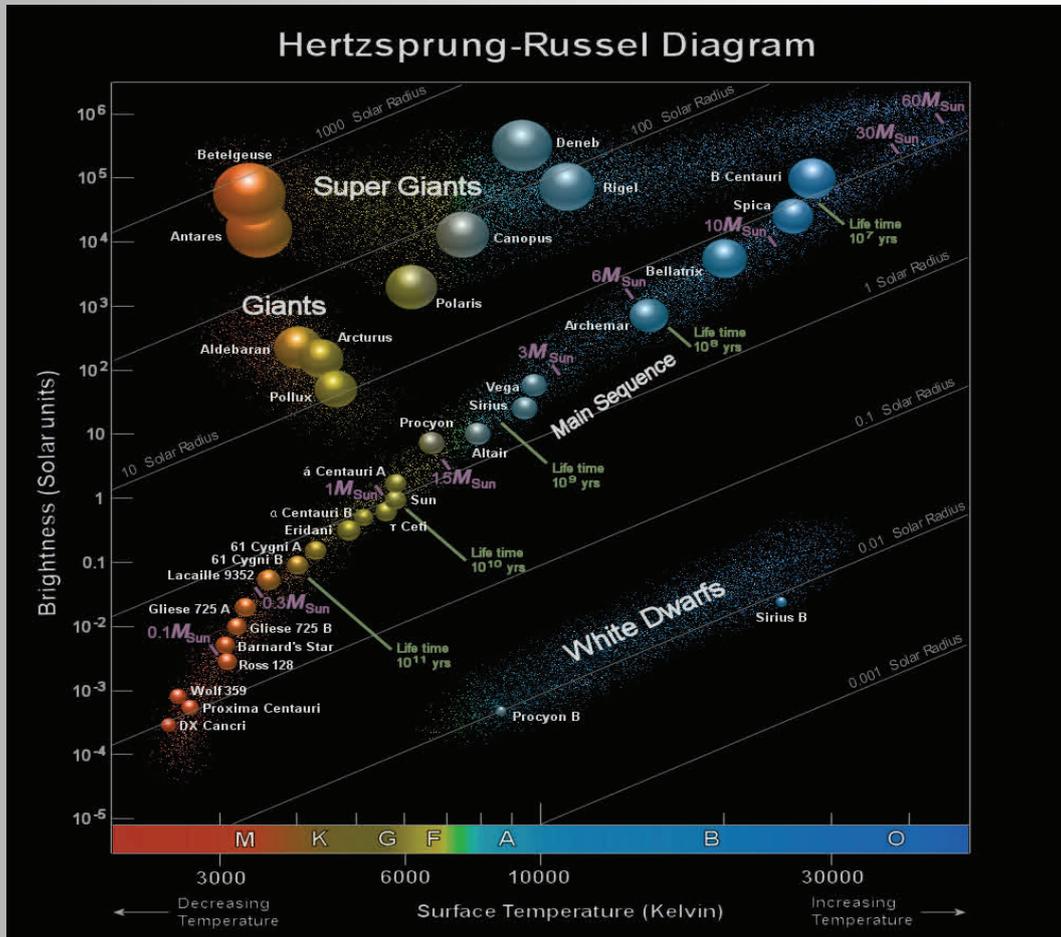


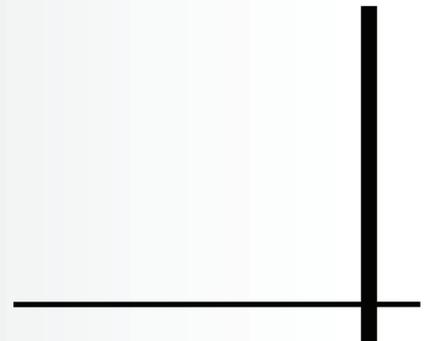
BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY

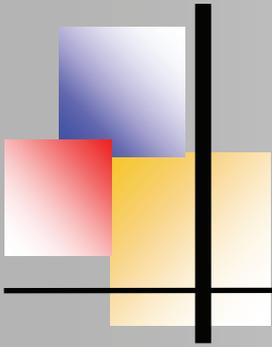


OF THE GERMAN ORGANIZATION & WORKING GROUP VARIABLE STARS BAV

EDITOR
BUNDESDEUTSCHE ARBEITSGEMEINSCHAFT
FÜR VERÄNDERLICHE STERNE E.V. (BAV)
MUNSTERDAMM 90
12169 BERLIN

ISSUE No. 04 12/2018 ISSN 2566-5103





BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY



Imprint

The BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY appears half-yearly from June 2017. Responsibility for publication: German Working Group for Variable Stars e.V. (BAV), Munsterdamm 90, 12169 Berlin

Editorial

Ernst Pollmann, 51375 Leverkusen, Emil-Nolde-Straße 12, ernst-pollmann@t-online.de
Lienhard Pagel, 18311, Klockenhagen Mecklenburger Str. 87, lienhard.pagel@t-online.de
Roland Bücke, 21035 Hamburg, Anna von Gierke Ring 147, rb@buecke.de

The authors are responsible for their contributions.

Cover picture: stargazerslounge.com

Content

Page

E. Pollmann: Editorial

1

D. Hess: Mein Einstieg in die Sternspektroskopie

2

A. Ulrich: Die Mitte-Rand-Variation der Sonne spektral aufgelöst

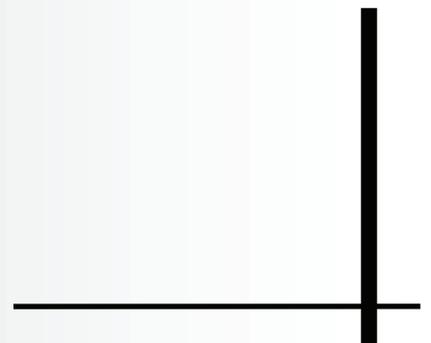
10

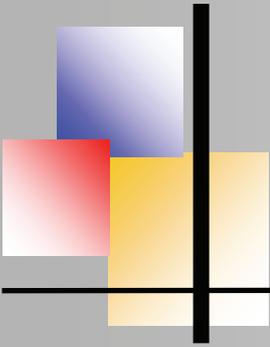
M. Sblewski : Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae

17

M. Trypsteen: Determination of Planetary Rotation Velocities (Part I)

31





BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY



EDITORIAL

From the stars we basically receive only their electromagnetic radiation of different wavelengths, and we “see” essentially only the surface of the radiating bodies. By evaluating the light, we obtain information about:

- the direction of the radiation (positions and movement of the stars)
- the quantity of the radiation (brightness)
- the quality of the radiation (color, spectrum, polarization)

For amateurs, only the narrow band of visible light is easily accessible. In this spectral region, however, both the brightness (photometry) and the spectra of the objects can be examined. Today's amateur astronomy, with its instrumental and computer-assisted equipment, enjoys observation possibilities that were reserved exclusively for professional astronomers until a few years ago.

Thanks to the development of CCD technology, the types of observational perspectives have become much more varied. For example, in the area of variable star observation, there are many new possibilities in addition to already existing approaches.

Professional variable star research employs techniques and observation methods to study the physics and atmospheres of the stars in a holistic manner, considering all aspects and occurrences. Thus, this means that the collected radiation must be understood as a complex storage medium of the physical processes on and in the observed star.

This is appropriate for the intensity of the light, as well as for its spectral composition. The linking of brightness measurements and spectroscopy, a matter of course in professional astronomy, reflects this connection.

Along with brightness changes that occur in variable stars (which can occur quite frequently) variable changes in the state of the stars also can take place and often are revealed in the corresponding spectrum.

Ernst Pollmann

Mein Einstieg in die Sternspektroskopie

by Dr. Dieter Hess



Abstract

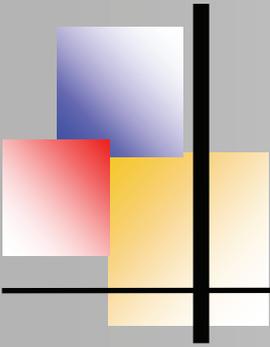
In this report I tell about my first steps in star spectroscopy. I describe my equipment, the methods of image calibration and stacking and last but not least the wavelength calibration of the resulting spectra. These are flow calibrated using standard spectra of a catalogue star with the same spectral type as the observed stars α Andromedae (Alpheratz), α Aurigae (Capella) and γ Cassiopeiae (Tsih). First results on these bright stars with the DADOS 200 L/mm grating are shown. Finally I give results of an observation of γ Cassiopeiae with the 1200 L/mm grating including the computation of the equivalent width of the H α emission line.

Ausrüstung

Mein Teleskop ist ein Celestron C-11 EDGE HD auf einer Losmandy G11-Montierung mit Gemini-Steuerung. Es besitzt eine OPTEC-Quicksync-Motorfokussierung. Die Nachführung erfolgt mit einer IMAGING SOURCE DMK 21AU618AS-Videokamera und der Nachführsoftware SpecTrack von Baader-Planetarium GmbH. Der DADOS-Spektrograph ist mit drei Gittern mit 200, 900 und 1200 Linien/mm ausgerüstet. Als Kameras stehen die Trius-X694 von Starlight Xpress Ltd mit

- dem ICX694AL Exview CCD-Chip
- CCD-Bildfeld 12,49 x 9,99 mm
- quadratische Pixel mit 4,54 μ m Pixelgröße
- maximale Quantenausbeute 77 % bei 580 nm
- geregelte Kühlung mit max. 40 °C unter Umgebungstemperatur
- und die SBIG STF-8300M mit
- dem KAF-8300 CCD-Chip
- CCD-Bildfeld 18 x 13,5 mm
- quadratische Pixel mit 5,4 μ m Pixelgröße
- maximale Quantenausbeute 54 % bei 530 nm
- geregelte Kühlung mit max. 40 °C unter Umgebungstemperatur zur Verfügung.

Für die Spektroskopie wird vorzugsweise die SBIG-Kamera wegen des größeren Bildfeldes verwendet.



Mein Einstieg in die Sternspektroskopie, Dieter Hess

Die Aufnahmen erfolgen mit dem Programm Maxim-DL. Für die Nachführung über das Spaltbild wurde die neue Software SpecTrack von Baader Planetarium verwendet. Das Programm ist in der Lage, auf das im Spalt befindliche Sternscheibchen über längere Zeit ein zuverlässiges off-axis-guiding zu gewährleisten. Zuletzt wurde in den Strahlengang ein TSFLIP-Prisma eingefügt, um einerseits die Zentrierung des beobachteten Sterns zu erleichtern und andererseits seitlich eine Kalibrierlampe wie z. B. die Baader-Neonlampe über das Prisma direkt vor dem Spalt einspiegeln zu können. Hierzu wird das Prisma einfach um 180° gedreht. Ein praktischer Test steht allerdings noch aus. Die an das Teleskop angekoppelte spektrographische Ausrüstung ist in Abb. 1 zu sehen.

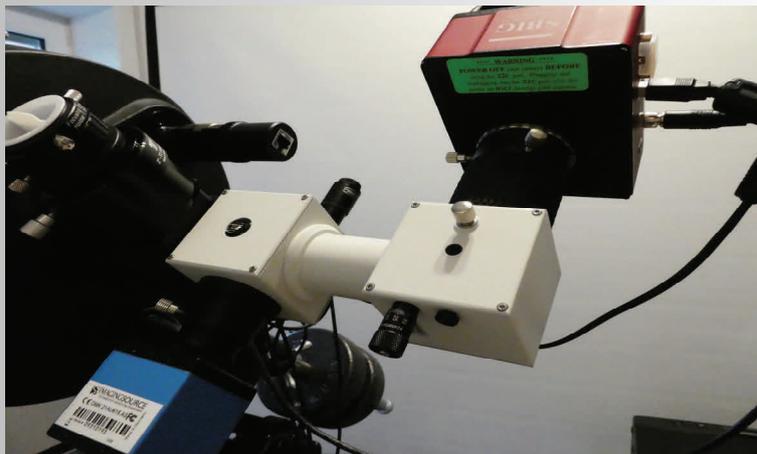
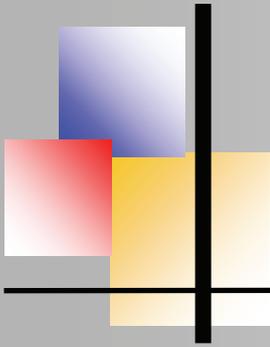


Abb. 1: Die komplette spektrographische Ausrüstung am Teleskop

Bildbearbeitung

Für die Bildkalibrierung wurden Aufnahmeserien für Bias- und Dunkelbilder mit der gleichen Kamertemperatur wie für die Aufnahme der Spektren verwendet. Die Dunkelbilder haben die gleiche Belichtungszeit wie die aufgenommenen Spektren. Für die Kalibrierung der Spektren mit Bias- und Dunkelbildern wird das Programm PixInsight verwendet, welches mir aus der Deep-Sky-Fotografie vertraut ist. Da bei der Aufnahme der Spektren die vertikale Position der Spektren nicht genau konstant gehalten werden kann, wird ein Alignment der Bilder vor der Bildaddition vorgenommen. Beides wird mit Maxim DL erledigt. Für das Alignment wird manuell ein Punkt im Spektrum ausgesucht und markiert. Das Stacken der Einzelbilder erfolgt vorzugsweise mit dem sigma combine Verfahren, welches wegen der Verschiebungen in den Einzelbildern auch die bei der SBIG 8300M relativ zahlreich vorhandenen Hotpixel weitgehend eliminieren kann.



