

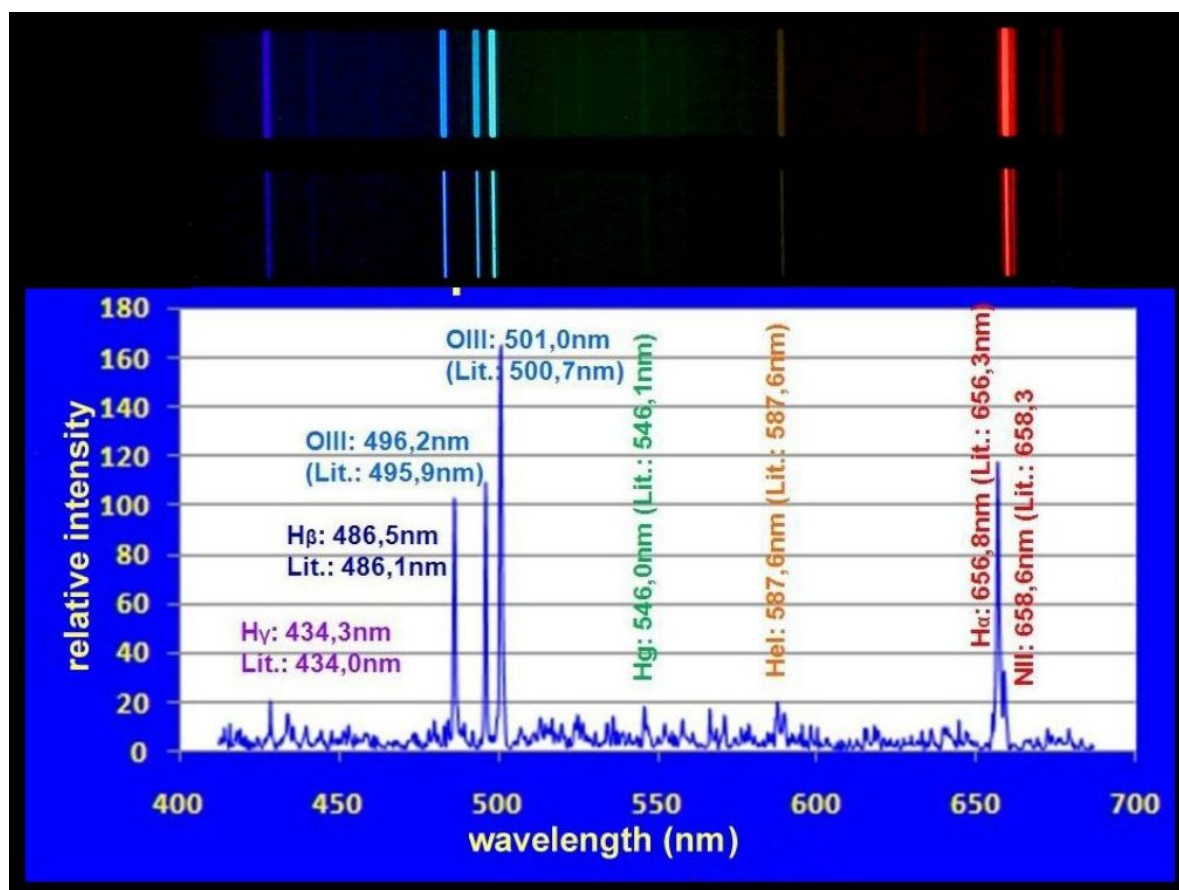
SPEKTRUM

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

NR. 42

ONLINE-AUSGABE

1 / 2012



ENERGIESPARLAMPEN ALS KALIBRIERLICHTQUELLEN

MINISPEC

CALL FOR NEW PROAM CAMPAIGN

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

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

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

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

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

Kontaktadresse (Redaktion, Bestellung gedruckter Ausgaben, Manuskripte)

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

Hinweise für Autoren:

Nur durch Ihre Artikel wird Spektrum gefüllt. Die Redaktion behält sich vor, in Rücksprache mit den Autoren Beiträge zu kürzen, anzupassen oder zu ändern. Für die Inhalte der Artikel ist aber allein der Autor verantwortlich. Mit der Einreichung eines Beitrages erklärt der Autor die Bereitschaft zur Publikation auch im Journal 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 expresses the permission for a further publication of the contribution in the journal of the VdS e.V. 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.

Umschlagfoto: Emissionslinienspektrum den Großen Orionnebel M42. Autoren: Steffen Urban und Peter Stinner.

Inhaltsverzeichnis / Content

<i>Steffen Urban and Peter Stinner:</i> An Energy Saving Lamp as a Calibration Light Source for the DADOS-Spectrograph	4
<i>Daniel Sablowski:</i> Spaltloser Spektrograph Minispec	7
<i>Daniel Sablowski:</i> Zur Lichtwellenleitereinkopplung	11
<i>Thomas Eversberg und Anthony Moffat:</i> Corotating Interaction Regions and Clumping in WR-Star Winds – Call for a ProAm Campaign	14
<i>Ulrich Waldschläger, Jana Bergholtz, Andi Käppel und Birgit Hansen:</i> Dreidimensionale Elementanalyse des Meteoriten Gujba mit Hilfe der energiedispersiven Röntgenfluoreszenzspektroskopie	20
<i>Thomas Hunger:</i> ASpekt 12 - Jahrestagung des Fachgruppe Spektroskopie in Bad Boll	28
Erratum	30
Termine / News	31
Mitgliederverzeichnis (nur Mitglieder)	32

Editorial

Liebe Leser des Spektrums,
liebe Fachgruppenmitglieder,

unsere Fachgruppentagung ASpekt 12 ist schon wieder Geschichte. Wir durften interessante und informative Tage erleben sowie neue Freundschaften schließen und alte befestigen.

Diese Ausgabe von Spektrum enthält viele Artikel, die auf Vorträgen auf der ASpekt 12 basieren. Somit können alle Sternfreunde, die nicht Gelegenheit hatten, an der Konferenz teilzunehmen, auch die wichtigen Informationen mitnehmen.

Eine neue ProAm-Kampagne zu Wolf-Rayet-Sternen wird derzeit von Thomas Eversberg geplant. Lesen Sie dazu Details im Text.

Mit sternfreundlichen Grüßen,
Ihr Thomas Hunger

Dear readers of Spektrum,
dear members of the section,

Our section's annual conference ASpekt 12 is history yet. We were allowed to have interesting and informative days as well as the opportunities to gain new friendships and enforce old ones.

This issue of Spektrum contains some articles which are based on talks given at ASpekt 12. Hence, the main content is now available to the readers who were not able to join the meeting.

A new ProAm campaign on Wolf-Rayet-stars is currently under preparation by Thomas Eversberg. Please, read more details inside.

Clear skies.
Yours Thomas Hunger



An Energy Saving Lamp as a Calibration Light Source for the DADOS-Spectrograph

Steffen Urban* and Peter Stinner**

* Hämmerbergstr. 60, 57537 Wissen, e-mail: SteffenUrban@freenet.de

** Kopernikus-Gymnasium, Pirzenthalerstraße 43, 57537 Wissen, e-mail: peter.stinner@gymnasium-wissen.de

Abstract

The ability of an energy saving lamp (ESL) for calibrating DADOS-spectra has been investigated by a school's astronomy team. Based on well known spectra of Hydrogen (by means of a Balmer lamp) and Mercury (Quicksilver vapour lamp) the spectrum of an ESL has been calibrated with great accuracy. The capability of an ESL as a calibration light source was proven with the spectrum of the Great Orion Nebula M42.

Zusammenfassung

Die Anwendbarkeit einer Energiesparlampe (ESL) für die Kalibration von DADOS-Spektren wurde durch eine schulische Astronomie-Arbeitsgemeinschaft untersucht. Die ESL konnte mit hoher Genauigkeit an Spektren von Wasserstoff (mittels einer Balmer Lampe) und Quecksilber (Quecksilberdampf-lampe) kalibriert werden. Die Leistungsfähigkeit der ESL als Kalibrierlichtquelle wurde am Spektrum des Großen Orionnebels M42 überprüft.

1. Introduction

The astronomy team of the Kopernikus - Gymnasium in Wissen (Rhineland – Palatinate) uses the school observatory of the IGS Betzdorf-Kirchen for their astronomical observations [1]. A DADOS spectrograph is available for spectroscopic experiments. Looking for a calibration light source, that is to handle in a simple and riskless manner, we tested a usual energy saving lamp. This light source needs no high voltage supply. Furthermore, it only produces little heat. Therefore, it can be used safely in a small observatory dome. Since the emission wavelengths in an ESL spectrum were unknown a priori, they had to be measured precisely. For that reason we used a Hydrogen lamp as well as a Mercury vapour lamp, which usually are available in a school's physics department. Their spectra are well known and their emission lines are distributed all over the visible spectral range. The paper describes how the calibration was performed. Finally, the capability of the procedure is demonstrated with the spectrum of M42.

2. Calibration of an energy saving lamp's spectrum

The DADOS-spectrograph equipped with a modified Canon 350D DSLR camera was mounted to a 100mm-f/10-Maksutov telephoto lens in order to obtain the emission spectra of a Balmer lamp, a Mercury vapour lamp and an energy saving lamp. The light sources were positioned at a distance of about ten meters in front of the aperture. A spectrum produced with the setup is shown in the lower part of figure 1.

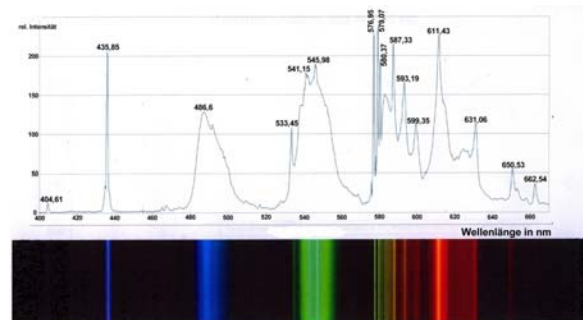


Fig. 1: Spectrum of an energy saving lamp calibrated with Hydrogen and Quicksilver lamps (wavelengths in nm).

In a next step the wavelengths of the emission lines in all obtained spectra were determined. For that purpose a correlation function was calculated which links the line positions in the photographic spectrum to the corresponding wavelengths. This procedure is called wavelength calibration.

The calibration procedure is described in more detail: First, spectral images of the Balmer and Mercury lamps were taken. Then, the spectrum of an ESL was taken without any mechanical changes at the setup. This guarantees that light reaching the same pixels represent the same wavelengths in all the spectra images.

With the help of the software Astroart (trial version) profile scans along the spectra between identical coordinates in the images were performed. The intensity distributions along these scan lines represent the spectrum and was then plotted.

Columns A and B in the screenshot in figure 2 show the corresponding data of the Balmer lamp, columns A and C the same data for the Mercury vapour lamp. A means the pixel number along the scan line whereas B and C contain the pixel value which is directly proportional to the intensity. The two graphs in columns D to I display the related spectra plots. Here, the intensities of both calibration light sources are still a function of the pixel numbers. The spectral data of the ESL are given in columns J and L.

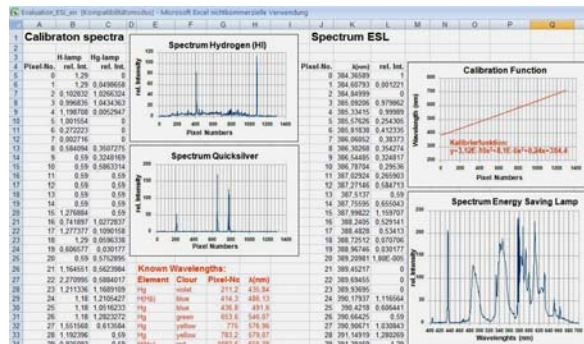


Fig. 2: Calibration of an energy saving lamp's spectrum by Hydrogen and Quicksilver lamps.

The next step correlates the pixel numbers in Columns A and J with the wavelengths unknown so far. The calculation is done as follows: In the spectra of Hydrogen and Quicksilver the positions of seven intensity peaks (emission lines) with well known wavelengths [2] were determined (see table „Known Wavelength“ in columns D to H). These values were fitted with a polynomial of third degree

$$y = 3,12 \cdot 10^{-10} x^3 + 8,1 \cdot 10^{-6} x^2 + 0,24x + 384,4 \quad (1)$$

with x the pixel number and y the wavelength in nm. This is the calibration function. Column K contains the wavelength according to eq. 1. The lower graph in columns M to Q displays the final wavelength calibrated spectrum of the ESL.

In the upper part of figure 1 the visible emission maxima of the ESL spectrum are labelled with their respective wavelengths. Finally, a data set was produced which acts as a calibration base for the spectrographic observations at the observatory.

3. Calibrating the spectrum of M 42 with an energy saving lamp

To prove the ability of our ESL as a calibration lamp for the DADOS-spectrograph we took a spectrum of M42. Figure 3 shows the spectrum of the Great Orion Nebula taken at the 24"-RC-telescope of Hoher List Observatory. The im-

age was taken with an exposure time of 40 min at ISO 1600 and dark frame correction via a modified Canon EOS350D.

The extent of the Great Orion Nebula in the slit plane is large enough to illuminate all three spectrograph slits simultaneously. Therefore, one single exposure shot results in three spectra with different resolutions and intensities. The upper part of figure 3 shows the spectra taken with the 50 µm and 25 µm wide slits, respectively. The grating used was 200 lines per mm. Generally, when observing less extended objects as planetary nebula only one of the spectrograph slits is illuminated. For greater resolution a small slit should be chosen. However, the shortest exposure time requires the widest slit.

Our final evaluation was based on the lower ones of both spectra in figure 3 (slit width 25 µm) in order to minimize the measurement errors when calibrating the wavelengths. The wavelength determination itself was done by means of the ESL previously calibrated with the H- and Hg-lamps. The procedure followed the same strategy as described above:

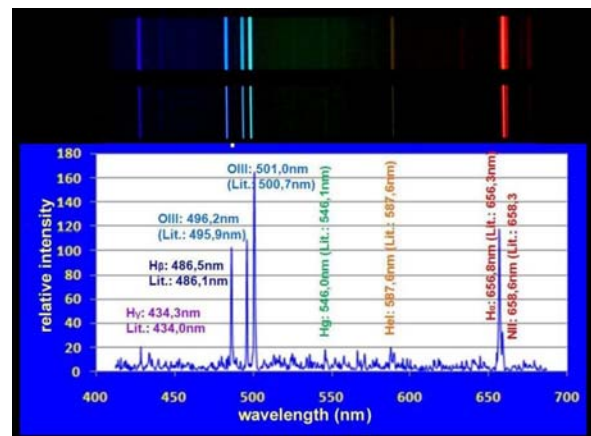


Fig. 3: Spectra of M42 taken at the 24"-RC-telescope of Hoher List Observatory and calibrated using an energy saving lamp.

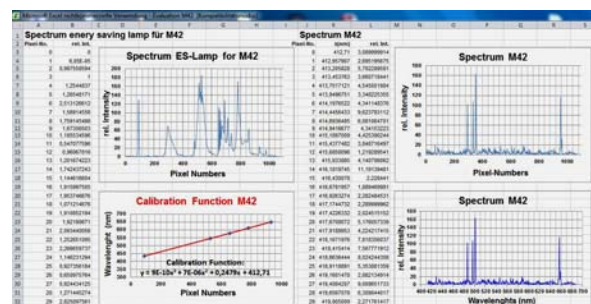


Fig. 4: Calibration of the spectral data of M42 by means of the energy saving lamp.

The columns A and B in the screenshot in figure 4 show the intensity of the ESL's light as a function of the pixel numbers along the profile through the photographic spectrum. The

upper diagram in columns C up to I illustrates these data graphically. Based on the data in columns J and L the upper graph in columns M to S show the spectrum of M42. Now the pixel numbers in column J have to be replaced by the corresponding wavelengths. Both spectra of the ESL in figure 1 and in the upper figure in columns C to I give enough pairs of pixel numbers and wavelengths, so that an adequate polynomial calibration function like eq. 1 may be calculated. This calibration function is displayed in the lower figure in columns C to I. Column K shows the wavelengths calculated by this function. The final spectrum of M42 basing on the data of columns K and L is displayed in the lower figure in columns M to S.

