

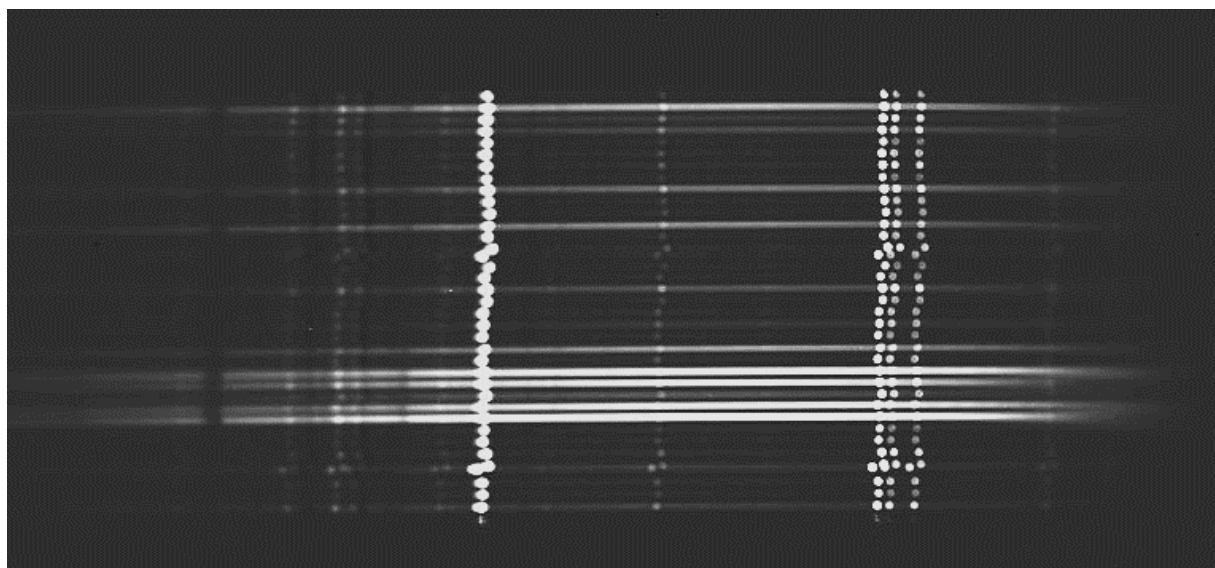
SPEKTRUM

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

NR. 47

INTERNETAUSGABE

2 / 2014



SONNENOSZILLATIONEN

MIFUS

KLASSIFIZIERUNG VON STERNSPEKTREN

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
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: M42 aufgenommen mit MIFUS. Mehr dazu im Artikel von Daniel Sablowski im Heft.

Inhaltsverzeichnis / Content

<i>Dieter Goretzki:</i>	
Versuch zur Bestimmung der Sonnenoszillation	4
<i>Rainer Borchmann:</i>	
ASpekt 14 – Jahrestagung der Fachgruppe in Köln	7
<i>Constantin Zborowska:</i>	
Klassifizierung von Sternspektren in Theorie und Praxis	11
<i>Gregor Rauw, Thierry Morel, Yaël Nazé, Thomas Eversberg:</i>	
Oe stars and the Teide 2009 ProAm campaign	17
<i>Daniel Sablowski:</i>	
MIFUS – 3D Spektroskopie für Amateure	19
<i>Thomas Eversberg, Klaus Vollmann:</i>	
How to reduce CCD data?	22
Termine	30
Mitgliederverzeichnis (nur Mitglieder) / Register of members (members only)	31

Editorial

Liebe Leser des Spektrums,
liebe Fachgruppenmitglieder,

die Tage werden kürzer. Eigentlich eine gute Zeit zur Beobachtung. Leider lässt uns das Wetter meist im Stich. Bleibt also das Studium der Fachlektüre, in diesem Falle der neuen Ausgabe von Spektrum.

Mit großem Fleiß haben wiederum viele Autoren zum Gelingen der vorliegenden Ausgabe beigetragen. Dabei umfassen die Themen von aktiver Beobachtungspraxis bis zur (theoretischen) Diskussion von Auswertungsprozeduren einen beachtlichen Querschnitt durch die Astrospektroskopie. Herzlichen Dank an die Schreiberlinge.

Besonders herausheben möchte ich den Beitrag von Constantin Zborowka, ein Schüler, der während der Aspekt14 zur Fachgruppe gestoßen ist und mit einem tollen Vortrag begeistert hat. Vorbildlicherweise stellt er seine Arbeit auch in schriftlicher Form zur Verfügung, so dass auch alle Interessierten, die nicht in Köln vor Ort waren, teilhaben können. Große Klasse!

Mit sternfreundlichen Grüßen,
Ihr Thomas Hunger

Dear readers of Spektrum,
Dear members of the section,

The days are getting shorter. Actually a good time for observation. Unfortunately, the weather conditions are often poor. The study of professional reading remains an alternative, in our case the new issue of Spektrum.

With great diligence, in turn, many authors have contributed to the success of this edition. The topics cover a significant cross-section of the astro-spectroscopy: from active observation practice to the (theoretical) discussion of evaluation procedures. Many thanks to all the writers.

I want to highlight the contribution of Constantin Zborowska, a young pupil who had joined the section group during Aspekt14 and impressed with a great presentation. In this issue he documented his work in a written form. Everyone who did not participate in Cologne can hence easily access the content given orally. Great Job and an example for best practice!

Clear skies.
Yours Thomas Hunger



Versuch zur Bestimmung der Sonnenoszillation

Dieter Goretzki

Akazienstr. 16, 63505 Langenselbold, Germany, E-Mail: d.goretzki@t-online.de

Zusammenfassung

In der vorliegenden Arbeit wird ein Versuch beschrieben, die Oszillation der Sonne aus der periodischen Doppler-Verschiebung solarer Linien mit Hilfe einer FFT-Analyse abzuleiten. Die Ergebnisse zeigen eine Oszillation im Bereich von 5 min.

Abstract

The present work describes an attempt to derive the oscillation of the Sun from the periodic Doppler shift of solar lines using an FFT-analysis. The results show an oscillation in the range of 5 min.

Received: 2014-05-27, Revised: 2014-09-12, Accepted: 2014-09-28

1. Einführung

Dass Sterne Schwingungen ausführen, war eigentlich schon lange bekannt (z.B. Mira-Sterne). Bei der Sonne wurde dies aber erst vor ca. 50 Jahren beobachtet. Der erste Nachweis von solaren Oszillationen stammt von Robert Leighton 1962. Seine Untersuchung der Strömungsgeschwindigkeit an der Sonnenoberfläche mittels Dopplereffekt, die er zusammen mit Robert W. Noyes und George W. Simon durchführte, lieferte den Hinweis auf eine Wellenbewegung mit einer Schwingungsdauer von etwa 5 Minuten. Damals hielt man diese Wellen nur für ein atmosphärisches Phänomen. Der Nachweis, dass es sich dabei tatsächlich um Wellen handelt, die durch die gesamte Sonne wandern, gelang Franz-Ludwig Deubner 1975 [1].

Eine Untersuchung dieser Schwingungen führte, ähnlich wie bei der Erde aus Erdbebenwellen, auf neue Erkenntnisse zum inneren Aufbau der Sonne. Den stärksten Anteil an diesen Schwingungen haben die sog. P-Wellen (von Pressure). Diese werden durch Schallwellen im Sonnenkörper angeregt und führen an der Oberfläche zu periodischen Höhenschwankungen. Durch den Doppler-Effekt entstehen dadurch periodische Verschiebungen der Wellenlänge solarer Linien. Die Aufgabe zum Nachweis dieser Schwankungen bestand nun darin, die genaue Wellenlänge einzelner solarer Linien über einen längeren Zeitraum zu messen.

Zur Anwendung kam ein Spalt-Spektrograf (Czerny-Turner-Aufbau), der schon früher beschrieben wurde [2]. Allerdings wurde jetzt ein Blaze-Gitter mit 300 Linien/mm eingesetzt, das in der 6. Ordnung betrieben wurde.

2. Durchführung

Die Durchführung des Experiments erfolgte in mehreren Schritten, die im Folgenden näher erläutert werden:

- Aufnahme von Spektren eines vorher bestimmten Spektralbereiches,
- Extraktion der Spektren und Bestimmung der zentralen Wellenlänge einzelner solarer Linien als Zeitserie,
- Anwendung der schnellen Fourier-Transformation (FFT) und
- Interpretation der erhaltenen Daten.

2.1 Aufnahme der Spektren

Da die Bestimmung der zentralen Wellenlänge sehr genau erfolgen muss, wurde der Spektralbereich auf der Sonne um 630 nm gewählt. Dieser Bereich enthält zahlreiche terrestrische O₂-Linien, deren Wellenlängen sehr genau bekannt sind und deren Position im Spektrum als stabil anzunehmen ist. Eingebettet in dieses Raster sind einige solare Linien. Die Kalibration der Wellenlänge der solaren Linien wurde ausschließlich mit diesen terrestrischen Linien durchgeführt. Die Abb. 1 zeigt den verwendeten Spektralbereich. Die terrestrischen Linien sind mit „terr.“ und die zur Analyse verwendeten solaren Linien mit FFT bezeichnet.

In Vorüberlegungen wurde abgeschätzt, dass die Abtastzeit kleiner 1 min sein sollte und die Gewinnung der Spektren in einer ununterbrochenen Folge durchgeführt werden muss. Da für eine FFT-Analyse die Anzahl der Datenpunkte immer in einer ganzzahligen Potenz von 2 vorliegen und die Beobachtungszeit etwa 2 Stunden betragen sollte, wurde eine Abtastzeit von 25 sec. gewählt. Die Abtastzeit setzt

sich aus 15 s Belichtungszeit und 10 s Datentransfer zusammen. Die Belichtungszeit wurde so gewählt, dass das CCD genügend ausgeleuchtet wird. Die Übertragungszeit ist eine fixe Größe. Damit konnten in ca. 2 Stunden genau 256 Spektren gewonnen werden. Eine Begrenzung auf 2 Stunden ist auch deshalb erforderlich, da in dieser Zeit keine Störung durch auch

noch so kleine Wolken auftreten darf. Solche meteorologischen Bedingungen sind an meinem Beobachtungsstandort nur sehr selten anzutreffen und müssen auch planbar sein. Eine Beobachtungsmöglichkeit ergab sich am 20.05.2014 in der Zeit von 10:55 – 12:41 MESZ.

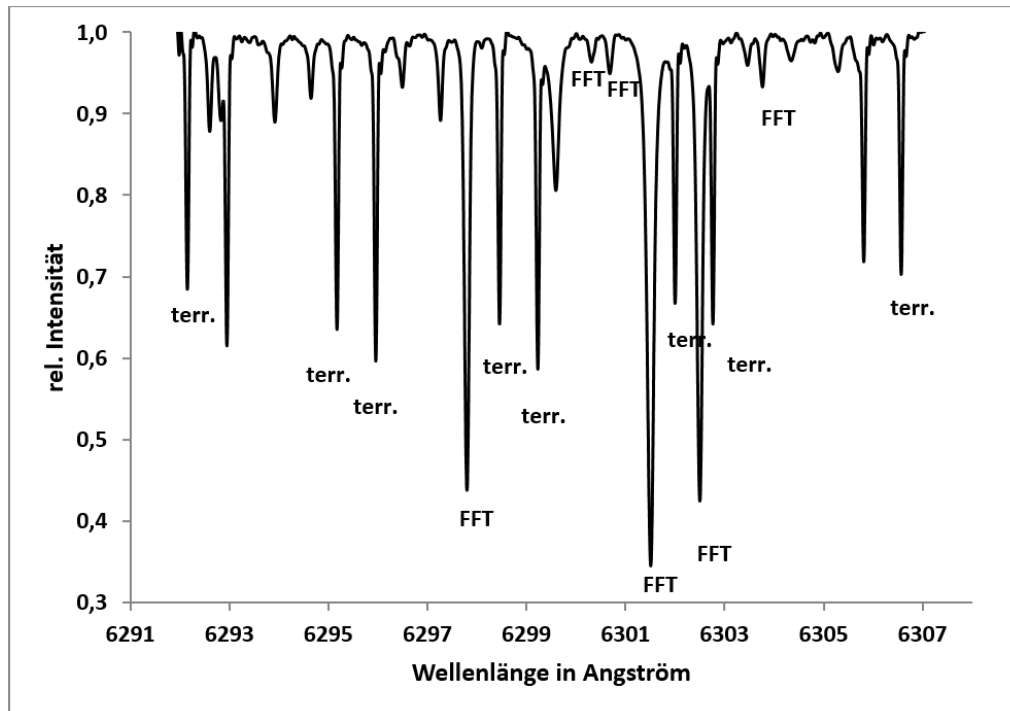


Abb. 1: Beispiel eines beobachteten Spektrums. Die Sonnenlinien, die zur Bestimmung der Oszillation ausgewertet wurden, sind mit „FFT“ bezeichnet, die terrestrischen Referenzen mit „terr.“.

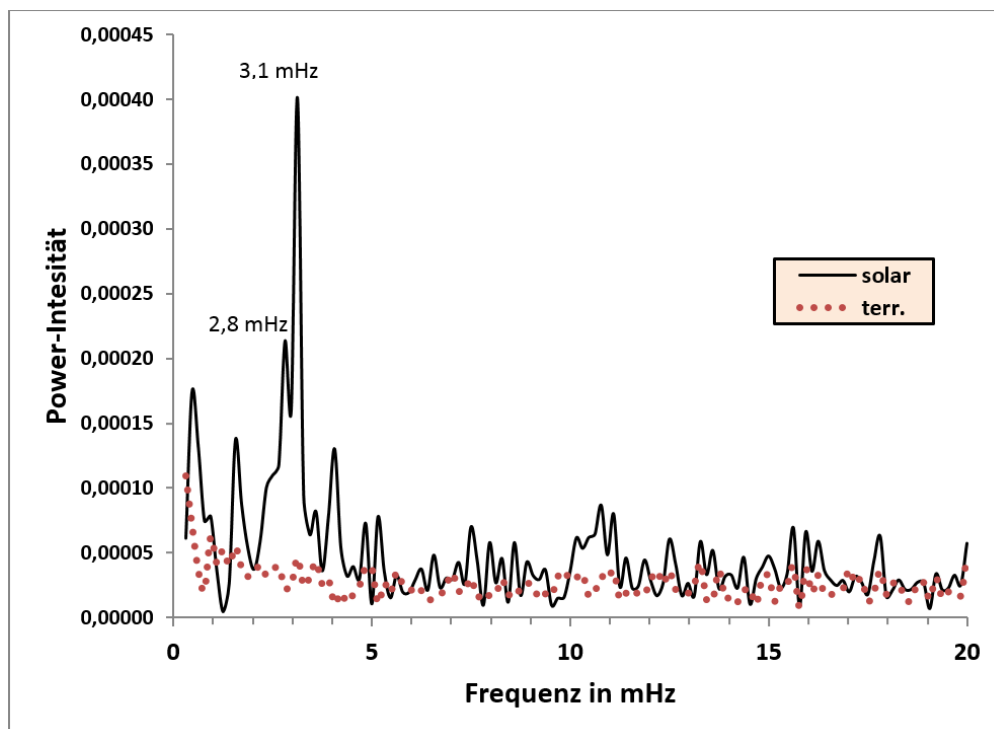


Abb. 2: Ergebnis der FFT-Analyse für die solaren und terrestrischen Linien.