Mein Einstieg in die Sternspektroskopie, Dieter Hess

Wellenlängenkalibrierung

Die Wellenlängenkalibrierung wurde mit einer Energiesparlampe Megaman R50 (9 Watt) vorgenommen. Dazu wurde die Energiesparlampe mit einer Klemmleuchte vorn an die Taukappe des Teleskops so angeklemt, dass die Klemmung parallel zu den Spalten des DADOS-Spektrographen lag. Die Energiesparlampe hat dazu noch den Vorteil, dass mit der verhältnismäßig hohen Lichtintensität das Spektrum leicht und genau fokussiert werden kann. Belichtungszeiten von 3 bis 4 Sekunden sind für die Aufnahmen ausreichend. Die Kalibrierbilder wurden jeweils vor und nach der Aufnahme der Spektrenserien erstellt, um mechanische oder thermische Einflüsse auf Pixelverschiebungen der Emissionsbanden weitgehend auszuschließen.

Zur Identifizierung der Emissionsbanden wurde das von Bernd Koch [1] im Tutorial gezeigte Spektrum (Abb. 2) herangezogen. Mit BASS [2] wurden die gestackten Aufnahmen horizontal ausgerichtet und die Hintergrundsubtraktion durchgeführt. Das Spektrum der Energiesparlampe ist in Abb. 3 zu sehen. Das Ergebnis der Wellenlängenkalibrierung zeigt Abb. 4 als EXCEL-Diagramm mit der Anpassungsfunktion. Gewählt wurde hier ein Polynom 3. Grades. Die Dispersion des Spektrums beträgt im Mittel 0.21 \AA .

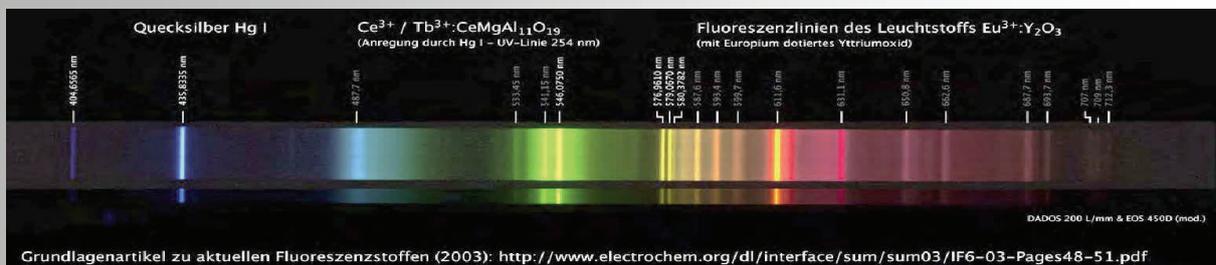
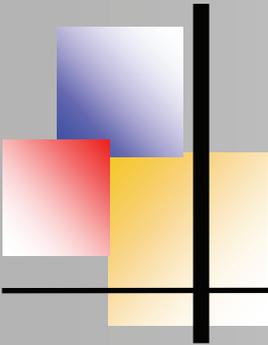


Abb. 2: Spektrum der Megaman-Energiesparlampe

Relative Flusskalibrierung

Das wellenlängenkalibrierte Spektrum wird in BASS durch ein Referenzspektrum eines Sterns mit gleicher Spektralklasse dividiert und das Ergebnisspektrum mit einem Spline geglättet. Der resultierende Verlauf enthält als Instrumentenfunktion die Einflüsse der Optik, des Spektrographen und der Kamera. Die Funktion wird als Responsefile gespeichert und in den Profile Properties des Bildes des Sternspektrums als Responsefile angegeben. Mit dieser Aktion erhält man das wellenlängen- und das relativ flusskalibrierte Spektrum des Sterns, aus dessen Maximums des Kontinuumsverlaufs unter anderem mit dem Wienschen Verschiebungsgesetz die Temperatur der Sternatmosphäre abgeschätzt werden kann.



Mein Einstieg in die Sternspektroskopie, Dieter Hess

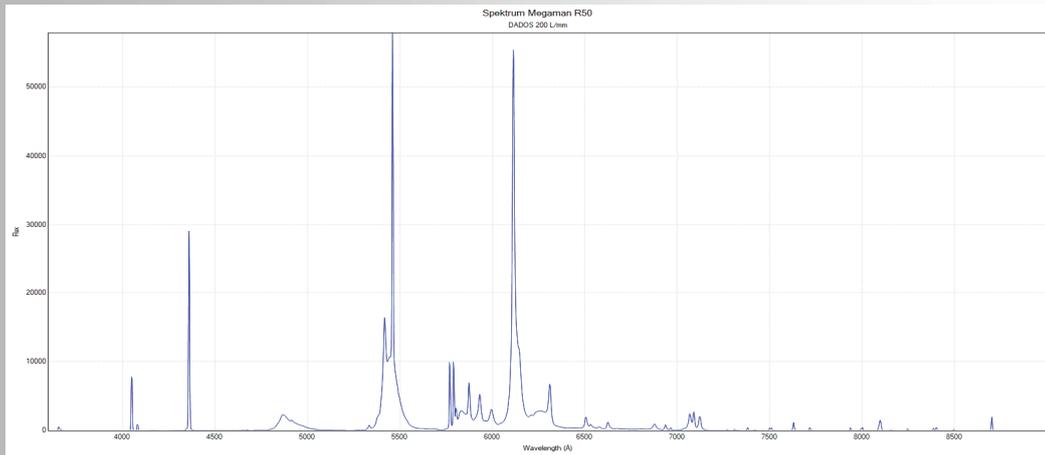


Abb. 3: Spektrum der Megaman-Energiesparlampe (Pixel unkalibriert)

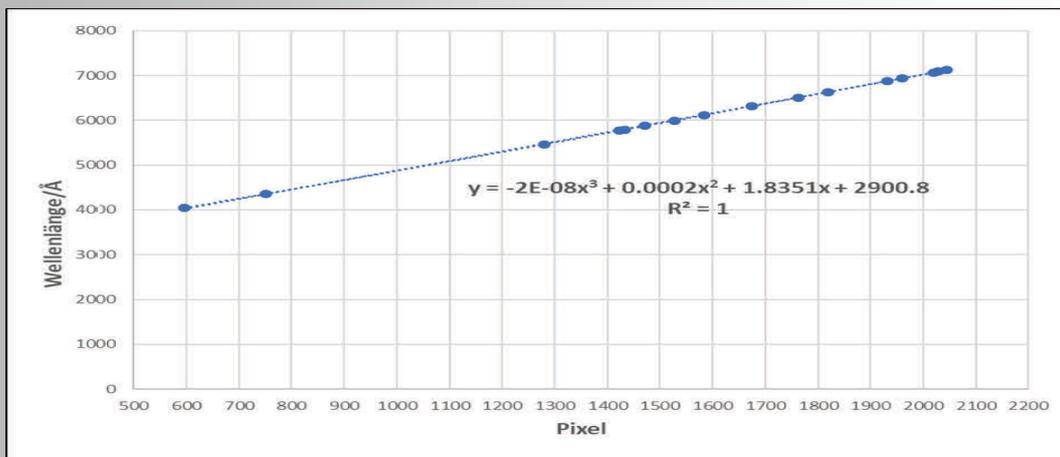
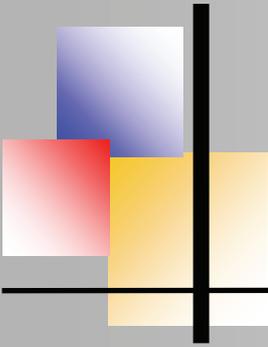


Abb. 4: Wellenlängenkalibrierung für das Spektrum von α Andromedae (Alpheratz)

Spektren mit 200 L/mm

Am 14. Oktober 2017 habe ich Spektren heller Sterne mit dem 200L/mm-Gitter des DADOS aufgenommen, um die Unterschiede der Spektren verschiedener Spektralklassen zu beobachten. Das erste aufgenommene Spektrum ist das von α Andromedae (Abb. 5). Die Zuordnung der Spektrallinien wurde mit dem Spektralatlas für Amateurastronomen von Richard Walker [3] durchgeführt. α Andromedae ist ein spektroskopischer Doppelstern, dessen Hauptkomponente die Spektralklasse B8 aufweist.



Mein Einstieg in die Sternspektroskopie, Dieter Hess

Die Umlaufperiode des Systems beträgt 96.69 Tage [4]. Eine Besonderheit ist die ungewöhnliche Häufigkeit von Quecksilber (Hg) und Mangan (Mn). Der Stern wird daher mit dem Label HgMn beschrieben. Die entsprechenden Absorptionslinien lassen sich allerdings bei der niedrigen Auflösung mit dem 200 L/mm-Gitter nicht identifizieren.

Das Spektrum weist hohe Ähnlichkeit mit dem A0-Spektrum von Wega auf. Die Balmer-Serie erscheint sehr intensiv. Die intensiven Linien im langwelligen Bereich des Spektrums sind atmosphärischen Ursprungs. Insbesondere die tellurischen Wasserdampfabsorptionen können je nach Luftfeuchtigkeit deutlich in ihrer Intensität variieren.

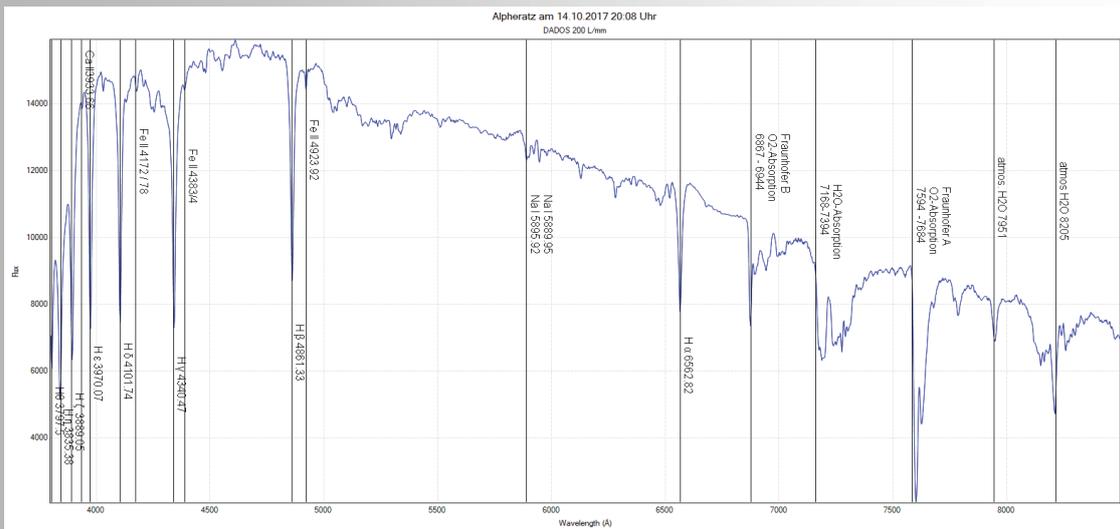
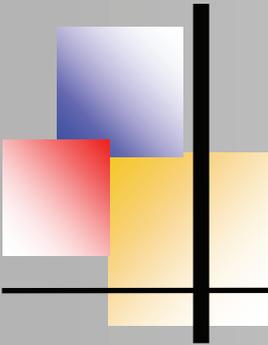


Abb. 5: Spektrum von α Andromedae

Ein weiterer an diesem Abend von mir beobachteter Stern ist α Aurigae (Capella). α Aurigae ist ein nicht bedeckungsveränderliches, doppeltes Doppelsternsystem. Das eine Paar Capella Aa und Ab besteht aus zwei Riesen des Spektraltyps G8 und G1. Der Abstand beträgt nur ca. 100 Millionen km. Die Umlaufperiode beträgt 104 Tage. Spektrometrische und astrometrische Messungen ergeben für Aa und Ab 2,57 bzw. 2,48 Sonnenmassen. Mit dem Abstand von 43 Lichtjahren ergeben sich die 80- bzw. 72-fache Leuchtkraft der Sonne [5].