Pixel-No.	Wavelength (nm)	Line
65.05	428.87	??
87.0	434.33	H γ
295.1	486.5	H β
333.5	496.2	[OIII]
352.55	501.02	[OIII]
529.1	545.97	Hg
554.0	552.35	??
691.0	587.65	HeI
699.0	589.72	??
955.5	656.75	H α
962.6	658.63	[NII]

Tab. 1: Wavelengths of lines identified in the M42 spectrum.

Table 1 gives an overview of emission lines identified in our M42 spectrum. The Mercury line at 545.97 nm is a result of light pollution by artificial light sources. The deviations between our experimental results and literature values

(see e.g. ref. 3) are about a few Ångstroms (see figure 4). This accuracy is absolutely satisfying for school purposes demonstrating to pupils how astrophysics works. Using the procedure described above some other astronomical objects could be investigated by spectroscopy [4,5] in the near future.

4. Conclusion

The ability of an energy saving lamp as a calibration light source has been demonstrated experimentally. The proposed procedure is described in detail and tested on M42.

However, the data given in figure 2 can not be transferred to any other energy saving lamp. Each ESL has to be precisely calibrated before using it at the spectrograph as the calibration source in the field. Every different ESL-type shows different emission maxima in its spectrum.

References

- [1] www.sternwarte-betzdorf.de
- [2] W. Walcher: *Praktikum der Physik*, B.G. Teubner-Verlag, Stuttgart 1971
- [3] <http://laserstars.org/data/nebula/identification.html>
- [4] Gerhardus, A.; Küsters, D.; Stinner, P.: *Spektroskopie an galaktischen Gasnebeln*, <http://www.lehrer-online.de/spektroskopie-gasnebel.php>
- [5] P. Stinner, S. Urban: *Das Spektrum der Wega*, www.lehrer-online.de/wega-spektrum.php
- [6] S. Urban, P. Stinner: *Vermessung der Spektren von Energiesparlampen*, www.lehrer-online.de/energiesparlampen-spektren.php

Spaltloser Spektrograph MiniSpec

Daniel Sablowski

Plösen 41, 95490 Mistelgau, www.hobbysternwarteploesen.de
 e-mail: dasab2002@yahoo.de

Zusammenfassung

Der MiniSpec wurde mit dem Ziel entwickelt und konstruiert, um ein kostengünstiges und einfach zu realisierendes System für spektroskopische Untersuchungen an Sternen und ausgedehnten Objekten zu erhalten. Der Spektrograph basiert auf einem klassischen Design, verfügt über auswechselbare Beugungsgitter, sodass man zwischen unterschiedlicher Auflösung wählen kann und über einen ein-schiebbaren Spalt, mit dem man ausgedehnte Objekte untersuchen kann. Im Folgenden wird die Entwicklung, Konstruktion und einige mit dem MiniSpec erzielte Ergebnisse aufgezeigt.

Abstract

The MiniSpec was developed and designed with the aim to obtain an inexpensive and easy to implement system for spectroscopic studies of stars and extended objects. The spectrograph is based on a classic design that features interchangeable diffraction gratings, so one can choose between different resolutions. Also a insertable slit, which allows to investigate extended objects was constructed. The following the development, design, and some results are shown.

1. Entwicklung und Design

In Abbildungen 1 und 2 sind das Layout und der geöffnete MiniSpec gezeigt. Das divergente Licht tritt ohne Spalt in den Spektrographen ein und wird vom Kollimator parallelisiert. Der Umlenkspiegel wirft das Licht nun auf das Beugungsgitter, welches das Licht dispergiert und in Richtung Kameralinse ablenkt. Das Spektrum wird dann mit einer CCD-Kamera aufgenommen. Die einzelnen optischen Komponenten stellen einen Kompromiss zwischen Kosten und Abbildungsqualität dar. Für den Kollimator wurde eine achromatische Linse mit einer Brennweite von 50 mm und einem Durchmesser von 12,7 mm verwendet. Auch für die Kameralinse wurde ein Achromat mit 75 mm Brennweite und einem Durchmesser von 25,4 mm verwendet. Der paraxiale Farb-längsfehler der Kameralinse beträgt 190 µm (Abb. 3), wobei der CCD Chip in die Mitte des Farbfehlers gesetzt werden kann und man somit eine Halbierung des absoluten Fehlers erhält. Dieser Fehler erlaubt es, das gesamte visuelle Spektrum scharf abbilden zu können. Beim Kollimator sind die Auswirkungen der Abbildungsfehler nicht dramatisch, da es dort vielmehr an der Qualität des Sternbildes, welches durch das Teleskop erzeugt wird liegt. Da man jedoch auf der optischen Achse des Teleskops arbeitet, ist eine gute Abbildung meist gewährleistet. Zur Berechnung der Abbildungsfehler wurde die Ray-Tracing Software WinLens 3D Basic verwendet, von der es auch eine Freewareversion gibt.

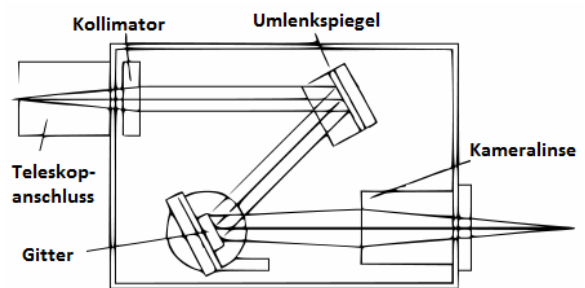


Abb. 1: Schema des Spektrographenlayouts.

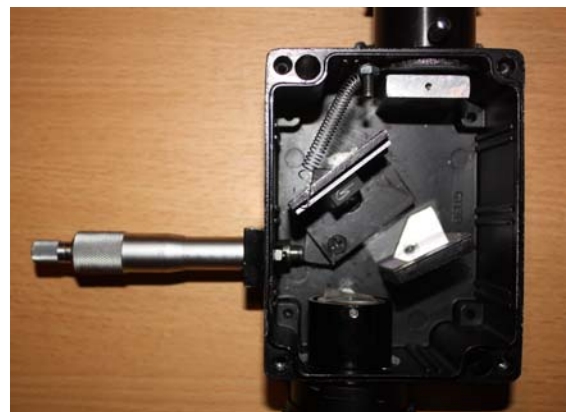


Abb. 2: MiniSpec mit abgeschraubtem Deckel.

Der Kollimator erlaubt den Einsatz des MiniSpec an Teleskopen mit schneller Öffnung bis F/5 und ist damit auch an Newton-Teleskopen einsetzbar. Der Vorteil ist hier generell das kleinere Seeingscheibchen durch die geringere Brennweite eines Newtons im Vergleich zu langsameren Teleskopen wie z.B. den bekannten Schmidt-Cassegrains mit gleicher Öffnung.

Das Seeing muss in Deutschland mit einer Winkelausdehnung von 4" angenommen werden. Es ist zwar in guten Nächten besser, aber auch selten schlechter [1]. Der Durchmesser d des Seeingscheibchens im Teleskopfokus errechnet sich dann gemäß $d = f_{\text{Tele}} \cdot \tan(4'')$. Dieser bestimmt im Falle des spaltlosen Spektrographen die maximal erreichbare Auflösung. Andererseits kann bei schnellen Teleskopen die Brennweite des Kollimators nicht zu groß gewählt werden. Dies liegt an der Größe (und dem Preis) der kommerziell erhältlichen Beugungsgittern. Im MiniSpec können die kleinsten Gitter mit $12,7 \times 12,7 \text{ mm}^2$ verwendet werden, wenn die Liniendichte nicht über 600 l/mm liegt. Bei dichteren Gittern bis 2400 l/mm ist ein Format von $25 \times 25 \text{ mm}^2$ erforderlich. Die größten Gitter, welche serienmäßig hergestellt und daher auch bezahlbar sind, haben Abmessungen von $50 \times 50 \text{ mm}^2$. Man hätte daher die Brennweite des Kollimators noch erhöhen können, was aber dem Wunsch nach einem kompakten und leichten Gerät nicht entsprochen hätte.

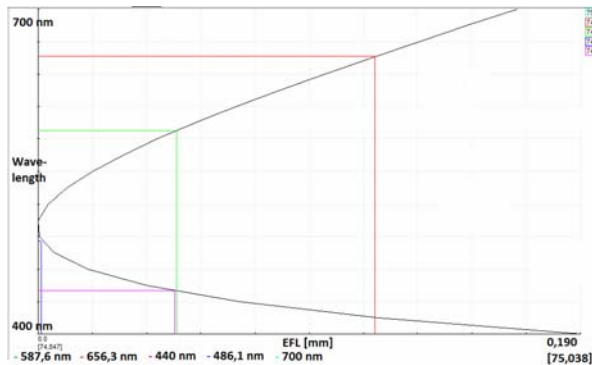


Abb. 3: Paraxialer Farblängsfehler der Kameralinse, berechnet mit WinLens 3D.

Das Beugungsgitter wird auf einen Wechselträger geklebt, was den Einsatz unterschiedlicher Gitter je nach erforderlicher Auflösung erlaubt. Tabelle 1 gibt einige berechnete Werte für die Auflösung mit einem $25 \mu\text{m}$ Seeingscheibchen.

Liniendichte [l/mm]	600	1200	1800	2400
Auflösung [nm]	1,27	0,57	0,32	0,17
Dispersion [nm/Pixel]	0,16	0,1	0,06	0,04

Tab. 1: Theoretische Auflösung und Dispersion bei einem $25 \mu\text{m}$ Seeingscheibchen und einer Kamerapixelgröße von $8,6 \times 8,6 \mu\text{m}^2$.

2. Konstruktion

Der MiniSpec wurde so konstruiert, dass alle Herstellungsarbeiten mit einfachen Werkzeugen erledigt werden können. Das Gehäuse ist ein Aluminiumdruckgussgehäuse, wie es in der Elektrotechnik verwendet wird. Es lässt sich somit einfach spanend verarbeiten. Alle anderen Komponenten wie Linsen-, Spiegel- und Gitterhalter sind ebenfalls aus Aluminiumhalbzügen hergestellt worden, welche im örtlichen Baumarkt erworben wurden. Zum Anschluss an das Teleskop wurde ein 1,25"/T2 Fokaladapter an das Gehäuse geklebt, ebenso ein T2-Gewinde für den Anschluss der CCD-Kamera angebracht. Alle Aluminiumbauteile wurden schwarz lackiert, um Streulicht weitgehend zu unterdrücken. Da jedoch die Optiken nie bis an den Rand ausgeleuchtet werden, ist Streulicht durch Reflexionen an den Rändern der optischen Komponenten im MiniSpec nicht präsent. Diese würden zu störenden Strukturen im Bild führen. Die Bauteile hätten natürlich auch eloxiert werden können, doch hat sich dies nach einigen Versuchen als sehr aufwendig herausgestellt und wegen der Streulichtfreiheit als nicht notwendig erwiesen.

Die Optiken wurden alle von Thorlabs erworben. Versuche mit "Billigoptiken" haben keine zufriedenstellenden Ergebnisse liefern können

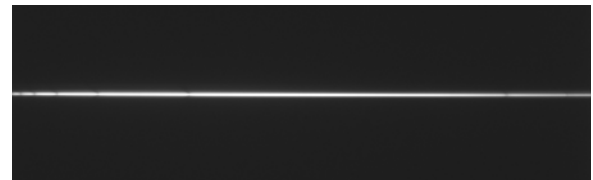


Abb. 4: Rohspektrum Alioth (ϵ UMa), 10 s, binning 2x2, 254/1200 Newton, Atik 383L+.

Abbildung 4 zeigt ein Rohspektrum von Alioth (ϵ UMa) zur Veranschaulichung der Leistungsfähigkeit des MiniSpec. Links sind die Wasserstoffabsorptionslinien des blauen Spektralreiches (H β , H γ , usw.) zu sehen. Rechts erkennt man H α und noch weiter im Roten beginnt die O $_2$ -Absorptionsbande bei 6900 Å der Erdatmosphäre.

Abbildung 5 ist ein Plot der Pixelwerte senkrecht zur Dispersionsrichtung durch den Spektralstreifen aus Abb. 4. Die FWHM der Kurve beträgt ca. 5 Pixel, was $54 \mu\text{m}$ entspricht. Das Seeingscheibchen des Teleskops ist bei 4" Seeing $25 \mu\text{m}$ groß. Durch die Kollimator-Kamera-Kombination wird es um den Faktor $75/50 = 1,5$ auf $38 \mu\text{m}$ vergrößert. Der hier breitere Spektralfaden lässt sich auf eine nicht perfekte Nachführung zurückführen. In der Tat zeigen sehr kurz belichtete Spektren, bei denen sich dieses „Weglaufen“ nicht bemerkbar

macht, die theoretisch erwartete Breite (Abb. 6). Was auf die weitgehende Abwesenheit von Bildfeldwölbung und sphärischer Aberration schließen lässt. Der Spektrograph wird daher immer so angebracht, dass der Nachführfehler nur ein Weglaufen senkrecht zur Dispersionsrichtung verursacht, sodass die spektrale Auflösung nie darunter leidet.

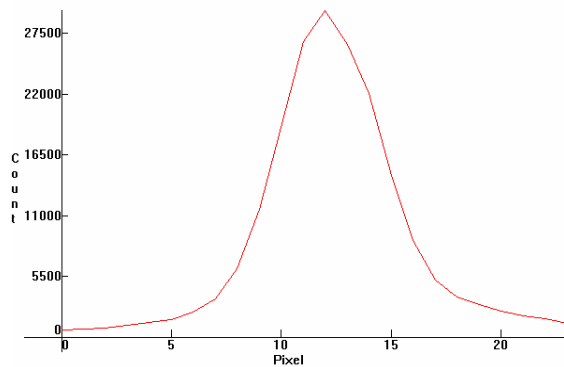


Abb. 5: Profil des Spektralfadens senkrecht zur Dispersionsrichtung. Das Weglaufen macht sich bei langer Belichtung bemerkbar, je nach Nachführgenauigkeit der Montierung.

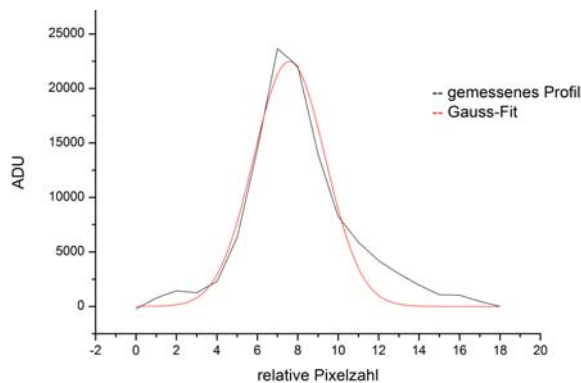


Abb. 6: Profil des Spektralfadens senkrecht zur Dispersionsrichtung. Das Weglaufen macht sich bei kurzer Belichtung nicht bemerkbar. Die FWHM der Gaußkurve beträgt FWHM ~ 40 μm .

Um der Forderung der Spektroskopierbarkeit ausgedehnte Objekte nachkommen zu können, wurde ein einschiebbarer Spalt konstruiert. Dieser wird dazu „einfach“ in die Fokalebene des Kollimators eingeschoben. Wie ist damit zu beobachten? Zunächst kann das Beugungsgitter soweit gedreht werden, dass in der 0-ten Beugungsordnung beobachtet wird. Dies ermöglicht es, die Position des Spaltes im CCD-Bild zu markieren. Danach wird der Spalt entfernt und das Objekt an die markierte Position gebracht. Der Spalt wird nun wieder eingeschoben und das Gitter in die richtige Position entsprechend des gewünschten Wellenlängenbereiches gedreht. Nachgeführt wird zusätzlich noch über ein Leitrohr, um die Position exakt genug zu halten.

3. Ergebnisse

Mit dem MiniSpec lassen sich auch sehr schwache Sterne spektroskopieren, da hierzu die Möglichkeit gegeben ist, ein Gitter mit niedriger Liniendichte einzusetzen. Damit steht sogar in Aussicht, einige helle Supernovae zu spektroskopieren, was aber von mir bisher noch nicht versucht werden konnte.