Die Spektren wurden über eine Objektivprojektion der Sonne auf den Lichtwellenleiter gewonnen und nur Spektren von der Sonnenmitte verwendet. Dazu musste die projizierte Sonnenscheibe händisch mit einer PC-Steuerung immer zentral auf dem LWL gehalten werden. Aus ergonomischen Gründen ist hierdurch eine weitere Zeitbegrenzung gegeben.

Da im Spektrografen ein Blazegitter in hoher Ordnung verwendet wurde, mussten der Spektralbereich zusätzlich über einen Bandpass-Filter eingeschränkt werden. Dieser wurde aus einem Kurzpass- und einem Langpass-Interferenzfilter hoher Güte (OD 4) realisiert [3]. Zu Beginn und am Ende der Belichtungszeit wurden Dark- und Flat-Spektren aufgenommen.

2.2 Extraktion der Spektren

Die Extraktion der Spektren erfolgte nach der üblichen Methode, bei der die entsprechenden Dark- und Flat-Korrekturen angebracht wurden. Das ganze Procedere wurde als Batch-Prozess in MIDAS [4] programmiert, so dass alle 256 Spektren in wenigen Minuten extrahiert werden konnten. Bei diesem Prozess wurde gleichzeitig die zentrale Wellenlänge der solaren Linien ermittelt und als Referenz auch die aus der Kalibration rückgerechneten Wellenlängen der terr. Linien. Als Ergebnis erhält man eine Tabelle mit je 256 Wellenlängen für die sechs solaren und die acht terrestrischen Linien.

2.3 Anwendung der FFT

Zur FFT-Analyse [5] wurden die Wellenlängen der Linien in zwei Tabellen mit jeweils den solaren und den terrestrischen Linien aufgeteilt. Auch dies wurde mit MIDAS realisiert. Die Rechnung wurde für jede Tabelle separat durchgeführt und anschließend über die jeweiligen Linien gemittelt. Bei der Auswertung ist zu beachten, dass das Ergebnis aus MIDAS in der Frequenzachse auf 1 normiert ist. Aus einer Abtastzeit von 25 s ergibt sich eine maximale Frequenz von $1/25 \text{ s}^{-1} = 40 \text{ mHz}$. Bei 256 Datenpunkten erhält man so $0,15625 \text{ mHz/Datenpunkt}$. Da das Spektrum zudem in der Hälfte gespiegelt ist, kann man auch nur die Hälfte der maximalen Frequenz verwenden. Diese beträgt somit 20 mHz . Das Ergebnis der Rechnungen zeigt die Abbildung 2, bei der der Gleichanteil (Frequenz = 0) abgeschnitten wurde.

2.4 Interpretation der FFT – Analyse

Die Abb. 2 zeigt zwei Peaks bei $2,8 \text{ mHz}$ (entspricht einer Periode von $5,9 \text{ min}$) und $3,1 \text{ mHz}$

(Periode $5,4 \text{ min}$). Die mit dem gleichen Procedere analysierten terrestrischen Linien zeigen hier keine Peaks, so dass man von einem realen Effekt ausgehen kann. Den weiteren im Frequenzspektrum sichtbaren Peaks kann man wohl keine Bedeutung zumessen. Wie man an der Power-Intensität sieht, deuten diese eher auf ein statistisches Rauschen hin. Als Ergebnis erhält man eine Oszillation im Bereich von $\sim 5\text{-}6 \text{ min}$. Professionelle Messungen sind weitaus besser aufgelöst. Ein Beispiel zeigt die Abbildung 3. Hier wurde die Sonne am Südpol durchgehend über 5 Tage spektroskopiert [6].

3. Schlussbetrachtung

Eine Steigerung der Abtastrate ist durch den Datentransfer von 10 s limitiert. Selbst bei einer kürzeren Belichtungszeit würde dies nur eine Verbesserung um den Faktor 2 erbringen. Wesentlich genauer ist die Bestimmung der Sonnenoszillation mit meiner Beobachtungsausrüstung an meinem Beobachtungsplatz nicht durchführbar.

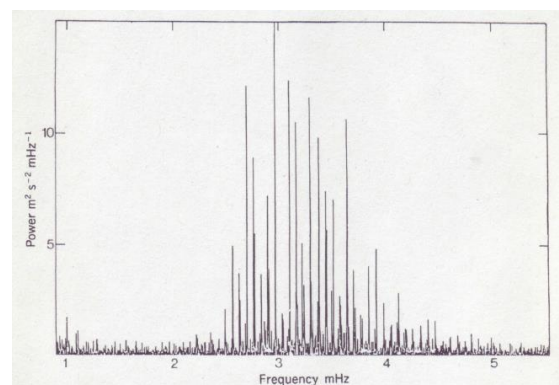


Abb. 3: Professionelle Messung der Oszillation der Sonne am Südpol über 5 Tage. Quelle: [6]

Verweise

- [1] <http://www3.kis.uni-freiburg.de/~mroth/helioseismologie1.html>, download 2014
- [2] D. Goretzki, Spektrum – Mitteilungsblatt der FGS, 39 (2010), 4 - 15
- [3] <http://www.edmundoptics.de/optics/optical-filters>, download 2014
- [4] <http://www.eso.org/sci/software/esomidas/>, download 2014
- [5] <http://www.diadem-forum.de/attachment.php?aid=280>, download 2013
- [6] Grec et al., Nature, 288 (1980) 541

ASpekt 14 – Jahrestagung der Fachgruppe in Köln

Rainer Borchmann

Bäuminghausstr. 150, 45326 Essen, Germany; E-Mail: Rainer@Borchmann.de

Zusammenfassung

Die ASpekt14 fand dieses Jahr in der Dreikönigsstadt Köln statt. Eine intensive Konferenz mit 50 Teilnehmern und 17 hervorragenden Vorträgen wurde durch eine Liveschaltung nach Kanada bereichert.

Abstract

ASpekt14 took place in the City of Three Kings – Cologne. An intense conference with 50 participants and 17 outstanding talks was enriched by a live videoconference to Canada.

Received: 2014-06-17, Revised: 2014-09-18, Accepted: 2014-09-29

Nachdem wir uns in den vergangenen Jahren im schönen Osten unseres Landes in Drebach, dann im Süden im Bad Boll und in der norddeutschen Hansestadt Lüneburg trafen, fand unsere Jahrestagung am Köln am Rhein statt. Konferenzort war das Tagungshaus St. Georg in der gemütlichen Kölner Südstadt. Dieser Ort war geradezu prädestiniert und bot gute Anreisemöglichkeiten für Teilnehmer aus Frankreich und Belgien, aber auch Kanada, Portugal, Dänemark, Großbritannien und Österreich. Für die wiederum gestiegene Anzahl der Teilnehmer mussten sogar noch zusätzliche Hotelplätze gebucht werden. Viele Teilnehmer reisten am Freitagnachmittag zu einem gemütlichen Abend im Bistro des Tagungshauses an.

Das Vorbereitungsteam mit Rainer Borchmann, Thomas Eversberg und Thomas Kessler hatte eine gute Vorarbeit geleistet. Angefangen beim Beamer, der Pausenversorgung mit Kaffee und Kuchen bis zur Abwicklung der Tagungskosten und einer Live Übertragung aus Montreal war alles wohl organisiert.



Abb. 1: Blick in den Tagungsraum.

Der Samstag war der erste von zwei Veranstaltungstagen in den fast schon traditionsgemäß

Lothar Schanne mit dem Vortrag über „Objekte für Amateure, Objekttypen, ihre Physik, die Observablen und die notwendige Technik“ startete. Schnell wurde klar, wie wichtig grundlegende Kenntnisse über Sternenphysik und die Spektrographen sind. Nur reine akkurate Arbeitsweise führt zu verwertbaren Ergebnissen. Bernd Bitnar zeigte im Anschluss, was alles in einem Staranalyser 100 stecken kann, wenn man es versteht, gute Kenntnisse mit Beobachtungskunst zu verbinden. Seine Ergebnisse zur Temperaturbestimmung anhand von Spektrallinien, Emissionsspektren, Rotverschiebung aus Novae, WR136 und der Nova 2014j in M82 zeigten, dass der Staranalyser 100 nicht nur ein Einsteigergerät für bunte Spektralfäden ist.



Abb. 2: Gruppenfoto

Es folgte Daniel Sablowski's Vortrag: "An Introduction to 3D spectroscopy, its technique, data, measurement applications; density, velocity, temperature and element profiles". Ein Vortrag mit Wow-Effekt, denn sehr interessante Animationen zeigten, wie 3D-Spektroskopie visualisiert werden kann.

Filipe Dias setzte auf das gleiche Szenario mit Amateurmitteln, einem LHires III: „Hyperspectral images of radially symmetrical Planetary Nebulae: challenging a LHiRes“. Ein sehr anschaulicher Vortrag über die Möglichkeiten, die Physik entfernter Objekte zu verstehen und zu interpretieren.



Abb. 3: Bei der Sonnenspektroskopie.

Olivier Thizy folgte mit „Spectroscopy for beginners - wonders in Cygnus with a small 85 mm Refractor“ als einen spektroskopischen „Rundblick“ durch das Sternbild Schwan. Es war keinesfalls nur ein Vortrag für Anfänger, es war vielmehr eine Aufforderung und ein Motivations-schub für alle, die sich mit Spektroskopie beschäftigen.

Die beiden Referenten Olivier Thizy und Daniel Sablowski stellten kommerziell erhältliche Hardware aus. Dieses wurde als Bereicherung unserer Tagung aufgenommen – Spektrographen und entsprechendes Zubehör sind unerlässlich.



Abb. 4: Simultanübersetzung für unsere englischsprachigen Gäste durch Thomas Eversberg.

An dieser Stelle sei ein gedanklicher Zwischenstopp gestattet. Die gestiegene Anzahl an englischsprachigen Teilnehmern brachte es mit sich, dass deutschsprachige Vorträge für unsere Gäste live übersetzt wurden. Constantin Zborowska und Thomas Eversberg sei hierfür ein herzliches Dankeschön ausgesprochen.

Im Folgenden stellte Kai Uwe Gassmann das Produktportfolio der Firma AIM für die Astronomie vor: „Infrared detectors for astronomy“. Ein Blick auf Konstruktion und Produktion vieler Detektoren im Einsatz in der Spektroskopie.

Eine Reihe von Physik- & Astronomie-Lehrer waren unter den Teilnehmern. Darunter Roland Bähr, der gleich seine Schüler Thomas Mall und Patrick Strahl mitbrachte. Sie sind die Reif-Preisträger, die auf der Boheta in Bochum 2013 ausgezeichnet worden sind. Ihr Vortragstitel war: „Spektren Aufnehmen, Auswerten, Klassifizieren, Rotverschiebung“. Ein bescheidener Schülervortrag? Weit gefehlt. Die Vortragenden demonstrierten, was mit Engagement und kluger Führung möglich ist. Fragen aus dem Auditorium wurden kompetent beantwortet und schließlich mit reichlich Beifall bedacht. Unsere Fachgruppe unterstützt die zukünftigen Aktivitäten auch finanziell. Unser Fond steht auch andere Schüler/Studenten für Ihre Teilnahme an unserer Tagung zur Verfügung. Das ist uns wichtig.

Gerrit Grutzek berichtete im Folgenden über die Durchführung der ProAm Kampagne in 2013 am Teide Observatorium, Teneriffa: „WR stars as targets at the professional IAC-80 telescope at Teide Observatory“. Er gab einen interessanten Einblick über die internationale Zusammenarbeit von Profi- und Amateurspektroskopikern, aber auch über die Probleme des Beobachteralltags und deren Lösungen.

Den Samstagabend beendete eine Roundtablediskussion über Flats, Bias und Darks, geleitet von Thomas Eversberg. Ein interessanter Tagesordnungspunkt. Diese Art der Wissensvermittlung war dermaßen fruchtbar, dass wir sie in den nächsten Jahren fortsetzen werden.

Einen kleinen Rückschlag gab es in der Planung des Tagungshauses für den Abend: das Bistro hatte geschlossen. Aber da Kölsch nicht nur ein Bier ist, sondern auch die rheinische Lebensart widerspiegelt, mit der Probleme bewältigt werden, wurde es trotzdem ein schöner Abend. Wir zogen einfach in den Clubkeller um. Prost!



Abb. 5: Candlelight-Spectroscopy mit Salzstangen.

Der zweite Konferenztag begann mit einem Vortrag über Freiburg/Breisgau und der Konferenzplanung für 2015. Martin Federspiel brachte uns den Tagungsort und die schönste Weingegend Deutschlands näher. Es ist wunderbar, wie sich immer mehr Freiwillige von dem guten Geist und dem Spaß motivieren lassen, um so eine Konferenz durchzuführen. Übrigens: 2016 werden wir in Berlin sein. Für 2017 ist auch schon ein Ort avisiert: die Internationalität unserer Tagung wird größer werden.



Abb. 6: Martin Federspiel stellt Freiburg/Breisgau, den Tagungsort der ASpekt15, vor.

Es schloss sich der Vortrag von Thomas Eversberg über "Spectroscopic Campaigns in the South; ongoing activities in New Zealand, Australia and Brazil and respective prospects" an. Uns wurde die Weitläufigkeit unseres Hobbys bewusst und welche wirklichen Möglichkeiten weltweiter Zusammenarbeit ergeben.

Als nächstes trug Constantin Zborowska über die Klassifizierung von Sternspektren in Theorie und Praxis vor. Er ist zwar noch Schüler, aber in seinem Vortrag brachte er sein kompetentes Wissen mit einer klaren Darstellung des Auswertevorganges von Spektren auf hohem Niveau zum Ausdruck.

