

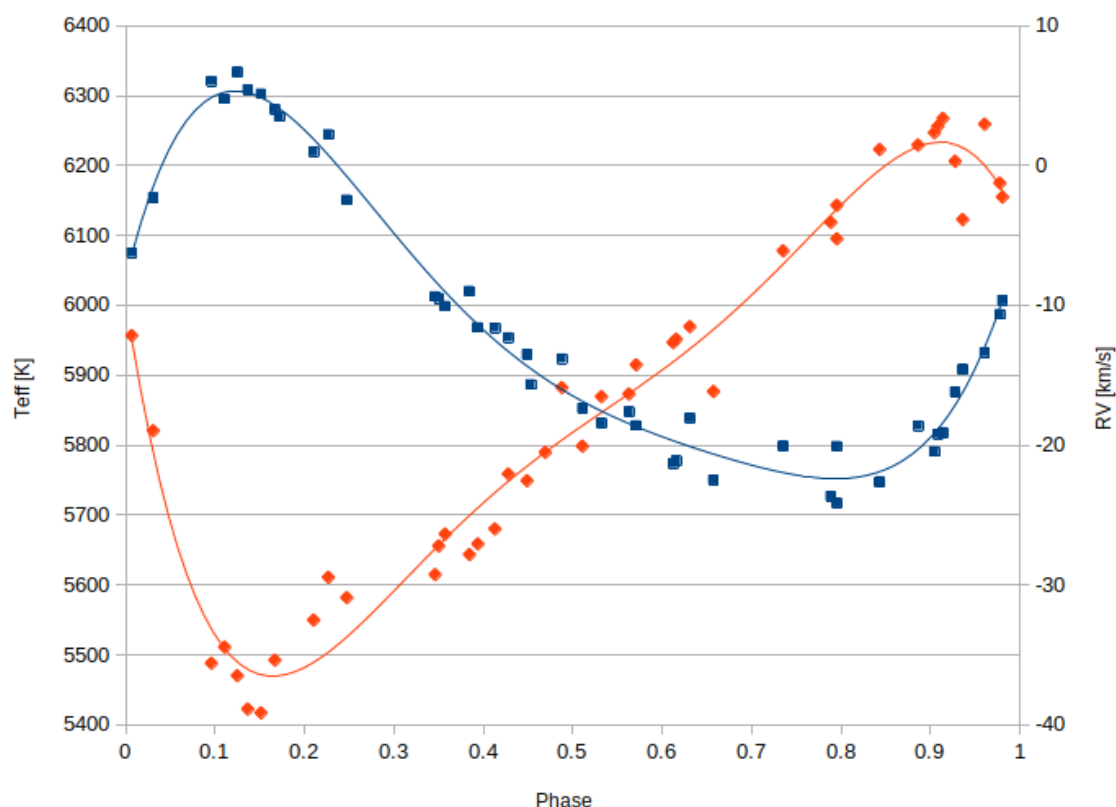
SPEKTRUM

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

Journal of the Section Spectroscopy of the Society of German Amateur Astronomers

NR. 57

1 / 2021



47 ORI UND 48 LIB

β PER

δ CEP

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

Registriert bei der Deutschen Nationalbibliothek / Registered at Deutsche Nationalbibliothek: DNB 1013413024
ISSN 2363-5894

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

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

Kontaktadresse (Redaktion, Bestellung gedruckter Ausgaben, Einsendung von Manuskripten)

Dr. Thomas Hunger
Weinbergstraße 12
D-01129 Dresden
thunger03@web.de

Hinweise für Autoren:

Nur durch Ihre Artikel wird Spektrum gefüllt. Die Redaktion behält sich vor, in Rücksprache mit den Autoren Beiträge zu kürzen, anzupassen oder zu ändern. Für die Inhalte der Artikel ist aber allein der Autor verantwortlich. Mit der Einreichung eines Beitrages erklärt der/die Autor(en) die Bereitschaft zur Publikation auch im Journal für Astronomie der VdS e.V.

Reichen sie Ihren Beitrag bitte elektronisch unter Berücksichtigung folgender Regeln ein:

Form des Textes: Senden sie vorzugsweise als unformatierten ASCII-Text. Tabellen mit Tabulatoren getrennt. Ein zusätzliches PDF des formatierten Gesamttextes ist anzuraten.

Aufbau der Artikel: Die Artikel benötigen einen Titel, eine vollständige Adressangabe des Autors / der Autoren, eine Kurzzusammenfassung, den klar gegliederten Artikel mit Einleitung und Zusammenfassung sowie eine vollständige Literaturangabe.

Abbildungen: Bitte getrennt vom Text senden. Empfehlenswert sind hochauflösende JPG, PNG und TIFF.

Hints for authors:

Your article will be edited to fit the style of Spektrum. The editor is responsible for editing the article in close collaboration with the author. The author is in charge of the content in all cases, however. The author(s) give(s) the permission for a further publication of the contribution in the journal of the VdS e.V. (Journal für Astronomie) right with its transfer to the editor of Spektrum. Please send your contribution via electronic mail considering the following rules:

Text: Prepare it as unformatted text (preferably ASCII). Tables: columns separated by tabs. A PDF printout of the whole document is highly recommended.

Article structure: Each article should include a title, an address line of the author(s), an abstract, a clear text body with introduction and conclusion and complete references.

Figures: Please send them separate from text. High resolution JPG, PNG or TIFF files are recommended.

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

Umschlagfoto: Radialgeschwindigkeit (rot) und Effektivtemperatur (blau) über die Pulsation von δ Cep. Mehr Details im Heft.

Inhaltsverzeichnis / Content

<i>Bernd Hanisch:</i> Spektroskopische Beobachtungen an 47 Orionis und 48 Librae	4
<i>Jörg Schirmer:</i> Spektroskopische Beobachtungen an β Persei (Algol)	9
<i>Lothar Schanne, Bertold Stober:</i> Spektroskopischer Nachweis und Untersuchung der radialen Pulsationen von δ Cephei	16
<i>Malin Moll:</i> ASpekt – Tagung 2021 in der Hansestadt Lübeck	25
Termine	28
Mitgliederverzeichnis (nur Mitglieder) / Register of members (members only)	29

Editorial

Liebe Leser des Spektrums,
liebe Fachgruppenmitglieder,

ein weiteres Jahr unter Pandemiebedingungen liegt hinter uns. Trotz dieser Umstände ist es gelungen, eine Tagung durchzuführen, in der Präsenzteilnahme vor Ort möglich war. Ehrlich gesagt war ich sehr skeptisch. Aber Malin Moll und Knud Henke als Mitorganisatoren haben ganz hervorragend motiviert. Ein herzliches Dankeschön an Euch beide!

Im neuen Jahr 2022 wird es keine ASpekt geben. Für 2023 ist das Ziel, im späten Frühjahr eine Tagung zu realisieren. Ich erlaube mir aber, hier auf die VEGA 2022 in Salzburg hinzuweisen, die hochkarätig aus Reihen von Amateuren und Profis besetzt ist. Ich selbst werde die Reise nach heutigem Stand allerdings nicht antreten, da die verordneten Restriktionen mir einen Grenzübertritt und Hotelaufenthalt mutmaßlich unmöglich machen.

In dieser Ausgabe von Spektrum stehen Beobachtungsergebnisse an verschiedenen Sternen im Fokus: Langzeitmonitoring an Be-Sternen, Temperaturänderungen während der Pulsation von δ Cep und das Mehrfachsystem Algol. Fantastische Ergebnisse! Ein herzliches Dankeschön an die Autoren für ihre Bereitschaft, über ihre Resultate zu berichten und ihre Erkenntnisse mit uns zu teilen.

Eine Bitte zum Jahreswechsel: Bitte bedenkt, dass unsere Aktivitäten auch vom gegenseitigen Austausch leben – von der Motivationswirkung für Beginner ganz abgesehen. Neben Spektrum gibt es das Forum, welches die letzten Monate recht verwaist erscheint.

Mit sternfreundlichen Grüßen,
Ihr Thomas Hunger

Dear readers of Spektrum,
Dear members of the section group,

Another year under pandemic conditions is behind us. Despite these circumstances, it was possible to hold a conference with on-site participation. To be honest, I was very skeptical. But Malin Moll and Knud Henke, as co-organizers, provided excellent motivation. A big thank you to both of you!

In the new year 2022 there will be no ASpekt. Target for the next conference is late spring 2023. But I take the freedom to point you to VEGA 2022 in Salzburg. This symposium will bring together professional and amateur astronomers. Based on latest developments, I cannot attend, as the imposed restrictions presumably make it impossible for me to cross the border and stay in a hotel.

In this issue of Spektrum, the focus is on observation results gathered on various stars: long-term monitoring on Be stars, temperature changes during the pulsation of δ Cep and the multiple system Algol. Fantastic results! Many thanks to the authors for their willingness to report on their results and to share their findings with us.

A reminder at the turn of the year: Please consider that our activities also depend on mutual exchange. Please take also in account the incredible motivation booster for newbies in the field – simply by recognizing what can be achieved. In addition to Spektrum, there is the forum, which has been quite orphaned in the last few months.

Clear skies.
Yours Thomas Hunger



Spektroskopische Beobachtungen an 47 Orionis und 48 Librae

Bernd Hanisch

Am Bahnhof 8a, 15326 Lebus, Germany, E-Mail: bernd.hanisch1@gmx.de

Zusammenfassung

Seit etwa 15 Jahren beobachte ich 20 helle Be-Sterne mit verschiedenen Spektrografen-Detektor-Kombinationen bezüglich der Äquivalentbreiten und der Profile der Linien H α und H β . Der vorliegende Artikel stellt einige Beobachtungsergebnisse der Be-Sterne 47 Orionis und 48 Librae dar, welche mit dem DADOS-Spektrografen der Firma Baader gewonnen wurden. So zeigte 47 Orionis in diesem Zeitraum starke Schwankungen sowie unlängst auch ein Minimum der Emissionsintensität der Balmerlinien während der Hüllenstern 48 Librae innerhalb von 4 Jahren eine ausgeprägte V/R-Variation offenbarte.

Abstract

I have been observing 20 bright Be-stars with several spectrographs and detectors since 15 years to measure their equivalent widths and to determine their line profiles of H α and H β . In this paper I show some results of my observations of the Be-stars 47 Orionis and 48 Librae I received with the spectrograph DADOS manufactured by Baader. In this period 47 Orionis showed strong variations in the emission intensity of the Balmer-lines and recently a minimum point. The Be-shell star 48 Librae showed a significant V/R-change in H-Alpha during the last 4 years.

Received: 2021-01-16, Revised: 2021-02-28, Accepted: 2021-07-29

1. Einführung

47 Orionis und 48 Librae gehören zu den so genannten Be-Sternen. Dies sind Sterne der Spektralklasse B, deren Spektren, manchmal temporär, mehr oder weniger ausgeprägte Emissionslinien von Wasserstoff und Helium aber auch von einfach ionisiertem Eisen und von anderen Metallen zeigen. Diese Emissionen, welche in einer den Stern umgebenden scheibenförmigen Gashülle entstehen und den photosphärischen Absorptionslinien der Sterne überlagert sind, verraten eine Menge über die Beschaffenheit der Gashüllen aber auch über die in ihnen stattfindenden Bewegungsabläufe. Die Ausbildung einer zirkumstellaren Gashülle um einen Stern wird einerseits durch die hohen Rotationsgeschwindigkeiten der Sterne von bis zu 450 km/s und die in der Folge durch diese verursachten Fliehkräfte begünstigt. Weitere Faktoren stellen Schockwellen durch nichtradiale Pulsationen, Masseaustausch mit nahen Begleitern sowie starke Sternwinde und Magnetfelder dar [1].

Was lässt sich nun konkret an Be-Sternen spektroskopisch beobachten?

Zunächst können die Emissionslinien von Zeit zu Zeit ihre Intensität verändern oder ganz verschwinden. Ein Be-Stern wird zu einem normalen B-Stern und umgekehrt. Hieraus können Schlüsse auf das Vorhandensein bzw. die Intensität der Ausbildung der Gashülle gezogen werden.

Andererseits verrät das Profil der Emissionslinien etwas über die Dicke der Gashülle relativ zur Sichtlinie zum Beobachter, denn die Gashülle weist in der Äquatorebene des Sterns durch die wirkenden Zentrifugalkräfte eine größere Dicke als über den Polen auf. Somit ergeben sich die in Abbildung 1 dargestellten verschiedenartigen Linienprofile.

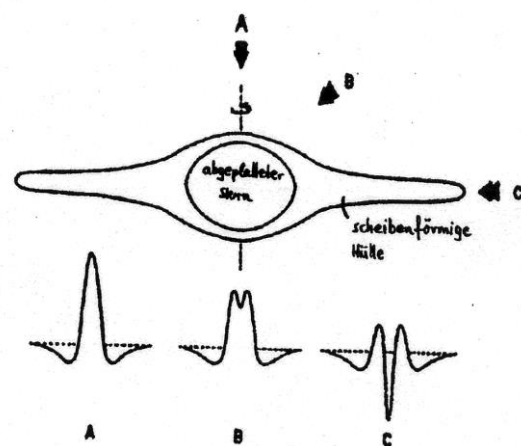


Abb. 1: Emissionslinienprofile von Be-Sternen in Abhängigkeit von der Sichtlinie des Beobachters, Grafik: Slettebak, The Be-Stars [1979], S.545

Infolge von Selbstabsorptionseffekten in den kompakteren Hüllenbereichen (Fall C in Abb. 1) werden tiefe scharfe Hüllenabsorptionen innerhalb der Emissionslinien sichtbar. Sterne mit

solchen Linienprofilen, wie z.B. 48 Librae (s.u.), werden auch als Be-shell-Sterne oder Hüllensterne bezeichnet. Durch zeitliche Veränderungen der Dicke der Gashüllen in der Äquatorebene kann es zu Übergängen von einer Be-shell-Phase zu einer Be-Phase und umgekehrt und damit zu entsprechenden Variationen der Linienprofile kommen.

Schließlich spiegeln sich Dichteschwankungen in verschiedenen, sich auf uns zu- oder von uns wegbewegenden Bereichen der rotierenden Gashülle in einer wechselnden Intensität der zu kürzeren bzw. längeren Wellenlängen verschobenen Linienflügel der Emissionslinien (violett/rot- bzw. v/r-Variationen) wider.

Bedeckungen durch nahe Begleiter und plötzliche Ausbrüche können zu Helligkeitsänderungen aber auch zu Änderungen im Sternspektrum führen [1]. So verwundert es nicht, dass Be-Sterne schon seit längerer Zeit das Interesse von professionellen Astronomen und von Amateurastronomen wecken.

2. Methodik der Spektrenaufnahme und Auswertung

Die Aufnahme der Spektren erfolgte mit dem DADOS-Spektrografen mit einem 1200 Linien/mm-Gitter, der an einem auf einer EQ 8-Montierung befestigten Zeiss-Meniscas Teleskop 180/1800 angebracht war. Zur Detektion diente eine CCD-Kamera STF 8300 M der Firma SBIG (Chip: 18 x 13 mm², 5,4 x 5,4 µm² Pixel). Die Kalibrierung der Wellenlänge im Bereich der H α -Linie erfolgte mit einer Ne-Lampe. Die komplette Anordnung zur Spektrenaufnahme zeigt Abb. 2.



Abb. 2: Zeiss-Meniscas 180/1800 mit DADOS-Spektrograf und CCD-Kamera STF 8300 M sowie Ne-Kalibrierlampe.