Im Spektrum (Abb. 6) sind die Balmerlinien noch deutlich zu erkennen. Das Magnesiumtriplett und insbesondere die Ca-Linien bei 3934 und 3968 Å sind deutlich ausgeprägt. Neben den Ca-Linien sind zahlreiche Absorptionsbanden des Fe I vorhanden. Das zweite Doppelnsternpaar besteht aus zwei roten Zwergen, die erst Anfang des 20. Jahrhunderts entdeckt wurden.



Mein Einstieg in die Sternspektroskopie, Dieter Hess

Dieses Spektrum wurde von mir an Ernst Pollmann weitergegeben, der daraus die Äquivalentbreite der H α -Linie berechnet und diesen Messpunkt in die Langzeitüberwachung von γ Cassiopeiae übernommen hat. Die zeitliche Entwicklung der Äquivalentbreiten ist in Abb. 9 dargestellt. Ein letztes Minimum war November 2001 beobachtet worden. Seitdem steigt die Äquivalentbreite, die ein Maß ist für Häufigkeit des verursachenden Elements (hier Wasserstoff), die Dichte in der Sternatmosphäre und die Temperatur in der Entstehungsschicht ist, stetig an.

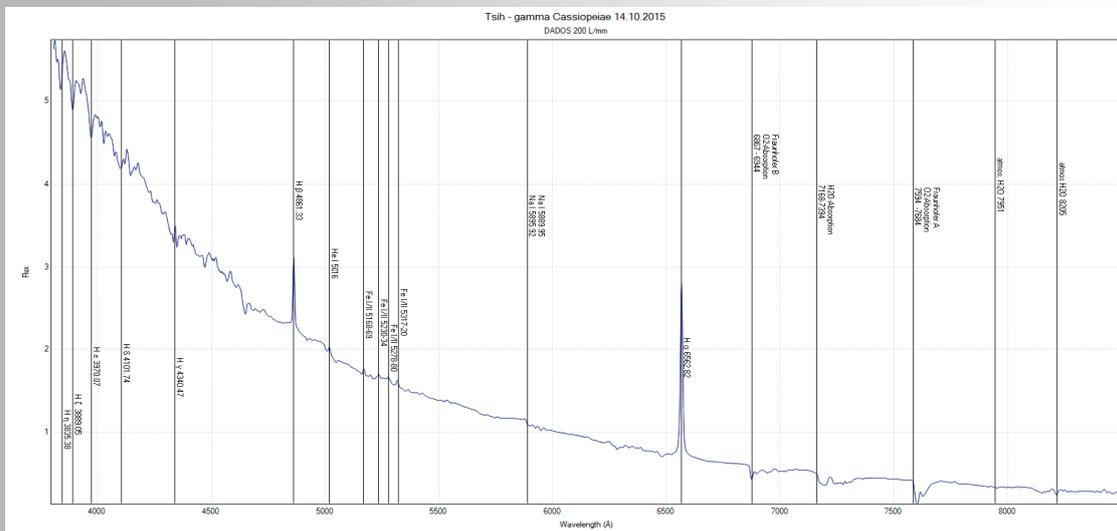


Abb. 7: Spektrum von γ Cassiopeiae mit DADOS 200 L/mm, 14.10.2017

Mein Einstieg in die Sternspektroskopie, Dieter Hess

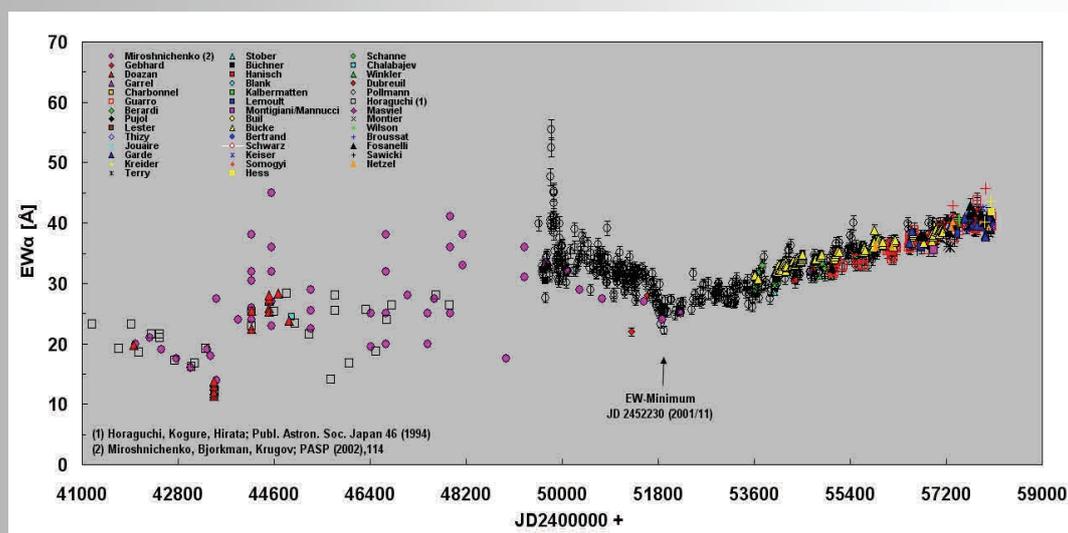


Abb. 9: Zeitliche Entwicklung der Äquivalentbreiten von Υ Cassiopeiae
 (Bildquelle: E. Pollmann)

Zusammenfassung

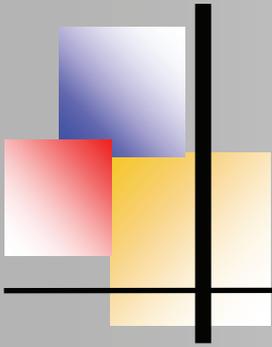
Dieser Bericht stellt meine Ausrüstung und die derzeitige Arbeitsweise für die Messung und Auswertung von Sternspektren vor. Es wurden Beispiele für Messungen mit den Gittern mit 200 Linien/mm und 1200 Linien/mm gezeigt und die erhaltenen Sternspektren betrachtet. Zum besseren Verständnis der Spektren wurden einige astrophysikalische Hintergründe erläutert.

Danksagung

Ich danke Bernd Koch, Ernst Pollmann und Michael Winkhaus für die sehr gute Einführung in die Sternspektroskopie während des Kurses am Carl-Fuhlrott-Gymnasium in Wuppertal im Oktober 2016 und besonders Bernd Koch für viele hilfreiche Diskussionen.

Referenzen

- [1] B. Koch, Kalibr. Des Siriuusspektrums mit der Ormalight-Megaman 2017-10-13.pdf
<http://www.astrofoto.de/cfg/Kalibrierung%20des%20Sriusspektrums%20mit%20der%20ESL%20Ormalight-Megaman%202017-11-21.pdf>
- [2] <https://uk.groups.yahoo.com/neo/groups/astrobodger/info>
- [3] R. Walker, Spektralatlas für Amateurastronomen, Version 5.0, 04/2014
- [4] J. Kanipe, D. Webb, Annals of the Deep Sky, Vol. 1, S. 131 ff.
- [5] J. Kanipe, D. Webb, Annals of the Deep Sky, Vol. 2, S. 126 ff.
- [6] J. Kanipe, D. Webb, Annals of the Deep Sky, Vol. 4, S. 214 ff.
- [7] C. Thom, P. Granes, F. Vakili, Astron. Astrophys., L13-15 (1986)
- [8] M. A. Smith et al., Astron. Astrophys., 540, A53, 1-16 (2012)



Die Mitte-Rand-Variation der Sonne spektral aufgelöst

by Dr. Andreas Ulrich

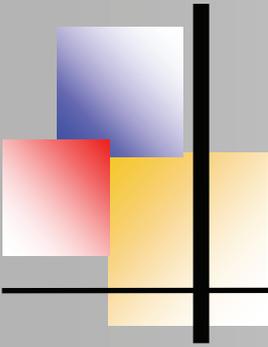


Die Verringerung der Helligkeit der Sonnenscheibe zu ihrem Rand hin ist von vielen Fotos bekannt und natürlich durch das Studium der Photosphäre seit den ersten spektralen Beobachtungen von Joseph von Fraunhofer wohl bekannt. Hier möchte ich zeigen, dass es gelingt, mit relativ einfachen Mitteln etwas mehr über die Mitte-Rand-Variation zu erfahren, wenn die Lichtintensität spektral aufgelöst gemessen wird. Es soll auch versucht werden, einen qualitativen Bezug zu den physikalischen Bedingungen der Sonnenphotosphäre herzustellen.

Ausgangspunkt der Überlegungen war die Erklärung der Mitte-Rand-Variation, dadurch, dass bei einer Plasmaschicht, wie sie die Sonnenphotosphäre darstellt, jeweils Licht aus der optischen Tiefe 1 (räumliches Integral über den optischen Absorptionskoeffizienten bei einer bestimmten Wellenlänge) beobachtet wird. Da wir von der Erde aus die Sonne in der Mitte senkrecht und am Rand tangential betrachten, wird die optische Tiefe 1 in der Mitte tief in der Photosphäre erreicht, am Rand weiter außen.

Da die Temperatur nach außen hin abfällt, ist zumindest die Kontinuumsstrahlung dort schwächer und entspricht einem Planck-Spektrum niedrigerer Temperatur als in der Mitte der Sonnenscheibe. Neben der „Verdunkelung“ zum Rand hin, ist also auch eine Rotverschiebung des Spektrums zu erwarten. Die Frage ist nun, ob diese mit einfachen Mitteln zu beobachten ist. Zudem hat sich mir die Frage gestellt, wie sich das über die Sonnenscheibe gemittelte Sonnenspektrum bei einer partiellen Sonnenfinsternis ändert, da ja zeitabhängig unterschiedliche Anteile der Randbereiche im Verhältnis zur Gesamtfläche vom Mond abgedeckt sind.

Wichtigstes Hilfsmittel bei den Messungen war ein kleines Gitterspektrometer, dem das Licht mit einer Glasfaser (Quarz, 0,6mm Durchmesser) zugeführt wird (Ocean Optics Modell 65000). Das Spektrometer hat einen Eintrittspalt mit 5µm Breite und eine Auflösung von 0,5nm. Es nimmt bei einer Belichtung einen Spektralbereich von 184 bis 972nm auf. Die Dynamik entspricht 16 bit. Die Datenaufnahme kann einzeln ausgelöst werden. Es kann aber auch automatisch eine Serie von Spektren aufgenommen und in dem Rechner gespeichert werden, mit dem das Spektrometer betrieben wird. Eine solche Serie von Spektren wurde so gewonnen, indem mit einem kleinen Teleskop (Celestron C5) ein Sonnenbild von ca. 20cm Durchmesser auf einen Schirm projiziert wurde. Im Zentrum des Schirms war das Ende der Glasfaser des Spektrometers angebracht. Das Teleskop wurde nicht nachgeführt, sodass das Bild der Sonnenscheibe im Verlauf von ca. 2 Minuten über den Schirm wanderte. Diese Anordnung wurde so eingestellt, dass sich möglichst genau ein voller Durchmesser der Sonnenscheibe über das Ende der Glasfaser hinweg bewegte.



Mitte-Rand-Variation der Sonne spektral aufgelöst, A. Ulrich

Dabei wurde jede Sekunde ein Spektrum aufgenommen, das aus einer automatischen Mittelung von 50 Einzelspektren zusammengesetzt wurde. Entsprechend der Durchgangszeit der Sonne liegt die räumliche Auflösung bei ca. 1% des Sonnendurchmessers. Zur Aufnahme von Spektren, die über die Sonnenscheibe gemittelt sind, wurde die Sonne mit einer kurzbrennweitigen Quarzlinse ($f=8\text{cm}$) auf die Eintrittsöffnung einer Ulbrichtkugel abgebildet. Zur Einstellung der Lichtintensität befindet sich eine Irisblende vor der Linse. Die Glasfaser war an der vorgesehenen Stelle an der Ulbrichtkugel angeschlossen. Mit dieser Vorrichtung wurden während der partiellen Sonnenfinsternis am 20.3.2015 zu verschiedenen Zeiten Spektren aufgenommen.