Als Beispiel für Sternspektren sind das VIS- (Abb. 7) und NIR-Spektrum (Abb. 8) von Beteigeuze gezeigt. Als CCD-Detektor diente jeweils eine Atik 383L+.

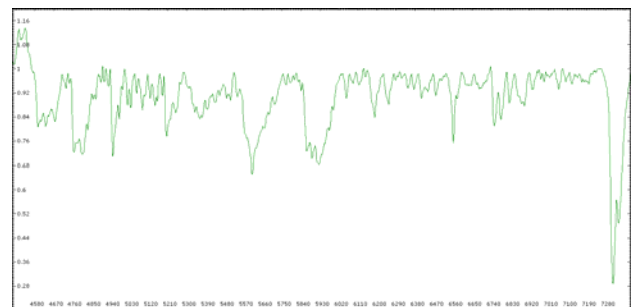


Abb. 7: VIS-Spektrum von Beteigeuze, 10 s, Binning 2x2, 254/1200 Newton, Atik 383L+.

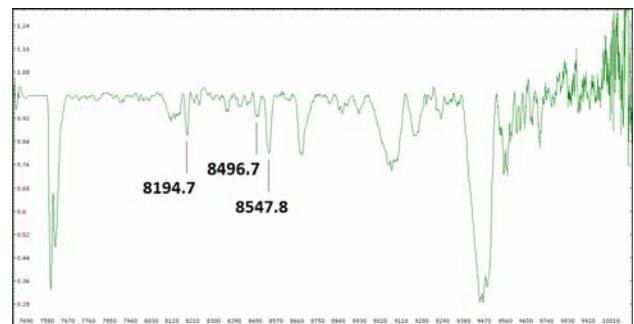


Abb. 8: NIR-Spektrum von Beteigeuze, 10 s, Binning 2x2, 254/1200 Newton, Atik 383L+.

Das NIR-Spektrum beginnt im Wellenlängenbereich hin zu 1 μm stark zu rauschen. Dies liegt in der dort stark zunehmenden Transparenz und damit abnehmenden Empfindlichkeit des Siliziums im CCD-Chip.

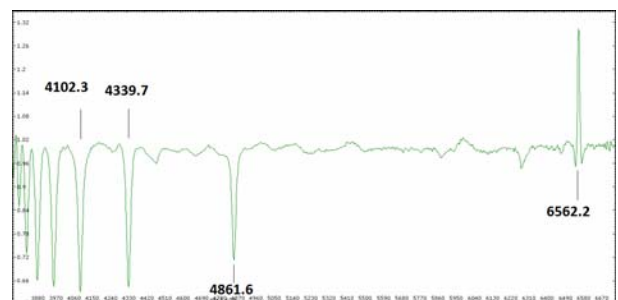


Abb. 9: VIS-Spektrum von β CMi mit Emissionslinie bei $H\alpha$. 3 x 60s, Binning 2 x 2, Faserkopplung, 10" SC Teleskop Meade, Atik 383L+

Ein sehr interessantes Spektrum (Abb. 9) mit Emission um $H\alpha$ zeigt der Stern β CMi. Hier

wird ein Nachteil bei spaltloser Beobachtung sichtbar. Es ist nicht möglich, ein spektroskopisches Flatfield wie bei der Nutzung eines Spaltes aufzunehmen. Daher erfolgt die Kontinuumsnormierung mehr oder weniger händisch und führt zu einem etwas welligen Kontinuum. Die eingesetzte Software ist VSpec [2].

Als Beispiel für ein Spektrum eines ausgedehnten Objektes ist das Spektrum des Orionnebels M42 in Abbildung 10 gezeigt. Die Linienzuordnung ist der Tabelle 2 zu entnehmen.

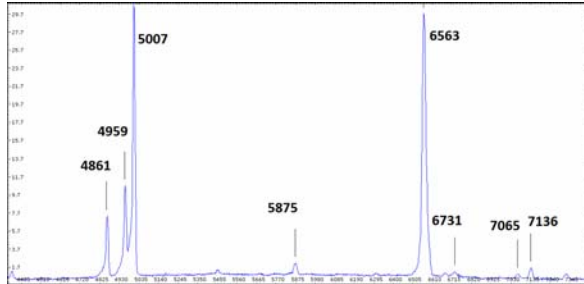


Abb. 10: VIS-Spektrum des Orionnebels M42. 10 min, Binning 2 x 2, 254/1200 mm Newton, Atik 383L+, Schiebepalt 40 µm

Wellenlänge [Å]	Element bzw. Linie
4861	Hβ
4959	[O III]
5007	[O III]
5875	He I
6563	Hα
6731	[S II]
7065	He I
7136	[Ar III]

Tab. 2: Linienzuordnung Orionnebel.

4. Fazit

Der MiniSpec bietet ein großes Potential für spektroskopische Beobachtungen, auch für den Fortgeschrittenen. Neben den nieder aufgelösten Spektren für z.B. Sternklassifikationszwecke stehen auch ausgedehnte und lichtschwache Objekte im Fokus. Daneben bringt der Einsatz von Gittern hoher Liniendichte auch eine entsprechende Steigerung der Auflösung. Damit besteht die Möglichkeit der Untersuchung mit höherer Genauigkeit bei entsprechend kleinerem Wellenlängenbereich.

Der Selbstbau des MiniSpec sollte auch für etwas weniger handwerklich Begabte machbar sein. Die Materialkosten belaufen sich auf weniger als 300 €, was im Vergleich zu kommerziellen Geräten durchaus tragbar ist. Eine ausführliche Bauanleitung für den MiniSpec findet man auf der Seite der Fachgruppe Spektroskopie der VdS [3].

Mit dem MiniSpec ist mir der Einstieg in die Spektroskopie mit großer Freude gelungen. Obwohl bereits ein Echellespektrograph zu meiner Ausrüstung gehört, arbeite ich noch sehr gerne mit dem kleinen Kasten.

Verweise

- [1] Eigene Beobachtungen
- [2] VSpec, <http://www.astrosurf.com/vdesnoux/>
- [3] <http://spektroskopie.fg-vds.de/>

Zur Lichtwellenleitereinkopplung

Daniel Sablowski

Plösen 41, 95490 Mistelgau, www.hobbysternwarteploesen.de
 e-mail: dasab2002@yahoo.de

Zusammenfassung

Der vorliegende Artikel zeigt, dass es auch dem Amateur mit einfachen Mitteln möglich ist, eine effiziente Lichtwellenleiterkopplung für ein Teleskop herzustellen. Eine solche Einkopplung ermöglicht es dann, schwere Messinstrumente mit dem Licht des Objektes zu versorgen. Es stellt sich jedoch heraus, dass die größte Schwierigkeit darin besteht, den Stern auf der Fiber nachzuführen.

Abstract

This paper shows that also amateurs are able to design an efficient fiber optic coupling for a telescope. Such a fiber couplig allows to feed heavy instruments with the light of the object. It turns out that the biggest difficulty is to track the star on the fiber.

1. Einleitung

Zur Durchführung von astronomischen Messungen mit schweren Geräten ist an eine direkte Ankopplung des Messgerätes an das Teleskop nicht zu denken. Die Montierungen kommen mit diesen enormen Belastungen nicht zurecht. Beispiele dafür sind z.B. große Spektrometer, welche zusätzlich in einem Thermocasing untergebracht sind, um einen temperaturbedingten Drift des Spektrums während der Belichtungszeit zu verringern. Weiterhin führen die Änderungen des Drehmomentes während der Belichtung zu einer Änderung der Durchbiegung des Gerätes, was schließlich zu einer Verschiebung des Spektrums auf dem Detektor führt.

Deshalb wird eine auf Lichtwellenleiter basierende Einkopplung des Sternlichts in das Messgerät benötigt. So kann der Spektrograph fernab des Teleskops an einem geeigneten Platz ortsfest aufgestellt werden. Entfernungen von mehreren 10 m sind dabei kein Problem. Eine kommerzielle Einkopplung wird mittlerweile von der Firma Shelyak vertrieben [1]. Im Folgenden soll kurz dargelegt werden, wie eine solche Einkopplung auch mit relativ einfachen Mitteln selbst hergestellt werden kann und welche Leistungsfähigkeit erreichbar ist.

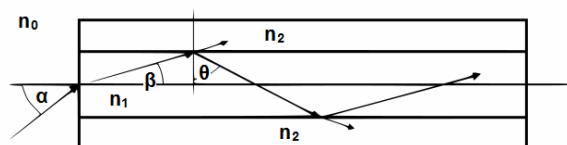


Abb. 1: Lichtführung im Schichtwellenleiter.

2. Lichtwellenleiter

Ein Lichtwellenleiter kann in seiner einfachsten Beschreibung als ein Schichtwellenleiter angenommen werden. Die "Führung" des Lichts durch den Leiter geschieht hierbei durch Totalreflexion zwischen dem Kernmaterial mit Brechzahl n_1 und dem Mantelmaterial mit Brechzahl n_2 , wobei $n_1 > n_2$ ist.

Abhängig von den Brechzahlen n_1 und n_2 gibt es einen maximalen Einfallswinkel α . Wird dieser überschritten, so dringt das Licht in den Mantel ein und es kommt nicht mehr zur Totalreflexion. Ebenso können diese Verluste auftreten, wenn der Leiter in einem zu kleinem Radius gebogen wird. Im Handel werden die Lichtwellenleiter mit der Angabe des Sinus' von α (auch NA, numerische Apertur) spezifiziert. Gängig ist z. B. der Wert $NA = 0,22$, woraus sich die vom Wellenleiter akzeptierte Öffnungszahl $F/\# = 1/(2NA) = 2,27$ oder $\alpha = 13^\circ$ berechnen lässt. Abhängig vom Kerndurchmesser und der NA werden nur bestimmte Wellenlängen im Leiter geführt, daher gibt es Singlemode- und Multimodefasern. Auf die Moden eines Wellenleiters wird hier aus Platzgründen nicht eingegangen, sondern auf einschlägige Literatur zur Optik verwiesen [2].

Die NA gibt also an, wie schnell das zur Einkopplung verwendete Teleskop maximal sein darf. Zu berücksichtigen ist hier der Durchmesser d des Seeingscheibchens im Teleskopfokus. Dieser ergibt sich aus der Brennweite f des Teleskops und den örtlichen Seeingsbedingungen, welche in Deutschland meist bei $a = 3''$ bis $4''$ liegen, zu $d = f \cdot \tan(a)$. Ein 10"-SC-Teleskop mit einem Öffnungsverhältnis

hältnis von $F/10$ hat somit ein Seeingscheibchen von ca. $50\ \mu\text{m}$.

Der Kerndurchmesser der hier verwendeten Fiber ist ebenfalls $50\ \mu\text{m}$. Die Einkopplung soll an einem Spektrometer verwendet werden, dessen Auflösung empfindlich von der Breite des Eintrittsspalt es abhängt. Da die Fiber in diesem Fall die Rolle des Spalt es übernimmt, möchte man eine Fiber mit möglichst kleinem Kerndurchmesser verwenden. Da es aber mit kleiner werdendem Kerndurchmesser immer schwieriger wird, den Stern auf der Fiber exakt zu positionieren und nach zu führen und es aufgrund des größeren Seeingscheibchens starke Lichtverluste gibt, stellen Lichtwellenleiter mit einem Kerndurchmesser von $50\ \mu\text{m}$ einen guten Kompromiss dar. Weiterhin ist zu beachten, dass keinesfalls das gesamte Licht des Seeingscheibchens auf die Fiberfläche fällt, auch wenn beide Werte wie oben beschrieben übereinstimmen. Dies liegt an der in guter Näherung als gaußförmig betrachteten Intensitätsverteilung des Seeingscheibchens. Der berechnete Durchmesser d entspricht der FWHM (full width at half maximum) des „normalverteilten“ Seeingscheibchens. Sind beide Werte gleich groß, trifft bestenfalls die halbe Intensität auf die Fiberfläche (Solche und anderen Konfigurationen können mit dem Excel-Sheet "SpecEff" auf der Seite der VdS Fachgruppe Spektroskopie berechnet werden. [3]). Wird die FWHM des Seeingscheibchens halbiert, so fällt bereits über 90 % des Lichtes auf die Faser. Daher wird die Brennweite des $F/10$ -SC-Teleskops mit einem Reducer halbiert, was zu einer Halbierung des Seeingscheibchens führt. Weiterhin liegt man mit dem nunmehr $F/5$ -Teleskop auch in einem sehr guten Bereich des Akzeptanzwinkels der Faser.

3. Realisierung



Abb. 2: Ferulle mit SMA Mutter.

Wie bringt man nun einen $25\ \mu\text{m}$ großen Stern auf das Ende einer Fiber mit $50\ \mu\text{m}$ Durchmesser, sodass man den Stern auch während der Beobachtung kontinuierlich nachführen kann? Bei der hier vorgestellten Einkopplung

wurde dazu eine kommerziell erhältliche Fiber mit SMA-Anschlüssen [4] verwendet (Abb. 2 und 3).



Abb. 3: Ferulle mit zentraler Faser.



Abb. 4: Fiberterminal.

Die Fasern wurden unter einem Winkel von 10° in ein selbstgebautes Fiberterminal eingeschraubt, sodass die Ferulle an der Vorderseite herausragte (Abb. 4). Der Überstand wurde dann mit sehr feinem Schleifpapier [5] abgeschliffen. Anschließend wurde die Faserferulle mit speziellem Fiberpolierpapier [4] poliert. Das Ende der beleuchteten Faser wurde hochvergrößernd auf eine CCD-Kamera abgebildet, um die Qualität der polierten Oberfläche beurteilen zu können. Das Bild der Fiberfläche wurde mit einem Bild einer "original" vom Hersteller polierten Fläche verglichen. Abbildung 5 zeigt die Oberfläche einer Originalfiber (vom Hersteller poliert) und die Oberfläche der Fiber vor und nach der Politur. Weiterhin ist ein Bild durch die Guidingkamera gezeigt, auf dem man einen Stern auf dem Fiberkern sehen kann.

Nach zufrieden stellender Übereinstimmung der Oberfläche wurde die Fiber in den Terminal eingeschraubt. Der Fiberterminal wurde dann an einen Kubus geschraubt, welcher die Beobachtungsoptik beinhaltet (Abb. 6). Diese Optik dient dazu, dass man das Sternfeld um die Fiber in einer Nachführkamera sehen kann und somit den zu untersuchenden Stern identifizieren, auf die Fiber setzen und schließlich nachführen kann.

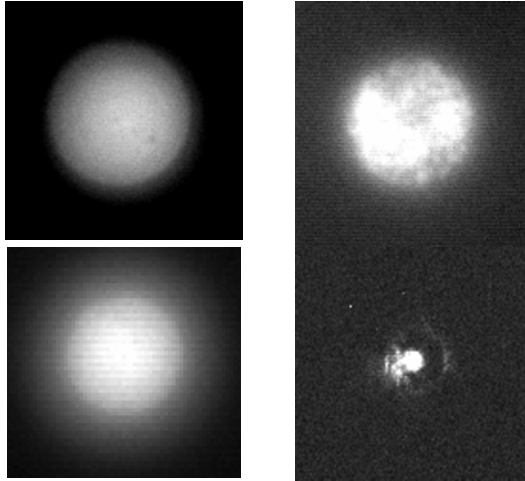


Abb. 5: Politur der Fiber; Von links oben nach rechts unten: Originalfiber; vor der Politur; nach Politur; Stern auf Fibernern.

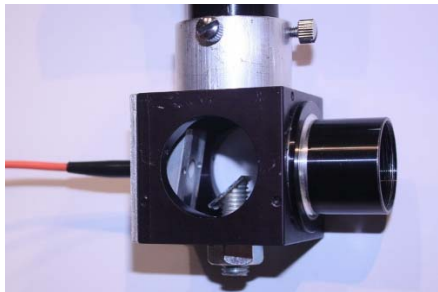


Abb. 6: Fibernkopplung.