Die Auflösung des Spektrografen unter Verwendung des 25 µm Spaltes beträgt bei H α etwa 6000, die Dispersion 0,46 Å/Pixel bzw. 85

Å/mm. Bei Belichtungszeiten von 1200 s werden bei Sternen der 4. - 5. Größenklasse im Bereich H α Signal-Rausch-Verhältnisse (SNR) von ca. 90 - 150, im Bereich H β von ca. 150 - 200 erreicht. Der Fehler bei der Bestimmung der Äquivalentbreiten kann nach der Methode von Chalabajev [2] in Abhängigkeit vom Signal-Rausch-Verhältnis auf 5 - 10 % abgeschätzt werden. Die Auswertung der Spektren erfolgte mit dem Bildbearbeitungsprogramm ImageJ (Ausrichten, Schneiden, Scannen), mit MS Excel (Stacken, Abzug Himmelshintergrund, Wellenlängenkalibrierung) sowie mit MK 32 (Kontinuumsnormierung) und mit VSPEC (Bestimmung der Äquivalentbreite und des SNR).

3. Beobachtungsergebnisse

3.1. 47 Orionis

47 Orionis ist ein ca. 1400 Lj entfernter Stern der Spektralklasse B3 III e mit einer scheinbaren Helligkeit von 4,57 mag und einer Oberflächentemperatur von 19100 K. Unter Berücksichtigung des Anteils an UV-Strahlung und der Lichtabschwächung der diesen Stern umgebenden Wolke interstellaren Staubes wird seine Leuchtkraft auf das bis zu 15275-fache der Leuchtkraft der Sonne, sein Radius auf das 11,4-fache des Sonnenradius' und seine Masse auf 10,8 Sonnenmassen geschätzt [3].

47 Orionis ist, wie viele Be-Sterne, ein sehr schnell rotierender Stern. Die projizierte Rotationsgeschwindigkeit beträgt 181 km/s. Unter Annahme einer Neigung der Rotationsachse von 24° zur Sichtlinie des Erdbeobachters ergibt sich eine reale Rotationsgeschwindigkeit von bis zu 450 km/s und eine Rotationsperiode von 3,15 d. Zudem wurde bei 47 Orionis ein Magnetfeld mit einer Stärke, die dem 1000-fachen des Erdmagnetfeldes entspricht, nachgewiesen [3].

Abbildung 3 zeigt ein Spektrum von 47 Orionis, welches von mir mit dem oben beschriebenen Instrumentarium aufgenommen wurde.

Das Profil der H α -Linie zeigt nur eine relativ geringe zentrale Absorption, was auf einen geringen Inklinationswinkel der Rotationsachse relativ zur Sichtlinie hindeutet (siehe Fall B in Abb. 1).

Seit Januar 2007 habe ich Spektren zur Ermittlung der Äquivalentbreiten der H α - und der H β -Linie gewonnen, deren Intensitätsverlauf in Abb. 4 dargestellt ist.

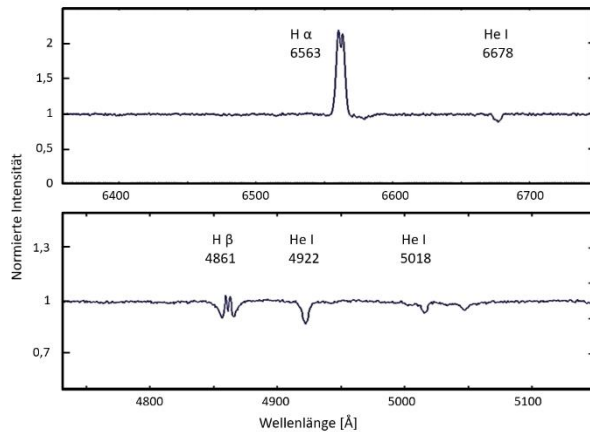


Abb. 3: Spektrum des Be-Sterns 47 Orionis, oben: roter Bereich: 2018-01-07, 1200 s, unten: grüner Bereich: 2018-01-07, 1000 s.

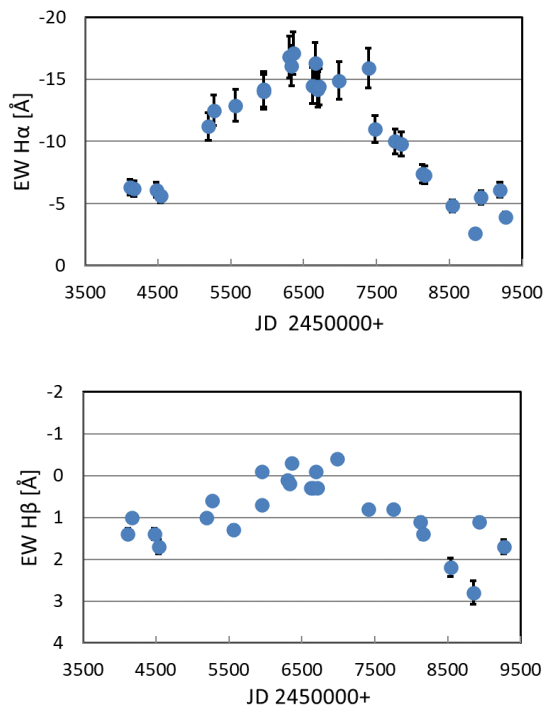


Abb. 4: Äquivalentbreiten von H α und H β bei 47 Orionis im Zeitraum 2007–2020.

Es wird deutlich, dass sowohl H α als auch H β im Zeitfenster um JD 2456000 – 2457500 ein Maximum an Emissionsintensität aufwiesen. Bis etwa JD 2458800 kam es dann zu einem deutlichen Abfall. Als Ursache hierfür könnte ein – möglicherweise periodischer – Auf- bzw. Abbau der Gashölle in Frage kommen. Inwieweit hier tatsächlich eine Periodizität gegeben ist, müssen weitere Beobachtungen zeigen.

Detailliertere Betrachtungen der Linien H α und H β im Bereich des Emissionsminimums um JD 2458800 ermöglicht Abb. 5.

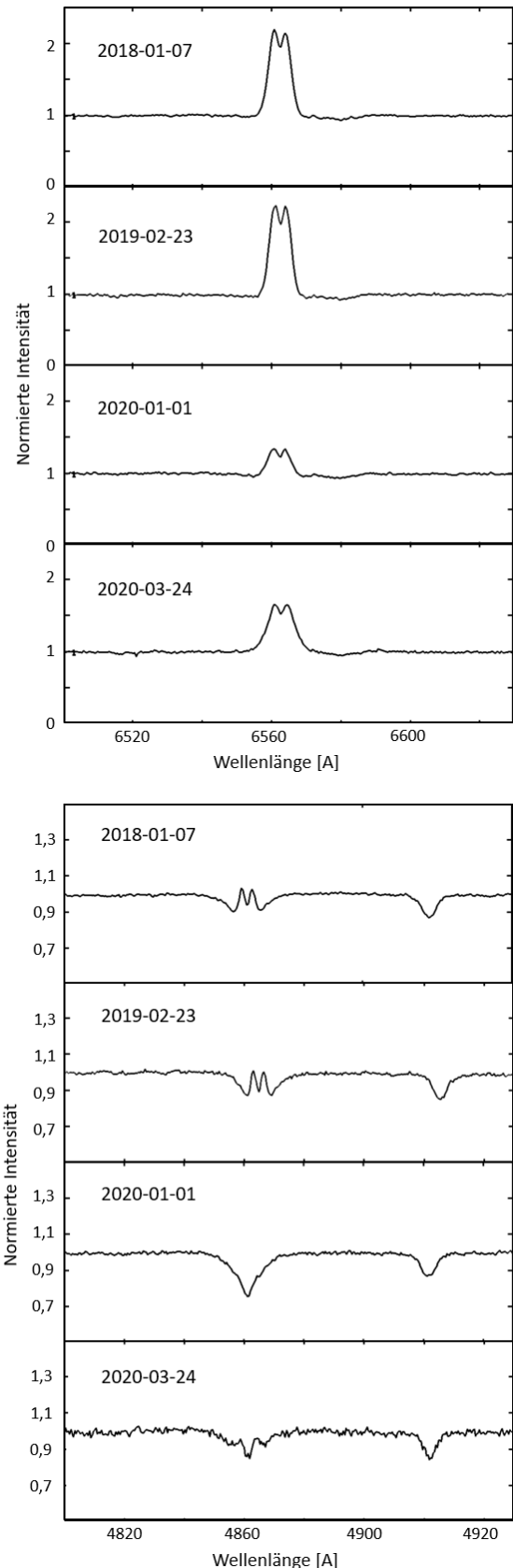


Abb. 5: Variation der Emissionsintensität von H α (oben) und H β (unten) bei 47 Orionis.

Abb. 5 verdeutlicht, dass zum Zeitpunkt des Minimums der Emissionsintensität um

JD 2458800 die H β -Linie jegliche Emissionsanteile verloren hat und nur noch die photosphärische Absorption sichtbar ist, während wenig später die Emissionen beider Linien offensichtlich wieder zunehmen.

3.2. 48 Librae

48 Librae ist ein veränderlicher Stern (4,74 - 4,96 mag) [6], der 515 Lj [4] von der Sonne entfernt ist. Bezüglich seiner Spektralklassifikation finden sich in der Literatur unterschiedliche Zuordnungen von B3 bis B8. In einer Arbeit von Rivinius et al. [5] wird 48 Librae als Hauptreihen- und Hüllenstern mit B3 V shell klassifiziert. Auch 48 Librae ist ein sehr schnell rotierender Stern mit einer projizierten Rotationsgeschwindigkeit von 400 km/s [4]. Im Unterschied zu 47 Orionis blicken wir bei 48 Librae fast genau senkrecht auf die Äquatorebene und damit auf eine besonders dicke und optisch dichte Region der Gashülle (siehe Abb. 1, Fall C). Die Inklination der Rotationsachse relativ zur Sichtlinie wird in der Literatur [7] mit $(85 \pm 3)^\circ$ angegeben.

Die enorm große Rotationsgeschwindigkeit führt bei 48 Librae zu einer starken Abplattung in Richtung der Pole, so dass der Äquatorradius um 43 % größer als der Polradius geschätzt wird [8]. Daraus folgt eine gegenüber den Polregionen deutlich geringere Oberflächentemperatur am Äquator. Offensichtlich sind diese Temperaturdifferenzen einer der Gründe für die unterschiedlichen Spektralklassifikationen. In der Literatur [9] wird die effektive Temperatur dieses Sterns mit 7612 K sowie in [7] die Leuchtkraft mit 1100-facher Sonnenleuchtkraft, der Radius mit 4,12 Sonnenradien sowie die Masse mit 6,07 Sonnenmassen angegeben.

Ein von mir mit der oben beschriebenen Ausrüstung aufgenommenes Spektrum von 48 Librae zeigt Abbildung 6.

Charakteristisch für die Spektren von Hüllensternen ist die durch Selbstabsorption in den optisch dicken äquatorialen Hüllenschichten verursachten scharfen zentralen Absorptionen in den Emissionslinien. 48 Librae zeigt zudem eine starke und periodische Asymmetrie der Emissionslinien, die durch die Präzision einer einarmigen Dichtewelle in der Hülle verursacht wird [7]. Sichtbar wird dieser Effekt durch eine zeitliche Veränderung der Intensitätsverhältnisse der Emissionslinienflügel (V/R-Verhältnis). Abbildung 7 zeigt diesen Effekt, den ich an der H α -Linie von 48 Librae in Laufe von vier Jahren beobachten konnte.

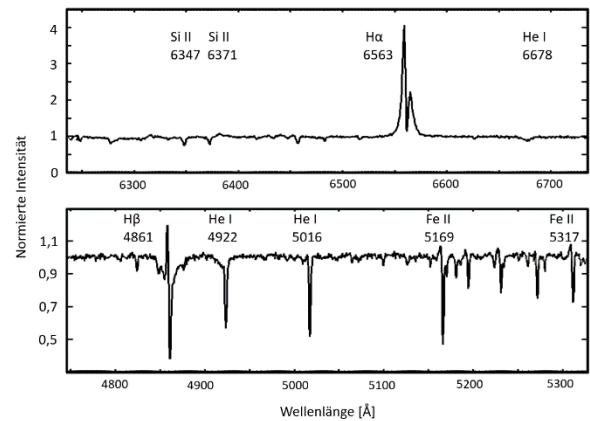


Abb. 6: Spektrum des Hüllensterns 48 Librae. oben: roter Bereich: 2020-03-22, 1200 s, unten: grüner Bereich: 2020-04-01, 1800 s

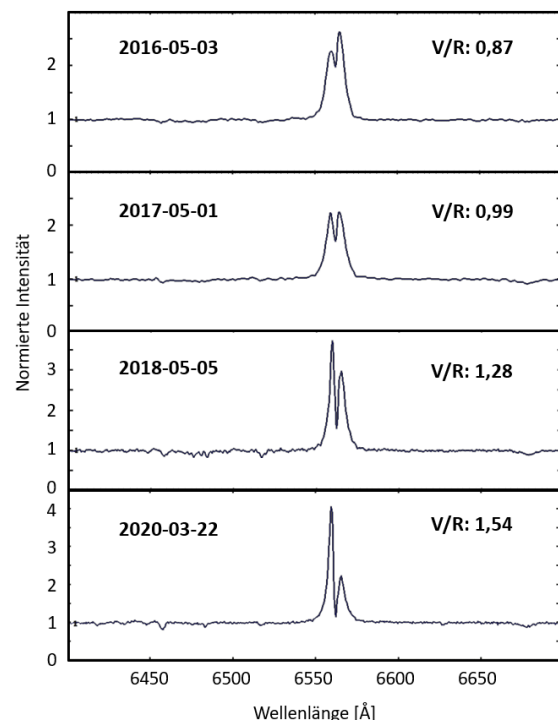


Abb. 7: V/R-Variation der H α -Linie bei 48 Librae.

Diese V/R-Variation bei H α vollzieht sich bei 48 Librae möglicherweise periodisch in einem Zeitintervall von ca. 16 Jahren [10], wie Abb. 8 zeigt. Das V/R-Verhältnis erreichte im Jahr 2006 seinen Maximalwert. Ein nächstes Maximum wäre danach etwa im Jahr 2024 zu erwarten.

Auch für 48 Librae habe ich in den vergangenen Jahren Bestimmungen der Äquivalentbreiten von H α und H β vorgenommen. Wie aus Abb. 9 ersichtlich, blieb die Äquivalentbreite von H α während dieses Zeitraumes trotz gewisser Schwankungen in wesentlichen im Bereich von $-(20 \pm 5) \text{ Å}$ konstant, ebenso H β im Bereich zwischen $+3 \text{ Å}$ bis $+4 \text{ Å}$.

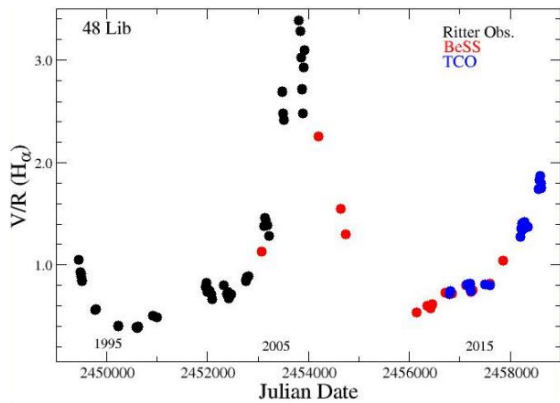


Abb. 8: Zeitliche Variation des V/R-Verhältnisses im Verlauf von 10000 Tagen (ca. 27,5 Jahre), entnommen aus [10].