Beiträge von zwei Profiastronomen aus dem benachbarten Belgien folgten im Programm:

Gregor Rauw referierte über "Oe stars and the Teide ProAm campaign 2009, a long-term spectroscopic monitoring of two Oe stars (HD45314 and HD60848)" und Yael Naze zu "Magnetic fields in massive stars". Beide Vorträge haben begeistert, weil sie grundlegende Kenntnisse auf höchstem Niveau vermittelt haben. Eine wahre Schatztruhe für viele Amateure, die einen Einblick in wissenschaftliches Arbeiten bekamen.

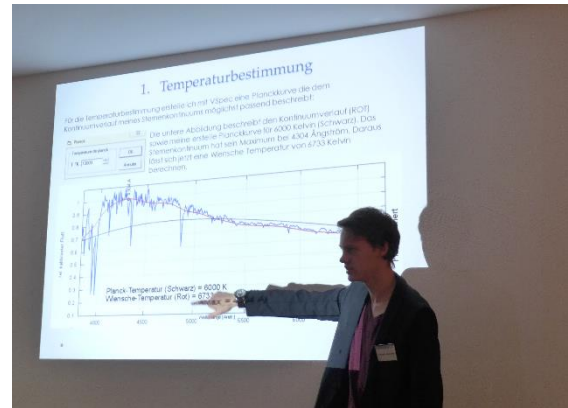


Abb. 7: Constantin Zborowska.



Abb. 8: Gregor Rauw.

Emely Aldoretta folgte in der Reihe der Vorträge mit "Spectroscopic and photometric results for WR134". Emely Aldoretta, Studentin an der Université de Montréal, besiegte ihren Jetleg nach einem Flug aus Kanada und zeigte, wie toll eine dreiviertel Stunde Wissensvermittlung sein kann. Solche Vorträge machen Spaß.



Abb. 9: Emely Aldoretta.

Wochen vor der Tagung wurden Spektren von delta Ori in Fachgruppenforum diskutiert. Passend dazu folgte eine Live-Übertragung von Noel Richardson (Montréal) zu genau diesem Stern: „The under massive star delta Ori“. Keine Frage, eine LTE-Übertragung in der Umgebung von bleiverglasten Kirchengebäuden ist schwer, aber machbar, und mit einem hervorragenden Vortrag dann der beste Abschluss einer erfolgreichen Konferenz.



Abb. 10: Rainer Borchmann, Thomas Eversberg und Emely Aldoretta bei der Liveschaltung nach Montreal. Noel Richardson ist auf der Leinwand sichtbar.

Erwähnt sollen noch zwei Posterbeiträge sein. Olivier Thizy: „Small telescope spectroscopy; tentative overview of pro/am astronomical spectroscopy collaboration around the World“ und Robin Leadbeater: „The modified Alpy 200“ bereicherten die Tagung.

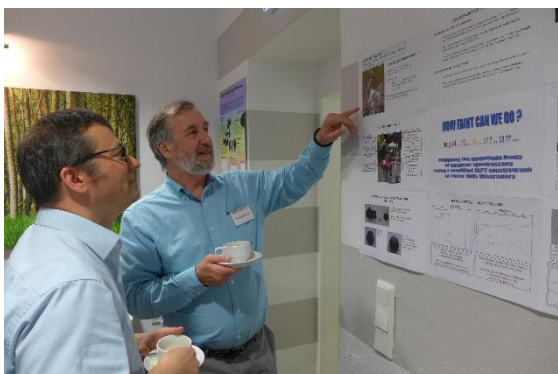


Abb. 11: Lebhafter Diskussion am Poster von und mit Robin Leadbeater.

Kommen wir zum Fazit dieser spannenden drei Tage: Eine Konferenz ist so gut, wie die Teilnehmer und die Sprecher sie ausgestalten. Es waren nicht nur tolle Vorträge, sondern auch Tage mit viel Spaß und kölscher Lebensart. Viele Teilnehmer gehen nicht nur mit neuem Wissen, sondern auch mit neuer Motivation in das nächste Arbeitsjahr.

Was haben wir in der Durchführung der Tagung gelernt? Diskussionsrunden und Freiraum für Gedankenaustausch abseits der Vorträge werden wir zukünftig mehr berücksichtigen.

Danksagung: Vielen Dank an Thomas Eversberg für die Korrekturen an diesem Text.

Klassifizierung von Sternspektren in Theorie und Praxis

Constantin Zborowska

Am Ginsterberg 27, 50169 Kerpen, Germany, E-Mail: zborowska40@gmail.com

Zusammenfassung

Auf der diesjährig in Köln stattgefundenen Aspekt14 habe ich einen Vortrag zum Thema Klassifizierung von Sternspektren in Theorie und Praxis gehalten. Damit man den Verlauf der Klassifikation besser nachzuvollziehen kann, habe ich meinen Vortrag am Beispiel der Klassifikation von α Persei dargestellt. Nachfolgend wird der Prozess der Spektralklassifikation anhand dieses Beispiels erläutert.

Abstract

At this year's Aspekt14 held in Cologne I gave a talk on spectral classification from a theoretical as well as practical point of view. α Persei was chosen as an example to demonstrate the classification process. In the following article the process of spectral classification is explained.

Received: 2014-10-07, Revised: 2014-11-06, Accepted: 2014-11-10

1. Das MKK-System

Heute werden in der Astronomie Sterne nach dem MKK-System klassifiziert. Dieses Klassifikationssystem wurde 1943 von William Wilson Morgan, Phillip C. Keenan und Edith Kellman eingeführt. Der Name lässt sich aus den jeweils ersten Buchstaben der Nachnamen der Entwickler ableiten.

Das Besondere am MKK-System ist, dass es sich um ein zweiteiliges Klassifikationsschema handelt. Dies bedeutet, dass das Klassifikationsschema durch zwei Attribute bestimmt wird. Zunächst ist da der Spektraltyp, der ein Maß für die Oberflächentemperatur eines Sternes ist. Es gibt sieben Hauptspektraltypen, wie die folgende Tabelle zeigt.

Klasse	Farbe	Temperatur [K]
O	Blau	30000-50000
B	Blau-Weiß	10000-28000
A	Weiß	7500-9750
F	Weiß-Gelb	6000-7350
G	Gelb	5000-5900
K	Orange	3500-4850
M	Rot-Orange	2000-3350

Tab. 1: Spektralklasse, Farbe und Oberflächentemperatur.

Außerdem beinhaltet das MKK-System die Leuchtkraftklasse, die mit dem Sternendurchmesser sowie dem Entwicklungsstand eines Sternes zusammenhängt. Sie ist in die Hauptklassen unterteilt, die in Tab. 2 aufgeführt sind.

Nach diesem Muster lässt sich das ankommende Licht eines Sternes bereits relativ genau beschreiben. Wie man im Einzelnen zu einer

Aussage über die Spektral- oder Leuchtkraftklasse kommt, werde ich im folgenden Abschnitt anhand eines Beispiels erläutern.

Leuchtkraftklasse	Sternstyp
I	Überriese
Ia, Iab, Ib	Unterteilung der Überriesen
II	heller Riese
III	„normaler“ Riese
IV	Unterriese
V	Zwerg (Hauptreihenstern)

Tab. 2: Leuchtkraftklasse und zugehöriger Sternstyp.

2. Aufnahme der Spektren

Alle Aufnahmen habe ich mit einem 6" f/9 Astrophysics Starfire Refraktor gemacht. Als Guidingkamera kam eine ALCCD 5.2 zum Einsatz. Bei der CCD-Kamera, mit der die Spektren aufgenommen werden, ist es sinnvoll, eine Kamera mit möglichst großem Chip auszuwählen. Das ist wichtig, damit das komplette Spektrum in einem Foto enthalten ist. Ich habe dafür eine A-TIK 383L+ benutzt, die sich 40 K unter Umgebungstemperatur abkühlen lässt.

Das Herzstück der Aufnahmekonfiguration bildet selbstverständlich der Spektrograf. Für meine Aufnahmen benutzte ich LISA von Shelyak Instruments. Der Spektrograf wurde mir freundlicherweise von der Heraeus-Stiftung [1] für ein Jahr zur Verfügung gestellt. LISA eignet sich aus meiner Sicht perfekt für die Klassifikation von Sternen. Das liegt zu einem an der relativ geringen Dispersion und Auflösung (R~600-1000) der gewonnenen Spektren. Aus

diesem Grund passt das gesamte Spektrum von 3800 Å bis 6800 Å in ein Bild. Begrenzend ist hier die spektrale Empfindlichkeit der Kamera. Ein weiterer Vorteil der geringen Auflösung ist, dass kein Sternenlicht durch nicht genutzte Spektralbereiche vergeudet wird. In der Praxis ließen sich so Sterne bis zu einer scheinbaren Helligkeit von ~7,5 mag von mir aufnehmen.

Die gesamte Ausrüstung findet in einem Anbau unseres Hauses mit Schiebedach Platz. Somit konnte ich mir einen festen Aufnahmeort sichern ohne jeden Abend die Ausrüstung von neuem aufzubauen.

3. Das Beispiel α Persei

Als Klassifikationsbeispiel betrachten wir den hellsten Stern im Sternbild Perseus. Dieser Stern hat eine scheinbare Helligkeit von 1,8 mag und ist damit auch für Amateure bequem aufzunehmen. α Persei hat in dem MKK-System die Spektralklasse F5 Ib, wobei F5 den Spektraltyp und Ib die Leuchtkraftklasse repräsentiert.

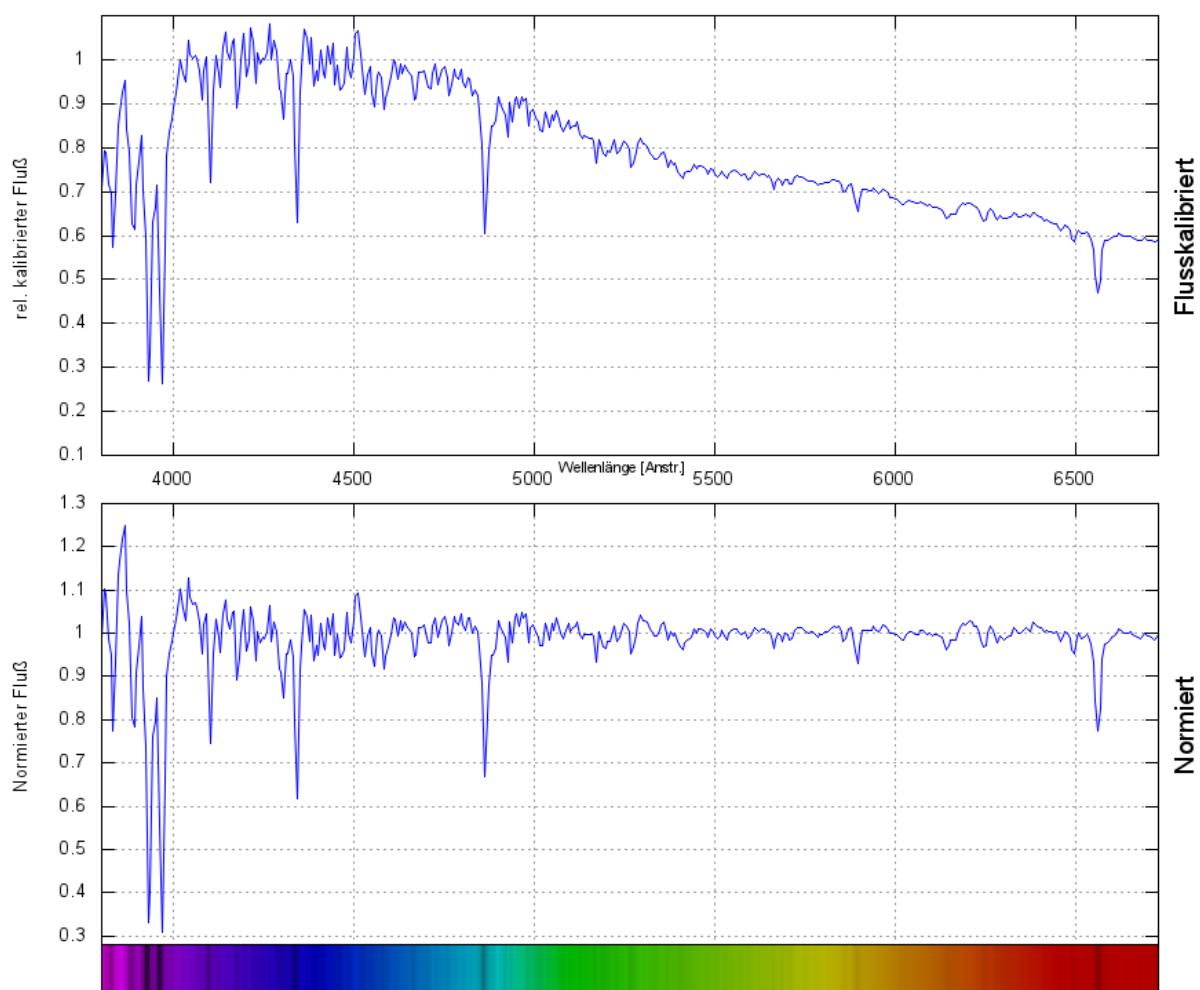


Abb. 1: Die Ausgangsspektren für eine Klassifikation. Oben: flusskalibriertes Spektrum; unten: normiertes Spektrum.

Um eine Klassifikation anhand selbst aufgenommener Spektren durchzuführen, sind zwei Ausgangsspektren des Sternes notwendig. Zum einen ein relativflusskalibriertes Spektrum, das den "wahren" Kontinuumverlauf des Sternes zeigt. Dieses Spektrum ist auf Atmosphären- und Instrumenteneinflüssen korrigiert. Es wird im weiteren Klassifikationsprozess für die

Bestimmung der Sternoberflächentemperatur genutzt. Zum anderen braucht man ein Spektrum, dessen Kontinuum auf 1 normiert ist. Dieses Spektrum dient der Linienidentifikation und der Bestimmung von charakteristischen Linienbreiten. Diese werden anschließend für verschiedene Linien ins Verhältnis zueinander gesetzt, um die Leuchtkraftklasse zu beschreiben. Beide hier dargestellten Spektren wurden

von mir aufgenommen, ausgewertet und wellenlängenkalibriert. Nachdem diese beiden Ausgangsspektren durch den Auswertungsprozess zur Verfügung stehen, kann mit der Klassifikation begonnen werden.