Unter den 5 Messreihen, welche von Garching aus zur Beobachtung der Mitte-Rand-Variation am 7.4.2010 um ca. 11h aufgenommen wurden, befand sich eine, die den Sonnendurchmesser sehr gut mittig abgetastet hat. Die so gewonnenen Daten bestehen insgesamt aus 130 Spektren. Mit orts- und wellenlängenaufgelösten Daten kann nun zunächst untersucht werden, wie sich Spektren der Mitte und des Randes der Sonne bei ca. 1% Ortsauflösung unterscheiden. Die in Abb. 1 dargestellten Spektren wurden zentral (blau) bzw. 1 bis 2% des Durchmessers der Sonnenscheibe vom Rand entfernt (rot) aufgenommen.

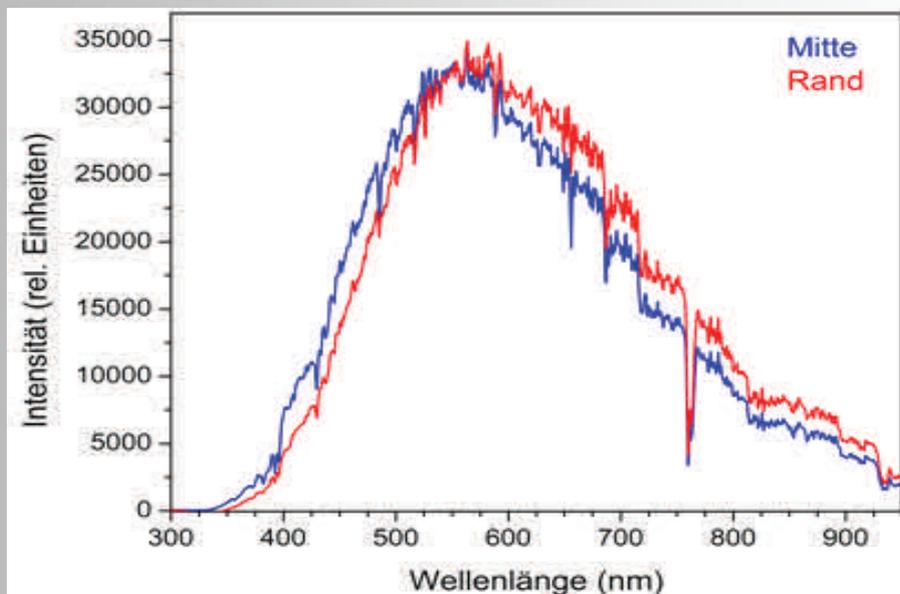
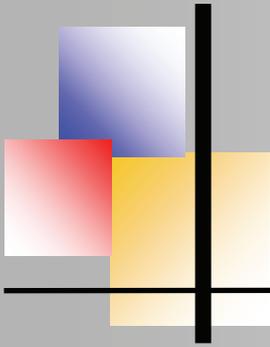


Abb. 1: Sonnenspektren von der Mitte (blau) und dem Rand (rot) der Sonnenscheibe (ca. 1 bis 2% des Durchmessers vom Rand entfernt) im Vergleich. Die Spektren wurden bezüglich ihrer Maxima skaliert, um den spektralen Verlauf beurteilen zu können. Die Verschiebung ins Rote am Rand ist deutlich erkennbar. Da nur der Vergleich der Spektren wichtig ist, wurden sie nicht auf die spektrale Ansprechfunktion des Nachweissystems korrigiert.



Mitte-Rand-Variation der Sonne spektral aufgelöst, A. Ulrich

Als Nächstes stellt sich die Frage des Intensitätsverhältnisses in Abhängigkeit von der Wellenlänge für die beiden Orte auf der Sonnenscheibe, Mitte und Rand.

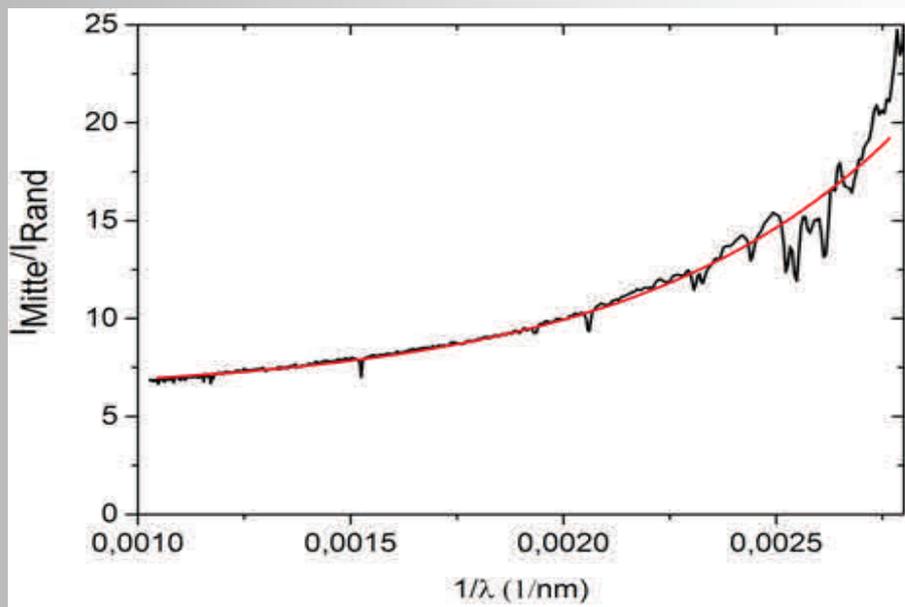
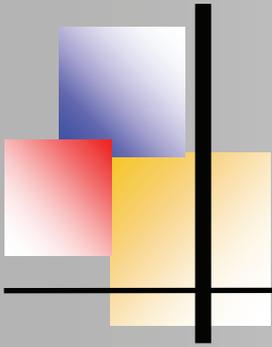


Abb. 2: Spektraler Verlauf der Intensitätsverhältnisse in der Sonnenmitte und am Rand. Aufgetragen ist das Verhältnis der Intensitäten eines Spektrums aus der Mitte und eines Spektrums ca. 2% des Durchmessers der Sonnenscheibe vom Rand entfernt. Die rote Kurve ist eine exponentielle Kurvenanpassung (siehe Text).

Dieses Verhältnis zeigt zwei Aspekte. Wenn die Spektren von der Kontinuumsstrahlung dominiert sind und diese als Schwarzkörperstrahlung angenommen wird, lässt sich aus dem Verlauf der Kurve mit Hilfe des Planckschen Strahlungsgesetzes die Temperaturdifferenz zwischen den beiden Orten auf der Sonnenscheibe abschätzen. Dazu ist in der Abb. 2 das Verhältnis der Intensitäten eines Spektrums in der Mitte der Sonne und ca. 2% des Durchmessers vom Rand entfernt gezeigt. Der Zusammenhang für die Intensität von Planckstrahlern verschiedener Temperatur T_1 und T_2 ergibt sich zu

$$I_1/I_2 = \exp(c/\lambda \cdot (1/T_2 - 1/T_1))$$

Dabei ist c eine Konstante mit einem Wert von $14400 \mu\text{mK}$. Die Abbildung zeigt, dass der spektrale Verlauf bis herab zu einer Wellenlänge von ca. 560nm ($1/\lambda = 0,0028 \text{ nm}^{-1}$) gut durch ein exponentielles Wachstum in Abhängigkeit von der inversen Wellenlänge wiedergegeben wird, wie es die obige Formel vorhersagt.



Mitte-Rand-Variation der Sonne spektral aufgelöst, A. Ulrich

Das Intensitätsverhältnis ist z.B. bei 500nm recht genau 10. Wird für die Sonnentemperatur in der Mitte 6000K angesetzt, ergibt sich für den Sonnenrand durch Auflösen nach T_2 eine Temperatur von numerisch 4056 K, also etwa 4000 K. Abbildungen der Sonne mit Sonnenflecken zeigen, dass der Rand durchaus so dunkel erscheint, wie ein Sonnenfleck, der auch 4000 bis 5000 K heiß ist. Ohne eine genauere Quantifizierung aller Parameter und ohne Fehlerrechnung ergibt sich daher aus der einfachen Betrachtung ein durchaus sinnvoller Wert für die Temperaturen bei der optischen Tiefe 1 in der Sonnenmitte und am Rand.

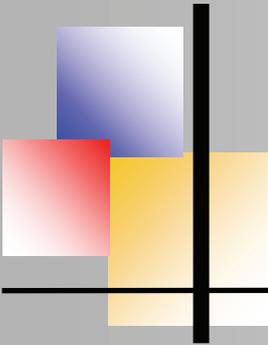
Der andere Aspekt ist, dass viele spektrale Strukturen, Fraunhoferlinien und tellurische Linien, gleich skalieren und sich über einen weiten Spektralbereich ein glatter Verlauf ergibt. Da wo er unterbrochen ist, ist stets die Intensität im Spektrum in der Mitte kleiner, der spektrale Intensitätseinbruch in der Mitte der Sonnenscheibe also stärker.

Das wird dadurch verständlich, dass der durchstrahlte Weg des Lichtes in der Sonnenmitte von der optischen Tiefe 0 bis zur optischen Tiefe 1 einem größeren Temperaturunterschied entspricht als am Sonnenrand, was offenbar zu ausgeprägteren Fraunhoferlinien führt. Die tellurischen Linien (z.B. Fraunhofer A und B) zeigen dieses Verhalten wegen ihres Ursprungs in der Erdatmosphäre natürlich nicht und das Intensitätsverhältnis verläuft in diesem Spektralbereich glatt.

Nun erlaubt der so einfach gewonnene aber umfangreiche Datensatz eine weitere Form der Auswertung. Werden aus allen Spektren die Intensitäten bei einer bestimmten Wellenlänge extrahiert und in Abhängigkeit von der Nummer des Spektrums aufgetragen, ergibt sich ein Intensitätsprofil über die Sonnenscheibe hinweg bei der jeweiligen Wellenlänge. In Abb. 3 ist dies für den auch oben verwendeten Datensatz exemplarisch für kurze, mittlere und lange Wellenlängen dargestellt. Dies zeigt bei 400, 500 und 800nm den Unterschied der Profile bei verschiedenen Wellenlängen im sichtbaren Bereich.

Es lässt sich konstatieren, dass die Mitte-Rand-Variation der Sonne deutlich von der Wellenlänge abhängt. Der Sonnenradius (Position des Randes in Abb. 3) ist aber nicht merklich von der Wellenlänge abhängig, was zeigt, dass die Photosphäre der Sonne zumindest für den sichtbaren Spektralbereich eine dünne Schicht darstellt.

Um zu zeigen, dass die Sonne bei der Wellenlänge einer Fraunhoferlinie die optische Tiefe 1 geometrisch bei einem größeren Radius und damit in einem kälteren Bereich der Photosphäre beobachtet wird, ist in Abb. 4 das Profil bei der Wellenlänge der H_α Linie mit Profilen bei unmittelbar benachbarten Wellenlängen verglichen.



Mitte-Rand-Variation der Sonne spektral aufgelöst, A. Ulrich

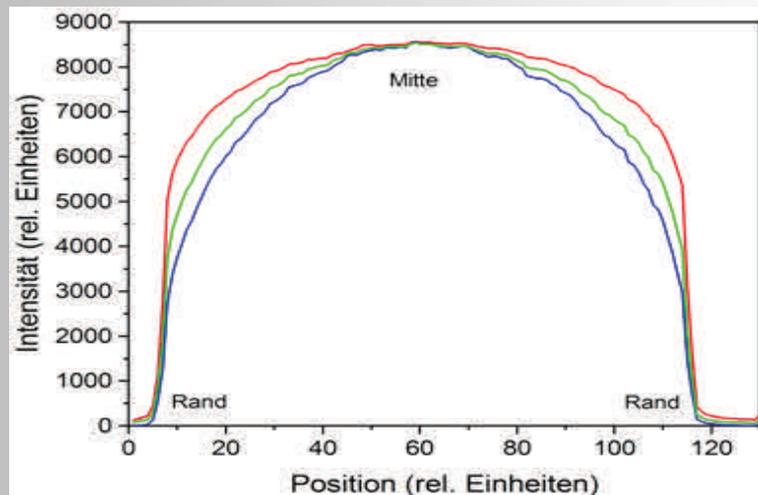


Abb. 3: Mitte-Rand-Variation auf der Sonnenscheibe bei verschiedenen Wellenlängen im sichtbaren Bereich: 400nm blau, 500nm grün, 800nm rot. Die Verläufe wurden auf den Maximalwert skaliert.