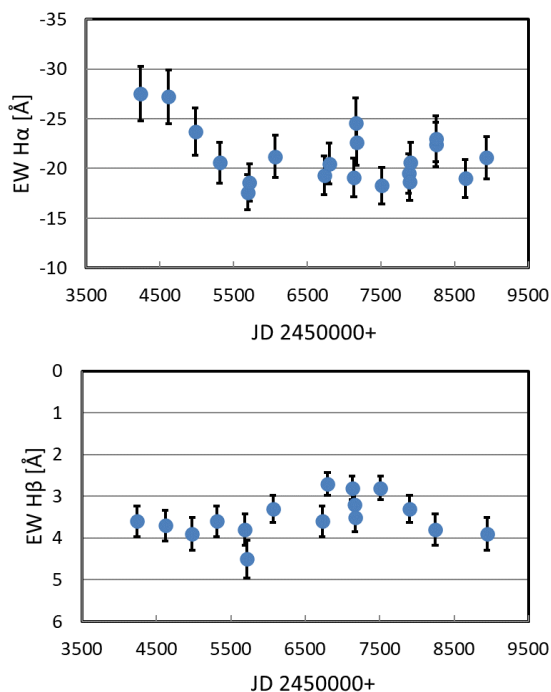


Abb. 9: Äquivalentbreiten von H α und H β bei 48 Librae im Zeitraum 2007-2020.

4. Fazit und Ausblick

Auch mit vergleichsweise einfacher Ausrüstung sind für den Amateurastronomen spektroskopische Beobachtungen von Be-Sternen möglich und auch interessant, weil sich Linienintensitäten und Linienprofile in relativ kurzen Zeiträumen verändern. Eine Vielzahl von Beobachtun-

gen aus dem Amateur- als auch aus dem professionellen Bereich wird zu einem besseren Verständnis des Phänomens der Be-Sterne beitragen. Durch Verbesserung des Signal-Rausch-Verhältnisses der Spektren will ich künftig die Genauigkeit der Äquivalentbreitenbestimmung erhöhen. Durch die Anschaffung eines LHIRES III-Spektrographen der Firma Shelyak im Sommer 2020 werden sich künftig weitere Möglichkeiten der Beobachtung hellerer Be-Sterne, wie z.B. die Bestimmung von Radialgeschwindigkeiten sowie die Beobachtung höher aufgelöste Linienprofile eröffnen.

Literatur

- [1] Dachs J., Kühle Gasringe um heiße veränderliche Sterne, Teil 1 und Teil 2, Sterne und Weltraum 11 und 12/1995, 798-803 und 891-897
- [2] Chalabaev & Maillard, Astron. Astrophys. 127 (1983) 279-288
- [3] Kaler, J.B. (February 17, 2012), "Omega Orionis", Stars, University of Illinois, retrieved 2016-12-03
- [4] <http://stars.astro.illinois.edu/sow/48lib.html>
- [5] Rivinius, T et al., Astro. Astrophys. Review, 21 (2013) 69
- [6] Samus, N.N. et al., Astronomy Reports (2017) 61
- [7] Silaj, J. et al., The Astrophysical Journal 826(1) (2016) 11
- [8] van Belle, G.T., Astron. Astrophys. Review, 20(1) (2012) 51
- [9] McDonald, I. et al., MNRAS 427(1) (2012) 343–357
- [10] Miroshnichenko A. et al., Vortrag auf der VEGA-Tagung, Salzburg, 2019



Bernd Hansich ist als Chemiker im Bereich Chemikaliensicherheit/Gefahrstoffüberwachung beim Land Brandenburg beschäftigt. Verschiedene spektroskopische Analysenverfahren begleiten ihn tagsüber während seiner beruflichen Tätigkeit. In den Nächten spektroskopiert er seit 38 Jahren zunächst mit verschiedenen Objektivprismenspektrographen, später aber auch mit den Gitterspektrographen DADOS und LHIRES schwerpunktmäßig 20 ausgewählte Be-Sterne.

Spektroskopische Beobachtungen an β Persei (Algol)

Jörg Schirmer

Am Wischfeld 4, 21698 Harsefeld, Germany, E-Mail: joerg.schirmer@ewe.net

Zusammenfassung

Der Artikel befasst sich mit einer spektrografischen Beobachtungsserie des Algol-Systems im Bereich der He I-Linie und des Na I-Doublets. Dazu wurde ein LHiResIII-Spektrograf am C9 verwendet. Die gemessenen Radialgeschwindigkeiten und ihre grafische Darstellung zeigen sehr schön die Umlaufverhältnisse in diesem Dreifachsystem. Mit der Anwendung der Keplerschen Gesetze auf die gewonnenen Daten können obendrein die Massen der drei Komponenten abgeschätzt werden. Schließlich wird versucht, an der He I-Linie von Algol A dessen Rotationsgeschwindigkeit zu bestimmen sowie - unter Hinzuziehung von Helligkeitsdaten während der Bedeckungsphase - den Helligkeitsunterschied von Algol A zu Algol C und den Bedeckungsgrad von Algol AB mittels EW-Veränderung der He I-Linie während der Bedeckung abzuschätzen. Letzteres hat wegen der verwendeten Auflösung des Spektrografen aber eher demonstrativen Charakter.

Abstract

The article deals with a spectrographic observation series of the Algol system in the region of the He I-line and the Na I-Doublet. For this purpose, a LHiResIII spectrograph was used on the C9. The measured radial velocities and their graphs show very nicely the orbital conditions in this triple system. By applying Kepler's laws to the data obtained the masses of the three components can be estimated. Finally, attempts to determine the rotational speed of Algol A and to assess the brightness difference of Algol A and Algol C are shown. Additionally, the degree of coverage of Algol AB from the EW change of the He I-line in combination with additional brightness data during eclipse phase are estimated. Because of the limited resolution of the spectrograph the latter is of more demonstrative character.

Received: 2020-12-09, Revised: 2021-04-11, Accepted: 2021-10-26

1. Vorwort

Während meines Programms „Spektroskopischer Nachweis des interstellaren Natriums“ bin ich auch auf Algol gestoßen. Wegen unklarer Na-Linien habe ich später erneut Aufnahmen durchgeführt. Dabei fiel mir die unterschiedliche Lage der Helium I-Linie (5875,62 Å) sowie die stark veränderte Form der Na D-Linien auf. Das brachte mich auf die Idee, nebenbei den Umlauf mit meinen Mitteln spektroskopisch zu dokumentieren. Dieser Beobachtungsbericht soll nun zeigen, was der Besitzer einer mittleren spektroskopischen Ausrüstung bei der Beobachtung des Algolsystems messen und auf dem Niveau des physikalisch nicht so sehr gebildeten Amateurs daraus ableiten kann.

Wegen der lückenhaften Datenerhebung, insbesondere bei der Komponente Algol C, habe ich zunächst polynomische Fits der 3. Ordnung zur Bahndarstellung benutzt. Dabei zeigte sich, dass der Umlauf der Komponenten Algol A und B auch zufriedenstellend mit einem Fit beschrieben werden kann und zumindest der Versuch eines ersten Fits an Algol C gewagt werden kann. Eine Modellierung des Systems scheint mir erst dann sinnvoll, wenn mindestens

ein Umlauf der C-Komponente beobachtet wurde. Aus diesem Grund habe ich auch nur Abschätzungen der Radialgeschwindigkeiten angegeben. Dass eine Abschätzung mit einem Literaturwert übereinstimmt, ist reiner Zufall. Die angegebene Literatur habe ich erst zu Rate gezogen, als das System für mich immer interessanter wurde (zusätzliche Linien zu He I usw.).

2. Einleitung

Die Entdeckung der Helligkeitsänderungen von Algol werden Geminiano Montanari (um 1667/1669) zugeschrieben. Es ist jedoch davon auszugehen, dass bereits den griechischen und arabischen Astronomen sowie nach neuerer Forschung auch den ägyptischen der mit dem bloßen Auge zu erkennende Lichtwechsel aufgefallen war. Die Periode wurde erstmalig von John Goodricke im Jahr 1783 bestimmt. Er vermutete das Verdecken durch einen großen Körper oder eine ungleichmäßige Oberfläche mit Flecken, ähnlich denen auf der Sonne. In einem Brief von John Michell an Henry Cavendish im Juli 1783 wurde ebenfalls die Erklärung mit zwei

unterschiedlichen Sternen erwähnt. 1889 gelang es Hermann Carl Vogel in Potsdam, aus Verschiebungen der Fraunhofer-Linien im Spektrum Algols nachzuweisen, dass dieser einen dunklen Begleiter hat und dass sich beide um einen gemeinsamen Schwerpunkt bewegen. Diese Verschiebung der Spektrallinien zeigen auch die beiden Aufnahmen mit meinem Spektrografen in Abb. 1.

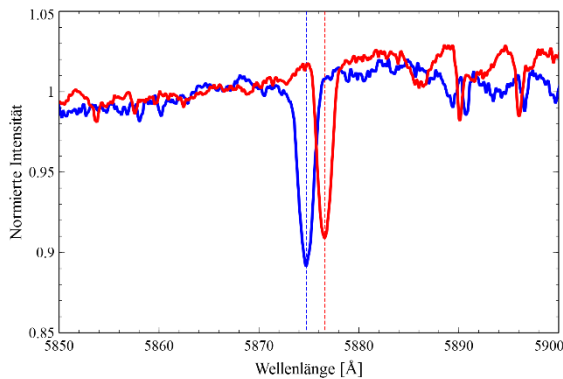


Abb. 1: Spektren von Algol an zwei verschiedenen Phasen des Systems (Helium I-Linie 5875,62 Å); rot: Phase 0,801 am 03.11.2018, blau: Phase 0,174 am 24.02.2019.

Nach heutigem Kenntnisstand besteht das enge, innere Paar aus einem späten B8-Stern ($M = 3,39 M_{\odot}$, $T_{\text{eff}} = 12550 \text{ K}$), der sich mit einem frühen K-Unterriesen ($M = 0,77 M_{\odot}$, $T_{\text{eff}} = 4900 \text{ K}$), der sein Roche-Volumen ausfüllt, um den gemeinsamen Schwerpunkt dreht. Dabei kommt es alle 2,867315 Tage zu einer partiellen Verfinsterung (2,1 mag $\rightarrow$ 3,4 mag) des B8-Sterns durch den viel schwächeren K-Stern. Die dritte Komponente, ein später A-Stern (Am) oder früher F-Stern ($M = 1,58 M_{\odot}$, $T_{\text{eff}} = 7550 \text{ K}$), umrundet das innere Paar in 680,168 Tagen. Dieser steuert die Na D-Linien und andere bei. Eine 32-jährige Variation wird auf Apsidendrehung zurückgeführt [1].

3. Beobachtung und Daten-Reduktion

Als Primärteleskop wird ein C9 (f/10) mit einer Öffnung von $d = 235 \text{ mm}$ verwendet. Der Spektrograf ist ein LHiResIII, das verwendete Gitter hat 2400 L/mm, der Spalt von $35 \mu\text{m}$ führt zu einer Auflösung von 11000, die Gitterstellung deckte den Bereich von 5840 – 5910 Å ab. Die Kamera ist eine SBIG ST8XME mit $9 \times 9 \mu\text{m}^2$ Pixel (Abb. 2).

Pro Spektrenaufnahme wurde $3 \times 600 \text{ s}$ belichtet. Dunkelstromabzug, Normierung, Kontinuumsausgleich, Entfernung tellurischer Linien und baryzentrische Korrektur erfolgte mit den Programmen ISIS [2] und SpectroTools [3].



Abb. 2: Geräteaufbau von Jörg Schirmer.

Folgende Linien wurden ausgemessen: Ca I (5857,45 Å), He I (5875,62 Å), Na I D2 (5889,95 Å) und Na I D1 (5895,92 Å). Insgesamt wurden 36 Beobachtungen in 25 Nächten erzielt (Abb. 3).

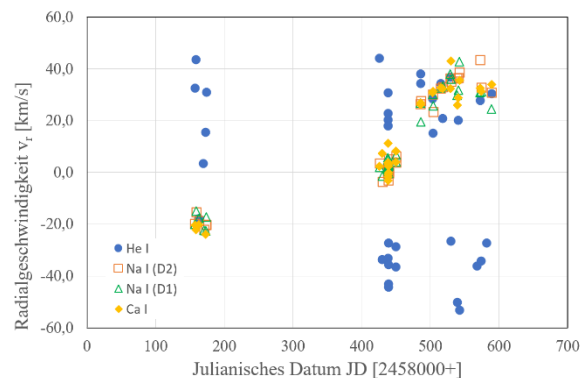


Abb. 3: Zeitliche Verteilung der Einzelbeobachtungen. Die Daten sind um die mittlere Radialgeschwindigkeit von 4 km/s korrigiert.

Nun gilt es in diese Daten eine Ordnung hineinzubringen. Dabei sind die Messungen um die mittlere Radialgeschwindigkeit des Systems von 4 km/s korrigiert.

Zunächst habe ich die bekannte Periode von $P = 2,867315 \text{ d}$ [4] auf alle Daten angewendet. P könnte auch anhand der gefundenen Radialgeschwindigkeiten mit einem Periodensuchprogramm selbst ermittelt werden.

An die zu He I gehörenden Datenpunkte des inneren Systems Algol AB kann eine Sinuskurve recht ordentlich angepasst werden (Abb. 4). Die restlichen Datenpunkte fügen sich hier aber nicht ein.

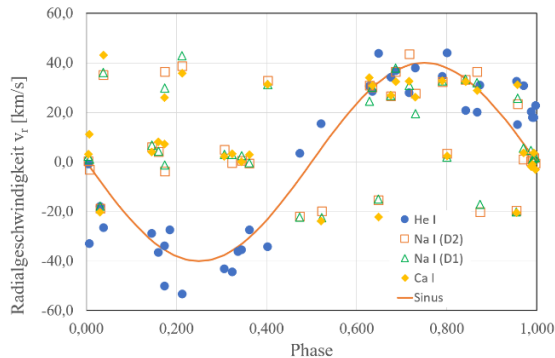


Abb. 4: Phasendarstellung der Daten mit der Periode 2,867315 d von Algol. Die Sinusfunktion ist als Markierung des Trends eingefügt.

Mit der für diese Periode recht ordentlichen Dichtedichte kann dieser Kurve schon vertraut werden. Aufgrund der Spektralklasse B8 kann ich die He I-Linie eindeutig Algol A zuordnen. Damit schätze ich die Radialgeschwindigkeit von Algol A auf rund 40 km/s.

Wegen des Umlaufs mit Algol C um den gemeinsamen Schwerpunkt schwanken die beobachteten Radialgeschwindigkeiten der He I-Linie bei gleicher Phase im Verlauf von 680,168 Tagen [1]. Das ist einer der Gründe für die Streuung der Datenpunkte.

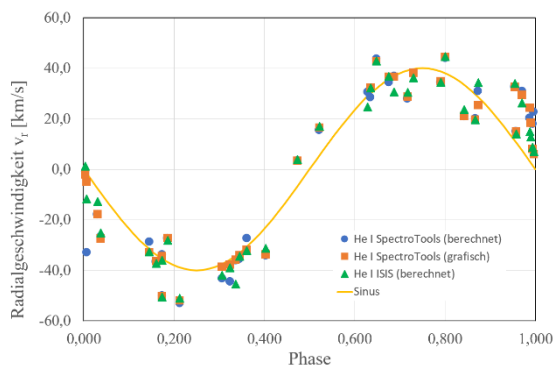


Abb. 5: Ergebnisse der unterschiedlichen Auswertverfahren angewandt auf He I.

Zur Absicherung der Datenauswertung habe ich drei unterschiedliche Methoden verwendet. Diese zeigen zwar geringe Unterschiede, die aber wegen der Eigenheiten der Methoden nicht überraschend sind (Abb. 5).

Methode 1: SpectroTools (grafisch)

Hierbei wird das Spektrum senkrecht zur Wellenlänge gespiegelt. Nunmehr verschiebt man das gespiegelte Spektrum so lange, bis z. B. die

He I-Linien passend aufeinander liegen. Das Ergebnis wird in km/s angezeigt. Bei glatten, symmetrischen und ungestörten Linien ist das kein Problem. Mit zunehmender Verzerrung der Linie kommt jedoch z. B. die Frage ins Spiel, ob sich eher auf die Flanken oder auf das untere Drittel der Linie verlassen werden sollte.