Um die Effizienz der Einkopplung bestimmen zu können, wurde das Spektrum eines Sterns mit einem spaltlosen Spektrometer sowie mit zwischengeschalteter Einkopplung aufgenommen. Die Messungen ließen auf eine reine Fibereffizienz von 60 % schließen.

Aufgrund der oben dargelegten Zusammenhänge zwischen der Größe des Seeingscheibchens und der Brennweite des Teleskops könnte man an dieser Stelle anführen, dass die Brennweite des Teleskops noch weiter reduziert werden könnte, da man bei einer numerischen Apertur von $NA = 0,22$ das Teleskop bis auf ca. $F/2,3$ reduzieren könnte. Zur Reduktion der Brennweite können handelsübliche positive

achromatische Linsen verwendet werden, welche aufgrund ihrer Glaseigenschaften den Farbfehler (gegenüber eine Einzellinse) reduzieren. Diese Linsen werden jedoch vornehmlich als Kollimatoren verwendet und sind daher für unendlich-endlich Abbildungen gerechnet. Ein Reducer sitzt allerdings im konvergenten Strahlengang des Teleskops, was zu größeren Einfallswinkeln der Strahlen auf die Linsenfläche und damit zu einer Erhöhung der sphärischen Aberration (Öffnungsfehler) führt. Demnach kann der Spotdurchmesser (hier: Seeingscheibchen) nicht beliebig klein gemacht werden. Eine weitere Reduzierung hätte also in dieser Hinsicht keine wesentlich bessere Ausbeute erwarten lassen. Optional könnten asphärische achromatische Linsen verwendet werden, welche jedoch wesentlich teurer sind und nicht so vielfältig angeboten werden.

4. Fazit

Abschließend ist fest zu halten, dass es durchaus möglich ist, mit kostengünstigen Mitteln und einer entsprechenden Portion Geduld und Ausdauer eine nutzbare Lichtwellenleiter-Einkopplung zu konstruieren, welche es seitens Effizienz durchaus mit kommerziellen Geräten aufnehmen kann. Dies erlaubt den sinnvollen Einsatz schwerer Messgeräte, mit welchen sich hochpräzise Messungen durchführen lassen. Als Beispiel solcher Geräte sei auf das Extrasolar Planet Search Project [6] und auf den ResearchSpec des Autors verwiesen [7].

Verweise

- [1] www.shelyak.com
- [2] D. Kühlke: Optik Grundlagen und Anwendungen, Verlag Harri Deutsch, 2007
- [3] <http://spektroskopie.fg-vds.de/>
- [4] Thorlabs
- [5] Im z.B. örtlichen Baumarkt erhältlich.
- [6] www.spectrashift.com
- [7] www.hobbysternwarteploesen.de

Corotating Interaction Regions and Clumping in WR-Star Winds – Call for a ProAm Campaign

Thomas Eversberg* und Anthony Moffat**

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

** Université de Montréal, Montréal, Canada, E-mail: moffat@astro.umontreal.ca

Abstract

The 2008/2009 Professional-Amateur (ProAm) campaign on the famous Wolf-Rayet+O binary WR 140 and the successive establishment of the international ProAm ConVento Group opened a door for future ProAm collaboration in massive star research. This will be continued by observations in 2013 of three relatively bright WR stars – WR 134, WR 135 and WR 137. The first goal is to find a connection between the outer wind layers and the hidden stellar surface to obtain information about the stellar rotation. Second, we want to investigate stochastic wind variability (clumps) in the wind itself.

Zusammenfassung

Die 2008/2009 Professional-Amateur.Kampagne (ProAm) am bekannten Wolf-Rayet+O-Doppelstern WR 140 und die anschließende Gründung der internationalen ProAm ConVento Gruppe öffnete eine Tür für die zukünftige ProAm-Zusammenarbeit bei der Erforschung von massereichen Sternen. Dies soll nun in 2013 mit Beobachtungen von drei relativ hellen WR-Sternen – WR 134, WR 135 und WR 137 fortgeführt werden. Wir suchen eine Verbindung zwischen den äußeren Windbereichen und der unsichtbaren Sternoberfläche um Informationen über die Sternrotation zu erhalten Außerdem wollen wir stochastische Windvariationen (Klumpen) untersuchen.

1. Preamble

The knowledge of stellar rotational velocities is important for a full understanding of stars – the basic building blocks of the visible Universe. In particular, the generally fast rotation of massive stars strongly influences their strong winds and their evolution. Massive stars are especially important, as their high luminosities and mass-loss rates, combined with their explosion as core-collapse supernovae at the end, dominate the ecology of the Universe. The most spectacular examples of rapid stellar rotation are the equatorial disks of Be stars. The still unexplained disk phenomenon seems to be directly connected to the fast stellar rotation period of about a day. However, the detection of stellar rotation needs a (e.g. spectral-line) signature which varies with the rotation. (The commonly-used non-variable broadening of stellar lines by rotation is often imprecise and only delivers the projected rotational velocity $v \cdot \sin i$, not the true rotational velocity v or period $P = 2\pi R/v$.) A completely spherically - or azimuthally (if rotating fast) - symmetric star does not deliver such a tracer. Direct detection of rotation, however, can be accomplished with so-called Non-Radial Pulsations (NRP) at the stellar surface. If a star oscillates around the equilibrium state by changing its radius, the pulsation is radial; if a non-radial pulsation is present, some surface areas move inwards and others move outwards at the same time (a

detailed description of NRP and their parametrical description can be found in the recently published astronomical literature, e.g. [1]).

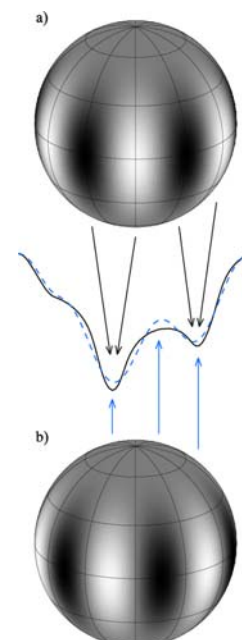


Fig. 1: Non-radial pulsations and their line effects. Top: Darker areas represent surface zones receding from the observer. Lighter areas represent material moving towards the observer. Middle: A photospheric spectral line in which the solid part indicates the vertical component of the surface velocity field. The dashed line represents the temperature distribution at the surface. Bottom: Brighter regions indicate higher local temperature (ref. [2]).

Another open question focuses on the evolutionary history of massive stars due to their mass-loss as affected by their rotation. Overall, stellar rotation is a fundamental parameter to understand the physics of stars. It is, hence, highly important to estimate rotational velocities especially of prototype objects. But as noted above, they need variable spectroscopic line features as unambiguous tracers.

2. Photospheric lines – Be and O stars

The estimation of the stellar rotation-rate in massive stars via varying absorption-line features is a straight-forward task. An example is the work of Maintz et al. [3]. They investigated the line profile variability of the Be star ω CMA and successfully modeled various photospheric absorption lines of different species, including “spikes” and “ramps”. As a result they concluded that the coherent periodic line-profile variability of the absorption lines of ω CMA can be explained in detail by non-radial pulsations. Figure 2 shows their observations of different photospheric lines (see also [4]).

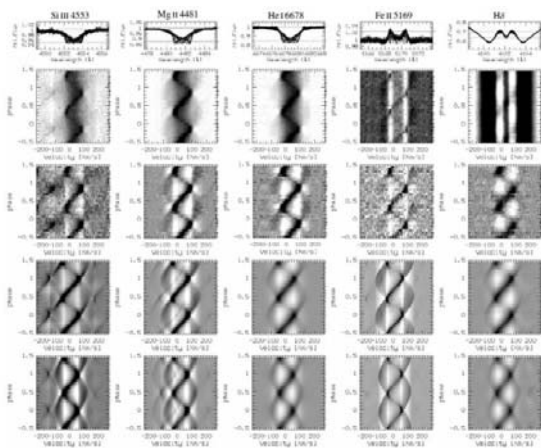


Fig. 2: Various residual spectra (Residual = individual spectrum minus average spectrum) of different line species in ω CMA and their models (ref. [3]). Top row overplot of spectra, second row: phased “dynamical” spectrum, third to fifth rows: models with different parameter sets).

As for Be stars, the surface of the most massive main-sequence stars, the O stars, is also visible. They show photospheric absorption lines and can, hence, be Hertzsprung-Russel classified. De Jong et al. [5] detected harmonic corotating pulsations in the spectrum of the O star ξ Persei indicating NRP whose period (3.5 h; only one mode was detected so far using spectroscopy) is much shorter than the previously estimated stellar rotation period (fig. 3).

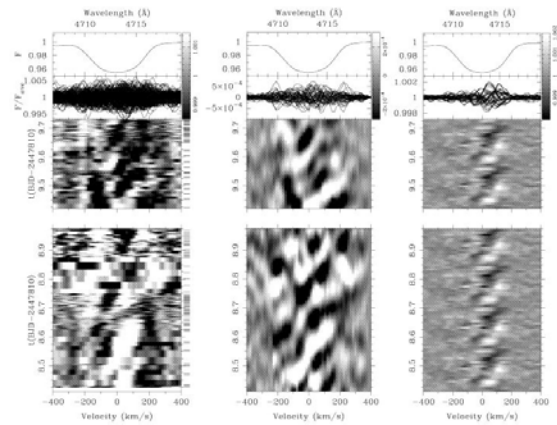


Fig. 3: Line profile analysis of the ξ Per He I 4713 line. Instead of residuals (fig. 2) quotient spectra have been calculated (second row) by using the average spectrum (top row). Third and fourth row: Quotient spectra plotted versus time. Left: Dynamic quotient spectra of 2 nights of ξ Per data. Middle: Inverse Fourier transform for frequencies above 2 cycles per day. Right: All data folded with a 3.5 h period. (ref. [5]).

3. Wind lines

A second possible tracer of stellar rotation can be found in stellar winds. In the late 1980s the International Ultraviolet Explorer (IUE) satellite discovered variable absorption line features in ultraviolet Si IV and C IV resonance lines of OB-type stars. These excess absorption features show a “banana” structure when plotted as residuals in time (fig. 4).

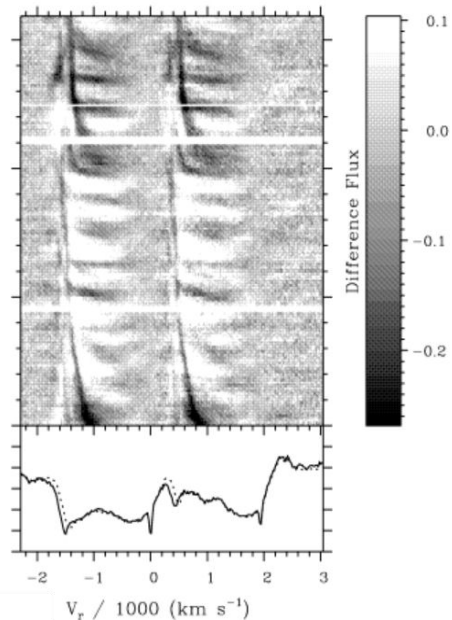


Fig. 4: Dynamic spectra of the Si IV 1393 Å doublet in the B0.5 Ib star HD 64760. Darker shadings in the image denote places and times where a profile is deeper than its time-averaged value. The velocity scale for the mean profile in the lower panel refers to the blue component of the doublet (ref. [6]).

These structures have been explained by so-called Corotating Interaction Regions (CIRs). They are believed to be the manifestation of regions with different supersonic wind velocities starting from the surface (e.g. above a sub-region that is hotter (cooler) than the rest of the star) and moving away from the star. When the local wind coming from such a restricted surface region exceeds (is exceeded by) the ambient wind of lower (higher) velocity, the stellar rotation drastically compresses the former wind component by a supersonic shock, accompanied by a sudden density increase. The stellar rotation forms these high density regions in a spiral-like structure which can be seen as corresponding Discrete Absorption Components (DAC) in the UV lines (figs. 5 and 6).

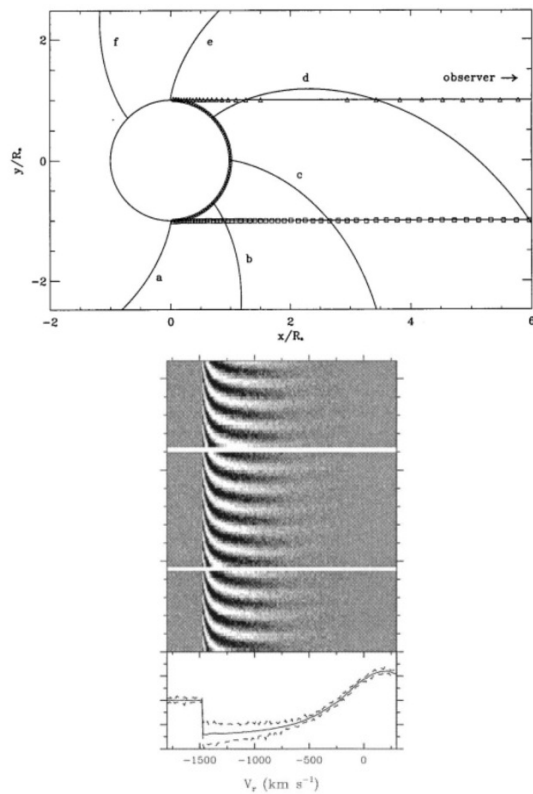


Fig. 5: Upper panel: Intersections of corotating streams with the edges of the line-of-sight absorption column. Lower panel: Gray-scale representation of the flux variations for a marginally optically-thick single line formed in a wind model with corotating density streams induced by non-radial pulsations (ref. [7]) in an O-type star. Magnetic fields could also induce this effect.

4. WR stars

At the end of their evolution and before the final supernova, the most massive stars, initially above about 25 solar masses, pass through an advanced phase of nuclear burning when the central fuel is Helium, i.e. the “ashes” of the original Hydrogen burning along with the primordial He in the stellar core. Such stars are

generally more compact and hotter than their pro-genitors, due partly to the contraction of the original stellar core leading to higher temperatures and densities needed to drive Helium burning, and partly to their very strong winds that removed their outer originally less compact layers. These are the classical Wolf-Rayet stars, the last phase in the evolution of a very massive star before the final supernova explosion. A few WR stars could be in even more advanced, short-lived burning stages than He → C, but we cannot tell this from observing their winds, which lag behind what happens in the central furnace. WR stars distinguish themselves by their strong, broad emission lines, as opposed to the narrow photospheric absorption lines seen in most normal stars. These emission lines, which can reach over 100 Å in width in the optical (corresponding to 6000 km/s at 5000 Å), are formed by the Doppler-shifted sum of emission from various species of ionized atoms in the expanding winds around a stellar core, which is normally hidden from view by the dense wind. Atmospheric and internal models of WR stars suggest that the star beneath the wind is very hot and compact, with surface temperatures in the range of 30,000 to 200,000 K in the hottest cases, while the surrounding winds are always cooler than this.

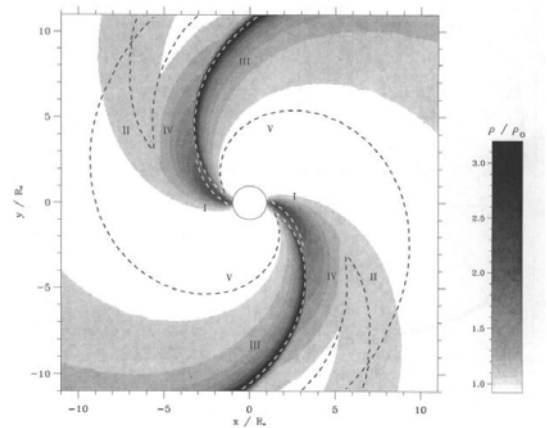


Fig. 6: Normalized density gray scale for CIR in the equatorial plane of an O star (ref. [8]).