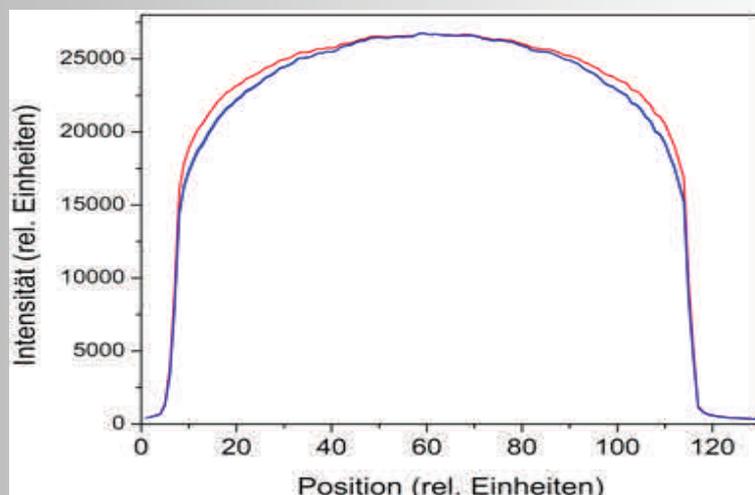
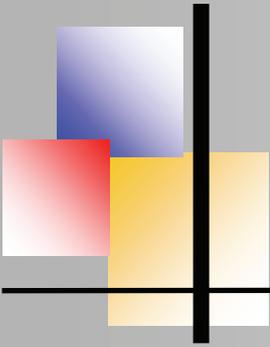


Abb. 4: Vergleich der Profile im Licht der $H\alpha$ Linie (rot) mit Profilen unmittelbar benachbarter Wellenlängen (blau). Es wurden zwei Profile bei kürzeren und längeren Wellenlängen zum Vergleich gewählt, um den Effekt der systematischen Veränderung mit der Wellenlänge auszuschließen. Wie zu erwarten entspricht das Profil bei der $H\alpha$ Linie dem einer deutlich längeren Wellenlänge und damit einer tieferen Temperatur (siehe Abbildung oben). Anmerkung: Die beiden Vergleichsprofile sind in der Abbildung dargestellt aber nicht zu unterscheiden. Dies bestärkt die Signifikanz der Beobachtung.



Mitte-Rand-Variation der Sonne spektral aufgelöst, A. Ulrich

Die Beobachtung zeigt sehr deutlich das erwartete Ergebnis eines Intensitätsprofils innerhalb der Fraunhoferlinie, welches einer tieferen Temperatur entspricht als die Profile der spektralen Umgebung.

Als Anwendung der Überlegungen zur Mitte-Rand-Variation kann die Frage gestellt werden, wie sich das Spektrum des Sonnenlichtes, das die Erde erreicht, bei einer Sonnenfinsternis verändert. Hier ist zunächst zu betrachten, wie sich die Anteile von Rand und Fläche der Sonnenscheibe mit der Größe der Bedeckung verändern. Für die folgende grobe Analyse genügt es, zwei gleich große Scheiben anzunehmen, wobei sich der Abstand zwischen deren Mittelpunkten mit der Zeit verändert. Als Bedeckung wird hier der vom Mond abgedeckte Anteil des Sonnenrandes bzw. der Sonnenfläche bezeichnet. Parameter für den Verlauf der Bedeckung ist der Abstand der Mittelpunkte von Sonne und Mond, bezogen auf den (hier als gleich angenommenen) Radius der beiden Himmelskörper. Diese geometrische Fragestellung führt zu dem in Abb. 5 gezeigten Ergebnis.

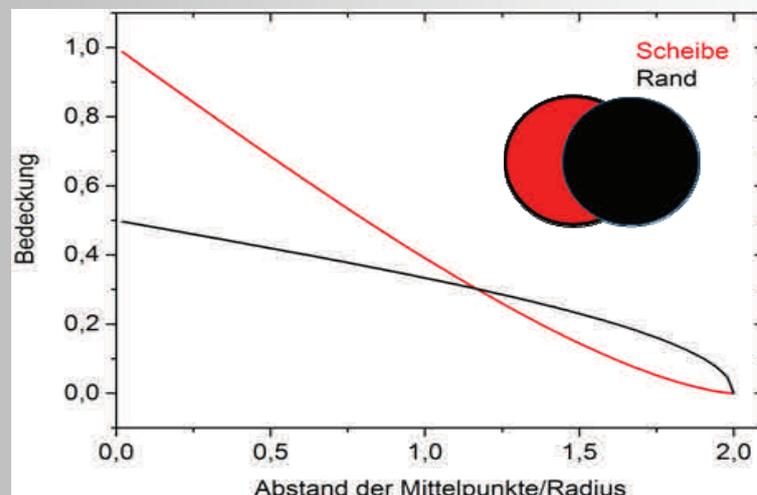
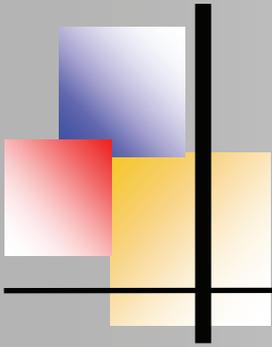


Abb. 5 zeigt die anteilmäßige Bedeckung der Sonnenfläche („Scheibe“, rot) und des Sonnenrandes („Rand“, schwarz) in Abhängigkeit vom Abstand der Mittelpunkte von Sonne und Mond in Einheiten des als gleich angenommenen Radius von Sonne und Mond. Wenn sich die schwarze Scheibe fast ganz über die rote Scheibe schiebt, ist die Bedeckung der Scheibe fast vollständig (also 1 d.h. 100%). Vom Rand ist kurz vor der vollständigen Abdeckung noch etwa die Hälfte sichtbar (Bedeckung 0,5). Entfernen sich dagegen die Mittelpunkte der Scheiben um mehr als ihren doppelten Radius (x -Achsenwert=2), sind weder der Rand noch die Scheibe bedeckt.



Mitte-Rand-Variation der Sonne spektral aufgelöst, A. Ulrich

Für ein qualitatives Verständnis der Abbildung kann man die Daten von rechts nach links lesen. Bei einem Abstand der Zentren von zwei Radien beginnt die Bedeckung. Zuerst wird bevorzugt der Rand bedeckt, da die Fläche, die quadratisch von den Abmessungen abhängt, zunächst kaum erfasst wird. Bei einem Abstand der Mittelpunkte von 1,16 Radien sind beide, Rand und Scheibe, zu etwa 30% von der Bedeckung betroffen. Bis kurz vor der totalen Finsternis ist der Rand auf einer Seite noch frei, wodurch sich die Bedeckungswerte für den Rand auf 50% nähern, die Scheibe aber fast vollständig bedeckt ist. Große Unterschiede für die Anteile von Rand und Scheibe und damit auch der Spektren sollten sich also in einer frühen und einer späten Phase der Bedeckung ergeben.

Als Beispiel kann die in Deutschland partielle Sonnenfinsternis vom 20. März 2015 dienen. An diesem Tag habe ich zu verschiedenen Zeiten das Licht von der teilweise bedeckten Sonnenscheibe, sowie ein Referenzspektrum der unbedeckten Sonne mit einer Ulbrichtkugel gemittelt aufgenommen (die Technik ist in Sterne und Weltraum, Februar 2011 beschrieben). Leider habe ich kein Spektrum der frühen Phase. Die maximale Bedeckung war in Süddeutschland etwa 60%. um ca. 10h40. Wie die obige Grafik der Abb. 5 zeigt, ist bei 60% Bedeckung die Scheibe stärker bedeckt als der Rand. Dass das globale Spektrum zu dieser Zeit einen größeren Anteil des „röteren“ Randes aufweist, zeigt Abb. 6. Der Effekt ist klein aber deutlich erkennbar. Es wäre also interessant, diesen Effekt bei einer Finsternis zu beobachten, die in voller Länge verfolgt wird und eine größere maximale Bedeckung aufweist.

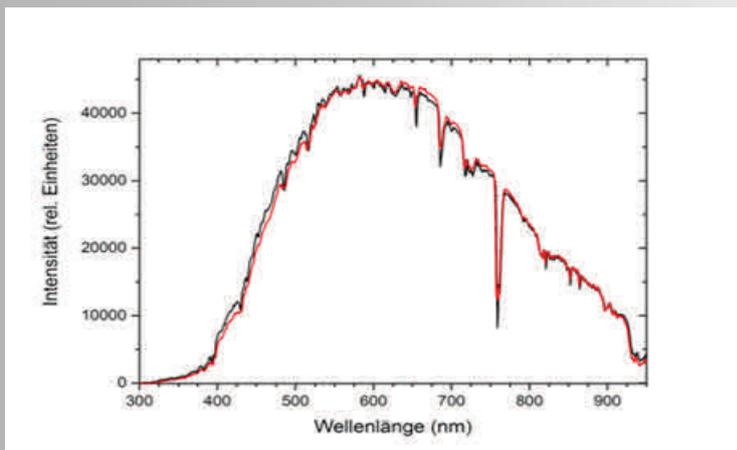
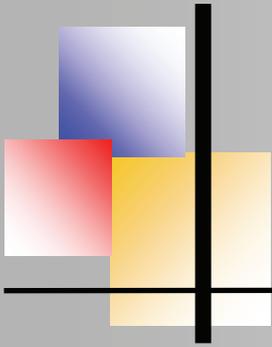


Abb. 6: Vergleich des spektral aufgelösten Sonnenlichtes, welches die Erde während der partiellen Sonnenfinsternis vom 20.3.2015 Süddeutschland bei einer maximalen Bedeckung von 60% (rot) bzw. nach Ende der Finsternis (schwarz) erreicht hat.

Zusammenfassend lässt sich sagen, dass mit spektroskopischen Beobachtungen relativ geringer Orts- und Wellenlängenauflösung Aussagen zur Mitte-Rand-Variation der Sonnenemission gemacht werden können, die einen gewissen Einblick in den zu Grunde liegenden Mechanismus dieser Erscheinung erlauben. Ähnliche Ergebnisse bezüglich der Profile wären natürlich auch mit fotografischen Beobachtungen durch schmalbandige Filter zu erzielen.



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae mit niedrig auflösender Spektroskopie und begleitender UBVRi- Photometrie

v. Martin Sblewski, Strausberg



Der Stern Rho Cas wird seit ca. 2 Jahren regelmäßig photometrisch und spektroskopisch beobachtet. Im Mai 2018 zum Zeitpunkt seines Helligkeitsmaximums wurde ein Spektrum aufgenommen, in dem Linien auftraten, bei denen unklar war, ob es sich um Absorptionsschultern oder Emissionen handelt. Hierzu wurden Untersuchungen mit Hilfe eines Standardsterns der ESO angestellt und Erklärungen gesucht, die im Folgenden dargestellt werden.

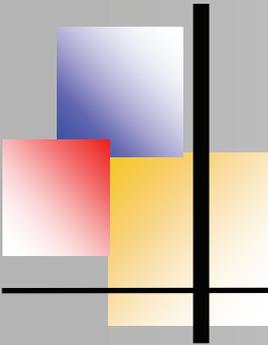
Since two years the star Rho Cas is the target of photometric and spectroscopic observations. In May 2018 near the maximum of its brightness the star showed lines in its spectrum with an unclear character, possibly emission lines or strong shoulders of absorption lines. To clarify this issues a calibration with an ESO standard star have been performed. The findings and conclusions are presented in this paper.

Eigenschaften von Rho Cas

Rho Cas ist einer der wenigen, in der Milchstraße bekannten Gelben Überriesen. Seine Masse wird auf bis zu 40 Sonnenmassen geschätzt, sein Radius auf das 450-fache und die Leuchtkraft auf das ca. 500.000-fache der Sonne. Er ist ein Einzelstern und dazu ein Veränderlicher vom Typ der Halbbregelmäßigen SRd. Diese sind klassifiziert als Riesen oder Überriesen der Spektralklassen F, G und K und zeigen mitunter Emissionslinien im Spektrum [1].