Methode 2: SpectroTools (berechnet)

Hierzu wird der Menüpunkt „Extremum“ ausgewählt. Mit der Maus wird die betreffende Linie eingegrenzt und der Minimalwert angezeigt. Dazu wird im Programm ein Gauß-Fit gerechnet, der allerdings nicht eingezeichnet wird. Der ermittelte Minimalwert wird sodann im Kalkulationsblatt mittels der Dopplerformel in eine Radialgeschwindigkeit umgerechnet.

Methode 3: ISIS (berechnet)

Diese Methode funktioniert genau wie bei SpectroTools. Ob der Gauß-Fit allerdings so gerechnet wird wie bei SpectroTools, ist mir nicht bekannt.

Damit wäre also der Versuch, den Umlauf im Algol-System spektroskopisch zu dokumentieren, gelungen und an dieser Stelle könnte die Untersuchung abgeschlossen sein. Aber es gibt noch einige auffällige Linien im Spektrum, die ich nicht unkommentiert lassen möchte.

4. Zu den weiteren Linien im Spektrum

Das auffällige Na-Dublett bei 5890 Å und 5896 Å kann seinen Ursprung nicht in Algol A haben, da

- a) die Spektralklasse B8 nicht so prominente Na D-Linien aufweist und
- b) die Radialgeschwindigkeiten v_{rad} dieser Linien sich unabhängig von Algol A ändern.

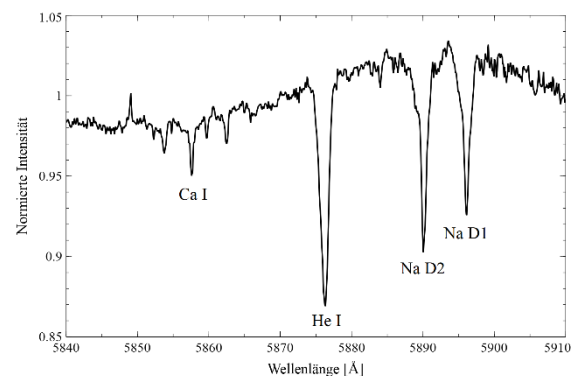


Abb. 6: Spektrum von Algol (5840-5910 Å) am 15.11.2018.

Die Linien gehören auch nicht zum Interstellaren Medium (IM):

- a) Algol ist mit 90 Lj. zu nah. Unser Sonnensystem befindet sich in einer etwa 150 Lj großen,

nahezu Na-freien Blase [5]. Solch geringe Na-Konzentrationen kann ich mit meinem Spektrographen nicht nachweisen.

b) v_{rad} ändert sich auf kurzer Zeitskala. Dies ist beim IM nicht der Fall.

Damit müssen die Linien zum Algol-System gehören, und zwar zu Algol C. Algol B kommt wegen seiner noch höheren Radialgeschwindigkeit überhaupt nicht in Frage. Zur Kontrolle habe ich auch die Ca I-Linie gemessen, die ebenfalls zu Algol C gehört.

Nunmehr habe ich die bekannte Periode $P = 680,168$ d für Algol AB – C auf alle Daten angewendet (Abb. 7). Diese Periode konnte ich wegen der Kürze des Beobachtungszeitraumes noch nicht selbst ermitteln.

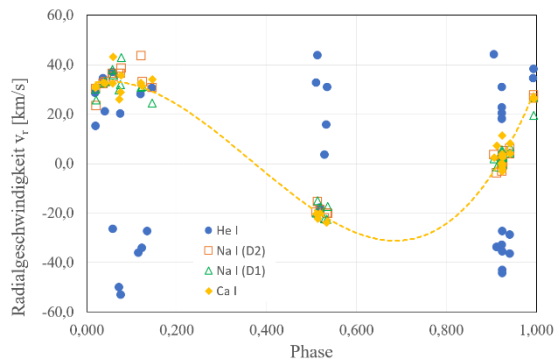


Abb. 7: Auftragung der Messdaten mit der Periode von Algol AB – C (680,168 d). Die eingezeichnete Trendlinie ist ein Polynom dritten Grades angepasst an die Ca I-Daten. Die Linien von Na I folgen diesem Trend, He I nicht.

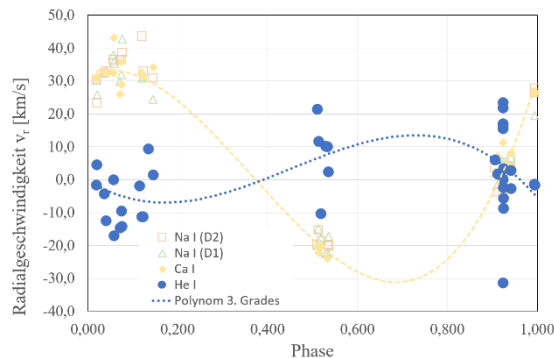


Abb. 8: Auftragung der Messdaten mit der Periode von Algol AB – C (680,168 d) für He I. Die Radialgeschwindigkeiten wurde um die interne Bewegung von Algol AB entsprechend der Sinusanpassung von Abb. 4 korrigiert. Die eingezeichnete gepunktete Trendlinie ist ein Polynom dritten Grades.

	Eigene Resultate	Literatur [1]
m_{AB}/m_C	3,20	2,63
$m_{AB} [M_\odot]$	4,00	4,16
$m_C [M_\odot]$	1,25	1,58

Tab. 1: Vergleich der selbst bestimmten Massen des Algol-Systems mit Literaturangaben.

Die Fits für Na I-D2, Na I-D1 und Ca I veranschaulichen den Zusammenhang der Datenpunkte und lassen eine erste Abschätzung der Radialgeschwindigkeit von Algol C zu. Ich schätze damit die Radialgeschwindigkeit von Algol C sehr vorsichtig aufgrund der großen Beobachtungslücken auf 32 km/s.

Abb. 8 zeigt die Daten von He I reduziert um die Radialgeschwindigkeit (entsprechend Sinuskurve aus Abb. 4), die der Bahnbewegung von Algol AB Rechnung trägt. Die Trendlinie ist ein Polynom 3. Grades. Mit den gleichen Einschränkungen wie oben erwähnt, schätze ich die Radialgeschwindigkeit von Algol AB grob auf 10 km/s.

5. Masseberechnungen

Mit den ermittelten Radialgeschwindigkeiten und der bekannten Periode von 680,168 d lässt sich die Gesamtmasse von Algol AB - C nach dem 3. Keplerschen Gesetz bestimmen. Dafür habe ich der Einfachheit halber Kreisbahnen und eine senkrecht zur Beobachtungsrichtung orientierte Bahnebene angenommen.

Die Gesamtmasse M ergibt sich aus den Massen der Komponente AB und C zu

$$M = m_{AB} + m_C = \frac{a^3}{P^2} \quad (1)$$

mit M in Sonnenmassen, wenn a in AE und P in Jahren angegeben wird.

Aus der Periode und der Radialgeschwindigkeit wird zunächst die Länge der Umlaufbahn um den Schwerpunkt S und daraus der Bahnradius gerechnet, jeweils für AB und C getrennt. Mit der obigen Formel ergibt sich dann die Gesamtmasse des Systems zu $M = 5,22 M_\odot$ in guter Übereinstimmung mit Literaturangaben von $M_{Lit} = 5,74 M_\odot$ [1].

Weiter lässt sich das Massenverhältnis m_{AB} / m_C ermitteln und daraus sogleich die Einzelmassen. Für Algol AB erhält man somit zunächst nur die Gesamtmasse.

$$\frac{m_{AB}}{m_C} = \frac{a_C}{a_{AB}} \quad (2)$$

Es ergeben sich die Resultate wie in Tab. 1 gezeigt.

6. Details der Na I-Linien

Im weiteren Verlauf des Literaturstudiums stieß ich auf einen Aufsatz von Tomkin und Lambert [6] über den erstmaligen Nachweis von Linien der Komponente B. Dabei handelt es sich um flache und sehr breite Na D-Linien, die sich gerade einmal etwa 2 % in das Kontinuum einsenken und demnach nur schwer von verschiedenen Störeinflüssen zu unterscheiden sind. Zudem verschmelzen sie teilweise mit den Na D-Linien der Komponente Algol C. Ich konnte sie bisher im Bereich der Phasen 0,716 und 0,306 noch am besten nachweisen – in anderen Phasenabschnitten teilweise gar nicht. Gerade über diese Aufnahmen hatte ich mich zunächst schwer geärgert, weil ich sie für misslungen hielt (Abb. 9).

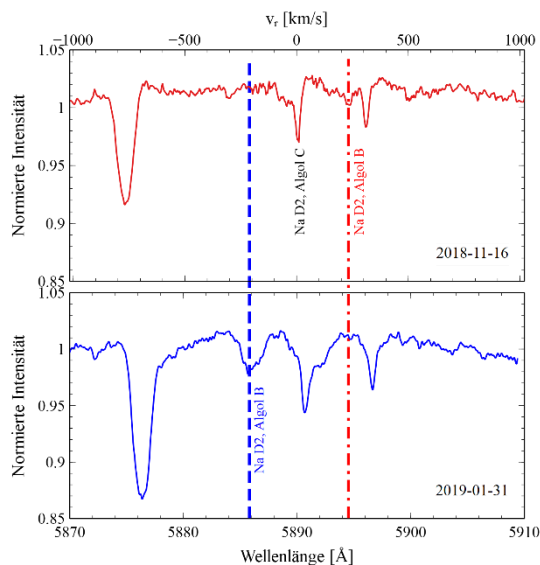


Abb. 9: Die rot- und blau verschobenen Na I D2-Linien von Algol B (markiert durch die gestrichelten Linien).

Die eingezeichneten Linien zeigen jeweils die verschobene Na I D2-Linie von Algol B an. Aus den wenigen erhaltenen Daten habe ich die Radialgeschwindigkeit von Algol B auf 200 km/s geschätzt.

Wiederum mit dem 3. Keplerschen Gesetz, Gl. 1, lässt sich nunmehr die Gesamtmasse von Algol AB von neuer Seite her bestimmen. Es ergibt sich dann die Gesamtmasse der AB-Komponente zu $M_{AB} = 4,11 M_{\odot}$ in guter Übereinstimmung mit Literaturangaben von $M_{AB,Lit} = 4,16 M_{\odot}$ [1].

Auch hier sind aus dem Massenverhältnis m_A / m_B im Algol AB die Einzelmassen bestimmbar. Die Ergebnisse sind in Tab. 2 summiert.

	Eigene Resultate	Literatur [1]
m_A/m_B	5,00	4,40
$m_A [M_{\odot}]$	3,43	3,39
$m_B [M_{\odot}]$	0,68	0,77

Tab. 2: Vergleich der selbst bestimmten Massen des Systems Algol AB mit Literaturangaben.

7. Weitere Informationen aus He I

Rotation von Algol A

Die Qualität der Aufnahmen lässt nur eine ungenaue Bestimmung des Übergangs der Linienflügel der He I-Linie in das Kontinuum zu. Somit komme ich auf eine Rotationsgeschwindigkeit von etwa 70 km/s für Algol A. Der Literaturwert beträgt 51 km/s [1].

Helligkeitsunterschiede von Algol A und C, Bedeckungsgrad AB

Die Abschätzung des Helligkeitsunterschiedes von Algol A zu Algol C und des Bedeckungsgrades von Algol AB mittels EW-Veränderung der He I-Linie während der Bedeckung erfolgt nach dem Rechengang in Referenz 7.

$$r = \frac{A}{A_0} = \frac{\alpha(1 + \gamma)}{\alpha + \gamma} \quad (3)$$

mit A als Äquivalentbreite (EW) der He I-Linie während der Bedeckung, A_0 als EW der He I-Linie außerhalb der Bedeckung und α als Restlicht von A während der Bedeckung im Verhältnis zum Gesamtlicht.

$$\gamma = \frac{L_B + L_C}{L_A} \quad (4)$$

mit L_A , L_B und L_C sind die Helligkeiten der Systemkomponenten A, B und C.

A und α verändern sich mit der Phase. Aus der Lichtkurve bekommen wir die Veränderung der Helligkeit mit der Phase

$$\Delta m = -2,5 \frac{\alpha + \gamma}{1 + \gamma} \quad (5)$$

Durch Kombination von Gln. 4 und 5 erhalten wir

$$\alpha = r 10^{-0,4m} \quad (6)$$

und

$$\gamma = \frac{(1 - r) 10^{-0,4\Delta m}}{1 - 10^{-0,4\Delta m}} \quad (7)$$

Huang ermittelt damit $\gamma = 0,183$. Das entspricht einem Helligkeitsunterschied von 1,82 mag für die Komponente C zum Licht der Hauptkomponente, wenn man davon ausgeht, dass B nicht signifikant zur Gesamthelligkeit beiträgt. In der Tat sind die Lichtanteile im V-Band folgendermaßen aufgeteilt:

A: 89%,
B: 3% und
C: 8%.

Den Durchschnitt der Werte für α errechnet Huang zu 0,21 und leitet daraus ab, dass 79% des Lichtes von Komponente A verdunkelt werden.

Die aus meinen Messungen abgeleiteten Werte betragen $\gamma = 0,19$ und $\alpha = 0,35$ in guter Übereinstimmung mit der Referenz.

Die Ermittlung der EW von He I ist im Verlauf des Hauptminimums wegen des geringeren Lichts von Algol A und der damit einhergehenden Anfälligkeit der Linie für Störeinflüsse mit einem größeren Fehler behaftet. Während der Aufnahmen betrug das Auflösungsvermögen R meines Spektrografen im Durchschnitt nur 11.000. Die Belichtung konnte nicht über 30 min hinaus verlängert werden, weil die Bedeckung ein hoch dynamischer Vorgang ist. Bei der angegebenen Belichtungszeit komme ich daher auf 19 Aufnahmen während des kompletten Hauptminimums. Von daher ist dieser Abschnitt b) eher als eine Demonstration zu betrachten, welche Möglichkeiten sich aus der Kombination der Daten aus verschiedenen Beobachtungsdisziplinen ergeben. Im Vergleich dazu betrug die Auflösung R bei den Beobachtungen der Autoren von Ref. 1 $R = 48.000$ und 80.000 , die Belichtungszeit 15 s und das Signal-zu-Rausch-Verhältnis (S/N) bis zu 550.

He I von Algol B

Das Datenmaterial hält die He I-Linie betreffend noch eine interessante Überraschung bereit. So zeigte sich am 27.02.2019 bei Phase 0,213 des Algol AB-Paares der erste Ansatz einer zweiten, aber blau verschobenen He I-Linie (Abb. 10, oben). Andererseits erkennt man am 20.02.2018 bei Phase 0,473 des Algol AB-Paares eine komplette zweite, nunmehr rot verschobene He I-Linie (Abb. 10, unten).

Wegen der hohen Radialgeschwindigkeit nahe 200 km/s liegt die Vermutung nahe, dass diese Linie zu Algol B gehört. Bereits in älteren, bestätigt durch neuere, Veröffentlichungen wird die Verdoppelung einiger Wasserstofflinien und diverser He-Linien erwähnt und der Komponente Algol B zugeschrieben. Ebenso wird dort das Auftauchen von Emissionslinien beschrieben und als Hinweis auf einen Massentransfer von Algol B nach Algol A gedeutet.