Der Auswertungsprozess lässt sich grob in drei Schritte gliedern. Dabei stehen uns als Ausgangsdaten die Spektren der Aufnahmenacht als bereits Dark-korrigierte FITS-Datei zur Verfügung. Sinnvoll ist es mit Programmen wie zum Beispiel IRIS [2] ein 1D-Spektrum zu erzeugen, was das spätere Einlesen in VSpec [4] erleichtert.

Wenn wir also ein solches 1D-Spektrum in die Auswertungssoftware eingelesen haben, ist das Spektrum weder wellenlängenkalibriert noch von den Einflüssen der Messapparatur bereinigt. Für die erste Auswertung ist nur eine grobe erste Wellenlängenkalibration anhand einer deutlichen Absorptionslinie notwendig. Durch ein wenig Erfahrung sieht man meist mit bloßem Auge sofort die H-Alpha Linie (6563 Å) oder die Natrium Linie (5893 Å) im Spektrum. Durch die bekannte Dispersion des Spektrografen (bei mir 6,5 Å/Pixel) lässt sich das Spektrum leicht (und noch sehr grob) wellenlängenkalibrieren.

Nach diesem ersten Schritt wird nun das „wahre“ Sternenkontinuum bestimmt. In der Praxis benötigt man dafür ein jeweiliges Referenzspektrum aus einer entsprechenden Datenbank. Ich empfehle für diese Zwecke die Datenbank MILES [3], aus der bequem ein jeweiliges Referenzspektrum entnommen werden kann. Diese Referenz (idealerweise sind Referenz und aufgenommener Stern identisch) muss jetzt durch das eigene Spektrum dividiert werden. Die Ergebniskurve spiegelt alle Einflüsse der Teleskopoptik, des Spektrografen und der Kamera wieder. Dividiert man jetzt jene „Instrumentenrespons“ (Ergebnis der vorangestellten Division) mit dem eigenen Spektrum, erhält man das „wahre Sternenkontinuum“. Dieses Spektrum wird, wie oben beschrieben, später für die Oberflächentemperaturbestimmung genutzt.

Als letzter Schritt der Auswertung folgt die Normierung. In diesem Schritt wird das Sternenkontinuum aus dem Spektrum herausgerechnet. Dafür muss dieses allerdings erst einmal bestimmt werden. Für die Bestimmung des Kontinuums gibt es zwei Methoden. Das Programm VSpec [4] bietet dazu unter *Radiometry > Compute Continuum...* an, durch Festlegung mehrerer, auf dem Kontinuum liegender Punkte, das Sternenkontinuum zu berechnen. In der Praxis ist die Bestimmung eben jener

Punkte gerade bei K- und M-Sternen ein Problem. Die Ermittlung des Kontinuums ist hier immer eine subjektive Komponente, die stark von der auswertenden Person anhängig ist. Die zweite Methode arbeitet mit der Spline-Interpolation und ist bei B- bis F-Sternen einfacher durchzuführen. Absorptions- sowie Emissionslinien müssen hier unter dem Menüpunkt *Operations > Suppress zone* aus dem Spektrum entfernt werden. Jetzt wird das Kontinuum mit Hilfe des *Splinefilters Operations > Spline filter...* „geglättet“ und als Ergebnisfunktion dargestellt. Beide Methoden lassen sich in Abhängigkeit von dem Spektraltyp in unterschiedlicher Genauigkeit anwenden. Jedenfalls hängt die Qualität von der Wahl der Stützstellen ab. In beiden Fällen entsteht eine Ergebnisfunktion, die das reine Sternenkontinuum repräsentiert. Das so erzeugte Kontinuum wird jetzt für die Division mit dem „wahren Sternenkontinuum“ genutzt. Es entsteht das normierte Spektrum. In der Praxis ist dieses meist noch nicht genau auf 1 normiert. Dies kann problemlos nachjustiert werden.

Aus diesem Quotientenspektrum werden jetzt die einzelnen Absorptionslinien leicht ersichtlich und können je nach Anspruch vermessen und gekennzeichnet werden. Damit ist der Auswertungsprozess als solcher abgeschlossen.

4. Die Spektralklassifikation

Zur Bestimmung des Spektraltyps gibt es zwei, sich in der Genauigkeit ergänzende Methoden. Die Bestimmung der Oberflächentemperatur aus dem flusskalibrierten Spektrum liefert uns ein grobes Maß für den Spektraltyp. Nachfolgend ergibt die Äquivalentbreitenmessung (kurz EW-Messung) von definierten Absorptionslinien ein Maß für die Subklasse des Spektraltyps (Subklasse bezeichnet die Zahl nach dem Spektraltyp und gilt als genauere Spezifizierung des Spektraltyps. Beispiel: F5).

4.1 Zur Oberflächentemperaturbestimmung

Auch hier gibt es wieder zwei sich ergänzende Möglichkeiten: Zum einen gibt es die Temperaturbestimmung durch Ermittlung der Wienschen Temperatur, hier identifiziert durch das Emissionsmaximums im Sternenkontinuum. Die Oberfläche des Sterns wird dabei als schwarzer Körper interpretiert. Die Formel, mit der sich die Temperatur bestimmen lässt (auch als Verschiebungsgesetzes bezeichnet), lautet:

$$\lambda_{\max} = \frac{2897,8 \mu\text{m} \cdot \text{K}}{T}$$

mit T als Temperatur in Kelvin. Oft besteht in der Praxis das Problem, dass das Emissionsmaximum durch die Spektrallinien verfälscht ist.

Zweitens gibt es die Möglichkeit der Bestimmung der Farbtemperatur. Die Farbtemperatur eines Sterns beschreibt die Temperatur eines schwarzen Körpers, der den gleichen Intensitätsverlauf in einem bestimmten Wellenlängenintervall zeigt. Besonders bei den frühen Spektraltypen (O bis A) kommt es oft zu sehr ungenauen Messungen, da der Balmer-Sprung im UV das wahre Sternkontinuum stark modifiziert.

Die frei erhältliche Auswertung Software VSpec [4] macht es dem Nutzer einfach, die Farbtemperatur eines vorliegenden Spektrums zu ermitteln. Für die Temperaturbestimmung erstelle ich mit VSpec eine Planck Kurve, die dem Kontinuumverlauf meines Sternkontinuums möglichst passend beschreibt. Abbildung 2 beschreibt den Kontinuumverlauf (rot), sowie meine erstellte Planck Kurve für 6000 K (Schwarz). Das Sternkontinuum hat sein Maximum bei 4304 Å. Daraus lässt sich jetzt eine Wiensche Temperatur von 6733 K berechnen.

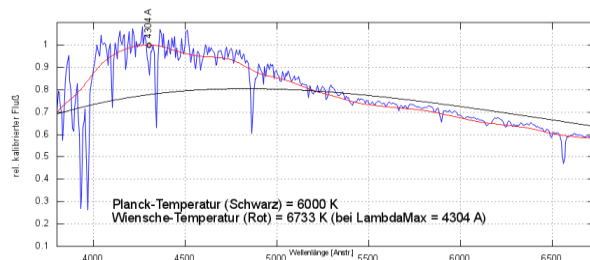


Abb. 2: Flusskalibriertes Spektrum mit rot markiertem Kontinuum.

Die Temperaturbestimmung durch die zwei eben beschriebenen Methoden ist allerdings nur eine Näherung. Viele Einflüsse verfälschen die Temperatur erheblich. Durch die zwei Verfahren der Temperaturbestimmung konnten wir uns ein ungefähres Bild machen, um welchen Spektraltyp es sich handelt. Das ist möglich, da der Spektraltyp nichts anderes als eine Einteilung von Sternen anhand ihrer Oberflächentemperatur ist.

4.2 Zur Äquivalentbreitenmessung

Die Äquivalentbreite (kurz EW) einer Spektrallinie ist ein Maß für deren „Stärke“ bzw. der Menge des absorbierenden Materials in der Sternatmosphäre. Sie beschreibt die Fläche einer Linie unter dem Kontinuum eines normierten Spektrums durch die Beschreibung eines äquivalenten Rechtecks mit einer Höhe von 1 und der eben gesuchten Breite in Ångström, so dass die Fläche identisch der der Linie ist. Die

jeweilige Messung des EW-Wertes ist in der Praxis mit Programmen wie zum Beispiel VSpec relativ einfach. Man markiert die zu messende Linie und wählt unter *Spectrometry* den Punkt *Computation preferences...* aus. Um den soeben gemessenen Wert allerdings im Kontext der Klassifikation zu betrachten, benötigt man eine Datenbank mit jeweiligen Referenzwerten. Eine gute Möglichkeit bietet hier das Buch "The Classification of Stars" von Jaschek & Jaschek [5]. In diesem Buch wird unter anderem aufgelistet, welcher EW-Wert bei welcher Subklasse zu erwarten ist.

Am Beispiel α Persei habe ich folgende Linienwerte gemessen:

- H α bei 6562,8 Å = 4,5 Å
- H β bei 4861,3 Å = 5,0 Å
- H γ bei 4340,5 Å = 5,0 Å
- Ca II bei 3933,0 Å = 10,1 Å

Vergleicht man jetzt die gemessenen Werte mit der entsprechenden Tabelle aus Buch [5], die hier als Tab. 3 übernommen ist, erkennt man, dass es sich um die Subklasse 5 handelt.

	Ca II „K“	Fe I	Sr II	Ca I	H γ	H β	H α
λ [Å]	3933	4045	4077	4226	4340	4862	6562
F0	6,5	0,1	0,2	0,25	8	7	5,5
F2	7,2	0,3	0,2	0,3	5,5	6,2	5
F5	9,3	0,5	0,3	0,5	4,8	5	4,3
G0	17	1	0,3	1,1	3	3	2,8

Tab. 3: EW-Werte einiger Linien in F-Typ Spektren, aus [5].

Damit haben wir den Stern als F5 klassifiziert. Die Möglichkeit der Bestimmung der Subklasse durch die Messung von Äquivalentbreiten von Linien ist nur möglich, weil die Temperatur (und damit der Spektraltyp) der Photosphäre darüber entscheidet, ob eine Spektrallinie erscheint. Dies erkannte 1925 erstmals die amerikanische Astronomin Cecilia Payne Gaposhkin (1900 – 1979), auf die auch das folgende Diagramm in Abb. 3 zurückgeht. Es zeigt den Zusammenhang zwischen der Intensität einer Linie und der Temperatur der Photosphäre im Stern.

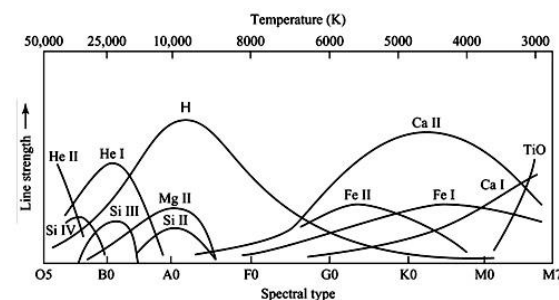


Abb. 3: Veränderung der Linienstärke in Abhängigkeit von der Spektralklasse, aus [7].

Damit ist der Spektraltyp des Zielsternes fertig bestimmt. Um die Klassifikation im MKK-System zu vollenden, fehlt „nur“ noch die Leuchtkraftklassifikation.

5. Die Leuchtkraftklassifikation

Elemente verhalten sich mit zunehmender Leuchtkraft eines Sternes in unterschiedlicher Weise. Dieses Faktum ermöglicht es uns, aus dem Verhältnis zweier Absorptionslinien Rückschlüsse auf die entsprechende Leuchtkraftklasse zu ziehen.

Informationen über die Verhältnisbildung von Absorptionslinien findet man im „BONNER SPEKTRAL-ATLAS I“ von Waltraut Seitter [6]. Auch wenn es sich bei diesem „historischen“ Spektralatlas von 1970 um fotografische Spektren handelt, lassen sich die beschriebenen Verhältnisse auch auf CCD-Spektren anwenden.

Für unser vorliegendes normiertes Spektrum brauchen wir Informationen über Linienverhältnisse für den Spektraltyp F5. Hierzu sei aus [6] exemplarisch das Verhältnis SrII 4078 / FeI 4046 zitiert: ist das Verhältnis = 1, dann ist die LK-Klasse „V“; ist das Verhältnis > 1, dann ist die LK-Klasse zwischen II und Ia. Die beiden beschriebenen Linien werden jetzt im normierten Spektrum von α Per identifiziert und miteinander verglichen.

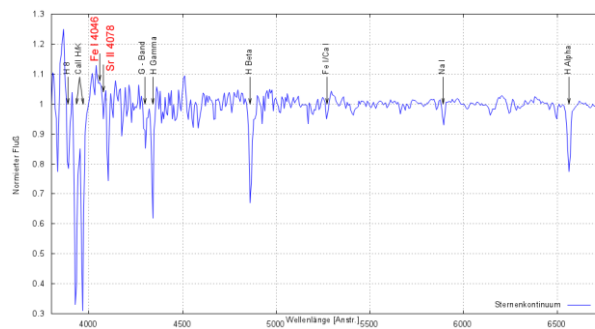


Abb. 4: Die rot-markierte Linien werden zur Verhältnisbildung zur Bestimmung der Leuchtkraftklasse im normierten Spektrum herangezogen.

Es wird ersichtlich, dass die SrII-Linie deutlich ausgeprägter ist als die FeI-Linie. Daraus ergibt ist ein Linienverhältnis von > 1 . Dies ist ein erster Hinweis darauf, dass die Leuchtkraftklasse zwischen II und Ia liegen muss.

Wichtig ist zu bemerken, dass man sich keinesfalls auf nur die EINE Verhältnisbildung verlassen darf! Gerade bei Spektren mit niedriger Dispersion (wie die meinen) und der daraus resultierenden niedrigen Auflösung kann es passieren, dass Linien verschwinden, zusammengefasst werden und die tatsächliche Linienbreite

stark verfälscht wird. Erst wenn mehrere Verhältnisbildungen zu einem eindeutigen Ergebnis kommen, kann das Ergebnis als relativ zuverlässig betrachtet werden.

Um die Genauigkeit der Klassifikation generell zu verbessern, ist es ratsam, von den für die Klassifikation relevanten Linien hochauflösenden Spektren aufzunehmen um die Äquivalentbreitenmessung genauer durchführen zu können.