WN & WC: The optical spectra of WR stars show two basic “flavours”: (1) WN stars, which exhibit emission lines with enhanced Helium and Nitrogen abundances, believed to arise via CNO-cycle fusion of Hydrogen into Helium having taken place in the original stellar core (now lacking Hydrogen) and brought to the surface, and (2) WC/WO stars, with enhanced Helium, Carbon and Oxygen abundances (but no Nitrogen), from triple-alpha Helium fusion. Most of these are Helium-burning stars, with WN occurring when the envelope has removed enough outer unprocessed material via the

strong wind to reveal Hydrogen-burning core products, followed later by Helium-burning products as WC/WO. The products of more advanced fusion up to Iron are never revealed until the final SN explosion, which also contributes many more exotic products in its own right. As with normal stars, each WR sequence is characterized by a temperature index from low values (hot) to higher values (less hot, referred to as “cool”), e.g. WN2 to WN9, WC4 to WC9, WO1 to WO4.

There are at least three circumstances where the WR phenomenon arises:

1. classical WR stars at the end of the evolution of O-type stars with initial masses above about 25 solar masses (the actual limit depends on the initial relative atomic abundances, here assumed to be ~solar; e.g. fewer “metals” makes less wind driving, which is compensated by higher luminosity, i.e. higher mass),
2. WNH stars, i.e. luminous WN stars with significant Hydrogen, at the beginning of the life of a very luminous star on or near the Hydrogen-burning main sequence for initial masses above about 80 solar masses, and
3. The central stars of about 10 % of Planetary Nebulae (WC mainly, denoted [WC] – only one [WN] star is known to date), where the initial masses were in the range 1-8 solar masses.

5. Observing stellar rotation and wind clumping

Very massive stars spend most of their lifetimes in hot phases with strong winds. By far the strongest winds occur during the WR phase, making WR stars key objects to understand how stellar winds in general behave. Contrary to original assumptions, hot-star winds are not smooth. There are basically two types of wind features that are known to occur:

1. stochastic structures on a variety of (mostly) small scales, often referred to as clumps, and
2. a small number of Corotating Interaction Regions has recently been found in some WR stars [9], as is common in O stars [10].

The clumpy structure probably reflects multi-scale turbulence, with mechanical eddies cascading from a few at large scales to progressively more at smaller scales before the energy is dissipated [11], as seen in many astrophysical situations [12]. Turbulence always requires

a driver. In stellar winds, this may be either radiative wind instabilities [13] or/and newly realized random subsurface convective motions reaching the stellar surface [14] and being transmitted to the wind at its base. Astronomers have been struggling for over two decades to understand wind clumping, with only modest success so far: We still do not know how to properly quantify these ubiquitous stochastic structures. However, not allowing for clumping will ultimately falsify (normally overestimate by a factor of a few) the mass-loss rates, which are crucial for understanding stellar evolution of massive stars.

Unlike in ordinary stars, where we can see and measure the stellar surface, the presence in WR stars of CIRs, which are thought to be pinned to the surface of the stars, is the only link we have to determine the rotation of the underlying WR star, which is normally not seen below the dense wind. Constraining the rotation of any star is important, but this is especially so for WR stars, the fastest rotating of which are thought to be the progenitors of the exotic long Gamma Ray Bursts (GRBs), which are associated with collapse supernovae (SNe) of type Ib (H-deficient, probably from WN stars) and Ic (H- and He-deficient, probably from WC/WO stars). During the brief GRB, the energy emitted makes the object outshine the whole rest of the Universe put together! Clearly one would like to understand these exciting objects in more detail. Even if only a very small fraction (~0.001) of WR stars rotate fast enough (and of those, only ~0.01 oriented towards us) to be a serious candidate for a long GRB, it behooves us to gain detailed understanding of rotation in WR stars.

6. Call for an observational campaign

In 2011 a number of researchers decided to organize a very long, amateur-supported observation campaign on CIRs and clumping in the winds of three bright prototype WR stars in the direction of Cygnus, concentrating on classical WR stars at the end of the evolution of very massive stars. The campaign will try to understand the connection between the hidden invisible surface and the strong radiatively driven winds. During the campaign of about four months around culmination in mid July, periodicities and stochastic clumping in the winds will be investigated. This should be achieved by as large a network of optical spectrographs and photometric (and even polarimetric if available) devices worldwide as possible. For this, continuous coverage (i.e. repeated observations several times each clear night at each of many sites) should be

secured. The main tasks will be the detection of spectroscopic variability of mainly

- HeII 5411 in WR 134 and CIII 5696 in WR 135 and WR 137. These lines are nicely isolated in their spectra and are known to show strong, clear variations during previous campaigns, which were never as long or intense as we propose here. WR 134 and WR 137 show both CIR and clumps, while WR 135 only shows clumps (so far).
- Other lines occurring in the spectra (e.g. HeI 5876 in each star) should also be examined for variability: lines of different ionization are formed at different radial distances in the wind.

Analysis of these spectral variations will allow us to determine reliable statistical properties of the clumps, in search of expected power-law turbulent cascading, while also revealing any other trends, coherent or not. It will also allow us to verify the stability of CIRs during many rotations. It is best to keep the same grating setup (for a given telescope) for each star during the whole run. Echelle spectrographs are especially useful, allowing one to examine many different spectral lines simultaneously at high spectral resolution and high signal-to-noise.

7. Spectroscopic and photometric requirements

- Resolution should be no worse than 1 Å, i.e. normally 0.3-0.5 Å/pixel inverse dispersion.
- Signal-to-noise S/N should be no worse than 200 per extracted resolution element (normally 2-3 pixel).
- Exposure times for one complete observation should be no longer than 1 h for each star.
- Spectral coverage to include the above lines in the 5200-6000 Å range, with extension down to 3800 Å and up to 6800 Å and beyond, if possible.

A telluric standard star (usually of type A with broad stellar lines) nearby in the sky should also be observed occasionally at widely different air-masses in order to be able to subtract out nuisance terrestrial atmospheric features in the stellar spectra. The campaign also needs occasional observations of a star with a relatively flat spectrum (like a hot sub-dwarf or other) to correct for possible instrumental aberrations. Monitoring associated luminosity variations via high-precision photometry would also be desirable at the milli-mag level for each star, in order to constrain the continuum level

of the variations. Precise polarimetric (broad-band or spectro-polarimetry) monitoring would also be useful in search of flattened winds with structures (linear polarimetry) or magnetic fields (circular line polarimetry).

8. The targets

Spectroscopic monitoring over four full uninterrupted months of three key single WR stars (WR 137 can be considered essentially single, given the long period of the fainter O-companion, $P = 13$ y) are requested at a number of telescopes (e.g., Tenerife/Spain, Hawaii/USA, OHP/France) to show clear signs of each type of structure: WR 135 for clumps and WR 134, WR 137 for CIR (mainly).

- **WR 135** is the best case known case among luminous hot stars for clarity of clumping, while not revealing any clear signature of CIRs so far [15].
- **WR 134** is one of the two WR stars showing the clearest CIRs (rotating in a period of $P = 2.25$ d), along with WR 6 ($P = 3.77$ d). (Only three WR stars have spectroscopically confirmed CIR periodicities so far, WR 1, WR 6 and WR 134.) As with all WR stars, the wind of WR 134 also shows clumping. However, WR 134 has the shortest known confirmed rotation period, making it the fastest known rotating WR star. This will prove useful when it comes to verifying over a four-month interval how stable the CIR features are over many rotation cycles.
- **WR 137** has an even shorter suspected CIR period, $P = 0.84$ d [16], but which needs to be confirmed and examined in detail. Its wind is also clumped.

These three stars lie close to each other on the sky, so can be alternately observed conveniently together high in the sky for most of the summer nights in the northern hemisphere from June through September. Note that these stars are best observed all night long during July and August. In June they will be observable only during the second half of the night; in September mainly during the first half. The team suggests the summer of 2013, allowing enough time to properly organize the campaign. The respective campaign website can be found at

<http://www.stsci.de/wr134/index.htm>.

9. Scientific impact

Morel et al. [17] (fig.7) have found a coherent 2.25 ± 0.05 d periodicity in the line-profile changes of He II 4686 in WR 134, although the global pattern of variability is different from one epoch to another. The same period has been (marginally) found in UBV photometry. This makes it one of the three WR stars (with WR 1 [18] and WR 6 [19]) for which large-scale spectral variations, likely to be caused by the presence of CIRs in the wind, have been observed. However, since then, WR 134 has never been monitored again. Hence, it would be valuable to confirm the currently known period and variability pattern in an even more compelling way during an intense campaign. If confirmed in WR 137, the presence of its suspected rapidly rotating CIRs would be quite exciting in the context of GRBs.

Moreover, none of these two WR stars showing CIRs has been monitored on a very long and intense time interval in spectroscopy. Such monitoring would give us information on the epoch dependency, the long-term variability pattern and the evolution of the period, if any. Also, it would be very interesting to look for a periodicity in the epoch dependency; it would give us invaluable information on the origin of CIRs (whether by magnetic field activity at the surface, stellar pulsations or something else)! Such a study has never been done before, since none of the previous spectroscopic campaigns covered more than a month (contiguously) and usually much less

As for WR 135, maybe it too will show up CIR at some level, which will be facilitated by such an intense observing run. Possibly its clump activity may also vary on long time-scales

Appendix

Star	HD	Spectral Type	RA (2000)	DEC (2000)	V [mag]	B-V [mag]
WR134	191765	WN6	20:10:14.20	+36:10:35.1	8.23	+0.20
WR135	192103	WC8	20:11:53.53	+36:11:50.6	8.36	-0.03
WR137	192641	WC7pd + O9	20:14:31.77	+36:39:39.6	8.15	+0.14

Tab. 1: List of the campaign's target stars.

(days, weeks, months) in addition to the known stochastic timescales of hours.

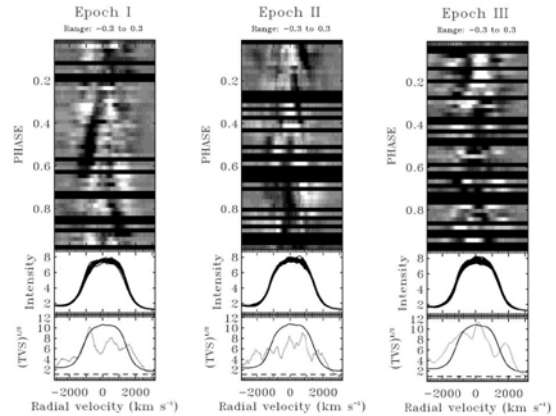


Fig. 7: Greyscale plot of He II 4686 residuals for WR 134 (ref. [17]).

References

[1] Balona, ebook "Challenges in Stellar Pulsation", 2010
 [2] Kochukhov, A&A, 423 (2004) 613
 [3] Maintz et al., A&A, 411 (2003) 181
 [4] Maintz, in: Sonneberg 2006 - Tagungsbericht der VdS-Fachgruppe SPEKTROSKOPIE, (2006), 48
 [5] De Jong et al., A&A, 345 (1999) 172
 [6] Fullerton, A&A, 327 (1997) 699
 [7] Owocki et al., ApJ, 453L (1995) 37
 [8] Cranmer and Owocki, ApJ, 462 (1996) 469
 [9] Chené and St-Louis, ApJ, 736 (2011) 140
 [10] Kaper et al., A&A, 344 (1999) 231
 [11] Moffat et al., Ap.Sp.Sc., 216 (1994), 55
 [12] Henriksen, ApJ, 377 (1991), 146
 [13] Owocki et al., ApJ, 335 (1988) 914
 [14] Cantiello et al., A&A, 499 (2009) 279
 [15] Lepine et al., AJ, 120 (2000) 3201
 [16] Lefevre et al., MNRAS, 360 (2005) 141
 [17] Morel et al., ApJ, 518 (1999) 428
 [18] Chené and St-Louis, ApJ, 716 (2010) 929
 [19] Morel et al., ApJ, 482 (1997) 470

Dreidimensionale Elementanalyse des Meteoriten Gujba mit Hilfe der energiedispersiven Röntgenfluoreszenzspektroskopie

Ulrich Waldschläger*, Jana Bergholtz, Andi Käppel und Birgit Hansen

*Bruker Nano GmbH, Schwarzschildstr. 10, 12489 Berlin, E-Mail: ulrich.waldschlaeger@bruker-nano.de, <http://www.bruker-axs.com/nano.htm>

Zusammenfassung

Die Röntgenfluoreszenzanalyse (XRF) ist seit vielen Jahren in Wissenschaft, Forschung und Qualitätskontrolle eine wertvolle Methode zur Bestimmung der Elementzusammensetzung in unterschiedlichsten Probenarten. In Kombination mit der Rasterelektronenmikroskopie ermöglicht sie darüber hinaus auch eine hochaufgelöste Elementverteilungsanalyse (EDS) bis in den nm-Bereich. Zu den wesentlichen Fortschritten der jüngsten Zeit gehört die Möglichkeit Proben auch mit fokussierten Röntgenstrahlen (μ RFA) in hoher Geschwindigkeit analysieren zu können. Nach einer kurzen Einführung in die Prinzipien einer bildgebenden Echtzeitröntgenspektroskopie wird eine gerätetechnische Lösung für eine schnelle μ RFA-Mappingfunktion mit fokussierenden Röntgenoptiken und energiedispersiven Halbleiterdetektoren vorgestellt. EDS und μ RFA besitzen bezüglich Nachweisempfindlichkeit und lateraler Auflösung komplementäre Stärken und Schwächen. Abschließend werden am Beispiel der dreidimensionalen Elementverteilungsanalyse eines Meteoritenfragments (Gujba), die besonderen analytischen Möglichkeiten dargestellt, die sich aus einer Koppelung beider Methoden ergeben.

Abstract

X-ray fluorescence (XRF) has been a valuable method for determining elemental composition of different samples from science, research and quality control. Moreover, it allows for a high resolution elemental distribution analysis (EDX) in combination with scanning electron microscopy down to the nm range. The opportunity for scanning samples with focused X-rays (μ XRA) and reasonable speed belongs to the most recent advances in microanalysis. A tool for rapid μ XRA mapping with focussing X-ray optics and energy dispersive semiconductor detectors is introduced after a short overview on real-time X-ray spectroscopy imaging. The strengths and weaknesses of EDX and μ XRA are complementary to each other with respect to lateral resolution and elemental sensitivity. Finally, a 3D elemental distribution analysis is shown with a fragment of a meteoroid (Gujba) to demonstrate the analytical opportunities given by a combination of both methods.

1. Einführung

Im März 2011 wurde in unserer Firma ein Projekt gestartet, dessen Ziel es war, an einer ausgewählten Probe die Möglichkeiten einer Methodenkoppelung von verschiedenen materialanalytischen Verfahren zu demonstrieren. Zu den Analyseverfahren gehörten:

1. Elektronenstrahlmikroanalyse (EDS)
2. Mikro-Röntgenfluoreszenzanalyse (μ RFA)
3. Elektronenrückstreufraktometrie (EBSD)
4. Röntgentomographie (CT)
5. Atomkraft-Mikroskopie (AFM)
6. Raman-Spektroskopie
7. Laserablations ICP-MS

Als Probe wurde ein Fragment des Meteoriten „Gujba“ ausgewählt [1]. Dabei handelt es sich um einen CB-Chondriten mit sowohl metallischen als auch mineralogischen Einschlüssen.

Im Rahmen des Projektes kam der EDS und der μ RFA die besondere Aufgabe zu, durch

Kombination von Elementmapping und präparativen Abtrag der Probe, eine dreidimensionale Multielementanalyse der Probe zu ermöglichen. Inhalt dieses Artikels sind die methodischen Voraussetzungen und ersten Ergebnisse dieser 3D-Analyse.

2. Röntgenfluoreszenz-Analyse

Die Röntgenfluoreszenz ist ein zweistufiger Anregungs- und Relaxationsprozess in der Elektronenhülle von Atomen, bei dem ein Atom durch Ionisierung kernnaher Schalen in einen angeregten Zustand übergeht und dann unter spontaner Emission eines Röntgenphotons wieder in den Grundzustand zurückkehrt. Die Besonderheit der Röntgenfluoreszenz im Vergleich zur optischen Fluoreszenz besteht darin, dass die Anregung mit wesentlich höheren Energien erfolgt und dass die emittierte Fluoreszenzstrahlung im Röntgenbereich liegt. Geeignete Anregungsquellen sind z.B. der Elektronenstrahl eines Rasterelektronenmikro-

skops oder die Röntgenphotonen einer Röntgenröhre.