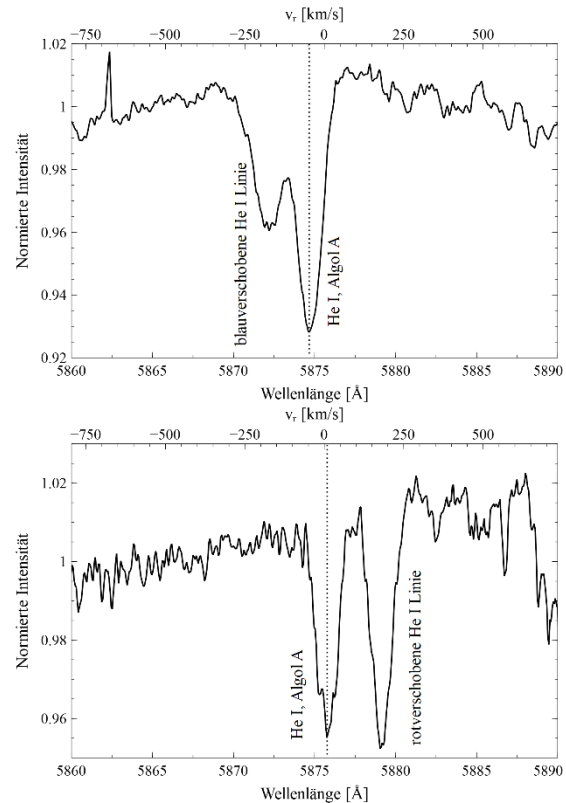


Abb. 10: oben: Blauverschobene He I-Linie von Algol B (27.02.2019, Phase 0,213), unten: rotverschobene He I-Linie von Algol B (20.02.2018, 0,473)

8. Schlussbemerkung

Insgesamt ist das für den verwendeten Apparaetaufbau ein erfreuliches Ergebnis. Ich habe den 35 μm -Spalt verwendet, weil die Hauptbeobachtung dem interstellaren Natrium galt und dafür O- und B-Sterne der 5. und 6. Magnitude als Sonden verwendet werden. Ein Umbau für die etwa halbstündige Beobachtung von Algol war nicht praktikabel. Die Genauigkeit ließe sich bei Verwendung des 23 μm -Spalts jedoch steigern. In dem verwendeten Wellenlängenbereich käme ich dann auf eine Auflösung von etwa 18.800. Allerdings reduziert sich dadurch die Effizienz, die Belichtungszeit muss angepasst werden. Dies kann bei der Beobachtung des Hauptminimums nicht beliebig gesteigert werden, da sich die Phase bereits bei 30 min Belichtungszeit um rund 0,003 Phasenteile verschiebt und zudem die Helligkeit noch zeitlich schnell variiert. Eine Verkürzung der Belichtungszeit führt zu einer Verschlechterung des S/N .

In der nächsten Beobachtungsjahren hoffe ich, die Datengrundlage für Algol C verbessern zu können. Durch meinen Umzug haben sich allerdings die Beobachtungsbedingungen verschlechtert, sodass ich wegen Abschattung durch Bäume und Häuser den Anfang und das

Ende der Beobachtungssaison nicht voll nutzen kann. Der Stern wird mir aber noch einige Jahre Freude bereiten.

Danksagung

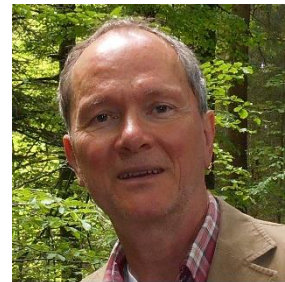
Die zu dieser Berechnung notwendigen Helligkeitswerte für Algol während der Bedeckung wurden mir dankenswerterweise von Wolfgang Vollmann (BAV) zur Verfügung gestellt. Für diese Untersuchung wurde die SIMBAD Datenbank des CDS, Strasbourg, Frankreich, genutzt.

Verweise

- [1] Kolbas, V. et al; MNRAS 451 (2015) 4150
- [2] <http://www.astrosurf.com/buil/isis-software.html>
- [3] <http://www.peterschlatter.ch/SpectroTools>
- [4] Kreiner, J.M; Acta Astronomica, 54 (2004) 207
- [5] Welsh, B.Y. et al.; A&A 510 (2010) A54
- [6] Tomkin, J. and Lambert, D.L.; Astrophys. J., 222 (1978) L119
- [7] Huang, S.S.; Astrophys. J., 126 (1957) 51

Weitere Literatur zu Algol

- Meltzer, A.S.; Astrophys. J., 125 (1957) 359
- Struve, O. and Sahade, J.; PASP 69 (1957) 265
- Struve, O. and Sahade, J.; Astrophys. J., 125 (1957) 689
- Struve, O. and Sahade, J.; PASP 69 (1957) 41
- Waltz, I.E. and Glusneva, I.N.; Sov. Astron. 11 (1967) 585
- Hill, G. et al.; Astrophys. J. 168 (1971) 443
- Baron, F. et al.; Astrophys. J. 752 (2012) 20
- Waldmeier, M.; Panoptikum der Sterne, Hallwag Verlag (1976)



Jörg Schirmer ist pensionierter Hauptschullehrer und beschäftigt sich seit dem 14. Lebensjahr mit Astronomie. Während noch vor zwanzig Jahren die Astrofotografie und Positionsbestimmung von Kleinplaneten im Vordergrund stand, hat sich der Schwerpunkt im Laufe der Zeit zur Veränderlichenbeobachtung und Astrospektroskopie verlagert.

Spektroskopischer Nachweis und Untersuchung der radialen Pulsationen von δ Cephei

Lothar Schanne⁺, Berthold Stober⁺⁺

⁺ Nordertorstraße 41, 26725 Emden, Germany, E-Mail: l.schanne@gmx.de (Corresponding author)

⁺⁺ Nelkenweg 1, 66907 Glan-Münchweiler, Germany, E-Mail: info-berthold-stober@gmx.de

Zusammenfassung

Die periodischen Helligkeitsänderungen von Cepheiden werden allgemein mit radialen Pulsationen der Sterne erklärt. Wir stellten uns die Aufgabe, diese Pulsationen mit amateurastronomischen Mitteln nachzuweisen. Anhand von rund 45 selbst gemessenen Spektren des Cepheiden-Prototyps δ Cep wurden durch Auswertung der Dopplerverschiebung von rund 50 Absorptionslinien zu verschiedenen Beobachtungszeitpunkten die zugehörigen Radialgeschwindigkeiten bestimmt und daraus die Systemgeschwindigkeit zu -17,6 km/s sowie die Geschwindigkeiten der radialen Pulsation berechnet, beides in befriedigender Übereinstimmung mit Literaturwerten. Die Anwendung der Linientiefen-Verhältnis-Methode ergab parallel dazu die mit den Pulsationen verbundenen Änderungen der effektiven Temperatur der Photosphäre.

Abstract

The periodic brightness changes of Cepheids are generally explained by radial pulsations of the stars. We set ourselves the task of detecting these pulsations by amateur astronomical means. Using about 45 self-measured spectra of the Cepheid prototype δ Cep the associated radial velocities were determined by evaluating the Doppler shift of about 50 absorption lines at different observation times. The system velocity of -17.6 km/s and the velocities during the radial pulsation were calculated, both in satisfying agreement with literature values. The application of the line depth ratio method yielded in parallel the changes in the effective temperature of the photosphere associated with the pulsations.

Received: 2021-08-04, Revised: 2021-11-07, Accepted: 2021-11-20

1. Einleitung

δ Cep ist der Prototyp der berühmten „Cepheiden“. Das sind pulsierende Sterne, die periodisch ihre Größenklassen teils um bis zu 2 Magnituden verändern (Perioden zwischen 1 und 130 Tagen). δ Cep wurde im Oktober 1784 von John Goodricke erstmals als variabler Stern beschrieben. Er ändert seine Helligkeit mit einer Periode von 5,37 Tagen zwischen 3,5 und 4,4 mag. Die wahre Bedeutung dieser variablen Sternklasse erwies sich erst 1912, als Henrietta Leavitt die Perioden-Helligkeits-Beziehung entdeckte, mit der man endlich Abstände in astronomischen Maßstäben innerhalb der Galaxis und zu benachbarten Galaxien relativ genau ermitteln konnte.

δ Cep pulsiert radial mit einer Periode von 5,366249 Tagen, wobei er seinen Durchmesser um rund 11% variiert [1]. Da der Stern den 44,5-fachen Radius der Sonne aufweist ($44,5 \cdot 696.340 \text{ km} \approx 31 \text{ Millionen km}$, 11% davon sind etwa 3,4 Millionen km), müsste die Ausdehnung/Schrumpfung innerhalb einer Periode mit einer mittleren Geschwindigkeit von

rund 15 km/s erfolgen. Das sind Radialgeschwindigkeiten, die auch mit einem Amateurspektrographen mit einer Auflösung von $R = 10.000$ sicher nachzuweisen sein sollten, der einen typischen Messfehler von $\pm 3 \text{ km/s}$ hat. Das war die Aufgabe, die wir uns gestellt hatten: Der direkte Nachweis der radialen Pulsationen mit einem Amateurspektrographen. Wir verwendeten den Echelle-Spektrographen eshel von Firma Shelyak, aber ähnliche Ergebnisse sollten auch mit anderen Spektrographen zu erhalten sein, wenn sie eine ausreichende Auflösung und Kalibriergenauigkeit besitzen.

2. Ausrüstung und Messung

Zum Einsatz kam ein glasfasergekoppelter Echelle-Spektrograph der Fa. Shelyak. (R etwa 10.000). Über eine Spiegelvorrichtung wird das Sternlicht, welches über ein Celestron C14 gesammelt wird, in einen 50 μm oktogonalen Lichtleiter in den Spektrographen eingespeist. Über die Spiegelvorrichtung in der Faserein-kopplung wird der Stern auch auf dem Faser-

eingang nachgeführt. Über einen elektromagnetisch einschwenkbaren Spiegel wird das Licht der Kalibrierlichtquellen ohne Veränderung des Strahlenganges eingelenkt. Das Wechseln zwischen den verschiedenen notwendigen Lichtquellen (Dark, Flatlicht, Thorium-Argon-Hohlkathodenlampe) und dem Stern geschieht ferngesteuert via RS 232 über die hier zur Reduktion der 2D Spektren verwendeten frei erhältlichen Software DEMETRA (zu beziehen über die Fa. Shelyak) [2].

3. Datenreduktion

Die Reduktionssoftware DEMETRA wurde im Vergleich zur MIDAS-Bachroutine [3] und im Vergleich zu ISIS [4] verwendet. DEMETRA erwies sich als überlegen, was die Bedienungs-freundlichkeit anbelangt. In der Ergebnissen-genauigkeit fand sich eine Abweichung der ThAr-Linien gegenüber der Laborwellenlängen von 0,02 Å. Vom Starten der Software bis zum fertig reduzierten 1D-Spektrum braucht man etwa 3 Minuten. Das geht weder mit ISIS noch mit Midas so schnell und vor allem nicht so einfach!

4. Erster Überblick

Abb. 1 zeigt einen Ausschnitt eines auf das Kontinuum normierten Spektrums von δ Cep. Das Spektrum ist sehr absorptionslinienreich, da die Spektralklasse zwischen F5Ib und G1Ib schwankt. Aus diesem Ausschnitt wurde zuerst nur eine prägnante Linie ausgewertet, die Fe I 6463-Linie. Sie stammt vom neutralen Eisenatom.

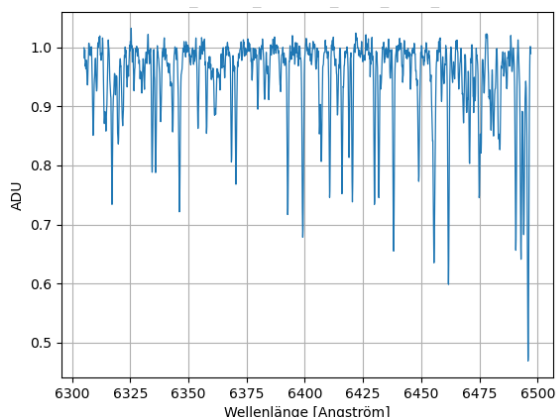


Abb. 1: Ausschnitt eines δ Cep-Echelle-Spektrums (23.6.2016).

Um einen ersten Überblick zu erhalten, wurden in den insgesamt 45 Spektren per Gauß-Anpassung in der professionellen Software ESO-MIDAS (Befehl center/gauss) [3] für die die Wellenlänge der Linienminima bestimmt. Anschließend wird die Dopplerverschiebung mit der bekannten Laborwellenlänge berechnet, diese in den Geschwindigkeitsraum (also in km/s) umgerechnet und baryzentrisch korrigiert. Die baryzentrische Korrektur berücksichtigt die Bewegung der Erde um die Sonne sowie die Erdrotation, rechnet also den Messwert so um, als ob er im Baryzentrum des Erde-Sonne-Systems, also innerhalb der Sonne, gemessen wurde. Er ist damit unabhängig vom Zeitpunkt und Ort der Messung auf der Erde. Diese Radialgeschwindigkeiten (RV) wurden mit der literaturbekannten Periode der jeweiligen Phase zugeordnet¹. Die Ergebnisse sind in Abb. 2 zu sehen.

Was erkennt man nun in Abb. 2? Betrachten wir zuerst die unteren blauen originalen Messpunkte und die zugehörige Kurve. Es besteht eine klare Korrelation zwischen der Phase und der RV. Die RV nehmen bis zur Phase 0,2 ab, um nach einem Minimum kontinuierlich bis zu einem Maximum bei 0,9 anzusteigen und danach wiederum abzufallen.

Allerdings ist in diesen RV noch eine Bewegung (als Dopplerverschiebung) enthalten: die Systemgeschwindigkeit. Diese ist ein konstanter Radialgeschwindigkeitsanteil, der der Bewegung von δ Cep als Ganzes bezüglich des Baryzentrums entspricht. Die Literaturangaben reichen von -24 bis -12 km/s [5]. Um diesen RV-Anteil zu bestimmen, ist das Integral der gemessenen RV über die Phase zu berechnen. Oder anders: Das Integral der negativen RV- und der positiven RV-Zeiten über die Phase ist betragsmäßig gleich, wenn die RV-Kurve um die Systemgeschwindigkeit korrigiert ist (also gleiche Flächen unter dem RV-Ast mit negativen RV und dem RV-Ast mit positiven RV). Warum ist das so? Nach einer kompletten Pulsation, d.h. nach einer Phase, muss der Stern wieder gleichen Durchmesser haben. Dies wird erreicht, wenn die gemessene RV (blaue Punkte bzw. Kurve) um +17,6 km/s korrigiert wird (rote Kurve). Wir haben damit die Systemgeschwindigkeit unabhängig zu -17,6 km/s bestimmt, was dem Literaturwert befriedigend ähnelt.

¹ Julianischer Tag des Beginns einer neuen Epoche berechnet mit

$T = T_0 + P E - 0.0000000114 E^2$, (E als Epoche, $T_0 = 2433450.81$, $P = 5.366296$) [5]

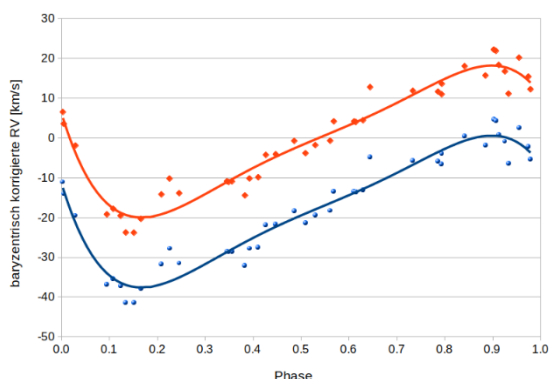


Abb. 2: Phasenplot der Radialgeschwindigkeiten der Fe I 6463-Linie. Die eingezeichneten Linien sind die Ausgleichskurven mit Polynomen fünften Grades.

