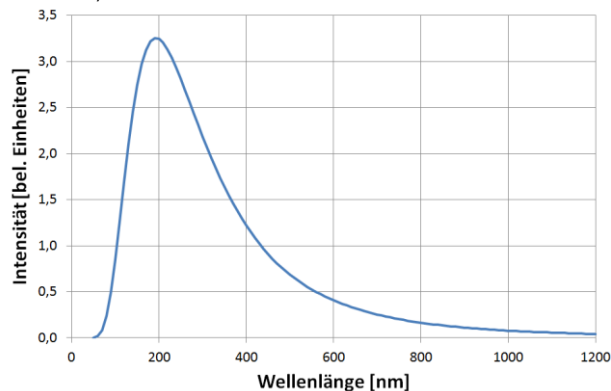
www.spektralklasse.de

Errata:

C. Netzel, Kalibrierung eines Lhires im gesamten visuellen Spektrum,
Spektrum 44 (1/2013) 10

Seite 11, Kapitel 3, 2. Absatz, 1. Satz muss heißen: Die Dispersion pro Pixel beträgt 0,13 Å.

Seite 14, Abb. 20:



Diese Seite ist nur für Mitglieder der Fachgruppe.

This page is for members of the section only.