Da jedes Element ein ganz charakteristisches Spektrum an Röntgenfluoreszenzlinien emittiert, kann man über die Spektroskopie dieser Linien eine Elementverteilungs- und Konzentrationsanalyse in Materialien durchführen. Diese Methode wird ganz allgemein als Röntgenfluoreszenzanalyse (RFA) oder englisch XRF bezeichnet. Bei einer Anregung mit fokussierten Röntgenstrahlen wird die Methode auch als μ RFA bzw. μ XRF bezeichnet. Für die Röntgenfluoreszenzanalyse an Rasterelektronenmikroskopen hat sich der Begriff der Elektronenstrahlmikroanalyse oder EDS etabliert. Vergleicht man die Elektronenstrahlmikroanalyse mit der μ RFA so verfügen beide Methoden über bestimmte Vor- und Nachteile (s. Tab.1)

	EDS	μ RFA
Ortsauflösung	nm Bereich	15 μ m
Probenvorbereitung	leitfähig?	keine
Vakuum	notwendig!	nicht notwendig
Analysentiefe	Oberfläche	μ m...mm
Nachweisempfindlichkeit	0,1%	ppm für OZ > 30
Probenbelastung	möglich	gering
Bildaufbau	sehr schnell	langsam

Tab. 1: Wesentliche Vor- und Nachteile der Elektronenstrahlmikroanalyse und μ RFA im Vergleich.

Die wesentlichen Unterschiede beider Methoden beruhen auf den unterschiedlichen Wechselwirkungsprozessen von Elektronen und Röntgenphotonen im Anregungsprozess der Probe. Die μ RFA benötigt für den Messprozess keine leitende Probenoberfläche oder Vakuum. Für die meisten Elemente oberhalb vom Kalium besitzt sie deutlich bessere Nachweisgrenzen als die EDS. Für Elemente mit niedriger Ordnungszahl ist sie wesentlich unempfindlicher und ihre Ortsauflösung ist mit 15 μ m etwa drei Größenordnungen schlechter als die der EDS mit modernen Rasterelektronenmikroskopen.

3. Energiedispersive Röntgenspektroskopie

Prinzipiell gibt es in der Röntgenspektroskopie die Möglichkeit einer wellenlängen- bzw. energiedispersiven Spektroskopie. An dieser Stelle beziehen wir uns ausschließlich auf die energiedispersive Spektroskopie mit Hilfe von Halbleiterdetektoren.

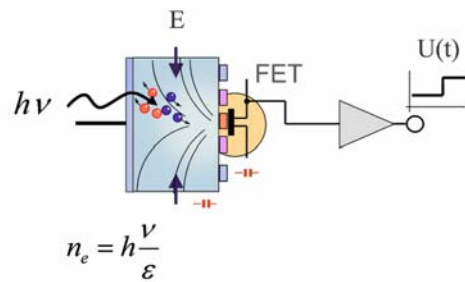


Abb. 1: Wirkprinzip eines energiedispersiven Halbleiterdetektors.

Abb.1 zeigt das prinzipielle Wirkprinzip eines energiedispersiven Detektors. Bei der energiedispersiven Detektion von Röntgenphotonen wird im Halbleitermaterial des Detektors eine der Energie des Photons proportionale Ladungsmenge erzeugt. Diese wird direkt am Detektor durch einen Feldeffekttransistor (FET) vorverstärkt und anschließend in einem spektroskopischen Vielkanalanalysator (4096 Kanäle) digitalisiert und ausgewertet. Das spektroskopische Auflösungsvermögen dieser Detektoren ist von einer Reihe von Faktoren abhängig. Eine besondere Rolle spielt dabei das thermische Rauschen des Detektors und der Verstärkerelektronik. In der Vergangenheit wurden solche Detektoren darum mit flüssigem Stickstoff gekühlt. Ende der 90iger Jahre wurde diese Technologie durch die Einführung von so genannten Driftdetektoren revolutioniert. Abb.2 zeigt den prinzipiellen Aufbau eines solchen Silizium-Drift-Detektors (SDD). Die Besonderheit dieses Detektors ist die extreme Verkleinerung der Detektoranode und der kontrollierte Ladungsträgertransport zu dieser Elektrode durch ein elektrisches Driffeld.

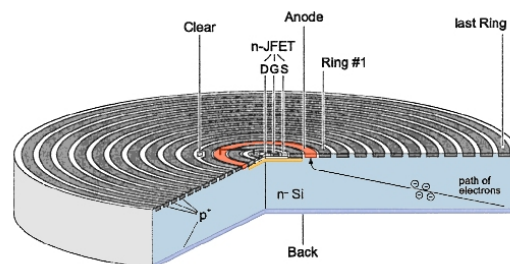


Abb. 2: Grundaufbau eines Silicon Drift Detektors (SDD). Dicke: 500 μ m. Durchmesser 6 mm.

Detektoren dieser Bauform erreichen ihre volle spektroskopische Auflösung bereits bei einer thermoelektrischen Kühlung auf -20°C . Sie besitzen eine besonders hohe Impulsbelastbarkeit und können z.B. 200.000 Photonen/s mit einer spektroskopischen Auflösung von 135 eV (bei 5,9 keV) detektieren. Die aktive Detektorfläche reicht von 10 bis 100 mm^2 .

Abb. 3 zeigt beispielhaft ein XRF-Spektrum von einer Uranerzprobe, das mit einem solchen Detektor gemessen wurde. Parameter der Messung:

Anregung: Rh-Röntgenröhre, 50 kV, 500 μ A

Detektor: SDD, 30 mm²

Messzeit: 60 s

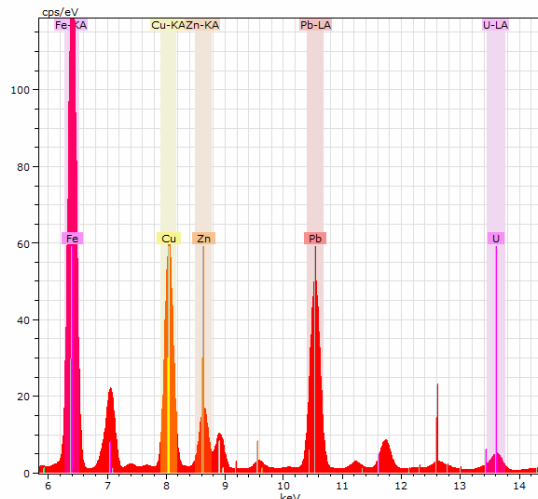


Abb. 3: Ausschnitt aus dem Röntgenfluoreszenzspektrum einer Uranerzprobe (Pechblende).

4. Energiedispersive Verteilungsanalyse

Die hohe Impulsbelastbarkeit qualifiziert moderne SDD-Detektoren nicht nur für eine schnelle und empfindliche Multielementanalytik, sondern sie bietet auch die Möglichkeit einer schnellen bildgebenden Elementverteilungsanalyse.

Abb.4 und Abb.5 zeigen die prinzipiellen Messgeometrien für die Elektronenstrahlmikroanalyse im Rasterelektronenmikroskop und für die Mikro-Röntgenfluoreszenzanalyse in einem entsprechenden Spektrometer. Im Rasterelektronenmikroskop kann eine bildgebende Multispektralanalyse vorteilhafterweise mit der Mappingfunktion des Elektronenstrahls verknüpft werden. D.h. für jeden Bildpunkt des Sekundärelektronen- oder Rückstreuerelektronenbildes wird parallel ein komplettes Röntgenfluoreszenzspektrum dieses Probenpunktes gemessen und abgespeichert.

Diese Funktion, im Englischen als Position-tagged Spectrometry (PTS) bezeichnet, gibt es für die Röntgenspektroskopie bereits seit einer Reihe von Jahren. Problematisch war bis etwa Mitte des letzten Jahrzehnts die adäquate Verknüpfung der hohen Impulsraten mit einer entsprechend hohen Mappinggeschwindigkeit. Durch Fortschritte in der Signalverarbeitungselektronik, der Rechentechnik und Softwareentwicklung ist dieses Problem in der Elektronenstrahlmikroanalyse seit geraumer Zeit gelöst. Das bedeutet, dass für die EDS die Ma-

pinggeschwindigkeit nicht mehr durch die Signalverarbeitungsgeschwindigkeit des Spektroskopieprozesses, sondern nur noch durch eine sinnvolle Impulsstatistik beschränkt wird.

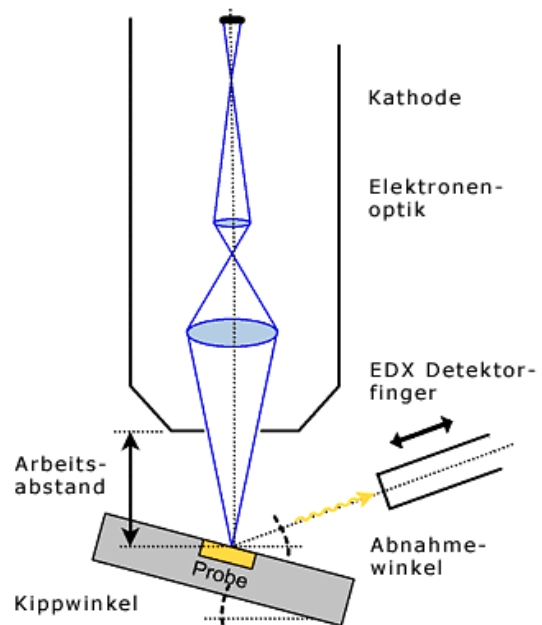


Abb. 4: Typische EDS-Messgeometrie an einem Rasterelektronenmikroskop.

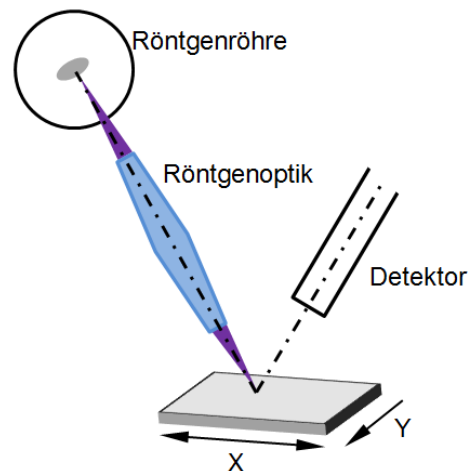


Abb. 5: Typische Messgeometrie eines μ RFA- Spektrometers.

Da für Röntgenstrahlung keine Strahlscanner zur Verfügung stehen, muss in Gegensatz zur EDS in der μ RFA ein Mapping über eine mechanische Objektbewegung erfolgen.

Dieser Nachteil und die fehlende Echtzeit PTS-Funktion waren die wesentlichen Gründe dafür, dass in der Vergangenheit μ RFA-Spektrometer den EDS-Spektrometern in der Mappinggeschwindigkeit weit unterlegen waren. Dieser Nachteil konnte Ende des letzten Jahrzehnts erstmals durch ein μ RFA-Spektrometer beseitigt werden, dass durch die Kombination der High-Speed PTS-Technologie

mit einem schnellen XYZ-Servotisch ein wesentlich schnelleres μ RFA-Mapping realisierte.

5. High-Speed μ RFA Spektrometer

An dieser Stelle soll kurz der Aufbau und die Funktion, des für die Analyse des Meteoriten verwendeten μ RFA-Spektrometers M4 TORNADO erläutert werden.

Abb. 6 zeigt wesentliche Komponenten des Gerätes. Die Probe kann senkrecht von oben mit zwei Videomikroskopen in 10-facher und 100-facher Vergrößerung beobachtet werden. Als Anregungsquelle dient eine 30 W Rh-Röntgenröhre in Verbindung mit einer Polykapillarlinse, die die Anregungsstrahlung auf einen Spot von ca. 23 μ m fokussiert.

Als Detektor wird ein 30 mm² SDD verwendet. Die Probe wird auf einem Servotisch platziert, der einen maximalen Fahrweg von X=200 mm, Y=100 mm und Z=120 mm besitzt. Das maximale Probengewicht beträgt 5 kg, die maximale Scangeschwindigkeit 200 mm/s. Der Probenraum ist eine Al-Guss Vakuummkammer mit den Dimensionen 600 x 350 x 260 mm³ (LxBxH). Der Probenraum kann evakuiert werden, um die Absorption der niederenergetischen Fluoreszenzstrahlung von Elementen mit niedriger Ordnungszahl durch Luft zu reduzieren. Dadurch verbessert sich die Nachweisempfindlichkeit für diese Elemente erheblich.

Eine der wichtigsten Neuerungen dieses Spektrometers ist das Mapping „On the Fly“. Das bedeutet, dass die einzelnen Pixel eines Mappings nicht mehr im Schrittbetrieb angefahren werden, sondern der Probentisch in jeder Scanzeile (X-Richtung) die Probe kontinuierlich durch den Fokus der Röntgenoptik bewegt. Die räumliche Größe der Messpunkte (Pixel) eines Mappings ergibt sich aus dem zeitlichen Pixeltakt in Verbindung mit der entsprechenden Scangeschwindigkeit des Tisches. Das Mapping „On the Fly“ führt zu einer erheblichen Zeiteinsparung beim Scannen der Probe, da der Tisch zwischen den Messpunkten nicht mehr beschleunigt und abgebremst werden muss. Am Ende jeder Scanzeile gibt es einen entsprechenden Zeilenvorschub in Y-Richtung, der Tisch kehrt an seine X-Ausgangsposition zurück und beginnt mit der nächsten Zeile. Die Pixelzeit, d.h. die Zeit in der Röntgenphotonen für einen Messpunkt gesammelt werden, liegt üblicherweise zwischen 1 und 50 ms. Zur Verbesserung der Statistik kann ein Mapping mehrfach durchlaufen werden.

Die Information über die Energie eines jeden Photons und seine Position im Mapping werden in Echtzeit zum Messrechner transportiert und dort in einem mehrdimensionalen Datensatz abgespeichert. Bereits während der Mes-

sung können spektrale Daten extrahiert und visualisiert werden. Nach der Messung können die Daten zusätzlich für die Bestimmung von Elementkonzentrationen in der Probe genutzt werden.

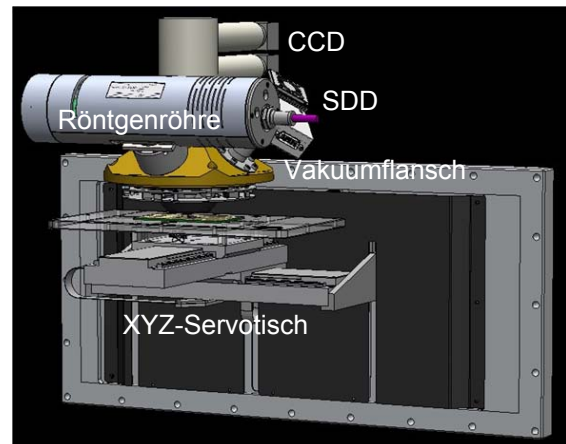


Abb. 6: Hauptkomponenten des μ RFA-Spektrometers M4 TORNADO. Elektronik, Vakuummkammer und Gehäuse nicht dargestellt.

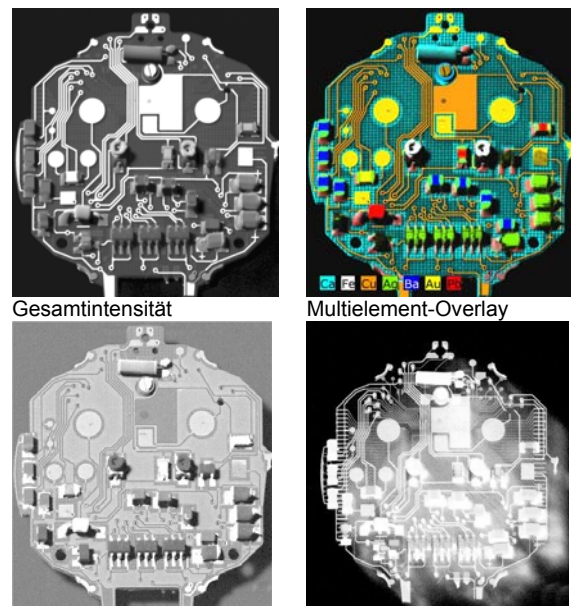


Abb. 7: μ RFA-Mapping eines Elektronikboards, Digitaluhr CASIO, 32 x 35 mm², 400 x 440 Pixel, Gesamtmesszeit 1 h.