Die rote Kurve zeigt nun tatsächlich nur noch die Expansions- bzw. Kontraktionsgeschwindigkeiten von δ Cep während seiner Pulsationen. Bei Phase ~ 0 (genauer 0,02 – entspricht dem Schnittpunkt der RV bei 0) besitzt der Stern seinen minimalen Durchmesser, dann beginnt er beschleunigt zu expandieren (negative RV) und erreicht bei Phase 0,15 seine maximale Expansionsgeschwindigkeit von -20 km/s. Dann nimmt die Expansionsgeschwindigkeit langsam ab, erreicht bei Phase 0,55 den Wert 0 – an dieser Stelle besitzt der Stern seinen maximalen Durchmesser – und geht in seine Kontraktionsphase über (positive RV), die maximale Kontraktionsgeschwindigkeit von $+18$ km/s wird bei Phase 0,9 erreicht und fällt dann schnell bis 0 bei Phase 0,02 ab. Damit hat der Stern wieder seinen minimalen Durchmesser erreicht, es beginnt die nächste Pulsationsperiode. Die blaue Kurve in Abb. 2 ist fast identisch mit einem Phasenplot aus der Literatur [7], allerdings um 4 km/s ins Negative verschoben (Abb. 3).

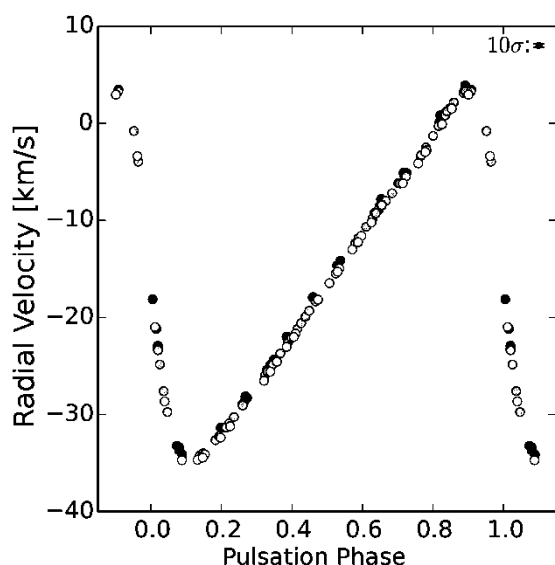


Abb. 3: Phasenplot der Radialgeschwindigkeiten von δ Cep aus der Literatur, Ref. 7.

Das Hauptziel ist erreicht: Die Pulsation von δ Cep kann mit einem Amateurspektrographen nachgewiesen und sogar im Detail untersucht werden, und das durch Auswertung einer einzigen beliebig ausgewählten Linie.

Es lassen sich aber noch mehr Erkenntnisse aus den gemessenen Spektren gewinnen, wie im folgenden Abschnitt gezeigt wird. Tatsächlich enthalten die Echelle-Spektren von δ Cep hunderte von Absorptionslinien im Wellenlängenbereich 4300 bis 7100 Å. Möchte man sie in die Auswertung einbeziehen, ist die Anwendung automatisierter Routinen von Vorteil.

5. Auswertung der Radialgeschwindigkeiten per Python-Programm

Um die RV weiterer Linien in einer mehr automatisierten Form zu bestimmen, wurde ein selbst geschriebenes Python-Skript verwendet. Mit diesem Skript wird eine ganze Zeitserie von Spektren ausgewertet. Man wählt aus einer Liste die gewünschte Absorptionslinie aus. Das Programm sucht diese Linie in allen Spektren in einem Wellenlängenintervall von $\pm(2...3)$ Å auf und kopiert es. Dann wird das jeweilige Linienminimum durch eine quadratische Regression subpixelgenau berechnet, mit welchem dann die baryzentrisch korrigierte Radialgeschwindigkeit berechnet wird. Diese und einige andere Daten werden dann in eine Textdatei geschrieben, die als Grundlage für weitere Berechnungen und die Erstellung von Grafiken in einem Tabellenkalkulationsprogramm verwendet werden. Zur optischen Kontrolle zeigt das Programm auch alle ausgeschnittenen Linien und die ermittelten Minima als Grafiken.

Mit diesem Skript wurden 52 Linien im Wellenlängenbereich 5000 bis 6500 Å ausgewertet:

Fe I 5447, Fe I 5430, Fe I 5415, Fe I 5406,
Fe I 5383, Fe I 5367, Fe II 5363, Fe I 5307,
Fe I 5302, Fe I 5162, Mg I 5183, Mg I 5172,
Fe I 5075, Fe I 5065, Fe I 5018, Ti II 5491,
Ti II 5419, Ti II 5381, Ti II 5262, Ti II 5072,
Fe I 5576, Fe I 5573, Fe I 5570, Fe I 5566,
Fe I 5555, Na 5896, Na 5890, Fe I 6265,
Fe I 6256, Fe I 6253, Fe II 6248, Fe I 6233,
Fe I 6231, Fe I 6213, Fe I 6200, Fe I 6192,
Fe I 6180, Ni I 6177, Cr I 6142, Ca I 6122,
Ni I 6108, Fe I 6065, Fe I 6056, Fe I 6027,
Fe I 6024, Fe I 6020, Cu II 6013, Si II 6347,
Fe I 6463, Fe II 6456, Fe I 6400, Fe I 6394,
Si II 6371.

Das Ergebnis ist in Abb. 4 grafisch dargestellt. Trotz der in dem Mittelwert enthaltenen 50 Linien ist die Streuung der Mittelwerte um die

Ausgleichskurve nicht besser als in Abb. 2. Das spricht dafür, dass die Fehler durch Kalibrierfehler verursacht werden, die das jeweilig ganze Spektrum betreffen.

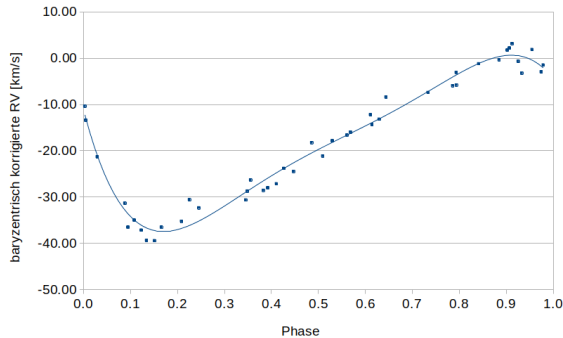


Abb. 4: Phasenplot des Mittelwerts der Radialgeschwindigkeiten aller ausgewerteten Absorptionslinien (außer Na). Die eingezeichnete Linie ist die Ausgleichskurve eines Polynoms fünften Grades.

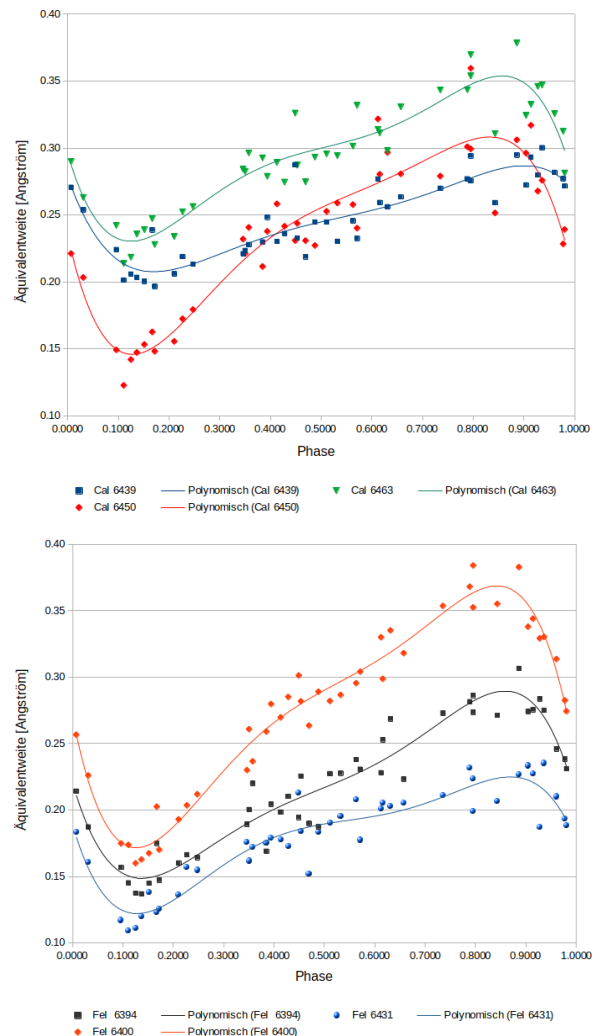
Die ermittelte RV und ihre Phasenabhängigkeit entsprechen befriedigend genau dem literaturbekannten Verlauf. Lediglich die Streuung der Messwerte ist etwas größer. Sie entspricht dem mittleren Mess- bzw. Kalibrierfehler des Spektrographen von ± 3 km/s.

6. Bestimmung der Temperaturänderungen aus Intensitätsänderungen der Absorptionslinien

In den Spektren von δ Cep fällt auf, dass sich die Linienintensitäten im Verlauf der Phase ändern. Dies ist systematischen Oberflächentemperaturänderungen während der Pulsation des Sterns geschuldet. Bei der Phase 0,02 besitzt der Stern seinen minimalen Durchmesser. In dieser Phase wird durch den „ κ -Mechanismus“² in einer oberflächennahen, für bestimmte Lichtwellenlängen gering durchlässigen Schicht Energie zurückgehalten. Dabei wird diese Schicht aufgeheizt, Druck, Strahlungsdruck und Temperatur steigen, wodurch die darüber liegenden Gasschichten angehoben werden, die Pulsation beginnt. Nach der halben Pulsationsphase ist die überschüssige Energie durch die nun durchsichtigere Schicht entwichen, die äußeren Gasschichten kühlen sich ab. Die den Mechanismus auslösende Gasschicht wird wieder undurchsichtig, der Strahlungsdruck lässt in den äußeren Schichten nach und der Sterndurchmesser schrumpft daraufhin bis auf seinen Minimalwert bei Phase 1.

6.1 Äquivalentbreiten

Um diese systematischen Temperaturänderungen in der die Absorptionslinien erzeugenden Sternoberfläche (die Photosphäre) in den Spektren aufzudecken, wurden die Äquivalentweiten (EW)³ einer Anzahl von Absorptionslinien in den auf das Kontinuum normierten Spektren ausgemessen. Dies geschah durch Anwendung des MIDAS-Befehls Integrate/Line, mit dem die Fläche einer Absorptionslinie durch Eingabe der Integrationsgrenzen (Wellenlängenbereich der Linie) mit der Computermouse berechnet wird. Allgemein gilt, dass die EW von Linien neutraler Metallatome mit sinkender effektiver Temperatur T_{eff} des Sterns ansteigen [8]. In Abb. 5 sind die gemessenen EW einer Anzahl Absorptionslinien in Abhängigkeit von der Phase gezeigt.



(Fortsetzung nächste Seite)

² Siehe <https://de.wikipedia.org/wiki/Kappa-Mechanismus>

³ <https://de.wikipedia.org/wiki/Äquivalentbreite>

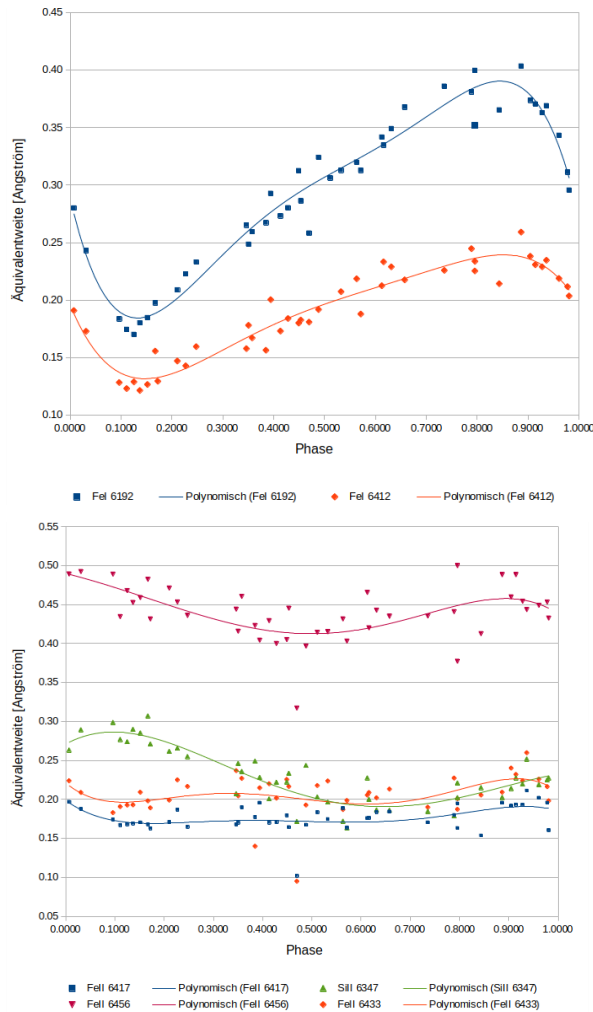


Abb. 5: Verlauf der Äquivalentweiten verschiedener Absorptionslinien mit der Phase. Die eingezeichneten Linien sind die Ausgleichskurven von Polynomen fünften Grades.

Der Kurvenverlauf der EW der neutralen Metallatome (Fe I, Ca I) ähnelt in verblüffender Weise den bereits vorgestellten RV-Kurven. Aus der genannten Regel, dass die EW mit fallender T_{eff} ansteigen, ist schon zu erkennen, dass zu Beginn der Expansion T_{eff} ansteigt. Das Maximum ist bei der maximalen Ausdehnungsgeschwindigkeit (Phase 0,1) erreicht. Anschließend erfolgt eine Abkühlung bis bei Phase 0,9 (maximale Kontraktionsgeschwindigkeit) das Minimum von T_{eff} erreicht ist, um dann wieder anzusteigen. Die Absorptionslinien reagieren auf die Temperaturänderung unterschiedlich empfindlich.

Die Linien der neutralen Metallatome (Fe I, Ca I) reagieren in einheitlicher Weise deutlich auf die Temperaturänderungen. Dagegen zeigen die Linien der einfach ionisierten Metallatome (Si II, Fe II) nur eine geringe Abhängigkeit von der Phase bzw. verhalten sich sogar entgegengesetzt wie die Linien der neutralen Atome (Fe II 6456, Si II 6347).

Um die Änderungen der EW mit der Phase in eine Temperaturskala zu transformieren, wurde folgender Weg versuchsweise beschritten: Es wurden mittels eines selbst geschriebenen Python-Skripts für Temperaturen T_{eff} zwischen 4250 und 7000 K und $\log g = 2,0$ sowie Metallizität = 0,0 (= solar) theoretische Spektren aus einer Datenbank [9], welche durch Atmosphärenmodelle von Kurucz [10] mit Hilfe von Spectrum (R.O. Gray) [11] erzeugt wurden, bezogen und auf die Auflösung $R = 10000$ der gemessenen Spektren umgerechnet. Dann wurden in diesen theoretischen Spektren für die Linien wieder mit MIDAS (Befehl integrate/line aus dem Kontext spec) die theoretischen EW bestimmt. Mittels eines Tabellenkalkulationsprogramms werden Kalibrierkurven $T_{\text{eff}} = f(\text{EW})$ in Form von Polynomen fünften Grades berechnet und diese auf die gemessenen EW angewendet. Ein Beispiel für solche Kalibrierkurven ist in Abb. 6 zu sehen.

Die Temperaturänderungen während der Pulsationsphase, wie sie aus den gemessenen EW mittels Kalibrierkurven ermittelt wurden, sind in Abb. 7 gezeigt. Die höchste Temperatur der Photosphärenschicht, in der die jeweilige Linie erzeugt wird, ist bei Phase 0,15 zu finden, zu dem Zeitpunkt, in dem der Stern seine maximale Ausdehnungsgeschwindigkeit besitzt. Dann fällt die Temperatur etwa linear bis zur Phase 0,9 (Zeitpunkt höchster Kontraktionsgeschwindigkeit) um bis zu 1000 K ab, um anschließend wieder anzusteigen. Je nach Absorptionslinie variieren die absoluten T_{eff} im Maximum zwischen 5250 und 5800 K. Im Minimum liegt die Spanne zwischen 4200 und knapp 4900 K. Die T_{eff} -Differenzen zwischen den Extrema variiert zwischen den Linien und schwankt zwischen 1400 K (Fe I 6400) und 500 K (Fe I 5430, Fe I 5447, Fe I 5456).