5.1 Messung von Halbwertsbreiten (FWHM)

Auch anhand der Halbwertsbreite einer Linie lassen sich Rückschlüsse auf den Entwicklungsstand ziehen. Die Verbreiterungsmechanismen einer Spektrallinie lassen sich grob in drei Faktoren unterteilen, auf die ich allerdings nicht im Detail eingehen möchte. Wichtig ist, dass der Gasdruck in der Photosphäre ein wichtiges Kriterium für die Breite einer Linie ist. Der Effekt der Druckverbreiterung tritt auf, weil die Atome bei einem hohen Gasdruck häufiger untereinander anstoßen (Stoßverbreiterung). Mit der Messung der FWHM-Werte (also der Messung von Linienbreiten) geht es mir besonders um diesen Effekt. Hieraus lassen sich dann Rückschlüsse auf die Druck- und Temperaturverhältnisse in der Sternatmosphäre (Oberfläche) und somit auch auf die Leuchtkraftklasse ziehen. (Anm. d. Red.: Der Einfluss der Instrumentenfunktion ist bei der Bestimmung und Bewertung der FWHM bei Verwendung von niedrigdispersen Spektrografen nicht vernachlässigbar.)

Praktisch habe ich zu diesem Thema leider keine FWHM Referenzmesswerte gefunden, um die Messung von Halbwertsbreiten zur Klassifikation zu nutzen. Dennoch reicht meist ein visueller Vergleich der Linienbreite mit einem Spektrum bekannter Leuchtkraftklasse für eine Leuchtkraftklassifikation aus. Informationen über die Linienbreite lassen sich aus einem weiteren Spektral Atlas entnehmen. Hierzu eignet sich der im Internet frei zugänglich Atlas „A DIGITAL SPECTRAL CLASSIFICATION ATLAS“ von R.O. Gray [8]. Die Abbildung 5 zeigt den Leuchtkraftklasseneffekt bei F0 Sternen.

Ein Vergleich der H γ Linien unseres Beispielsternes mit der jeweiligen Referenz zeigt, dass die Linie aus diesem Spektrum sehr „dünn“ ist. Daraus ergibt sich eine Leuchtkraftklasse zwischen Ia und Ib.

Für die Zukunft plane ich, eine eigene Datenbank mit FWHM-Messwerten aufzubauen, um die Neuklassifikation von Sternen für mich zu erleichtern und gleichzeitig zu objektivieren. Dabei ist zu beachten, dass der jeweilige FWHM-

Messwert spektraltypabhängig ist! Das bedeutet, dass die Messwerte für jeden Spektraltyp neu verglichen werden müssen. Über diese zwei Wege haben wir nunmehr unabhängig voneinander eine Leuchtkraftklassifikation erreicht.

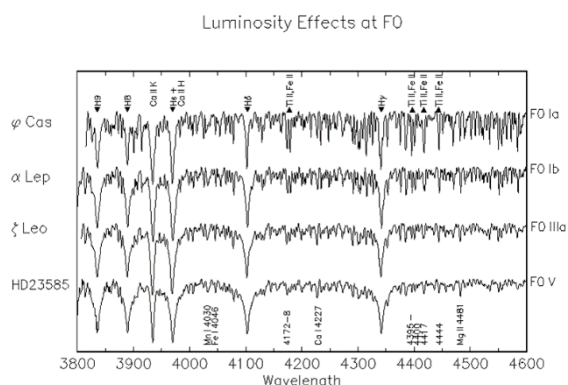


Abb. 5: Veränderung der Linienstärke in Abhängigkeit von der Leuchtkraftklasse, aus [8].

6. Das Hertzsprung-Russell-Diagramm

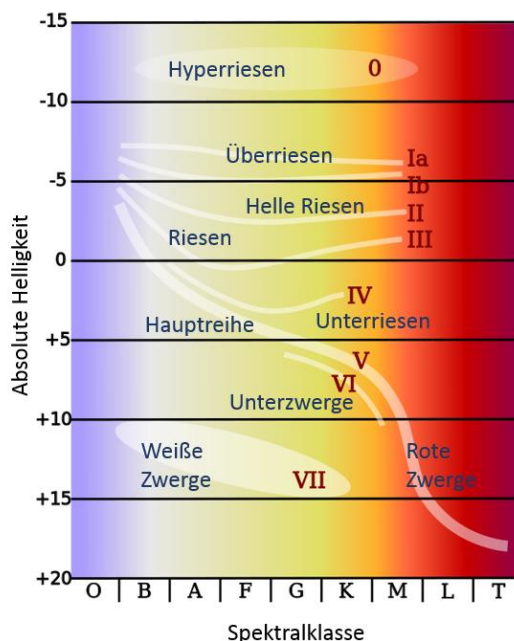


Abb. 6: Vereinfachte Version des HR-Diagramms, aus [9].

Spricht (oder schreibt) man über die Spektralklassifikation von Sternen, so ist die Erwähnung des Hertzsprung-Russell-Diagramms (kurz HR-Diagramm) unumgänglich. In diesem Zustandsdiagramm wird auf der Abszisse die Spektralklasse (oder die Oberflächentemperatur) und auf der Ordinate die absolute Helligkeit des Sternes aufgetragen. Werden mehrere Sterne aus dem MKK-System in dieses Diagramm eingefügt, ergeben sich schnell charakteristische

„Gruppierungen“ von Sternen. Diese Gruppierungen sind die oben erläuterten Leuchtkraftklassen, die wiederum Rückschlüsse auf den Entwicklungszustand eines Sternes ermöglichen. Das Diagramm bietet somit dem Betrachter eine gute Möglichkeit, die Sterne zu vergleichen und entsprechend ihres Entwicklungszustandes einzuordnen. Abbildung 6 zeigt eine vereinfachte Version des HR-Diagramms mit Bezeichnung der jeweiligen „Entwicklungsgruppen“. Diese Gruppen sind mit den Leuchtkraftklassen direkt vergleichbar (s. Tab. 2).

Erklärtes Ziel meiner Arbeit ist die Reproduktion des HR-Diagramms durch selbst aufgenommene Daten, die ich innerhalb von zwei Jahren durch eigene Aufnahmen gesammelt habe.

7. Zusammenfassung und Ausblick

Am Beispiel Stern α Persei habe ich die Bestimmung der Spektral- und Leuchtkraftklasse demonstriert. Das Ergebnis der Klassifikation ist F5 lab. Ich hoffe, dass ich mit meinem Artikel dem interessierten Leser einen Einblick geben konnte, wie ich versuche, mit meinen Amateurmitteln unterschiedliche Sterne zu klassifizieren. Mit weiteren Ergebnissen und Messwerten wird es mir möglich werden, mein Klassifikationsergebnis noch objektiver zu gestalten. Bisher (Stand Oktober 2014) habe ich 67 Sterne unterschiedlicher Spektraltypen aufgenommen, ausgewertet, klassifiziert und in das HR-Diagramm eingefügt.

Literatur:

- [1] Wilhelm und Else Heraeus-Stiftung - Deutsche Physikalische Gesellschaft;
<http://www.dpg-physik.de/dpg/heraeus.html>
- [2] IRIS Version 5.59;
<http://www.astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm>
- [3] MILES DATABASE;
<http://pendientedemigracion.ucm.es/info/Astro/miles/database/database.html>
- [4] VSpec Version 3.8.8;
<http://www.astrosurf.com/vdesnoux/>
- [5] C. Jaschek und M. Jaschek, The Classification of Stars, Cambridge University Press, 1987
- [6] W. C. Seitter, Atlas for Objective Prism Spectra - Bonner Spectral Atlas Vol.1, Ferd. Dummlers Verlag, Bonn, 1970
- [7] Richard Walker, Beitrag zur Spektroskopie für Astroamateure, Version 3.3, Juni 2010
- [8] R. O. Gray,
<http://ned.ipac.caltech.edu/level5/Gray/frames.html>
- [9] Wikipedia,
<http://de.wikipedia.org/wiki/Hertzsprung-Russell-Diagramm>

Oe stars and the Teide 2009 ProAm campaign

Gregor Rauw^a, Thierry Morel^a, Yaël Nazé^a, Thomas Eversberg^b

^a Institut d'Astrophysique et de Géophysique, Université de Liège, 17, Allée du 6 Août, B5c, B-4000 Sart Tilman, Belgium; e-mail: rauw@astro.ulg.ac.be

^b Schnörringen Telescope Science Institute, Waldbröl, Germany

Abstract

Oe stars form the extension of the Be phenomenon towards higher temperatures, although the existence of disks in Oe stars has been questioned over recent years. We have monitored the spectra of two Oe stars, HD45314 and HD60848, over various time scales, including a three months monitoring in the framework of the Teide 2009 ProAm campaign. Our observations reveal complex variations of the emission lines in strength and line profiles. These results suggest that Oe stars do feature disks similar to those of Be stars.

Zusammenfassung

Oe-Sterne sind heiße Varianten des Be-Phänomens, obwohl die Existenz eines ringförmigen Sternwinds in Oe-Sternen in den letzten Jahren in Frage gestellt wurde. Wir haben Spektren zweier Oe-Sterne, HD45314 und HD60848, über verschiedene Zeiträume aufgenommen. Ein Teil unserer Spektren wurde im Rahmen der Teide 2009 ProAm Kampagne aufgenommen. Unsere Beobachtungen zeigen komplexe Veränderungen der Emissionslinien sowohl was ihre Stärke als auch ihre Form angeht. Unsere Resultate deuten auf die Existenz eines ringförmigen Sternwinds, ähnlich wie bei Be-Sternen, hin.

Received: 2014-08-09, Revised: 2014-09-15, Accepted: 2014-09-28

O-type stars are hot ($T_{\text{eff}} \geq 20,000$ K), luminous ($L \geq 10,000 L_{\text{Sun}}$) and massive objects ($M \geq 15 M_{\text{Sun}}$). Oe stars are O-type stars with hydrogen lines in emission, but neither He II $\lambda 4686$ nor N III $\lambda \lambda 4634-40$ emissions [1,2]. Only 8 objects of this kind are known in our Galaxy. They are usually considered as an extension of the Be phenomenon towards higher temperatures, although the question whether Oe stars do have disks similar to those of Be stars is controversial [3]. Be and Oe stars have very high rotational velocities and their emission lines frequently exhibit a double-peaked morphology. About 1/3 of the Be stars show cyclic variations of the ratio between the intensities of the blue and red peaks (V/R ratio) of double-peaked emission lines on time scales from a few years up to decades [4,5]. This behavior is attributed to “one-armed density waves” in the disk precessing around the star. Previously, the only variability study of Oe stars was performed for HD45314 and HD60848 [6]. In this study, variations of line intensities and V/R ratios on time scales of years were found for HD45314. For HD60848, long-term variations of the line intensities were found, but no changes of the V/R ratio. For both stars, little or no variations on time scales of a few days were detected. Both stars were subsequently observed with *XMM-Newton* in X-rays [7], revealing very different results: HD45314 is a so-called γ Cas analog with a

strong and energetic X-ray emission, whereas HD60848 is a faint X-ray source emitting mainly lower energy X-ray photons. Several possible causes exist to explain the unusual X-ray emission of HD45314: binarity, wind-disk interactions or magnetic fields are the most likely ones.

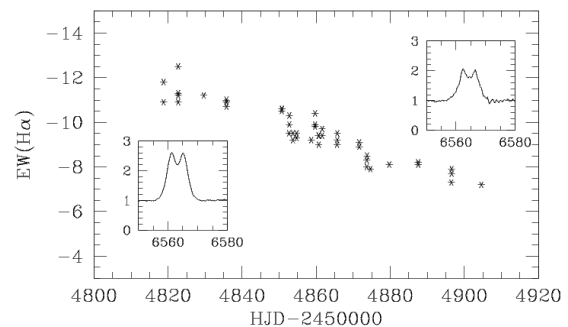


Fig. 1: The asterisks yield the equivalent width (in Å) of the H α emission line in the MONS data of HD60848 as a function of time (from December 2008 until end of March 2009). The inserts show the line profile during the first and last observation of the time series. Typical error bars are 0.25 Å.

During the winter season 2008 – 2009, the MONS ProAm observing campaign took place with the goal to monitor the periastron of the colliding wind binary WR140. However, WR140 was only observable at the beginning or the end of the night. We thus proposed to monitor HD45314 and HD60848 as “filler targets”. HD60848 was observed to be rapidly decaying

from an outburst during the MONS campaign (fig. 1), whilst HD45314 displayed little changes of the line strengths during this campaign. Subsequent monitoring with other instruments revealed an outburst in 2013 during which the H α , H β and He I λ 5876 emissions displayed a single peak that was not observed before (fig. 2).

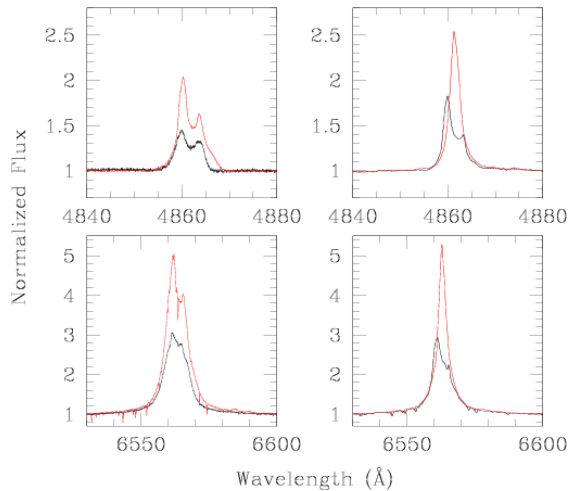


Fig. 2: Variations of the H β (top) and H α (bottom) line profiles of HD45314 between minimum and maximum emission at different epochs. The left panels show the variations between May 2000 (black) and March 2002 (red). The right panels display the spectra observed in September (black) and December 2013 (red).

To date, the spectroscopic monitoring has revealed no indication of binarity for neither of the

two Oe stars. The line variations are similar to what is seen in Be stars, suggesting that Oe stars probably have disks. However, there seem to be differences in disk build-up from one outburst to the other, at least in the case of HD45314. An extended article reporting these and other results is currently under preparation [8]. In parallel, monitoring of these stars will continue over the coming years with the goal to better understand the physics of these objects and the origin of the unusual X-ray emission of HD45314. Amateur astronomers are most welcome to contribute to this project.

Acknowledgements: We thank all team members of the Teide 2009 ProAm campaign for their generous support of the above investigations.