Ursache der Veränderlichkeit sind Pulsationen auf der Grundlage des sog. kappa Mechanismus. Die Perioden sind halbbregelmäßig und betragen liegen typischerweise zwischen 450 und bis zu 650 Tagen. Die letzte, selbst beobachtete Periode erstreckte sich über 492 Tage von Dezember 2016 bis Anfang Mai 2018. Die visuelle Helligkeit schwankte hierbei in einem Bereich zwischen 4. und 5. Größenklasse. Die durchschnittliche Oberflächentemperatur beträgt ca. 7.000K, die Spektralklasse variiert in einem Bereich von F8 Ia bis K0 Ia. Von [11] wird für den Zeitraum von 2010 bis 2015 eine Temperaturkurve im Zusammenhang mit den Radialgeschwindigkeitsänderungen von Fe I 6431Å und Fe II 6433Å ermittelt, die in Abb. 1 dargestellt ist.

Im HRD (Hertzsprung Russel Diagramm) befindet sich Rho Cas auf dem Instabilitätsstreifen. Hier ist der Bereich der Gelben Hyperriesen so gut wie leer und wird als "Gelbe Lücke" bezeichnet. Der Entwicklungszustand kann in zwei Richtungen erfolgen. Hauptreihensterne einerseits mit ca. 25 – 40 Sonnenmassen entwickeln sich in Richtung niedrigerer Temperaturen.



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae, M. Sblewski

Rote Riesen andererseits mit Ursprungsmassen von mehr als 40 Sonnenmassen bewegen sich zu höheren Temperaturen hin und befinden sich in einem astronomisch kurzen (10.000 Jahre) Übergangsstadium auf dem Weg zu LBV's (Leuchtkräftige Blaue Veränderliche) oder Wolf-Rayet Sternen mit dem Ende in einer Supernova Explosion.

Rho Cas war ehemals ein Hauptreihenstern Stern mit ca. 40-50 Sonnenmassen. Durch laufenden Masseverlust wurde daher aus Rho Cas ein Superriese mit geringerer Masse, der sich am Ende seines Aufenthaltes auf der HRD-Hauptreihe zum Roten Riesen entwickelte und sich nunmehr auf dem Weg zurück durch das HRD bewegt. Auf Grund des großen Verhältnisses von Radius zu Masse, befindet sich Rho Cas nahe am Eddington Limit und erleidet Massenverluste von 10^{-6} Sonnenmassen pro Jahr. Offenbar erfährt Rho Cas ca. alle 50 Jahre einen größeren Ausbruch. Aufgezeichnet wurden diese in den Jahren 1893, 1946 und 2000 bis 2001. Bei dem Ausbruch von 1946 fiel die Helligkeit bis auf 6mag und es wurden Absorptionsspektren mit Molekülbanden, einem M-Stern entsprechend aufgezeichnet. Der geschätzte Massenverlust während des Ausbruchs innerhalb des Zeitraums von etwa einem Jahr betrug $5 \cdot 10^{-2}$ Sonnenmassen, entsprechend 5% der Sonnenmasse.

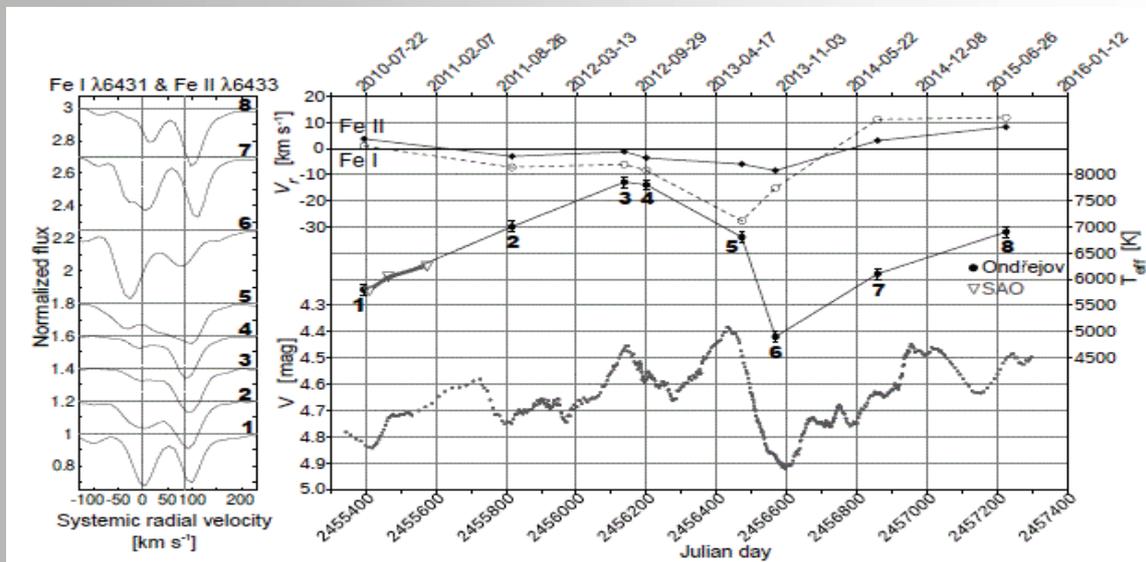
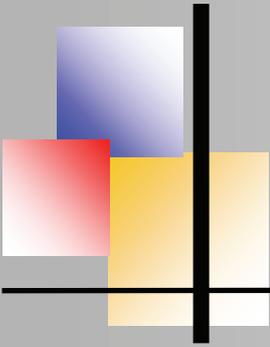


Figure 1. *Left:* Profiles of the Fe I and Fe II lines in the years 2010–2015. A systemic velocity of -47 km s^{-1} was adapted. *Right:* V-brightness curve of ρ Cas (gray dots) is compared with effective temperature T_{eff} values and with radial velocities V_r of the Fe I $\lambda 6412$ and Fe II $\lambda 6443$ lines.

Abb. 1: Aus [11], Darstellung der Radialgeschwindigkeit der Fe I und Fe II Linien, der Helligkeits- und Temperaturkurve



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae, M. Sblewski

Hinweise auf Emissionen von Rho Cas in wissenschaftlichen Publikationen

Verwendet wurden die unter [2-11] aufgeführten Publikationen, die über einen Zeitraum von 1953 bis 2016 reichen. Sie sind unter https://en.wikipedia.org/wiki/Rho_Cassiopeiae aufzufinden. Von den Autoren werden Emissionen gefunden, die sich einerseits als Emission im violetten Linienflügel von z.B. $H\alpha$, und andererseits als Emissionen im Absorptionskern von niedrig angeregten ($<3eV$) Metalllinien wie Eisen und Barium darstellen, vgl. Abb. 2 & 3. Während des Helligkeitsmaximums werden Metalllinien in Emission gefunden, die im Verlauf des Helligkeitsrückgangs wieder vollständig verschwinden, z.B. im Fe I Triplet bei $0.8\mu m$. Dazu kommen noch Metalle, die in konstanter Emission vorhanden sind, z.B. einige Ca II Linien und die Na I Linie bei $2.2\mu m$.

Die Entstehung der Emissionen wird sowohl den Pulsationen als auch einer Schockwelle zugeschrieben, die auswärts gerichtet ist und an deren Stoßfront Temperaturen entstehen lässt, die Linien mit geringer Anregungsenergie in Emission übergehen lassen. Zum Nachweis der Emissionen, insbesondere der schwachen Anteile in den Linienflügeln verweisen die Autoren darauf, dass die Normierung der bearbeiteten Spektren mit größter Sorgfalt ausgeführt wurde. Hierbei kommt der Bestimmung des Kontinuums eine besondere Bedeutung zu, die bei einem Stern der Spektralklasse F-K auf Grund der Linienvielzahl bekanntermaßen sehr schwierig ist. Bei den untersuchten Spektren handelte es sich zum überwiegenden Teil um Spektren mit hoher Auflösung $R > 10.000$. Daneben werden jedoch auch Spektren niedriger Auflösung $R \sim 300$ untersucht, bei denen im NIR (Nahes Infrarot) Emissionen nachgewiesen werden konnten.

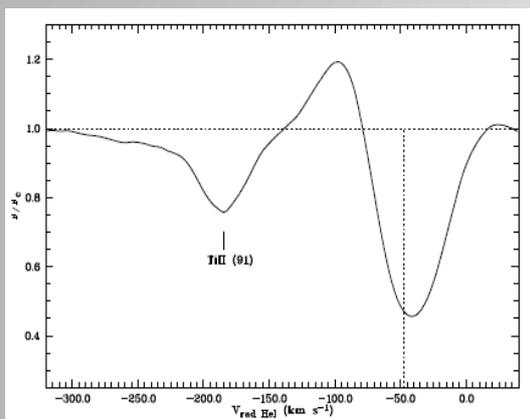


Fig. 12. The $H\alpha$ profile of Nov. 30 1991. The violet line flank is distorted by very intense emission when the red line wing is shifted most longward

Abb. 2: aus [6]:

Emissionen im Linienflügel der $H\alpha$ Linie

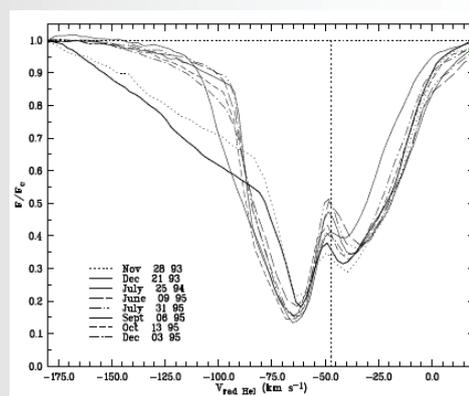
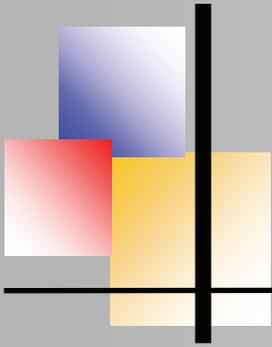


Fig. 13. Profile changes of the splitted Ba II 6141.321 Å line of multiplet (2). The central emission reversal near the systemic velocity emerges from the cool static envelope near ρ Cas. Notice the very far extended violet line wings in the phase of maximum T_{eff} (Nov.-Dec. '93)

Abb. 3: aus [6]

Emissionen im Absorptionskern der Ba II 6141 Å Linie



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae, M. Sblewski

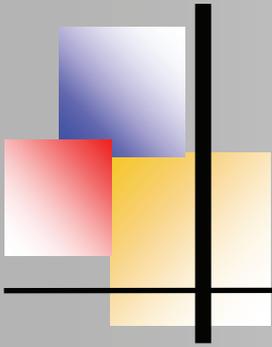
Instrumentarium

Für die eigenen Untersuchungen des Verfassers werden regelmäßig photometrische Aufnahmen im UBVR-System aufgenommen. Daneben werden ebenfalls in möglichst regelmäßigen Abständen niedrig aufgelöste Spektren $R \sim 500$ mit einer Dispersion von $1 \text{ \AA}/\text{Pixel}$ gewonnen. Zur Photometrie wird ein kleiner Apochromat mit 60mm Öffnung verwendet. Dieser ist mit einem Reducer zur Reduzierung der Brennweite auf ca. 260mm kombiniert und wird mit einer Atik 383 L+ betrieben. Wegen der geringen Öffnung lassen sich auch helle Sterne der 4.-5. Größenklasse) photometrieren, wobei die kurze Brennweite für einen großen Himmelsausschnitt (gerundet $5^\circ \times 15^\circ$) sorgt, in dem ausreichend Vergleichsterne zur Verfügung stehen. Das Setup ist fest verschraubt, wodurch Flats als Bibliothek angelegt und über einen längeren Zeitraum genutzt werden können.

Zur Filterphotometrie im Johnson-System wird der UBVR-Filtersatz der Firma Baader verwendet. Die Auswertung erfolgt unter Abzug bzw. Division von Bias-, Dark- und Flataufnahmen mit dem V-Phot-Tool der AAVSO (American Association of Variable Star Observers). Der Spektrograph (siehe Abb. 4) ist ein Eigenbau, der, als Prototyp aus Holz gebaut, noch auf die „Überführung in den metallischen Zustand“ wartet. Die Linsen wurden einem handelsüblichen Kaufhausfernglas entnommen.

Das Gitter besitzt 600 L/mm , ist drehbar gelagert und kann über ein Schneckengetriebe eingestellt werden. Der Spalt ist ein bei Ebay erworbener, ausgemusterter Spektrographenspalt und dient hauptsächlich zur Aufnahme der Spektren zur Wellenlängenkalibration. Hierzu wird auf die Teleskopöffnung eine runde Sperrholzplatte aufgesetzt, in der 14 Glimmstarterlampen vom Typ ST 111 verbaut sind. Das Sternspektrum selbst wird dann in der Regel spaltlos bei freier Teleskopöffnung aufgenommen, da die HEQ-5 Montierung mit der zu tragenden Ausrüstung überfordert ist und der Stern nicht ohne zusätzliche Nachführung auf dem Spalt verbleibt. Als Kamera wird eine Atik 314 L+ verwendet.