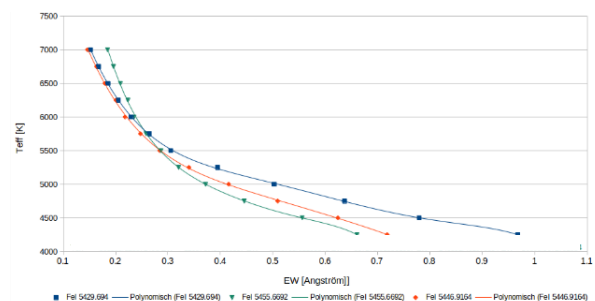


Abb. 6: Kalibrierkurven zur Ermittlung der effektiven Temperatur (T_{eff}) aus Äquivalentweiten von Linien aus theoretischen Spektren.

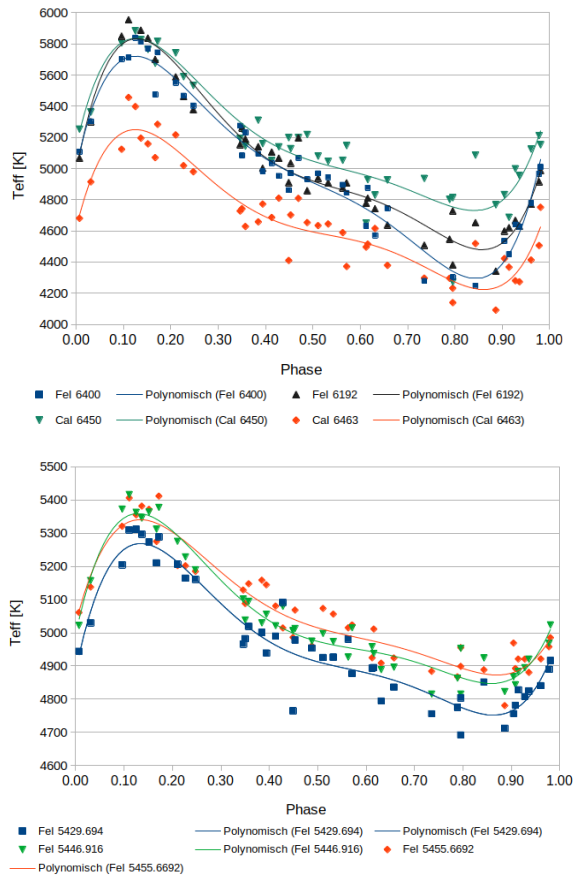


Abb. 7: Temperaturänderungen während des Phasenverlaufs der Pulsation. Die eingezeichneten Linien sind Ausgleichskurven von Polynomen fünften Grades.

Obwohl diese T_{eff} -Phasen-Diagramme recht plausibel aussehen, fällt doch auf, dass ihre absolute Lage im Vergleich zu Literaturkurven um rund 800 K zu niedrig ist. Beispielsweise ist in einem Artikel von Andrievsky et al. [12] das Maximum bei Phase ~ 0 mit 6600 K und das Minimum bei Phase $\sim 0,7$ mit 5500 K angegeben. Diese Temperaturen wurden durch das Verfahren der Linientiefenrelationen (LDR) gewonnen, d.h. es wurden die Linientiefen von stark temperaturabhängigen Linien neutraler Atome mit den weniger temperaturabhängigen Linientiefen von einfach ionisierten Metallen (meist Fe II) ins Verhältnis gesetzt.

Das Verfahren hat gegenüber photometrischen Verfahren den Vorteil, dass die entfernungsabhängigen „Rötungseffekte“ keine Rolle spielen, sofern man benachbarte Linien zur Auswertung heranzieht, deren Wellenlängen sich nicht sehr unterscheiden.

6.2 Linientiefenverhältnisse

Um das LDR-Verfahren auf die Spektren von δ Cep anzuwenden, wurden ELODIE-Spektren [13] von 34 Sternen herangezogen, deren T_{eff} recht genau bekannt ist (siehe Tabelle 4 in [14])

und den Bereich zwischen 4050 und 7392 K abdeckt. In den vorher auf das Kontinuum normierten Spektren wurden die Linientiefen der stark temperaturabhängigen Linien Fe I 6400, Fe I 6412, Ca I 6463 und Ca I 6450 und die der wenig temperaturabhängigen Linie Fe II 6417 mittels des MIDAS-Befehls center/gauss gemessen und die Linientiefen-Verhältnisse (LDR) gebildet, z.B. für Fe I 6400 und Fe II 6417. Daraus ergaben sich Kalibriergeraden, die in Abb. 8 gezeigt sind. Die Kalibrierkurven besitzen eine gemeinsame Eigenschaft: Im Temperaturbereich 4000 bis 6000 K ist die Streuung der LDR um die Ausgleichsgerade befriedigend gering, bei höheren Temperaturen wird die lineare Korrelation immer schlechter.

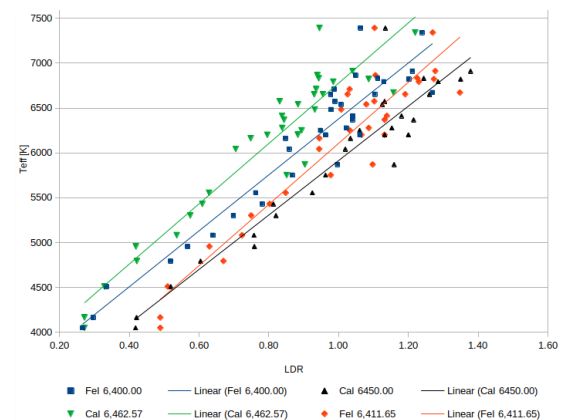


Abb. 8: Kalibriergeraden der LDR verschiedener Linien (Referenzlinie ist Fe II 6417).

Genauso wurden auch die Linientiefen in den δ Cep-Spektren gemessen, ins Verhältnis gesetzt und mittels der in Abb. 8 enthaltenen Kalibrierfunktionen in die jeweilige T_{eff} umgerechnet. Die so erhaltenen T_{eff} -Phasen-Kurven sind in Abb. 9 wiedergegeben. Die Kurvenformen sind zu Abb. 7 vergleichbar, allerdings stimmen jetzt der absolute Temperaturbereich etwa mit den Angaben von Andrievsky et al. überein.

Um sich nicht nur auf LDR mit einer Bezugslinie zu verlassen, wurden auch noch die Linienminima der Si II 6347 in den Elodie-Spektren und den δ Cep-Spektren ausgemessen und die Kalibrierkurven für die stark temperaturabhängigen Linien Fe I 6400, Fe I 6412, Ca I 6463 und Ca I 6450 mit der Bezugslinie Si II 6347 erstellt. Die beste Korrelation im benötigten Temperaturbereich zeigten die Kalibrierkurven von Ca I 6463 und Ca I 6450, welche in Abb. 10 wiedergegeben sind.

Die Umrechnung der LDR in den δ Cep-Spektren für die Linienpaare Ca I 6463 / Si II 6347 und Ca I 6450 / Si II 6347 ergibt die Temperaturverläufe über die Pulsationsphase wie sie

Abb. 11 zeigt. Sie sind im Rahmen der erreichten Genauigkeit praktisch identisch mit den Temperaturkurven der beiden Linien in Abb. 9.

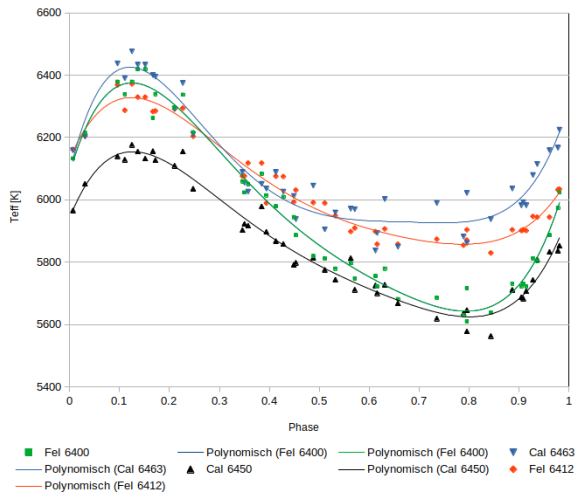


Abb. 9: Temperaturänderungen während des Phasenverlaufs der Pulsation, bestimmt aus Linientiefenverhältnissen. Die eingezeichneten Linien sind die Ausgleichskurven von Polynomen fünften Grades.

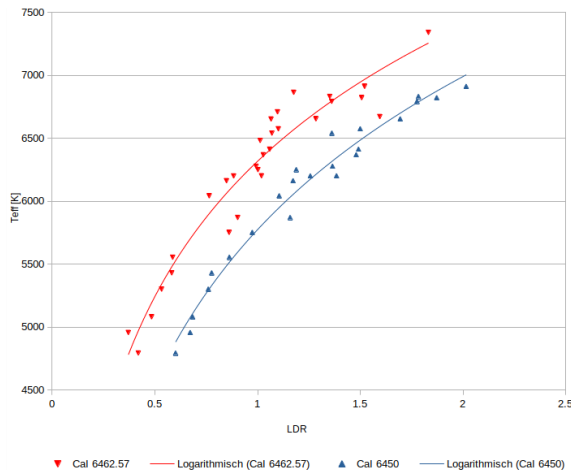


Abb. 10: Kalibrierkurven der LDR von Ca I -Linien (Bezugslinie Si II 6347).

Aus den T_{eff} der 6 ausgewerteten Linien wurde der Mittelwert gebildet und in Abb. 12 zum Vergleich mit den mittleren RV geplottet.

Berechnet man für die rote Kurve (gemessene RV) diejenige RV, für die der Betrag des Integrals zwischen der Kurve unterhalb dieser RV (als Horizontale) gleich ist dem Integral oberhalb dieser RV, ergibt sich die Phase für die maximale Ausdehnung des Sterns zu 0,535 und diese RV beträgt -17,6 km/s, die Systemgeschwindigkeit des Sterns. Für diese Phase ergibt sich aus dem Diagramm eine Temperatur von 5850 K, 100 K höher als die Minimaltemperatur bei Phase 0,8 und 450 K niedriger als die Maximaltemperatur bei Phase 0,12. Der Unter-

schied zwischen Maximal- und Minimaltemperatur beträgt ca. 550 K. Die Systemgeschwindigkeit wird auch bei Phase 0,02 gemessen, dem Zeitpunkt des minimalen Durchmessers des pulsierenden Sterns. Hier liegt die Temperatur der Photosphäre schon wieder 400 K über dem Minimum bei Phase 0,8 und steigt noch rasant mit dem höchsten, beobachteten Gradienten an.

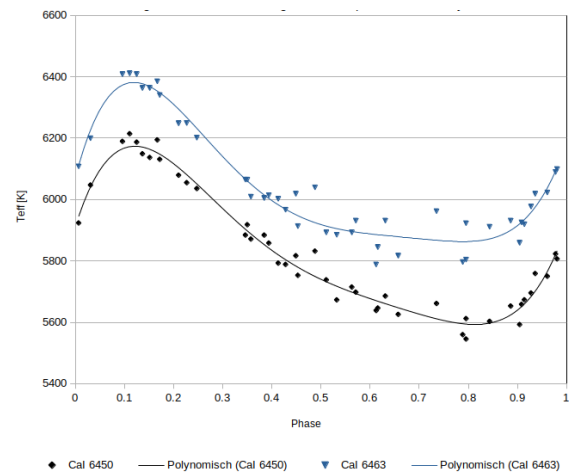


Abb. 11: Temperaturänderungen während der Pulsation, bestimmt aus Linientiefenverhältnissen zur Bezugslinie Si II 6347. Die eingezeichneten Linien sind die Ausgleichskurven von Polynomen fünften Grades.

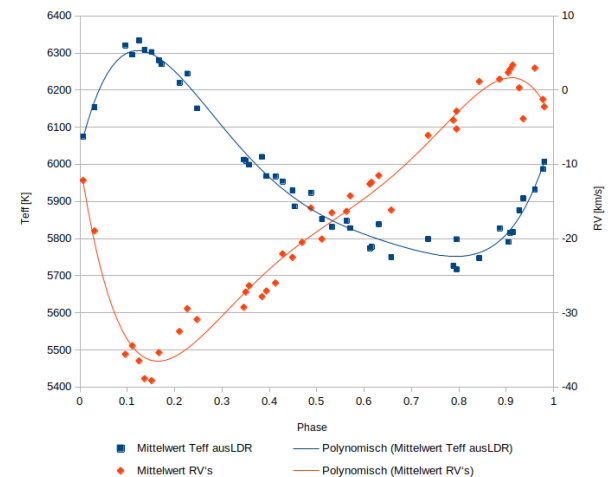


Abb. 12: Vergleich der Phasenkurven der mittleren T_{eff} und der gemittelten RV.

Integriert man die auf die Systemgeschwindigkeit korrigierte RV über den Zeitraum einer Phase (5,367 d), erhält man die Radiusänderungen des Sterns während seiner Pulsation. Das Ergebnis ist zusammen mit den ermittelten T_{eff} in Abb. 12 gezeigt.

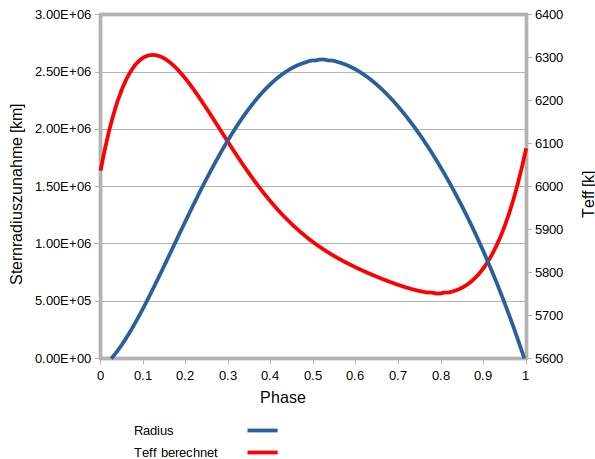


Abb. 12: Sternradiusänderungen und der effektiven Temperatur während der Pulsation.

7. Zusammenfassung

Zusammenfassend lässt sich die Pulsation folgendermaßen beschreiben:

δ Cep besitzt den geringsten Durchmesser bei Phase 0,02. Zu diesem Zeitpunkt ist die Aufheizung der Photosphäre bereits in vollem Gange und noch nicht abgeschlossen.

Die Expansion beginnt hoch beschleunigt und erreicht bei Phase 0,15 (nach 0,8 Tagen) die maximale Ausdehnungsgeschwindigkeit von ca. 18 km/s, wobei der Sternradius bereits um 800.000 km größer geworden ist. Zum gleichen Zeitpunkt erreicht die Photosphäre ihre höchste Temperatur von 6300 K.

Der Nachschub von über den κ -Mechanismus aufgestauter Energie hat nachgelassen, der Stern beginnt sich oberflächlich abzukühlen und die Expansionsgeschwindigkeit geht durch die Wirkung der Gravitation zurück, bis sie bei Phase 0,535 (nach weiteren 2,0 Tagen) zu Null wird, der Stern seine maximale Ausdehnung besitzt und in den Kontraktionsprozess übergeht. Bis zu diesem Zeitpunkt ist er um ca. 2,5 Millionen km expandiert (8,1 % seines Radius, mittlere Ausdehnungsgeschwindigkeit bis dahin ca. 11 km/s).

Zwischen Phase 0,535 und 0,8 kühlt der Stern weiter, aber langsamer ab und erreicht bei Phase 0,8 seine Minimaltemperatur von 5750 K, während er mit zunehmender Geschwindigkeit schrumpft. Die Radiusvergrößerung im Vergleich zum minimalen Radius beträgt zu diesem Zeitpunkt noch 1,6 Millionen km.