Die Information über die Energie eines jeden Photons und seine Position im Mapping werden in Echtzeit zum Messrechner transportiert und dort in einem mehrdimensionalen Datensatz abgespeichert. Bereits während der Messung können spektrale Daten extrahiert und visualisiert werden. Nach der Messung können die Daten zusätzlich für die Bestimmung von Elementkonzentrationen in der Probe genutzt werden.

Abb. 7 zeigt vier verschiedene Visualisierungsvarianten für das μ RFA-Mapping eines Elektronikboards. Bild 1 zeigt die Gesamtintensi-

tät aller Röntgenphotonen als Graustufenbild. Im Bild 2 werden die Fluoreszenzintensitäten bestimmter Elemente farblich kodiert im Overlay dargestellt und Bild 3 und 4 zeigen gestreute Photonen der Anregungsstrahlung für den Bereich 2,7 keV und 20 keV.

Abb. 7 veranschaulicht eindrucksvoll eine Besonderheit der μ RFA im Vergleich zur EDS. Die meisten Materialien ändern im Energiebereich von 1...25 keV ihre Wechselwirkungseigenschaften mit Röntgenphotonen wesentlich stärker als sie das mit Elektronen tun. Elektronen dringen in der Regel nur wenige Mikrometer in die Probenoberfläche ein, Röntgenphotonen von 20 keV dagegen bis zu mehreren Millimetern. D.h. über die Wahl des Energiebereiches, den man für die Visualisierung nutzt, kann man ganz unterschiedliche Informationen von der untersuchten Probe erhalten.

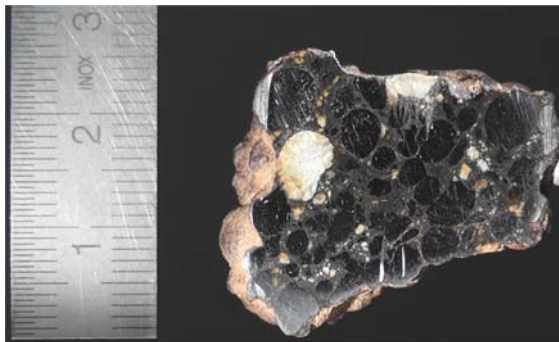


Abb. 8: Untersuchtetes Fragment des Meteoriten Gujba, ca. 25 x 30 x 9 mm³.

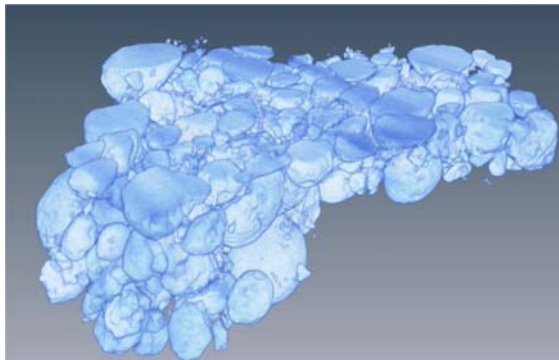


Abb. 9: Computertomographische Rekonstruktion des Meteoriten. 765 x 609 x 315 Voxel, Voxel-Größe: 48 μ m (Genehmigung: Fraunhofer IZFP Dresden).

6. Messstrategie

Abb. 8 zeigt das untersuchte Fragment des Meteoriten mit einer Größe von etwa 25 x 30 x 9 mm³ und einem Gewicht von 19 g.

Grundgedanke des Projektes war es, über einen Schleif- und Polierprozess die Probe schichtweise abzutragen, in jeder Ebenen eine Element-Verteilungsanalyse durchzuführen und anschließend die zweidimensionalen Elementverteilungen für eine 3D-Elementre-

konstruktion zu nutzen. Dabei galt es die Messparameter beider Methoden so abzustimmen, dass mit überschaubarem Aufwand ein maximaler Erkenntnisgewinn erzielt wird.

Um vor Festlegung der endgültigen Messstrategie einen ersten Eindruck vom räumlichen Aufbau des Meteoriten zu bekommen, wurde die Probe zuerst am Fraunhofer-Institut für Zerstörungsfreie Prüfverfahren in Dresden mit Hilfe der Mikro-Tomographie untersucht. Abb. 9 zeigt das Ergebnis dieser Untersuchung. Durch entsprechende Wahl der Parameter wurden hier die Eisen-Nickel-Chondren sichtbar gemacht. Eine Differenzierung der mineralogischen Phasen war nicht möglich.

Eine Nutzen/Aufwands-Abschätzung führte zu der Entscheidung, dass Präparation und Messung einer einzelnen Ebene nicht länger als ca. 90 min dauern sollten. Die μ RFA als das Verfahren mit der geringeren Ortsauflösung, sollte einen 3D-Überblick über die gesamte Probe liefern. Die EDS hatte die Aufgabe einen Detailbereich des Meteoriten mit hoher Auflösung abzubilden. Um das maximale Auflösungsvermögen der μ RFA testen zu können, wurde dann noch ein weiterer μ RFA-Messbereich parallel zum EDS-Messbereich ausgewählt.

	μ RFA Vol. 1	μ RFA Vol. 2	EDS
Volumen	4800 mm ³	41.5 mm ³	0,6 mm ³
Schichten	41	36	21
Delta Z	148 μ m	48 μ m	4 μ m
Gesamttiefe	6 mm	1,7 mm	80 μ m
Mapping	931 x 806	808 x 803	2400 x 1200
Pixelgröße	32 μ m	6 μ m	1,6 μ m
Pixel-Time	10 ms	10 ms	2 ms
Gerät	M4 TORNADO	M4 TORNADO	QuanTax

Tab. 2:: Parameter der drei Messbereiche.

Tabelle 2 zeigt die wichtigsten Parameter der drei Messbereiche und Abb. 10 zeigt noch einmal die drei Bereiche in Ihrer Größe und räumlichen Anordnung zueinander. Der Bereich μ RFA 1 umschließt die Probe dabei an ihren äußeren Begrenzungen. Nach einer Basispolitur der Oberfläche wurde diese dann als erste Ebene für alle drei Bereiche benutzt. Danach wurde mit dem Abtrag und der Analyse der Probe begonnen. Für die EDS-Analysen wurde dabei ein Spektrometer XFlash® 5000 an einem Hitachi REM SU 6600 verwendet. Die 21 Ebenen der EDS-Analyse im Abstand von 4 μ m befanden sich dabei noch vollständig zwischen der ersten und zweiten Ebene des μ RFA-Bereiches 1 und der ersten und dritten Ebene des μ RFA-Bereiches 2.

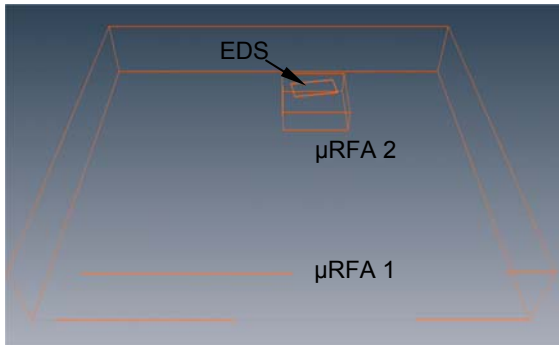


Abb. 10: Die drei Untersuchungsbereiche in ihrer Größe und räumlichen Anordnung.

7. Probenpräparation

Eine besondere Herausforderung des Projektes bestand in der präzisen Entfernung von Probenschichten durch einen Schleif- und Polierprozess. Während die Präparation von 148 µm und 48 µm-Schichten für die µRFA bereits sehr anspruchsvoll war, stellte die Präparation von 4 µm für die EDS eine extreme Herausforderung dar. Nach Testpräparationen an einer vergleichbaren Probe, wurde entschieden den Materialabtrag mit zwei verschiedenen Methoden parallel zu überwachen. Ein Verfahren bestand in der Messung des Abtrages mit Hilfe einer Präzisionsmessuhr. Das zweite Verfahren beruhte darauf, dass die Probe zusammen mit zwei Al-Keilen in Gießharz eingebettet und der Abtrag über eine Längenänderung der Keile bestimmt wurde. Zusammen mit den Al-Keilen wurden außerdem ein REM-Probenhalter und drei Auflagepunkte für den Messtisch des µRFA-Spektrometers eingegossen. Zum Abschluss des Arbeitsschrittes wurden Teile des Gießharzkörpers noch CNC-bearbeitet. Die präzisen Außenflächen und Kontaktpunkte des Probenkörpers waren eine wesentliche Voraussetzung für ein reproduzierbares Ein- und Ausschleusen der Probe über die lange Projektlaufzeit von mehreren Wochen.

Abb. 11 zeigt den eingegossenen Meteoriten bei der Präparationskontrolle auf dem Messtisch. Die Probenpräparation erfolgte maschinell mit einem TegraPol-35 der Fa. Struers (Abb. 12).



Abb. 11: Eingegossener Meteorit bei der Präparationskontrolle auf dem Messtisch.



Abb. 12: Eingegossener Meteorit bei der Probenpräparation.

Im Verlauf des Projektes stellte sich heraus, dass die Kontrolle des Materialabtrages über die Al-Keile keine zuverlässige Methode darstellte, da der Materialabtrag im Bereich der Al-Keile nicht identisch mit dem Abtrag im Probenbereich war. Die Präparation wurde darum mit der Messuhr an einer repräsentativen Stelle des Messbereiches kontrolliert. Für die Präparation der 4 µm Schichten des EDS-Messbereiches musste die Probe vor und nach der Präparation unbedingt bei der gleichen Temperatur gemessen werden. Eine Abkühlung des Gießharzes durch das Schleifwasser verursachte bereits eine Materialschumpfung in der Größenordnung der Präparationstiefe. Trotz dieser Schwierigkeiten konnte der Abtrag von 4 µm durch eine exakte Wiederholung der Arbeitsschritte und Präparationsparameter mit einer Abweichung von ca. ±1 µm reproduziert werden. Für die Analyse im Rasterelektronenmikroskop wurde die Probe vor der Messung noch mit Kohlenstoff bedampft.

8. Datenverarbeitung und 3D-Visualisierung

Prinzipiell wurde für jedes Mapping in diesem Projekt der komplette Datensatz abgespei-

chert. D.h. für jeden Messpunkt jeder Mess-ebene existiert ein vollständiges Röntgenfluoreszenzspektrum. Für die dreidimensionale Rekonstruktion der Elementverteilungen wurden die Röntgenfluoreszenz-Intensitätsverteilungen eines jeden Elementes in Form eines 16Bit TIFF-Bildformates exportiert. Diese zweidimensionalen Elementverteilungsdaten wurden dann mit Hilfe der 3D-Software AMIRA (Visage Imaging) wieder zu einer räumlichen Elementverteilung zusammengesetzt. Abb. 13 zeigt beispielhaft die Verteilung für Eisen in der ersten Messebene des Meteoriten.

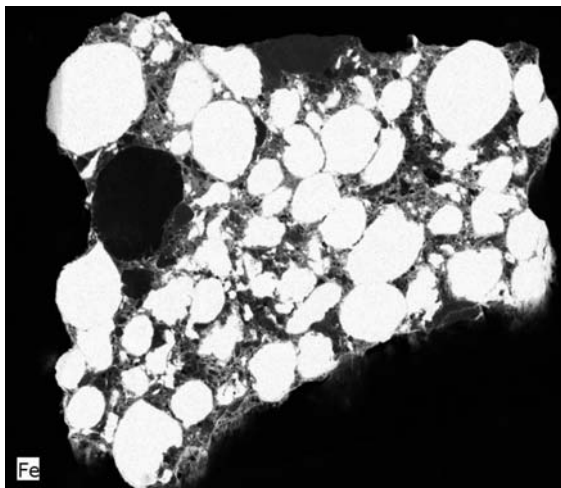


Abb. 13: Messenebene 1 des µRFA-Bereiches 1, Intensitätsverteilung für Fe.

9. Ergebnisse

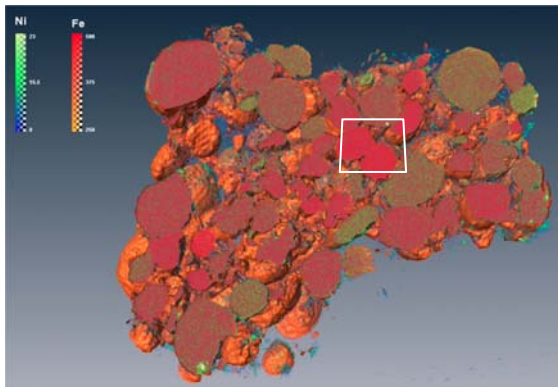


Abb. 14: 3D Elementverteilung für Fe und Ni im µRFA-Messbereich 1, markiert ist der Messbereich µRFA 2.

Abb. 14, 15, und 16 zeigen für ausgewählte Elemente Ausschnitte aus den dreidimensionalen Verteilungsanalysen aller drei Messbereiche.

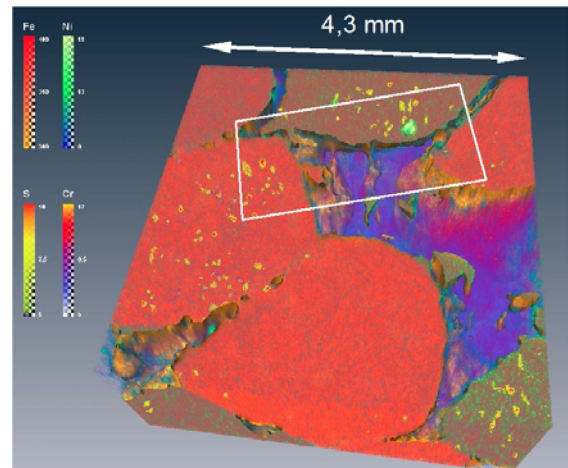


Abb. 15: 3D Elementverteilung für Fe, Ni, S, Cr im µRFA-Messbereich 2, markiert ist der EDS-Messbereich. Kantenlänge 4,3 mm.

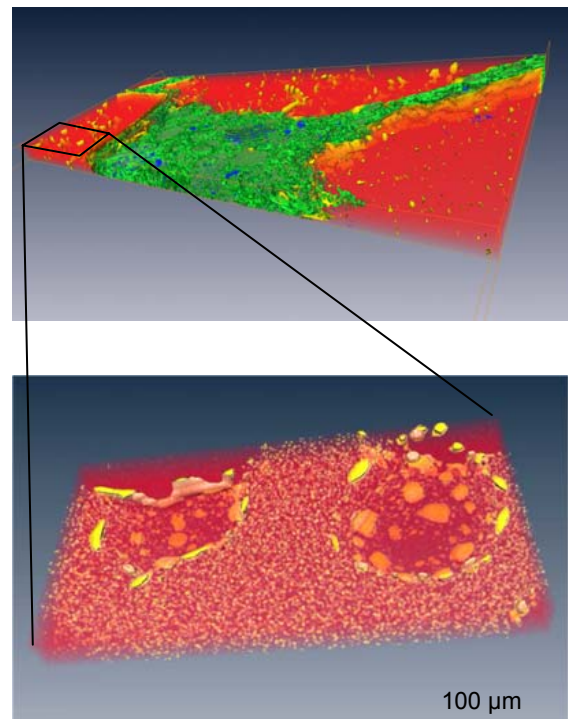


Abb. 16: oberes Bild: 3D Elementverteilung für Mg, S, Ca und Fe im EDS-Messbereich, unteres Bild: Ausschnittsvergrößerung mit S- und Fe-Verteilung.