Typischerweise werden 3 Spektren mit einer Einzelbelichtungszeit von 200-300 Sekunden aufgenommen. Das daraus resultierende Signal/Rauschverhältnis beträgt ca. 100-150. Die Reduzierung der zweidimensionalen Spektren erfolgt mit der Software „Midas“ der ESO. Midas ist als professionelles Programm für die Profiastronomie entwickelt und von dieser ausführlich getestet worden. Es bietet zur Reduzierung und Bearbeitung der Spektralaufnahmen bewährte Algorithmen. Die einzelnen Bearbeitungsschritte sind nachvollziehbar, werden in der Textkonsole gespeichert und können dort abgerufen werden. Als nachteilig wird die rein tastaturbedingte Arbeitsweise empfunden, die im Gegensatz zur gewohnten Arbeit mit Windows und Maus sowie der gewohnten graphischen Arbeitsfläche eine Umstellung bedeutet.



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae, M. Sblewski

Für die Amateurastronomie wurden von Gebhard [12] mehrere Skripte entwickelt und bereitgestellt, die zur Arbeit mit Midas äußerst hilfreich sind. Zur Reduzierung der Spektren werden Bias und Darks abgezogen, die Einzelaufnahmen gestackt und das Spektrum mit Hilfe des Kalibrierspektrums in der Wellenlänge kalibriert. Anschließend erfolgt die Vermessung der Äquivalentbreiten der interessierenden Linien.

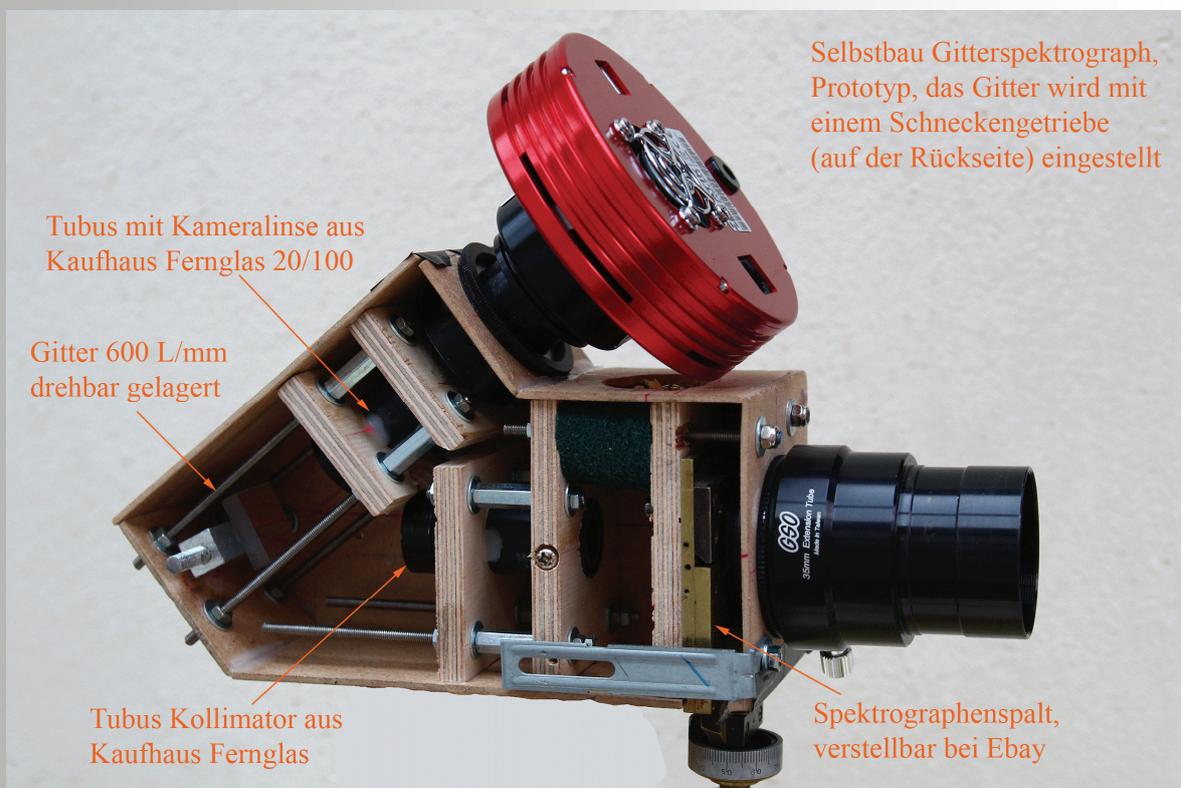
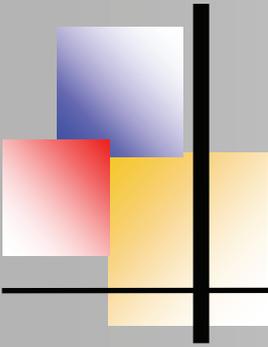


Abb. 4: Mein Selbstbauspektrograph „Prototyp“

Beobachtung, Auswertung und eigene Untersuchungen an Rho Cas

Die selbst ermittelte Periode der Helligkeitsvariabilität für die letzten beiden Zyklen liegt bei ca. 492 Tagen. Die Helligkeit in V variierte hierbei zwischen 4.3 mag im Maximum und 5.0 mag im Minimum (vgl. Abb.5) Das letzte von Rho Cas am 12.05.2018 aufgenommene Spektrum gelang hierbei genau zum Zeitpunkt des Helligkeitsmaximums bei 4.3 mag in V (vgl. Abb. 6).



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae, M. Sblewski

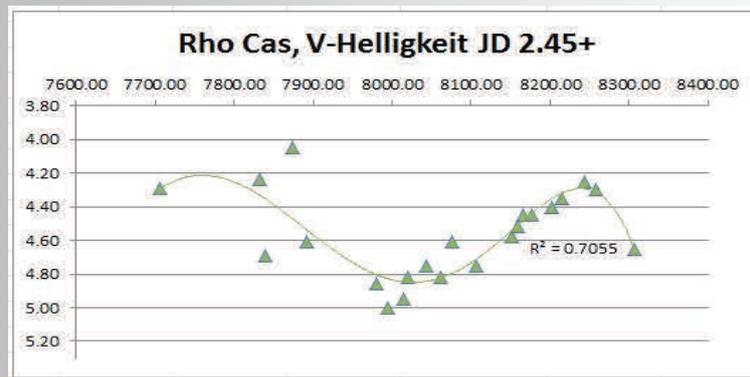


Abb.5: Lichtkurve mit Atik 383 L+ an TS Apo 60mm; typischerweise werden pro Helligkeitsmessung 20 Aufnahmen mit ca. 1s Belichtung aufgenommen. Bias-, Dark- und Flatkalibriert und anschließend gestackt.

Bereits bei der Sichtung der Rohspektren fielen Spitzen im Linienprofil auf, die Emissionen ähneln. Eine eindeutige Bewertung konnte jedoch nicht erfolgen, da einerseits im Vergleich zu den wissenschaftlich untersuchten Spektren die Auflösung wesentlich geringer ist und andererseits die Bestimmung des Kontinuums auf Grund der Spektralklasse unsicher ist. Besonders im Bereich zwischen 4200 Å und 4500 Å sind deutliche Profilspitzen über dem Verlauf des Pseudokontinuums sichtbar (Abb. 6), die in dieser Stärke in den vorangegangenen Spektren nicht erkennbar waren.

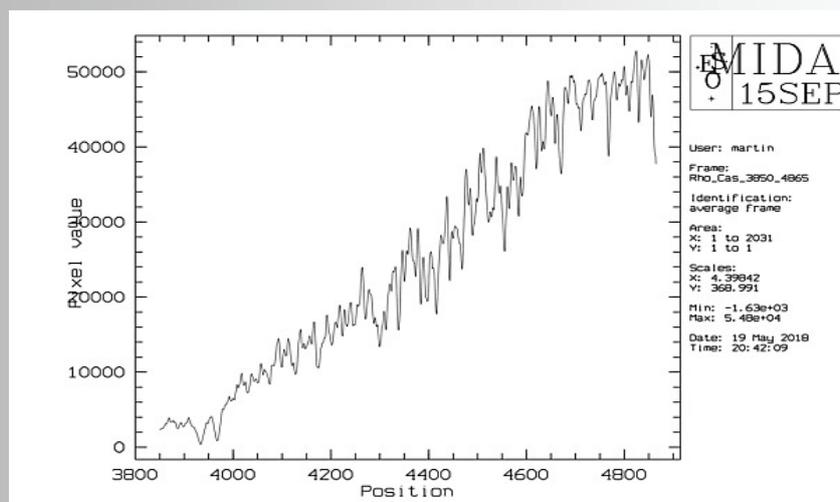
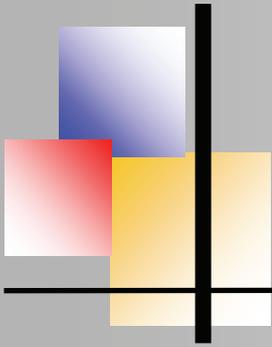


Abb. 6: Spektrum von Rho Cas vom 12.05.2018 im Helligkeitsmaximum Eigenbau-Spektrograph mit 600 L/mm; Kamera Atik 314 L+ an Newton 200/1000; Belichtung: 3*300s; Dark und Bias korrigiert.



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae, M. Sblewski

Das Spektrum in Abb. 7 wurde am 12.09.2017 zum Zeitpunkt des Helligkeitsminimums mit 5.0 mag in V (vgl. Abb. 5) aufgenommen und dient als Vergleich zum Spektrum in Abb. 6 im Helligkeitsmaximum. Auch hier sind leichte Spitzen oberhalb des Pseudokontinuums erkennbar, die jedoch bisher von mir immer als Schultern der Absorptionen interpretiert wurden.

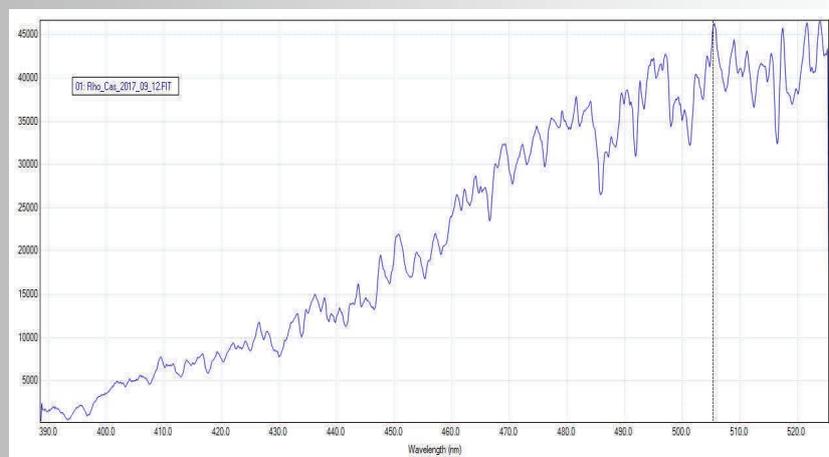


Abb. 7: Spektrum von Rho Cas vom 12.09.2017 im Helligkeitsminimum mit $V = 5.0$ mag. Eigenbauspektrograph mit 600 L/mm; Atik 314 L+ an Newton 200/1000; Belichtung: 3*180s; Dark- und Bias korrigiert

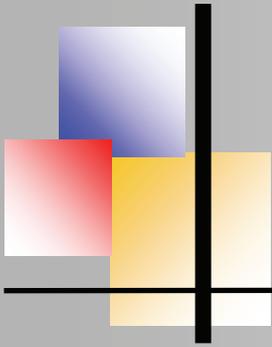
Um zu klären, ob es sich bei den Linienspitzen vom 12.05.2018 um Emissionen handeln könnte, wurde folgender Weg verfolgt:

- Bereinigung des eigenen Spektrums von der Instrumentenfunktion durch Division mit einem flusskalibrierten Spektrum eines Standardsterns der ESO.
- Anschließende Ermittlung des eigenen, bereinigten Kontinuums und Normierung durch Division des flusskalibrierten, mit Splinefilter geglätteten Kontinuums des Standardsterns.