Literature

- [1] Conti & Leep 1974, ApJ 193, 11
- [2] Negueruela et al. 2004, Astron. Nachr. 325, 749
- [3] Vink et al. 2009, A&A 505, 743
- [4] Rivinius et al. 2013, A&ARv 21, 69
- [5] Hanuschik et al. 1995, A&A 300, 163
- [6] Rauw et al. 2007, IBVS 5773, 1
- [7] Rauw et al. 2013, A&A 555 L9
- [8] Rauw et al., submitted to A&A

MIFUS – 3D Spektroskopie für Amateure

Daniel P. Sablowski

Erich-Weinert-Straße 19, 14478 Potsdam; E-Mail: kontakt@astro-spec.com

Zusammenfassung

In diesem Artikel soll kurz die 3D-Spektroskopie vorgestellt und ein erstes Projekt im hobbyastronomischen Bereich vorgestellt werden. Die beiden wesentlichen Änderungen gegenüber der „klassischen“ Spektroskopie ist die Teilung der Bildebene des Teleskops in räumliche Elemente und die Erzeugung eines Spektrums je Element. Ein erster Prototyp eines solchen Spektrographen für kleine Teleskope wird vorgestellt und erste Rohaufnahmen gezeigt.

Abstract

The 3D-Spectroscopy will be briefly presented in this article and a first amateur project is sketched. Compared with „classical“ spectroscopy there are two main issues to mention: The splitting of the telescope focal plane into spatial elements and the creation of a spectrum for all of these elements. A first prototype of such an instrument for small telescopes and first results will also be shown.

Received: 2014-07-22, Revised: 2014-09-21, Accepted: 2014-09-28

1. Einleitung

Die 3D Spektroskopie ist bei den professionellen Astronomen zu einem wichtigen Werkzeug bei der Untersuchung von extragalaktischen Quellen geworden. Die Technologien zur Separierung der räumlichen Wellenlängeninformation sind komplex und interessant zugleich. Neben sehr aufwändigen Methoden wie dem Advanced Image Slicer [1] gibt es auch einfachere, aber nachteiligere Methoden um die räumliche Information im Spektrum zu erhalten. Wie eine solche Technik an kleinen Amateuerteleskopen betrieben werden kann, ist Gegenstand dieses kurzen Artikels.

2. Die Integral-Feld-Einheit (IFU)

Diese Einheit dient dazu, die Bildebene des Teleskops in kleine Einheiten zu zerschneiden und am Eingang des Spektrographen zur Zerlegung in die Wellenlängen anzuordnen. Die räumlichen Elemente nennt man, analog zum Pixel (picture element), Spaxel (spatial element). Neben der sonst wichtigen Größe der Auflösung des Spektrographen (genauer der Wellenlängenauflösung) tritt bei 3D Spektrographen die räumliche Auflösung, gegeben durch das von einem Spaxel in der Bildebene erfasste Winkelelement, zusätzlich als wichtiges Kriterium auf.

Die einfachste Art, um eine solche Einheit zu realisieren, ist ein Bündel optischer Fasern in den Teleskopfokus zu platzieren. Diese Methode ist

verhältnismäßig kostengünstig, geht jedoch zu Lasten der räumlichen Auflösung. Nichtsdestotrotz wurde diese Variante für die IFU des Mini-Integral-Field-Unit Spectrograph (MIFUS) gewählt.

Als ein erstes Testbündel wurden 38 Fasern mit einem Kerndurchmesser von 0,1 mm in einen SMA-Stecker eingeklebt und anschließend poliert. Ein Bild dieses Bündels ist in Abbildung 1 gezeigt

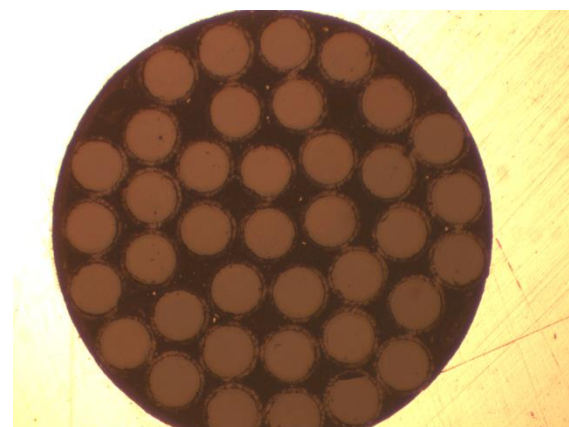


Abb. 1: Faserbündel der IFU für MIFUS. Es handelt sich um 38 Fasern mit einem Kerndurchmesser von 0,1 mm, die verklebt und poliert in einem SMA-Stecker positioniert sind.

Dieses Bündel ist dann mit einer Fasereinkopplung [2] verbunden, welche das Auffinden und Nachführen des Objektes auf dem Bündel ermöglicht. Diese Einheit verfügt über einen Strahlteiler und einen Spiegel, welcher die Abbildung des direkten Sternbildes als auch des

vom Bündel zurückreflektierten Bildes möglich macht. Ein Bild der Einheit ist in Abbildung 2 gezeigt.



Abb. 2: Die Faserkopplungseinheit bildet zusammen mit dem Faserbündel die IFU für MIFUS.

In dieser Abbildung erkennt man auch einen zweiten Faseranschluss, welcher zur Adaption einer Kalibrationsfaser vorgesehen ist. Damit lassen sich dann die entsprechenden Aufnahmen für Wellenlängen- und Flatkalibration erstellen. Für Details sei auf die mehrteiligen Artikel zur spektroskopischen Datenanalyse von Lothar Schanne verwiesen [3].

Neben der direkten Kopplung über Fasern gibt es die Möglichkeit direkt die Ebene durch ein Mikrolinsenarray zu separieren. Diese Methode schränkt jedoch die Dispersion stark ein. Eine weitere Methode ist die Verwendung eines Mikrolinsenarrays vor dem Faserbündel. Hiermit erzielt man eine gute räumliche Abdeckung und behält den Freiheitsgrad, die Fasern im Spektrographen nach Belieben anzuordnen oder sogar auf mehrere aufzuteilen. Diese Methoden sind schematisch in Abbildung 3 dargestellt.

3. Der Spektrograph

Es gibt viele Möglichkeiten zur Auslegung des optischen Layouts eines Spektrographen und jede ist ein Kompromiss vieler verquickter Parameter. Um MIFUS relativ schnell und einfach zu einem ersten Test zu bringen, wurde eine Anordnung mit niedriger Dispersion und einem Transmissionsgitter gewählt. Dies hatte auch seinen Grund darin, dass dem Autor ein entsprechendes Gitter bereits zur Verfügung stand. Damit lässt sich der gesamte Spektralbereich auf einem kleinen CCD Detektor abbilden. Eine hochauflösende Variante zum „Single-Line-Monitoring“ ist in einer Abwandlung von MIFUS zum H α -Monitoring-Spektrograph (HaMoniS) geplant. Hierfür ist ein holographisches Volumenphasen-Gitter (VPH-Gitter) mit 1800 l/mm, welches für die H α -Linie optimiert ist, vorgesehen. Diese Gitter erreichen Effizien-

zen um 85 bis 90 % und sind teilweise als Massenware erhältlich. Durch die höhere Auflösung und Dispersion ist dann nur noch ein kleiner Spektrumausschnitt auf der CCD sichtbar. Jedoch kann durch eine Linienprofilanalyse auf räumliche Änderungen z.B. des Geschwindigkeitsprofils in Gasnebeln oder Galaxien geschlossen werden. Das Layout von MIFUS ist nun in Abbildung 4 gezeigt.

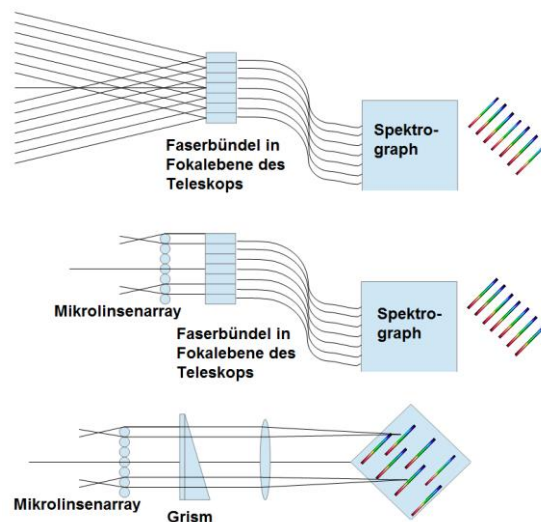


Abb. 3: Einige verhältnismäßig einfach zu realisierende IFU-Techniken.

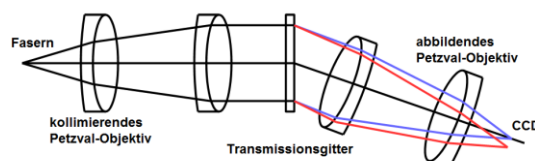


Abb. 4: Layout von MIFUS. Die Fasern sind senkrecht übereinander angeordnet und bilden den Eintrittsspalt. Das Licht wird durch ein sogenanntes Petzval-Objektiv kollimiert, vom Gitter zerlegt und durch ein weiteres Petzval auf das CCD abgebildet.

Durch die ausgedehnte Eingangsapertur, also den senkrecht übereinander angeordneten Fasern, müssen etwas bessere Optiken zur Kollimierung und Abbildung verwendet werden, welche auch eine akzeptable optische Korrektur im Feld besitzen. Obwohl die hier verwendete Doppel-Petzval-Anordnung über keinen Feldebener verfügt, haben Feldaberrationen keinen limitierenden Einfluss. Es bleibt jedoch eine deutliche chromatische Aberration im blauen Bereich unter 420 nm

4. Ergebnisse

Erste Tests am Orionnebel M42 belohnen die Mühen und schaffen schnell ein Erfolgserlebnis. Obwohl der Aufbau sehr einfach und kostengünstig gehalten ist, zeigen die Tests brauchbare Ergebnisse, die zu weiteren Versuchen

und Verbesserungen anregen. Das Rohspektrum des genannten Objektes ist in Abbildung 5 gezeigt. Tageslicht muss für Testzwecke immer erhalten und darf daher in Abbildung 6 nicht fehlen.

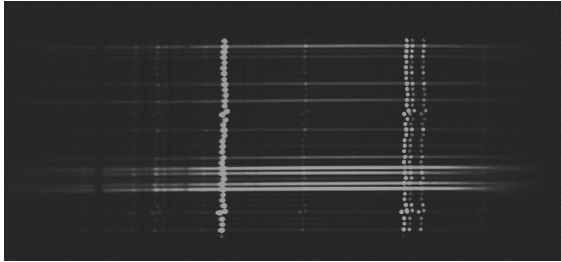


Abb. 5: Die 38 Spektren von M42 der 38 Fasern aus der Bildebene des Teleskops aufgespalten in ein Spektrum. Die Emissionen stammen aus dem Emissionsnebel und die hellen „kontinuierlichen“ Spektren von den Sternen des Trapezes des Orions.

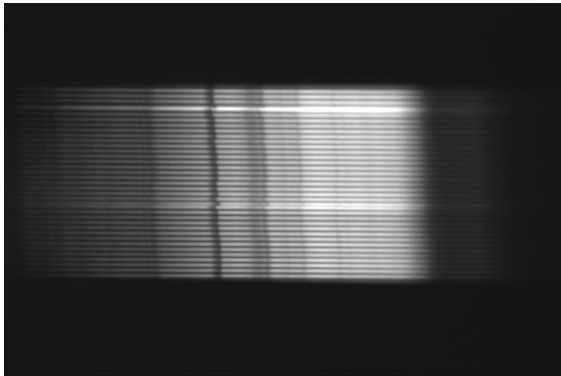


Abb. 6: Rohaufnahme des Tageslichts.

Bevor jedoch die Technik (Optik und Mechanik) weiter verbessert wird, muss eine zeitlich vertretbare Reduktion der Messdaten realisiert werden.

5. Schluss

Es ist immer wieder erstaunlich, mit welchen einfachen Mitteln sich zunächst schwierige Aufgaben realisieren lassen. Zunächst die „einfache“ Spektroskopie mit einem klassischen Langspaltspektrographen, dann die Echellespektroskopie und Faserkopplung und nun rückt die 3D Spektroskopie in greifbare Nähe der Amateure. Natürlich lassen sich solche Projekte erst realisieren, wenn genügend Erfahrung in vorangegangenen Projekten gesammelt werden konnte. Über den Fortschritt dieses und weiterer Projekte gibt die Homepage des Autors Aufschluss [4].

Literatur:

- [1] Optical Fabrication, Metrology, and Material Advancements for Telescopes, ed. by Eli Atad-Ettinger, Philippe Dierickx, Proceedings of SPIE Vol. 5494, SPIE, Bellingham, WA, 2004
- [2] EasyFiber von Astro Spectroscopy Instruments, <http://www.astro-spec.com>
- [3] L. Schanne, Die Auswertung spektroskopischer CCD-Aufnahmen, erscheint im VdS J. für Astronomie Nr. 50ff
- [4] <http://hobbysternwarte-ploesen.de/tl/MIFUS.htm>

How to reduce CCD data?

Thomas Eversberg and Klaus Vollmann

Schnörringen Telescope Science Institute, 51545 Waldbröl, Germany, www.stsci.de,
E-Mail: thomas.eversberg@stsci.de

Abstract

In order to correctly compute interference effects in spectroscopic data (data reduction) the knowledge of the fundamental CCD reduction procedures and the adequate mathematical treatment of the correction images (bias, dark, flat) is imperative. We discuss the mathematical background and present corresponding recipes depending on the respective data collection procedure.

Zusammenfassung

Um spektroskopische Daten korrekt von Störeffekten zu befreien (reduzieren), sind die Kenntnis der fundamentalen CCD-Reduktionsprozeduren sowie die angemessene mathematische Behandlung der Korrekturbilder (Bias, Dark, Flat) zwingend notwendig. Wir diskutieren dazu den mathematischen Hintergrund und präsentieren entsprechende Kochrezepte abhängig von der vorangegangenen Datengewinnung.

This text is an excerpt from the text book "Spectroscopic Instrumentation – Fundamentals and Guidelines for Astronomers" to be published by Springer Verlag, November 2014.

Received: 2014-08-01, Revised: 2014-09-22, Accepted: 2014-09-29

1. CCD reduction

The goal of reducing CCD data is the elimination or minimization of all instrumental effects. In addition, information will be obtained about all noise sources, thus allowing an assessment of data quality and how it is affected by noise. In addition to the original 2D image containing the stellar spectrum we need various correction data for an accurate CCD reduction. They are:

1. A dark image (dark field), which is recorded under the same conditions as the image with the original spectrum (exposure time, temperature etc.) but without being exposed (shutter closed). It includes the internal noise behavior of the chip (read-out noise of the amplifier and thermal noise).
2. A so-called flat field (image) for the global compensation of sensitivity variations on the CCD chip. They are caused by the entire instrument setup (CCD, dust, vignetting etc.). To create a flat field one exposes the chip as evenly as possible, e.g. by a uniformly illuminated area in the observatory or an internal instrument lamp. The exposure time is chosen such that the chip does not saturate and remains in the upper linear range of its sensitivity.