Zu den wichtigsten Ergebnissen dieses Projektes gehört der Nachweis, dass durch die Kombination einer schnellen Elementverteilungsanalyse mit einer Probenpräparation, eine dreidimensionale Verteilungsanalyse in Festkörpern über einen weiten Elementbereich möglich ist. Zu den wesentlichen Nachteilen gehört zweifelsohne, dass das Verfahren im Vergleich zu anderen Methoden zeitaufwendig und nicht zerstörungsfrei ist. Der hohe Aufwand rechtfertigt sich aber vor dem Hintergrund, dass kein anderes Verfahren in der Lage ist bei Proben dieser Größe eine 3D-Verteilungsanalyse über einen derartig breiten Ordnungszahlbereich zu liefern. Insbesondere die hochaufgelöste Detektion von „leichten“

Elementen in einer stark absorbierenden Matrix ist mit Verfahren der Tomographie nicht möglich. So konnte z.B. erstmals gezeigt werden (Abb. 16), dass sich die Schwefel-Phasen in einigen Fe-Ni-Chondren sphärisch um bestimmte Substrukturen anordnen. Welche physikalischen Bedingungen und Vorgänge zu genau dieser Strukturbildung geführt haben, konnte bisher noch nicht eindeutig geklärt werden. Trotzdem ist diese Information ein weiteres Indiz auf dem Weg zu einem besseren Verständnis der Entstehungsgeschichte dieses Meteoriten und der frühen Entwicklungsphase unseres Sonnensystems

Vergleicht man die Methoden miteinander, so bestehen die Vorteile der μ RFA vor allem in der globalen Übersichtsanalyse der Probe und der höheren Nachweisempfindlichkeit für verschiedene Elemente wie Nickel und Mangan. So zeigt Abb. 14 z.B. den unterschiedlichen Nickel-Anteil in den verschiedenen Fe/Ni-Phasen mit einer Qualität, wie es mit der EDS nicht möglich war. Zukünftig könnte die μ RFA auch vorteilhaft für eine Vorauswahl von Messbereichen für die EDS genutzt werden. In Kombination mit der Tomographie könnte sie ausreichend Daten für eine differenzierte

Analyse der Größenverteilung und der Formfaktoren von Strukturelementen liefern.

Im Vergleich dazu konnte die EDS durch ihre hohe Auflösung und Nachweisempfindlichkeit für leichte Elemente, hochwertige Verteilungsanalysen für die mineralogischen Phasen (Abb.16 oben) und die Verteilung des Schwefels im Eisen liefern.

Die Auswertung und Interpretation aller Messdaten ist noch nicht abgeschlossen. Derzeit existieren 3D-Datensätze für die Elemente Mg, Al, Si, P, S, K, Ca, Ti, Cr, Mn, Fe und Ni.

Danksagung:

Unser Dank gilt H. M. Chappell und R. H. Jones von der University of New Mexico, Albuquerque, USA für die fachliche Kooperation und Betreuung und dem Fraunhofer-Institut für Zerstörungsfreie Prüfverfahren in Dresden für die CT-Analyse des Meteoriten.

Referenzen

[1] Grossman, J.N. and Zipfel, J.; The Meteoritical Bulletin, 85, September 2001. Meteoritics & Planetary Science 36, no.9, A293-322

ASpekt 12- Jahrestagung des Fachgruppe Spektroskopie in Bad Boll

Thomas Hunger

Normannenweg 39, 59519 Möhnesee, E-mail: thunger03@web.de

Zusammenfassung

Anfang Mai 2012 fand die Jahrestagung der Fachgruppe in Bad Boll statt. Viele interessante Beiträge wurden vor einem fachkundigen Publikum präsentiert. Die Gelegenheiten zu intensiven Diskussionen wurden von allen Teilnehmern rege genutzt.

Abstract

The annual conference of the section was held in May 2012 in Bad Boll. Many interesting contributions were presented to a qualified auditorium. The opportunities for intense discussions were extensively used by the participants.

Alljährlich veranstaltet die VdS-Fachgruppe Spektroskopie eine Konferenz, um Anfänger und erfahrene Astrospektroskopiker gleichermaßen zum gegenseitigen Austausch zusammen zu bringen. Vorträge, Diskussionsrunden und der direkte Dialog helfen allen Beteiligten, das durchaus komplexe Thema in all seinen Facetten zu beleuchten und Antworten auf eigene Fragen zu erhalten. Außerdem stärken sie das Miteinander und ganz allgemein den Spaß am eigenen Hobby.

Am Wochenende des 4.-6. Mai 2012 war es wieder soweit: unsere Jahrestagung fand diesmal an der Evangelischen Akademie im schwäbischen Bad Boll statt. 48 registrierte TeilnehmerInnen zeugen von der hohen Attraktivität des Themas Astrospektroskopie. Da wir dieses Jahr im Süden der Republik Station machten, bestand im Vorfeld Hoffnung, dass sich auch viele Interessenten aus den Anrainernstaaten einfinden. Die Organisatoren um Rainer Borchmann können sicher sehr zufrieden sein, dass die Schweizer Fraktion sehr zahlreich vertreten war, was die Entscheidung, in den Süden zu gehen, nochmals eindeutig rechtfertigte. Die Akademie ist nicht nur ob ihrer inhaltlichen Arbeit bekannt, sondern auch für ihre überaus tagungsfreundliche Atmosphäre und Ausstattung. Für rund 170 € erhält man von Freitagabend bis Sonntagmittag ein Einzelzimmer und eine preisgekrönte Küche. Und dies in einer parkähnlichen Umgebung, die den Geist zum Entspannen einlädt.

Wie bewährt trafen die meisten Tagungsteilnehmer schon im Verlaufe des Freitagnachmittags bzw. frühen Abends ein. Gelegenheit zum Abendbrot war auch nach Kantinenschluss freundlicherweise bereitgestellt (das Personal ist eben professionell). Der Abend wurde zum

gegenseitigen Kennenlernen und Fachsimpeln im akademieeigenen „Café Heuss“ genutzt.

Gestärkt durch ein Frühstücks vom reichhaltigen Buffet, starteten wir am Samstagmorgen in die Konferenz, die vom Organisator Rainer Borchmann und dem Fachgruppensprecher Thomas Hunger eröffnet wurde. Rolf-Dieter Schad referierte zunächst zum Thema „RSpec – spannend für Einsteiger“. Dieses von Tom Fields entwickelte und vertriebene Computerprogramm eignet sich hervorragend für Live-Demos mit dem *Star Analyzer 100*, einem Dispersionsgitter für niedrig aufgelöste Spektren. Man kann damit auch hochauflösende Spektren bearbeiten. Roland Bähr führte im Anschluss seine Arbeiten mit dem *Star Analyzer 100* aus. Er studierte HII-Regionen in Galaxien, Seyfert-Galaxien und die Rotverschiebung (!) von Quasaren. Beeindruckend, was mit so einem einfachen Zusatzgerät für rund 100 € möglich ist.

Nach einer ersten Kaffeepause berichtete Peter Schlatter zum Thema „Transmission in der Atmosphäre“. Peter stellte dabei seine noch in der Entwicklung befindliche Software zum „Trocknen“ von Spektren, also das Entfernen der tellurischen (Wasser-)Linien, live vor. Alle, die sich intensiv mit diesem problematischen Thema auseinandergesetzt haben, waren ob der Leitungsfähigkeit von Peter's Programm begeistert. Vor dem Mittag berichtet Ulrich Waldschläger über ein für die Gruppe bisher eher exotisches Thema: Die Röntgenfluoreszenzanalyse an Meteoriten. Diese Arbeiten, die er bei der Firma *Bruker* durchgeführt hat, erlaubten erstmals den detaillierten Blick in Meteoriten und deren Aufbau, und das bei hoher Ortsauflösung. Spannende Ergebnisse, die neue spektroskopische Aspekte aufzeigen.

Nach dem Mittagessen, welches wieder in ausgezeichneter Qualität zubereitet war, berichtete Sander Slijkhuis über „Yellow Supergiants for Amateur Spectroscopy“. Er zeigte anhand von Beispielsternen wie ρ Cas und HR8752, dass viele Fragen zu dieser Sternklasse noch unbeantwortet sind und die Amateurspektroskopie einen wesentlichen Beitrag zum weiteren Verständnis dieser Sterne leisten kann. Lothar Schanne berichtete im Anschluss über die noch laufende ProAm-Beobachtungskampagne 2009-2012 am Bedeckungsveränderlichen Stern ε Aur.

Anhand der spektroskopischen Ergebnisse, die auch durch Amateure erzielt wurden, haben sich viele neue Modellansätze für dieses Doppelsystem ergeben. Spektroskopisch ist die Bedeckung noch immer nicht beendet, obschon der photometrische vierte Kontakt schon lange verstrichen ist. Neben Daten von seinem eigenen Equipment wertet Lothar mittlerweile auch Messungen des Echellespektrographen von STELLA, dem Roboterteleskop des Astrophysikalischen Instituts Potsdam (AIP) auf Teneriffa, aus. Anhand der vielen untersuchten Absorptionslinien versucht er die Dynamik der den Primärstern bedeckenden Staubscheibe besser zu verstehen.

Im Anschluss an den Vortragsblock fand im Vorraum unseres sehr schönen Tagungssaales die Postersitzung und Kaffeepause statt. Es war reichlich Gelegenheit, die Themen und Beiträge zu diskutieren. Angesichts der hohen Teilnehmerzahl bekam man den Eindruck, man sei auf einer kleinen Messe. Der abschließende Vortragsblock des Samstages begann mit Thomas Eversberg, der eine neue ProAm-Kampagne zu den Wolf-Rayet-Sternen WR 134 und WR 135 in 2013 vorstellte. Ziel ist die Untersuchung der Rotationsgeschwindigkeiten von Wolf-Rayet-Sternen. Neben der Beteiligung verschiedener Observatorien weltweit ist auch die Durchführung einer Messkampagne am Observatorium Izana, Teneriffa, geplant, an der wieder Amateure vor Ort teilnehmen können. Die konkreten Absprachen mit dem astronomischen Institut der Kanaren laufen gerade. Wir dürfen gespannt sein!

Jürgen Neubert stellte im Anschluss vor, wie das professionelle Datenreduktionspaket ESO-MIDAS, welches für *Unix/Linux* verfügbar ist, mittels *VMWare-Player* auch unter *Windows* eingesetzt werden kann. Mit seinem vorbereiteten Softwarepaket ist es nunmehr sehr einfach, *Linux* und *MIDAS* auf einem *Windows-PC* einzusetzen. Tobias Feger berichtete im Anschluss über „Das Brennweiten-Öffnungsverhältnis bei der Nutzung von Lichtleitern und deren Anschlüsse“. Tobias sprach

über seine Erfahrungen und den Schwierigkeiten bei der Verwendung von Glasfasern. Er stellte auch neue Fasertypen vor, die vom runden Querschnitt abweichen und eine offenbar deutlich höhere Effizienz besitzen. Nach einem reichhaltigen Abendessen konnten wir wieder alle in die abendliche Fachsimpelei bei Wein oder Bier einsteigen.

Der Sonntag begann mit einem Beitrag von Manfred Woche zum Thema „Spektrographendesign mit ZEMAX“. Er stellte einige Grundlagen zum Spektrographenentwurf vor und zeigte viele Beispiele. Unser griechische Kollege aus Polen Alexandros Filothodoros berichtete über seine Arbeiten zur Auswertung von Flashspektren der Sonne mit der Software *Mathematica*. Er wertete die Ergebnisse hinsichtlich der Element- und Temperaturverteilung in der Korona aus.

Nach der Kaffeepause starteten die bekannten Pioniere der lichtleitergekoppelten Amateurspektrographen Gerardo Avila und Carlos Guirao mit der Vorstellung ihrer Arbeiten zu Glasfibreinkopplungen und zum Image-Slicer, einem optischen Bauteil zur Erhöhung des spektralen Auflösungsvermögens. Ihre Präsentation beinhaltete eine eindrucksvolle Livedemonstration. Daniel Sablowski beendete die Vortragsreihe zur ASpekt12 mit theoretischen Überlegungen zu fibergekoppelten Echellespektrographen. Eindrucksvoll startete er mit einer praktischen Demonstration über die Wirkungsweise des Lichtleiters anhand der Lichtführung in einem Wasserstrahl

Nach dem Mittagessen trafen sich die Teilnehmer zu einer abschließenden Runde, um sich über Fachgruppenthemen auszutauschen:

- Tagung 2013: Der Vorschlag von Thomas Kessler und Wolfgang Mahlmann, die Tagung in Lüneburg stattfinden zu lassen, wurde angenommen.
- Veröffentlichungen in Spektrum und im VdS Journal: Allgemein wurde die mangelnde Veröffentlichungsbereitschaft angemerkt. Alle Artikel der ASpekt 12 sollen nunmehr im Fachgruppenjournal Spektrum erscheinen. Das Review-System wird wie bisher weitergeführt, d.h. die Redaktion von Spektrum bittet geeignete Sternfreunde, die eingegangenen Artikel zu prüfen und evtl. zu redigieren. Die Veröffentlichungen für das VdS-Journal werden wie bisher aus dem Pool der Spektrum-Artikel gezogen, eine gesonderte redaktionelle Anpassung an das allgemeine Publikum wird weiter

Tagungen

notwendig sein (Anmerkung von Thomas Hunger).

- Wahlen 2013: Der Sprecher der Fachgruppe erinnerte daran, dass Neuwahlen zum Sprecher- und den Vertretern in 2013 anstehen und Kandidaten gesucht sind.
- Projekte: Es soll auf der Webseite eine Beschreibung von spektroskopischen Objekten erfolgen, um potentiell willigen Beobachtern eine Handreichung zu geben. Autoren sind gesucht.
- Jugendarbeit: Thomas Eversberg regte eine Zusammenarbeit mit Vega e.V. an, die das ASL organisieren. Günter Gebhard erklärte sich bereit, als Mentor anzutreten.
- Schwerpunkt Spektroskopie im VdS-Journal: Die Fachgruppe gestaltet zum Zieltermin Mitte 2014 einen Schwerpunkt Spektroskopie. Mitarbeit haben

bereits erklärt: Thomas Eversberg, Jörg Schirmer, Sander Slijkhuis, Günter Müller, Ulrich Waldschläger, Peter Schlatter, Lothar Schanne (Redaktion) und Thomas Hunger (Redaktion). Weitere Autoren sind immer willkommen.

- Anfängerkurs: Lothar Schanne betreut den Anfängerkurs weiter in bewährter Weise.

Nach diesem reichhaltigen Programm war die ASpekt 12 damit schon wieder Geschichte. Wir haben ein intensives Wochenende mit vielen fruchtbaren Diskussionen erleben dürfen und dabei neue Freunde kennen gelernt. Die Akademie in Bad Boll bot dazu eine hervorragende Tagungsmöglichkeit.

(Redaktion: Thomas Eversberg)



Abb. 1: Gruppenfoto der Teilnehmer der ASpekt 12.

Erratum

Ausgabe 41, (2/2011), Seite 23:

Die Autorenadresse fehlt: Lammstraße 7, 66482 Zweibrücken, E-Mail: r-d-schad@web.de

Terminvorschau

Langenselboldtreffen 27.10.2012

Die Zusammenkunft dient dem Austausch zu verschiedenen Themen der Spektroskopie in lockerer und rein informeller Atmosphäre. Ob spontaner Vortrag oder gemeinsame Problemlösungen am Laptop - alles ist möglich. Ein festes Programm gibt es nicht, besondere Themenwünsche können jedoch immer geäußert werden.

Datum: 27. Oktober 2012

Ort: Klosterberghalle, Schloßpark 2, 63505 Langenselbold, Raum Brüssel

Zeit: 10:00 bis ca. 17:00 Uhr

Weitere Infos bei Dieter Goretzki: d.goretzki@t-online.de

Vorankündigung:

ASpekt 13 – Jahrestagung der Fachgruppe 2013

Datum: voraussichtlich Anfang Mai 2013

Ort: Lüneburg

Bitte für aktuelle Informationen abrufen: www.spektralklasse.de

Nur für Mitglieder der Fachgruppe Spektroskopie

Werden Sie Mitglied: einfach Unterlagen bei fg-spektroskopie@vds-astro.de anfordern

For section members only

Interested in membership: e-mail to fg-spektroskopie@vds-astro.de