Ab Phase 0,8 beginnt eine beschleunigte Aufheizung der Photosphäre infolge der Kontraktion. In dieser Phase wird die Opazität in der dem κ -Mechanismus folgenden Schicht ansteigen und der Energiefluss aus dem Sterninnern wird in dieser Schicht vermindert.

Die maximale Kontraktionsgeschwindigkeit von 19 km/s erreicht δ Cep bei Phase 0,91, wobei zu diesem Zeitpunkt die T_{eff} um 80 K auf 5830 K gestiegen ist. Die Radiuszunahme über dem Minimalwert liegt bei +800.000 km. Die Kontraktionsgeschwindigkeit wird anschließend durch die zunehmende Aufheizung und der beginnenden Ausdehnung der κ -Mechanismus-Schicht schnell abgebremst und erreicht bei Phase 1,02 (= Phase 0,02 des nachfolgenden Pulsationszyklus) Null. Die nächste Pulsation beginnt.

Die dargestellten Ergebnisse zeigen, dass auch mit Amateurmitteln tiefgehende Erkenntnisse über Himmelskörper, hier am Beispiel des Verhaltens von periodischen Änderungen des Radius, der Expansions- bzw. Kontraktionsgeschwindigkeiten und der effektiven Temperaturen der Photosphäre während der Pulsationen von δ Cephei, gewonnen werden können.

Literatur

- [1] https://en.wikipedia.org/wiki/Delta_Cephei
- [2] <https://www.shelyak.com/logiciel-demetra/?lang=en>
- [3] <https://www.eso.org/sci/software/esomidas/>
- [4] <http://www.astrosurf.com/buil/isis-software.html>
- [5] <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-id?ident=del+Cep>
- [6] W.W. Shane, ApJ 127 (1958) 573
- [7] R.I. Anderson et al., ApJ 804 (2015) 144
- [8] V.V. Kovtyukh, N.I. Gorlova, V.G. Klochkova, AstrL 24 (1998) 372; Pis'ma v Astronomicheskii Zhurnal, 24 (1998) 438
- [9] <https://pyastronomy.readthedocs.io/en/latest/pyasl-Doc/resBasedDoc/specLib.html>
- [10] <http://kurucz.harvard.edu/grids.html>
- [11] <https://www.appstate.edu/~grayro/spectrum/spectrum.html>
- [12] S.M. Andrievsky, R. E. Luck, and V. V. Kovtyukh, Astron. J. 130 (2005) 1880
- [13] <http://atlas.obs-hp.fr/elodie/>
- [14] V.V. Kovtyukh, MNRAS 378 (2007) 617



2004 begann sich **Lothar Schanne** zunehmend für Astronomie zu interessieren. Nach anfänglichen Versuchen mit kleineren Teleskopen und Montierungen sowie der Astrofotografie baute er 2007 eine eigene Sternwarte mit einem C14-Teleskop auf, damit er sich der zwischenzeitlich entdeckten astronomischen optischen Spektroskopie ausgiebig widmen konnte. Nach der Verwendung seines Selbstbau-Spektrographen („Mäusevilla“) kaufte er einen der ersten LHi-Res III-Spektrographen von Shelyak und arbeitete mit diesem Arbeitspferd jahrelang bis aus privaten Gründen die Sternwarte aufgeben wurde. Parallel entwickelte und baute er Echellé-Spektrographen, hielt als Referent Vorträge, führte Spektroskopiekurse durch und unterstützte Schüler in Sachen Astrospektroskopie. Ein Höhepunkt war die Herausgabe des Buches „Astrophysikalische Instrumentierung und Messtechnik für die Spektroskopie“ im Jahr 2018.



Berthold Stober war als Facharzt für Allgemeinmedizin und Chirurgie über 30 Jahre in eigener Praxis tätig. Als Landarzt konnte er sein Interesse an astronomischen Beobachtungen seit seinem 16. Lebensjahr beibehalten. In den letzten 10 Jahren gilt sein besonderes Augenmerk der Astrospektroskopie und hier wieder der Bestimmung von Radialgeschwindigkeiten unter Einsatz eines fasergekoppelten Echellé-Spektrographen.

ASpekt – Tagung 2021 in der Hansestadt Lübeck

Malin Moll

In der Vogelstang 3, 69115 Heidelberg, Germany, E-Mail: malinmoll775@gmail.com

Zusammenfassung

Allen Schwierigkeiten zum Trotz: die ASpekt fand 2021 erstmals als Hybrid-Veranstaltung und nach einem Jahr Pause wieder statt. Von freudigem Wiedersehen über technische Probleme bis hin zu interessanten Vorträgen war alles dabei.

Abstract

Despite all obstacles: the ASpekt 2021 was held as a hybrid congress for the first time. After a long pause we had a weekend of happy reunions, technical problems, and interesting talks.

Received: 2021-12-05, Accepted: 2021-12-22

Wie so ziemlich jede Veranstaltung, die 2020 geplant war, musste auch die praktisch fertig geplante ASpekt20 verschoben werden. Zunächst auf den Herbst, dann auf das nächste Frühjahr und schließlich auf den September 2021. Immer mit der Hoffnung, die Tagung doch in ihrem altbekannten Format in Präsenz durchführen zu können.

Schon im Frühjahr 2020 schwebte die Überlegung im Raum, eine Hybrid-Veranstaltung zu organisieren. Aufgrund der Coronasituation ist es schließlich auch dieses Format geworden - mit allen Vor- und Nachteilen. Während wir ein einzigartig vielfältiges Vortragsprogramm mit Vortragenden aus Deutschland, Österreich, Dänemark, Belgien und den USA anbieten konnten, waren technische Schwierigkeiten natürlich vorprogrammiert. Davon war allerdings hauptsächlich der Start am Samstag betroffen und danach waren sehr schnell Lösungen gefunden.

Die Vortragenden waren größtenteils persönlich auf der Tagung, ansonsten blieb die Runde der Anwesenden eher überschaubar. Dafür nutzten viele die Möglichkeit, online an der Veranstaltung teilzunehmen. Auf die ~25 Anwesenden kamen im Schnitt 30 Online-Teilnehmende. Die Online-Teilnahme erstreckte sich sogar bis nach Kolumbien und Indien. Die Freude der Anwesenden vor Ort über die Möglichkeit, sich wieder persönlich austauschen zu können, war meinem Eindruck nach groß!

Die Tagung wurde vom Trägerverein der Sternwarte Lübeck, dem Arbeitskreis Sternfreunde Lübeck e.V. (ASL), organisiert und ausgetragen. Für den Veranstaltungsort, die Verpflegung und natürlich die Einhaltung der 3G- und Abstandsregeln musste gesorgt werden. Als Tagungsort diente das Johanneum zu Lübeck,

ein Gymnasium mitten in der Lübecker Altstadt. Es bestanden bereits im Vorfeld Kontakte zur Schule: als 2017 der alte Standort der Sternwarte Lübeck abgerissen wurde, fanden die Fachgruppen des ASL Zuflucht in den Räumen des Johanneums. Im Gegenzug haben Mitglieder des ASL über zwei Schuljahre eine Astronomie AG angeboten.

Die Themen der Vorträge reichten von Photometrie, Datenanalysesoftware und selbstgebaute Spektrographen bis hin zu Exoplaneten, dem James Webb Space Telescope (JWST) und ProAm-Kampagnen. Zwei Poster zu Lichtverschmutzung und Schneller Spektralextraktion waren ebenfalls zu bewundern.

Am Freitagabend gab es zum Auftakt eine Führung durch die alte Lübecker Stadtbibliothek (siehe Abb. 1). Als eine der größten und ältesten Stadtbibliotheken hat die ursprünglich dem Katharinenkloster angehörende Bibliothek neben vielen handgeschriebenen Originalen auch einen wunderschönen alten Lesesaal zu bieten. Einige alte astronomische Werke wurden zum Anschauen für uns ausgestellt. Außerdem beherbergt die Bibliothek zwei große Himmelsgloben. Im Anschluss wurde noch im Restaurant zu Abend gegessen.

Der Samstag startete mit einem Grundlagenvortrag von Markus Pössel vom Haus der Astronomie in Heidelberg. Für die Anfänger unter den Teilnehmern war dies ein didaktisch wertvoller Einstieg. Wem die Inhalte bereits geläufig waren, konnte hier die ein oder andere Idee mitnehmen, wie man das Thema Spektroskopie Kindern, Jugendlichen und Laien näherbringen kann. Der Vortrag war so ein gelungener Start ins Vortragsprogramm.

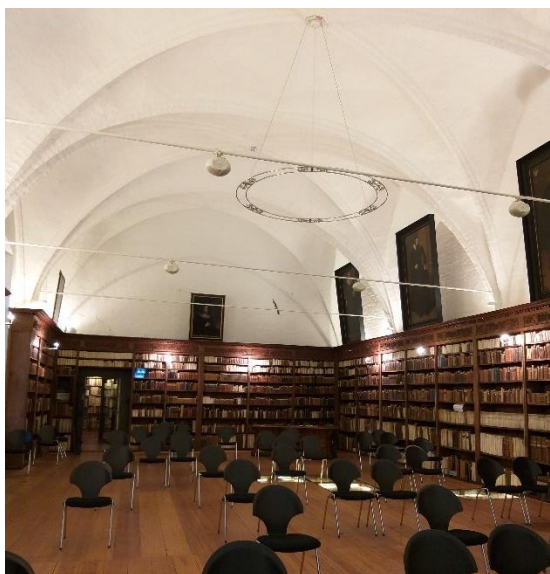


Abb. 1: Blick in Räumlichkeiten des historischen Teils der Stadtbibliothek.

Der darauffolgende Vortrag wurde von Jochen Heidt von der Landessternwarte Heidelberg gehalten. Er berichtete über seine Arbeit an den LUCI-Spektrographen für das Large Binocular Telescope und die vielen Beschwerden und Herausforderungen während der Inbetriebnahme. Der Vortrag, der als erster aus der Aula des Johanneums (Abb. 2) live übertragen wurde, hatte allerdings noch insbesondere für die online-Teilnehmenden versteckte technische Fallstricke offenbart.

Nach einer Kaffeepause eröffnete Josephine Liebisch mit einem Bericht über die kombinierten photometrischen und spektroskopischen Beobachtungen an β und δ Cep den zweiten Vormittagsteil. Neben der Bestimmung der Radiusänderungen über die periodisch variable Radialgeschwindigkeit konnten die Temperaturänderungen in Verbindung mit Helligkeitsänderungen untersucht werden. Thomas Hunger hatte sich der Frage angenommen, ob die vielen verschiedenen Spektren-Auswerte-Softwarepakete denn wirklich vergleichbare Ergebnisse liefern. Das Ergebnis: alle Programme

kommen bei denselben Einstellungen auf dieselben Ergebnisse. Die Wahl des Programms hängt lediglich von den persönlichen Präferenzen des Nutzers ab. „VV Cep up-to-date“ lautete der Vortrag von Ernst Pollmann in Anschluss, der den aktuellen Erkenntnisstand aus der letzten Bedeckung, die von einer internationalen ProAm-Kampagne begleitet wurde, berichtete.

Nach der Mittagspause sprach Nora Lützgendorf, ESA, zugeschaltet aus den USA über das NIRSpec-Instrument, welches Teil des JWST ist. Neben den technischen Details der Instrumente gab es auch einige Animationen von dem in der Montage befindlichen Teleskop zu bewundern. Im nachfolgenden Vortrag berichtete ich zu meinem Praktikum an der Landessternwarte Heidelberg. Dort habe ich TESS-Lichtkurven von K-Riesen korrigiert und ausgewertet. Gesucht habe ich nach Rotationsperioden und sonnenähnlichen Oszillationen. Letztere konnte ich schlussendlich identifizieren. Die Poster-Autoren stellten in einer Speed Pitch den Inhalt ihrer Poster kurz vor, welche in ausgedruckter Form in Lübeck und gleichzeitig als PDF auf der Tagungswebseite verfügbar waren. Gelegenheit zu sprechen war in der folgenden Kaffeepause gegeben.



Abb. 2: Blick in die Aula des Johanneums. (Bildautor: Thomas Hunger)

Harald Daumann berichtete über den Selbstbau eines fasergekoppelten Echelle-Spektrometers mit einer Auflösung von $R = 15000$ an seinem RC10. Franck Marchis und Tom Esposito (beide SETI) gaben uns im Anschluss einen Einblick in die weltweite ProAm-Kampagne vom Unistellar Network. Mit den verkauften Teleskopen können sich die Nutzer jederzeit in Beobachtungen einklinken und Daten liefern. Genutzt wird das Netzwerk unter anderem für Folgebeobachtungen von TESS-Kandidaten.

Zum Abschluss des Tages gab es eine Stadtführung durch die Lübecker Altstadt: von der Geschichte des Veranstaltungsortes über die Erfindung des Marzipans bis hin zum Teufel vor

der Marienkirche. Der Tag klang mit einem gemeinsamen Abendessen im Tipasa aus.



Abb. 3: Stadtansicht während des Rundganges. Diesmal ohne Holstentor.

Der Sonntag startete mit der Vorstellung des Konzeptes für den erneuerten Spektroskopiepreis der Fachgruppe durch Thomas Hunger. Der Wettbewerb ist die Chance für SchülerInnen und Studierende, spektroskopische Projekte und Ideen zu verwirklichen. Nach zwei Jahren Pause wird der Spektroskopiepreis nun erneut ausgeschrieben. Yaël Nazé und Gregor Rauw präsentierten Ergebnisse verschiedener internationaler ProAm-Kampagnen an Be- und Oe-Sternen, u.a. zu γ Cas. Im Vortrag von Simon Albrecht ging es um die spektroskopische Untersuchung von Sternsystemen mit Exoplaneten, die sich auf ungewöhnlichen Umlaufbahnen bewegen.

Nach einer Pause ging es weiter mit der Vorstellung der aktuellen spektroskopischen Aktivitäten am VEGA Observatorium in Salzburg von Herbert Pühringer. Spektakulär ist die Beobachtung eines möglichen He-Flashes an Nova Cas 1405 2021. Den Abschluss bildete Michael Weber vom AIP in Potsdam mit einem Vortrag über den hochauflösenden Spektrographen, der für das ELT in Planung ist. Das Gerät soll in mehreren Wellenlängenbereich bisherige Grenzen überwinden.

Dass alles trotz allem so wunderbar funktioniert hat, liegt an den großartigen Helfern des ASL! Vielen Dank, dass ihr es möglich gemacht habt, die Tagung wieder stattfinden zu lassen. Danke auch an Thomas Hunger und Knud Henke, ohne die diese Veranstaltung nicht umsetzbar gewesen wäre. Ein weiterer Dank gilt der VdS e.V. für die Bereitstellung der ZOOM-Lizenz.



Malin Moll ist Physikstudentin im 3. Semester an der Universität Heidelberg. Seit 2012 ist sie Mitglied der Sternwarte Lübeck und hat vor allem visuell beobachtet. Vor dem Studium war sie außerdem Teil eines Projektes zur spektroskopischen Untersuchung von gelben Hyperriesen.



Abb. 4: Präsenzteilnehmer am Eingang zur Aula des Johanneums.

VEGA 2022

International Spectroscopy Symposium for Amateurs and Professionals

in Salzburg, Austria

May 26 - May 28 or 29, 2022

This conference takes place at an unique facility, a double observatory built in 2018 near the city of Salzburg, Austria. It offers many highly interesting presentations by a lot of professional astronomers in astrospectroscopy, astrophotometry and astrophysics.

Conference Language: English

Registration is open.

Info: <https://www.astrophoto.at/VEGA/index.html>

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

For members of the Section Spectroscopy
of the Society of German Amateur Astronomers only.

Besuchen Sie / Visit

<http://spektroskopie.vdsastro.de>

**und werden Sie Mitglied. Einfach per Mail an den Sprecher
der Fachgruppe.**

**and become a member by sending an e-mail to the spokes-
man of the section.**