3. A so-called bias field, which is basically a dark field with the shortest possible exposure time (normally zero). It contains all the potential read-out level of the CCD amplifier.

Dark and bias must be subtracted from the raw image and the result is then divided by the net flat. Schematically, the instrument algorithm is therefore

$$\text{Reduced image} = \frac{\text{raw} - \text{dark} - \text{bias}}{\text{flat} - \text{dark} - \text{bias}}$$

The above reduction scheme is merely the basic procedure for dealing with the data. We explicitly refer to Massey & Hanson (2010 [2]) for more details. They say

"The basic premise... is that one should neither observe nor reduce data by rote. Simply subtracting biases because all of one's colleagues subtract biases is an inadequate reason for doing so. One needs to examine the particular data to see if doing so helps or harms. Similarly, unless one is prepared to do a little math, one might do more harm than good by flat-fielding. Software reduction packages, such as IRAF or ESO-MIDAS are extremely useful tools – in the right hands. But, one should never let the software provide a guide to reducing data. Rather, the astronomer should do the guiding. One should strive to understand the steps involved

at the level that one could (in principle) reproduce the results with a hand calculator!"

For a detailed understanding of how the data should be treated, a small detour to the mathematical foundations is inevitable.

2. General mathematical considerations

To understand the above algorithm, one has to keep in mind how a pixel signal is assembled. The signal in ADU¹ of a pixel on the CCD chip can be described as follows:

$$s(x, y, t) = B(x, y) + t \cdot D(x, y) + t \cdot G(x, y) \cdot I(x, y) + \text{noise} \quad (1)$$

$B(x, y)$ is the bias in each pixel at the chip position (x, y) in ADU, $D(x, y)$ is the corresponding net dark current in ADU/sec, $G(x, y)$ is the corresponding pixel sensitivity (local CCD gain) in ADU/photon, $I(x, y)$ is the corresponding light flux in photons/sec, t is the exposure time and noise a statistical noise contribution coming from various sources (see next chapter). We are therefore able to determine the acquired light flux by re-arranging eq. 1 to $I(x, y)$, if we know the bias, the dark and the pixel sensitivity in addition to the signal on the chip. These unknown quantities have to be obtained by various measurements with the complete system "Telescope + Spectrometer + CCD".

3. The bias field

As mentioned above, the bias image contains the read-out noise of the amplifier, after it has been read out. The bias is obtained by the shortest possible exposure time (normally zero) when the shutter is closed. At best, then $t=0$, and eq. 1 is given by

$$s(x, y) \equiv b(x, y) = B(x, y) + \text{noise} \quad (2)$$

$b(x, y)$ is the measured signal, composed of the true signal and an undefined noise, i.e. we use the measured signal and identify it as a noise-affected overall signal which varies randomly around a mean value. The bias field contains the readout noise of the CCD. D and G are noisy, as well. However, this means that we insert additional noise when combining all data for

the estimation of the measured data by offsetting in the determination of $I(x, y)$. We can only reduce the error of the mean with repeated measurement of b . The arithmetic mean of many individual measurements is calculated by

$$\overline{B}_M(x, y) = 1/n \cdot \sum_{i=1}^n B_i(x, y) \quad (3)$$

and its standard deviation by

$$\sigma_{\overline{B}_M}(x, y) = 1/\sqrt{n} \cdot \sigma(b(x, y)). \quad (4)$$

The "tilde" over the B means, that we are dealing with a statistical expectation value, which converges to the true value when the number of measurements n is very large². This master bias corresponds best to the true bias the more noisy individual biases are obtained. The error of the master bias decreases according the rule. From experience, about 10-20 individual biases are sufficient to obtain a good master bias, good meaning one that does not significantly degrade the net quality of the spectrum after its application.

4. The dark field

The dark current increases (normally linearly) with exposure time. A dark field $d(x, y, t_{data})$ is hence obtained with closed camera shutter and the same exposure time as the data image t_{data} . Equation 1 becomes

$$s(x, y, t_{data}) \equiv d(x, y, t_{data}) = \overline{B}_M(x, y) + t_{data} \cdot D(x, y) + \text{noise}, \quad (5)$$

where we used the already estimated $\overline{B}_M(x, y)$ as an estimation for the bias field. Completely analogous to the estimation of the master bias we can now eliminate the scattering of the dark fields by consecutive averaging of many measurements:

$$\overline{D}_M(x, y) = 1/m \cdot \sum_{i=1}^m d_i(x, y, t_{data}).$$

For each measurement, $d_i(x, y, t_{data})$ the bias field is always implicitly included. If we subtract the above master bias from the measured dark $d_i(x, y, t_{data})$ and divide by the exposure time we first obtain a bias-reduced single dark $D(x, y)$:

¹ The unit "ADU" is Analog Digital Unit. For a 16-bit CCD amplifier the CCD dynamics is therefore $2^{16} = 65536$ ADU.

² This behavior is known as "law of large numbers".

$$D(x, y) = \frac{d_i(x, y, t_{data}) - \overline{B}_M(x, y)}{t_{data}} + noise$$

Analogous to the bias procedure we now average the dark by many individual measurements, reduce the noise and get closer to the true dark. The average dark per time unit is then

$$\overline{D}(x, y) = \frac{1}{m} \sum_{i=1}^m \frac{d_i(x, y, t_{data}) - \overline{B}_M(x, y)}{t_{data}}$$

with the noise given again by the standard deviation. Using the master dark and the master bias we finally can write

$$\overline{D}(x, y) = \frac{1}{t_{data}} (\overline{D}_M(x, y, t_{data}) - \overline{B}_M(x, y)) \quad (6)$$

Hence, the unknown dark current per time unit is now defined for each pixel (x,y) by the master bias, the master dark and the exposure time.

5. Saving time

The above procedure requires darks with the same exposure time as that of the target raw images. However, this might be time consuming especially for very long exposures. On the other hand, if the dark level increases linearly (depending on the CCD) one can also use short exposure darks by scaling them in time³. To do so, one creates a bias reduced master dark with the short exposure time t_{dark} . We take a master bias, subtract it from each single dark and average by the number of this procedure. Then we obtain the master dark reduced from the average bias:

$$\overline{D}'(x, y) = \frac{1}{m} \sum_{i=1}^m \frac{d_i(x, y, t_{dark}) - \overline{B}_M(x, y)}{t_{dark}} \quad (7)$$

For the initially unknown dark field per time unit we then get

$$\overline{D}(x, y) = \frac{1}{t_{dark}} (\overline{D}_M(x, y, t_{dark}) - \overline{B}_M(x, y))$$

If we now compare the last two expressions for $\overline{D}(x, y)$ and $\overline{D}'(x, y, t_{dark})$ we see that the bias reduced master dark $\overline{D}'(x, y, t_{dark})$ can be expressed over the exposure time of the master dark:

$$\overline{D}'(x, y, t_{dark}) = t_{dark} \cdot \overline{D}(x, y).$$

If the original data are exposed at integration time t_{data} , the two first terms of equation 1 can be estimated with a master dark $\overline{D}_M$

$$\overline{D}_M(x, y, t_{data}) = t_{data} \cdot \overline{D}(x, y) + \overline{B}_M(x, y) \quad (8)$$

$$\overline{D}_M(x, y, t_{data}) = \frac{t_{data}}{t_{dark}} \cdot \overline{D}'(x, y) + \overline{B}_M(x, y) \quad (9)$$

and used in eq. 6. If the dark level increases linearly in time and does not lead to saturated pixels, one can save a lot of time with this method⁴.

6. The flat field

To determine the incident light flux, we must now determine the relative sensitivity of each individual pixel. For doing so we expose the chip as uniformly as possible by mapping an evenly radiating surface of intensity $L(x, y) = L_0$ with "Telescope + Spectrometer". Equation 1 becomes

$$\begin{aligned} s(x, y, t_{flat}) &\equiv f(x, y, t_{flat}) \\ &= B(x, y) + t_{flat} \cdot D(x, y) \\ &\quad + t_{flat} \cdot G(x, y) \cdot L_0 + noise \end{aligned} \quad (10)$$

t_{flat} has to be chosen so that no pixel reaches its full well capacity. In first approximation we assumed L to be constant and independent of the pixel position. This, however, will never be achieved in practice. Since we want to eliminate only local small-scale fluctuations with this procedure, a reasonably evenly illuminated white surface in the observatory is sufficient.

The exposure time for flat-field recordings usually differs from the exposure time of the target data. First, we must therefore determine a master dark $\overline{D}^{F,M}$ only for the flat fields. One chooses either the same exposure time as for the flats or one scales according to eq. 8 and 9:

³ The linear behavior should be examined for any CCD camera with real data series.

⁴ If the time behavior of the dark level is not linear, it is possible to estimate the appropriate function with many measurements of different exposure times for data reduction.

$$f'(x, y, t_{flat}) = f(x, y, t_{flat}) - \overline{D_M^F}(x, y, t_{flat}) = t_{flat} \cdot G(x, y) \cdot L_0 + noise$$

For a master flat and to minimize the amount of noise one again needs many flats which are then averaged:

$$\begin{aligned} \overline{F_M}(x, y, t_{flat}) &= \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n f_i'(x, y, t_{flat}) = \\ &= \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n f_i(x, y, t_{flat}) - \overline{D_M^F}(x, y, t_{flat}) \end{aligned} \quad (11)$$

Because the flat $f(x, y)$ is now known, we could solve the above equation for $G(x, y)$ by using the known detected intensity L_0 . However, the absolute value of L_0 is almost always unknown. In addition, it might vary due to aging effects in the lamp. Hence, the absolute value of $G(x, y)$ is also unknown.

In most cases the analysis of stellar spectra is a relative comparison of radiation fluxes. Hence, we keep the relative scatter but eliminate the absolute mean level of G as best as possible:

$$G(x, y) = \bar{G} \cdot g(x, y).$$

If we now have chosen G such that the average value of $g(x, y)$ is 1, we obtain

$$\overline{F_M}(x, y, t_{flat}) = t_{flat} \cdot \bar{G} \cdot g(x, y) \cdot L_0. \quad (12)$$

From this we can determine the average over the entire chip

$$\begin{aligned} \bar{F} &= \sum_x \sum_y t_{flat} \cdot \bar{G} \cdot g(x, y) \cdot L_0 \\ &= t_{flat} \cdot \bar{G} \cdot L_0 \end{aligned}$$

and then identify $g(x, y)$ as the normalized master flat:

$$\frac{\overline{F_M}(x, y, t_{flat})}{\bar{F}} = g(x, y). \quad (13)$$

7. Why flat fielding?

The flat field is repeatedly the subject of discussion and it is often not clear what exactly is behind this procedure. To understand the reason

for the present considerations one should keep in mind that a reliable rectification of the 1D spectrum in the data reduction process is one of the main goals. For doing so, one simulates the spectral continuum with an artificial fitting function, which also covers the extended spectral lines, in contrast to the real continuum. Within emission and absorption line intervals there is no information available about the local continuum. Hence, one has to rely on a reliable function simulating the continuum where there are no obvious lines. The best choice is a low order function. This has two reasons:

1. A low order (e.g., a 3rd order spline) ensures a relatively smooth variation of the fit and represents the true continuum better than a fit of higher order (e.g., 5th order Legendre function).
2. The higher the order of the continuum fit the more reference points for the fit are needed in the real spectrum. However, since no reference points can be specified within the line intervals (especially for wide stellar wind lines), higher-order functions tend to deviate ("oscillate") from the true continuum.

By choosing a low-order fitting function for the entire spectrum, the spectrum should show a smooth continuum without strong intensity discontinuities. In optimal conditions this is always the case because the spectral continuum is only a convolution of relatively smooth functions for the star (Planck function) and the transmission curve of the telescope and the spectrograph (including its image aberrations). In reality, however, effects occur that can disrupt this smooth profile. This can be caused by dust particles on the CCD window close to the focus, which create diffuse concentric rings in the image field, introducing strong intensity disturbances. If one would try to sufficiently eliminate such interference by a continuum fit, one would have to select a function of very high order (see appendix). This, however, is in contradiction to the above requirements of a low-order fit. Therefore, it is necessary to image an area of as few local intensity deviations as possible (e.g., an extended, uniform white screen) with the entire optical system (telescope, spectrograph). A modest global brightness gradient over the entire screen does not interfere with the process, since it can be mapped with a low-order function by subsequent rectification. This is valid only for the dispersion direction. Perpendicular to the dispersion direction this gradient must be fitted out to guarantee a good background subtraction (professional data reduction tools like MIDAS and IRAF offer this fitting procedure) during data reduction. Thus, the division by such a flat eliminates the local brightness variations and a low order fit is applicable again.

8. Collapsing the spectrum

With the above accurately performed procedures we obtain a fully reduced 2-dimensional (2D) spectrum on the CCD chip without the effects degrading the data quality (mainly bias, flat-field, dark). To obtain a more useful 1-dimensional (1D) spectrum in counts versus pixel position and finally intensity versus wavelength all relevant pixels containing information perpendicular to the dispersion direction (CCD columns) need to be combined (normally co-added with proper weighting) so that all counts refer to a single pixel. The resulting values of counts versus pixel number (row) along the dispersion direction then represents the 1D spectrum. This procedure is called "collapsing" the spectrum. This summation of all appropriate pixel values within a reasonable window perpendicular to the dispersion direction will then have a positive impact on the final S/N in the 1D spectrum, which will be significantly increased over the case of individual pixels even near the peak intensity in the 2D spectrum.

9. Flats for Echelle spectroscopy

The above considerations refer to the respective spectral range to be used. For good flat field reduction it is therefore necessary to ensure sufficient flat light flux in all relevant wavelengths. For relatively narrow-band applications of standard spectroscopy this can be well achieved with appropriate lamps. Much more efforts are required for Echelle spectroscopy. Flat light sources are needed that provide sufficient light flux simultaneously at all wavelengths. In addition, the source should be free of intrinsic spectral lines that could jeopardize a proper data reduction. A continuous light source with a Planck spectrum (black body) is indeed free of lines, but provides dramatically different light fluxes for different wavelength regions, so that the above requirements for an adequate flat field are not fulfilled at all wavelengths. The color temperatures of typical incandescent and halogen lamps lie between 2300 K and 2900 K, and according to the Wien displacement law

$$\lambda_{\max} \approx \frac{3000 \mu\text{m}}{T/\text{K}}$$

their maximum radiation is thus at a wavelength of about 1 μm . According to Planck's law the radiation flux decreases dramatically at shorter visible wavelengths. Therefore such Halogen lamps provide about five times more flux in the red than in the blue light. However, according to the above considerations this would have a corresponding impact on the quality of the spectra, since the achievable S/N in the blue spectral region would be significantly lower than in the red light. Already with only these considerations, it becomes obvious that a single light source cannot provide flat field data needed for high quality spectra, without making an unreasonably large number of short exposures (to avoid saturation in the red) to increase the overall S/N in the blue.

The solution for this problem is the combination of different light sources for different spectral ranges of an Echelle spectrograph. A typical example is the FEROS Echelle spectrograph of ESO. FEROS uses two different halogen lamps of different strength. The lamp for the blue spectral range is about 5 times stronger than that for the red range to compensate for the intensity ratio of identical color temperatures in blue and red wavelengths. In order to suppress the red light components, thereby avoiding again a high light flux at red wavelengths, various filters are used to make the lamp appear blue. The light from the two lamps is combined by a 45° beam splitter in a 1:1 ratio and applied to the spectrograph⁵.

10. Remarks on the response function

With the above considerations on flat fields, an important question arises:

Is it necessary to obtain the sensitivity function (response function) of the telescope-spectrograph-camera system by measuring the spectrum of a standard star and account for offsets with the original spectrum?

The sensitivity function would be important if absolute measurements of stellar light flux are the prime observational goal. However, for high accuracy this is only possible at sites with very stable atmospheric conditions and even there only with standard-star observations or considerable effort via flux calibrations with black body radiators [4-7]. Essentially the flat field already provides the response function; it is simply folded

must cover the entire Echelle range, which is hardly feasible in contrast to halogen lamps with an almost black body curve.

⁵ Alternatively sometimes combinations of LEDs of different colors are proposed. However, it should be noted that these sources have typical spectral bands which can be as wide as an entire Echelle order. In addition, the combined fluxes of all flat LEDs

with all other sensitivity functions. However, getting real fluxes, e.g., in erg/s/Å involves calibrating those "other" sensitivity functions, too. This task is highly complex (see again the paper series of Tüg et al.). In addition, a highly transparent and stable atmosphere is required to eliminate parameter fluctuations coming from this source and to obtain reasonable accuracies. So just getting flat fields one is still quite far from the final goal of getting true fluxes. In many applications, one only needs a rectified spectrum, in which case it makes no sense to determine the response function. For high spectral resolution only a few sampling points might be available in the spectrum of a star. This is the case for many Wolf-Rayet stars with extremely broad emission lines and late-type stars full of narrow absorption lines both without any visible photospheric continuum. For a line analysis, it can then be helpful first to divide the spectrum by a continuum fit of a standard star with narrow absorption lines, then simulate the resulting (e.g. WR) spectrum with a low-order fit and reduce the data accordingly. The continuum fit of the standard star then provides the relative instrumental response function of the measuring system of telescopic optics, spectrograph and detector. However, even for this procedure one

should realize that it is very difficult to observe two stars identically; there will always be differences in the continuum shape, due to differences in atmosphere, centering the image, etc. This response function can then be applied to all types of stars. We expressly point out that this method leads to better results only for extremely broad lines. One should also keep in mind that this double fitting procedure, each with fitting functions of lowest possible order also can lead to higher errors in the determination of the continuum, which in turn destroys any accuracy gain intended. However, for Echelle spectroscopy a response function might be very useful. Each Echelle order exhibits its own sensitivity function (see, e.g., figure 1) and an adequate continuum rectification might become a delicate if not impossible procedure. An inadequate rectification then exhibits wave-like features in the continuum. In order to avoid this, a response function might deliver an additional rectification support. The variable efficiency performance and the non-linear dispersion, are the price to pay for the highly effective capture of the entire spectral range. In general, the problem drives the decision for a data reduction procedure, not vice versa.

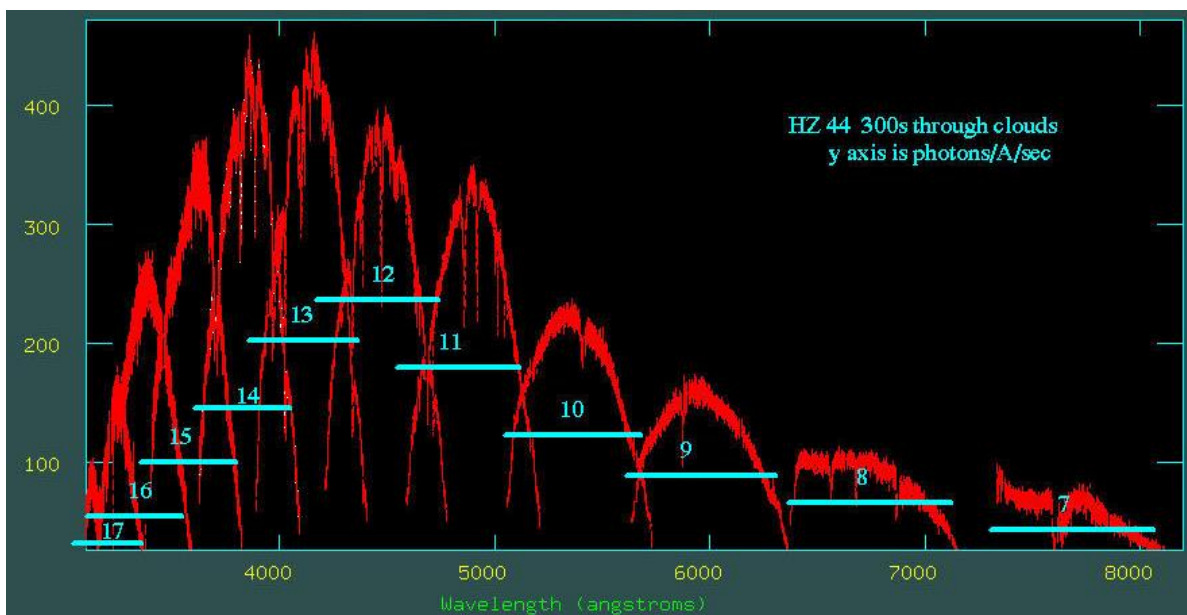


Fig. 1: The extracted spectrum of a standard star before rectification obtained with the Blue & Red Channel Echelle spectrographs at the MMT telescope. Wavelength ranges of various orders are indicated by blue bars and their respective numbers (Image by Craig Foltz, courtesy of the MMT Observatory).

11. The data reduction recipe

We now have obtained a master dark and a master flat and can determine the equation for the final CCD reduction. We start with eq. 1 for

a data image. Subtracting the master dark and dividing by the normalized master flat, we get

$$\frac{\bar{F}}{\bar{F}_M(x, y)} \cdot \{s(x, y) - \bar{D}_M(x, y)\} = t_{data} \cdot \bar{G}(x, y) \cdot I(x, y) + noise$$

$$I(x, y) = \frac{1}{\bar{G} \cdot t_{data}} \cdot \frac{s(x, y) - \bar{D}_M(x, y)}{\bar{F}_M(x, y) / \bar{F}} \quad (14)$$

Hence, our reduction procedure **without** bias is: We subtract the master dark $\bar{D}_M(x, y)$ from the chip signal $s(x, y)$ and divide by the Master-Flat $\bar{F}_M(x, y)$ which is normalized to the average flat $\bar{F}$. The product $\bar{G} \cdot t_{data}$ represents the average camera sensitivity multiplied by the exposure time. This constant can be finally determined only via an absolute calibrated reference source.

If working with a master bias and a master dark (after bias subtraction) the equation can be modified to

$$I(x, y) = \frac{1}{\bar{G} \cdot t_{data}} \cdot \frac{s(x, y) - (t_{data}/t_{dark}) \cdot \bar{D}'_M(x, y) - \bar{B}(x, y)}{\bar{F}_M(x, y) / \bar{F}} \quad (15)$$

Hence, our reduction procedure **with** bias is: We subtract the master bias and the bias reduced master dark $\bar{D}'_M(x, y)$ (weighted by the ratio of data to dark exposure time) from the chip signal $s(x, y)$. Then we divide by the master flat $\bar{F}_M(x, y)$ which is normalized to the average flat $\bar{F}$. These considerations are valid for all applications, including photometric observations and absolute calibration.

For spectroscopic applications in which the spectral continuum is normalized to unity, the equations (14) and (15) can be significantly simplified. Because of the spectral rectification $\bar{G} \cdot t_{data}$ can be considered as constant. This also applies to the rectification $\bar{F}_M(x, y) / \bar{F}_M(x, y)$. $\bar{F}$ can be neglected, as well, as long as the spectra are later rectified.

The CCD reduction with a master dark $\bar{D}_M(x, y)$ and a master flat $\bar{F}_M(x, y)$ but **without bias** then simplifies to

$$I(x, y) = \frac{s(x, y) - \bar{D}'_M(x, y)}{\bar{F}_M(x, y)} \quad (16)$$

And for a reduction **with bias** we obtain

$$I(x, y) = \frac{s(x, y) - (t_{data}/t_{dark}) \cdot \bar{D}'_M(x, y) - \bar{B}(x, y)}{\bar{F}_M(x, y)} \quad (17)$$

We thus have found two different procedures, a slow and a fast one, which can be chosen freely according to the observer's requirements.

1. **The slow method:** The darks for the original data are all exposed with the time t_{data} and the darks for flats are all exposed with t_{flat} . According to eq. 11 we generate an average raw flat and subtract the master dark $\bar{D}^{F,M}$ from this flat. Thus we obtain the corresponding master flat $\bar{F}_M$. Then we can reduce the data according to eq. 16.

2. **The fast method:** Only one master dark for an arbitrary exposure time is recorded according to eq. 7. This master dark is scaled by the ratio of t_{data}/t_{flat} . Similarly, the master dark for the flat-field is scaled. According to eq. 17 the data can then be correctly reduced. ***This method requires knowledge of the temporal scaling behaviour of the dark fields. It should be linear in the best case.***

We stress again at this point that the above standard procedures should be considered only as a working basis. Guidelines for a reasonable data reduction depend on the details of the particular data set, as explained by Massey & Hanson [2], and not on predetermined procedures.

Appendix

One can in principle approximate any function $f(x) \equiv I(\lambda)$ (here our spectrum), which is sufficiently often differentiable, at each point λ_0 as the sum of a power series:

$$I(\lambda) = I(\lambda_0) + \frac{I'(\lambda_0)}{1!} (\lambda - \lambda_0) + \frac{I''(\lambda_0)}{2!} (\lambda - \lambda_0)^2 + \dots + \frac{I^n(\lambda_0)}{n!} (\lambda - \lambda_0)^n + R_n(\lambda)$$

This so-called Taylor series is the associated power series

$$I(\lambda) = \sum_{k=0}^{\infty} \frac{I^k(\lambda_0)}{k!} (\lambda - \lambda_0)^k$$

The remainder R_n becomes smaller and converges to zero with higher orders. $I(\lambda)$ is thus a function of the type

$$I(\lambda) = a_n x^n + a_{n-1} x^{n-1} + \dots + a_0$$

The powers of the individual summands thus represent the "flexibility" of the individual terms and the coefficients defining their appropriate weighting. This means that any function $I(\lambda)$ can be arbitrarily closely approximated by a polynomial series. The more complex is $I(\lambda)$, the more terms need to be selected in increasing order. One might therefore map each spectrum one-to-one by a series expansion, as long as one considers adding infinitely many terms. The remainder $R_n(\lambda)$ would then be zero and we would unnecessarily also fit the spectral noise.

References

- [1] Keyes, C.D., Long, K., Hunter, D., 2006, STScI JWST Configuration Management - JWST-STScI-000851, SM-12
- [2] Massey, P., Hanson, M. M., 2010, arXiv:1010.5270
- [3] Taubert, R. D., Monte, C., Baltruschat, C., Schirmacher, A., Gutschwager, B., Hartmann, J., Hollandt, J., Kochems, D., Kächel, C., te Plate, M., 2009, METROLOGIA, Vol. 46, Issue 4, 207
- [4] Tüg, H. 1974, ASTRONOMY AND ASTROPHYSICS, 37, 249
- [5] Tüg, H., White, N.M., Lockwood, G.W. 1977, ASTRONOMY AND ASTROPHYSICS, 61, 679
- [6] Tüg, H., White, N.M., Lockwood, G.W. 1977, ASTRONOMY AND ASTROPHYSICS, 66, 469
- [7] Tüg, H. 1980, ASTRONOMY AND ASTROPHYSICS, 82, 195

Termine

Nicht vergessen / Don't miss:

ASpekt 15 – Jahrestagung der Fachgruppe 2015

ASpekt 15 – Annual Conference of Section Group 2015

Wer sollte teilnehmen? Spektroskopisch interessierte (Amateur-)Astronomen, insbesondere auch Einsteiger und Schüler sowie Studenten

Was wird geboten? Vorträge, Poster- und Gerätesitzungen und Diskussionsrunden rund um Astrospektroskopie

Wann/When: 1. - 3. Mai 2015 / May 1st-3rd 2015

Wo/Where: Freiburg/Breisgau
Waldhof Akademie | Im Waldhof 16 | 79117 Freiburg

Aktuelle Informationen & Detailed information:
www.spektralklasse.de

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

Martin Federspiel, martin.federspiel@gmx.de

Anmeldeschluß / Registration deadline: 1. March 2015

Bitte geben Sie dabei unbedingt an / Please provide us with the following necessary information:

- Name und vollständige Postadresse mit PLZ, Ort, Straße, Hausnummer, Land,
- Name and complete postal address (street address, zip code, city, country),
- E-Mail,
- Tag und Tageszeit der voraussichtlichen An- und Abreise (insbesondere falls Sie nicht die ganze Zeit von Freitagabend bis Sonntagmittag bleiben),
- day and approximate time of arrival and departure, especially if you don't intend to stay for the whole conference,
- Personenzahl,
- number of persons,
- gewünschte Zimmerkategorie (Einzelzimmer mit/ohne Dusche/WC; Doppelzimmer mit Dusche/WC, ggf. gewünschten Zimmerpartner),
- desired room category (single/double room with or without own shower and toilet); name your preferred double room partner if you choose a double room,
- falls Sie vegetarisch essen möchten.
- let us know if you prefer vegetarian food.

Bitte tragen Sie durch eigene Beiträge als Vortrag oder Poster zum Gelingen der Veranstaltung bei.
Please consider a contribution (lecture or poster) ensuring the success of the conference.

Nur für Mitglieder.
Members only.