Als Standardstern wurde hierzu der Stern HD 54605 der ESO mit der Spektralklasse F8 Ia verwendet. Dieser Stern wurde ausgewählt, da seine Spektralklasse der von Rho Cas im Helligkeitsmaximum am nächsten kommt. Im Einzelnen wurde wie folgt vorgegangen:

1. Aufbereitung des Referenzspektrums von HD54605:

Das Spektrum von HD 54605 wurde in der Wellenlänge auf 3800 bis 5100 Å beschnitten sowie dessen Auflösung auf 1 Å/pix herabgesampelt, so dass die Dispersion zum Spektrum von Rho Cas übereinstimmte (siehe Abb. 8).



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae, M. Sblewski

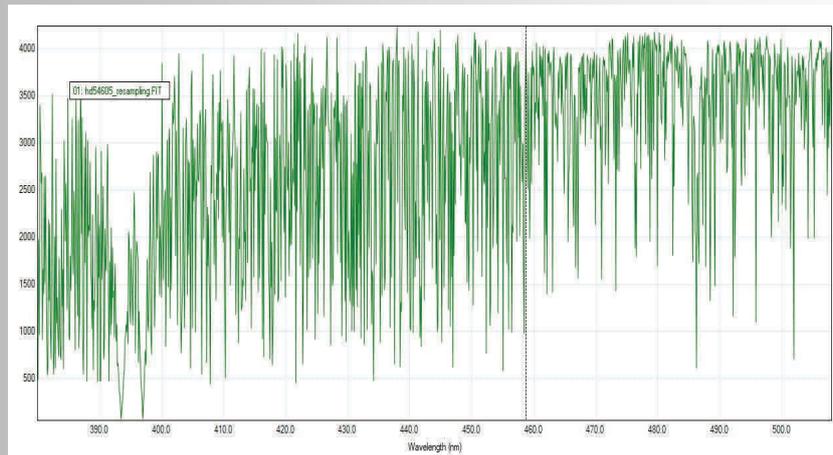


Abb. 8: Das in Dispersion dem Rho Cas Spektrum angepasste HD54605-Referenzspektrum (hier mit hd54605_resampling.fit)

2. Ermittlung der Instrumentenfunktion:

Diese erfolgte durch Division des Rohspektrums von Rho Cas vom 12.05.2018 (Abb. 6) durch das angepasste Referenzspektrum von Abb. 8. Das Ergebnis diese Bearbeitungsschrittes ist in Abb. 9. dargestellt.

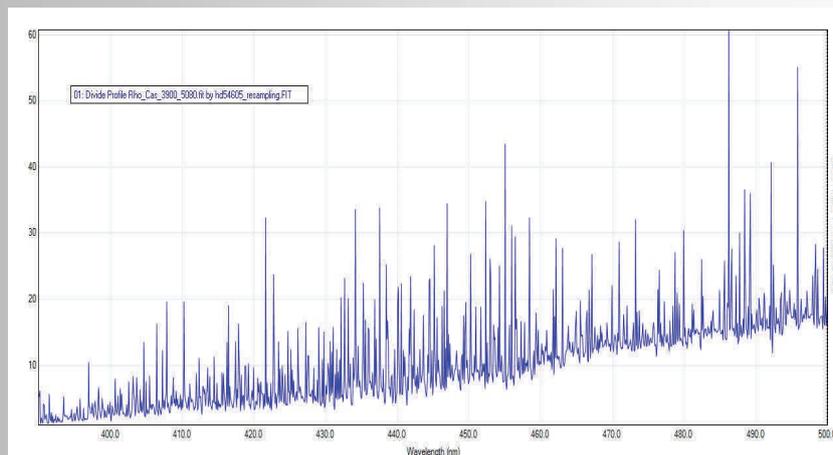
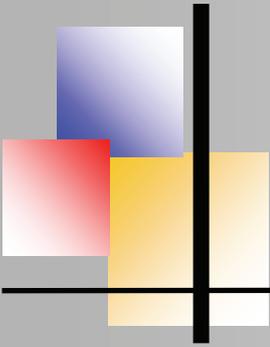


Abb. 9: Ergebnis der Division des Rho Cas Rohspektrums vom 12.05.18 durch das dispersionsangepasste Referenzspektrum in Abb. 8; Ergebnisbezeichnung hier: division rho cas hd54605.fit.

3. Anwendung eines Splinefilters (Polynom 10. Ordnung) zur Kontinuumsglättung am Divisionsergebnis von Abb. 9. Das Resultat hiervon ist in Abb. 10 gezeigt.



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae, M. Sblewski

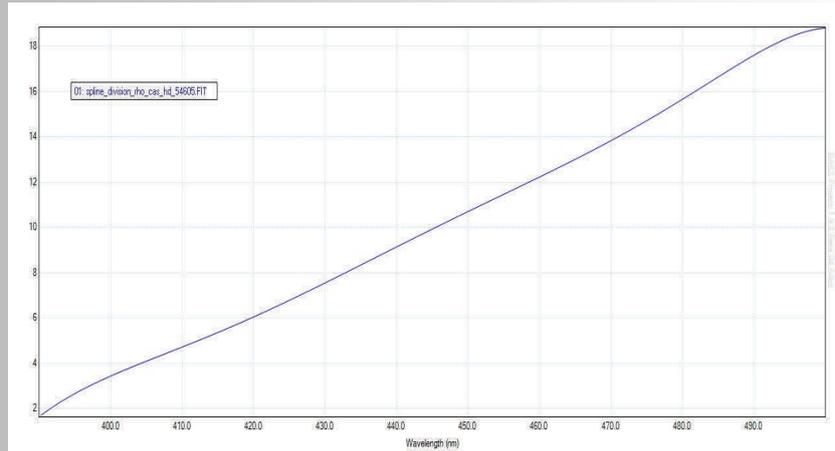


Abb. 10: Kontinuumsglättung am Divisionsergebnis in Abb.9. Splinefilterung mit Polynom 10. Ordnung.

4. Bereinigung der Instrumentenfunktion durch Division des Rohspektrums von Rho Cas durch die Splinekurve aus Abb. 10. Das Ergebnis ist in Abb. 11 gezeigt.

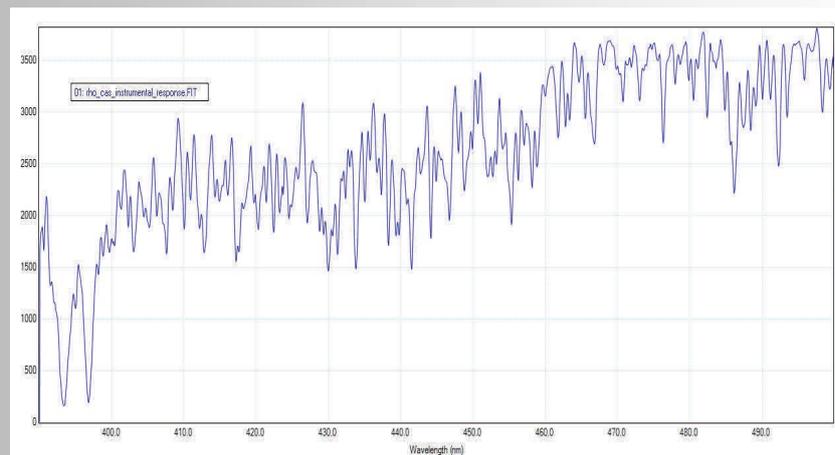
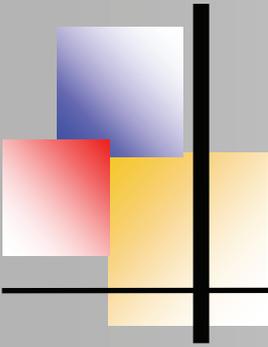


Abb. 11: Das mit der Instrumentenfunktion korrigierte Rohspektrum von Rho Cas aus Abb. 10.

5. Normierung des flusskalibrierten Spektrums von Rho Cas aus Abb. 10 durch Division des Kontinuums des Referenzsterns HD 54605.



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae, M. Sblewski

Erzeugung des geglätteten Kontinuums durch Anwendung eines Splinefilters (Polynom 10. Ordnung) des in der Wellenlänge geschnittenen und gesampelten Spektrums von HD 54605 aus Abb. 8. Das Ergebnis ist in Abb. 12 gezeigt

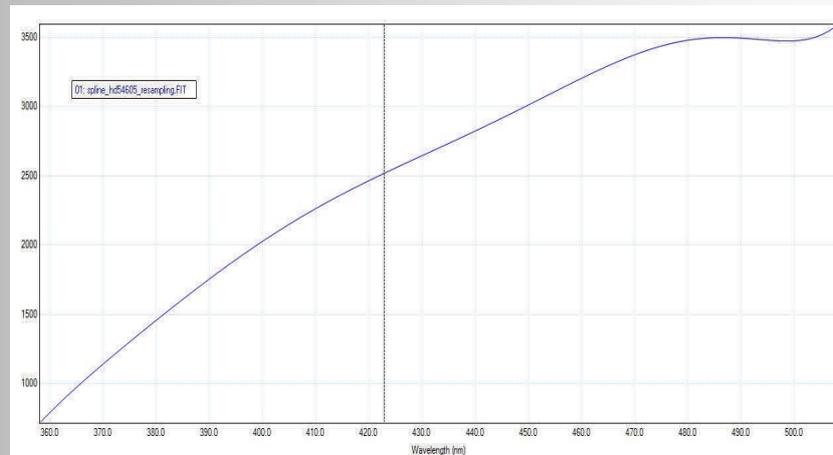


Abb.12: Geglättetes Kontinuum des Referenzstern HD 54605 mit der Ergebnisbezeichnung: spline_hd54605_resampling.fit

6. Normierung des flusskalibrierten Spektrums von Rho Cas aus Abb. 11 durch Division des Kontinuums von HD 54605 aus Abb. 12 (Ergebnis: siehe Abb. 13).

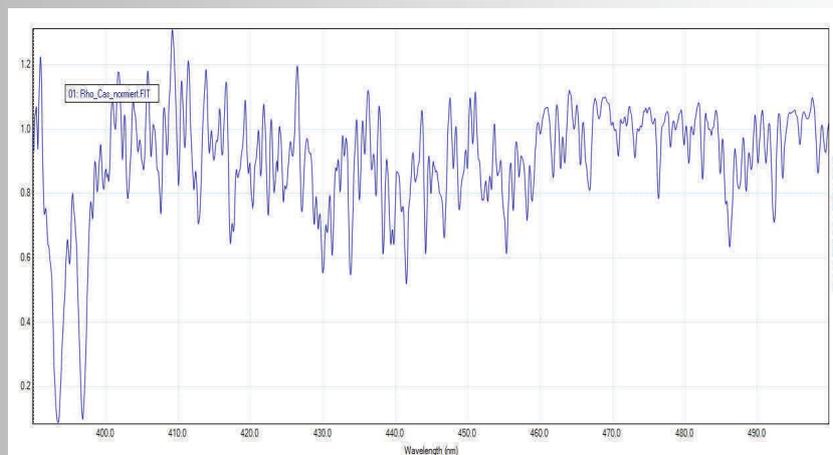
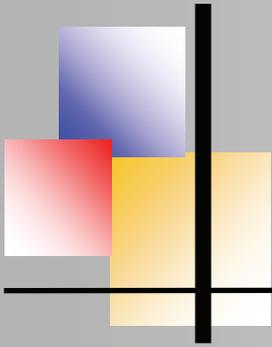


Abb. 13: Normiertes und flusskalibriertes Spektrum von Rho Cas vom 12.5.18



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae, M. Sblewski

Das Kontinuum sollte jetzt in guter Näherung bei 1.0 liegen. Diese Bedingung ist jedoch nur teilweise erfüllt und macht somit die Wertung, ob die Linienspitzen tatsächlich Emissionen entsprechen, nicht möglich. Im nächsten Schritt sollen daher die Wellenlängen einzelner Spitzen bestimmt werden und die zugehörigen Atome gefunden werden.

Zuvor wird in der Graphik der Abb. 14 das in Midas normierte Profil von Rho Cas mit dem normierten Spektrum aus Abb. 13 auf Plausibilität verglichen. Midas bietet mit der Funktion "CONTINUUM/SPEC" einen Algorithmus, welcher an Hand der Gewichtung von Linienintensitäten das Kontinuum bestimmt. In dem interessierenden Bereich von ca. 4000-4600Å ergibt sich eine sehr gute Übereinstimmung, die einerseits die hier gewählte Form der Reduzierung als auch andererseits den Algorithmus von Midas bestätigt.

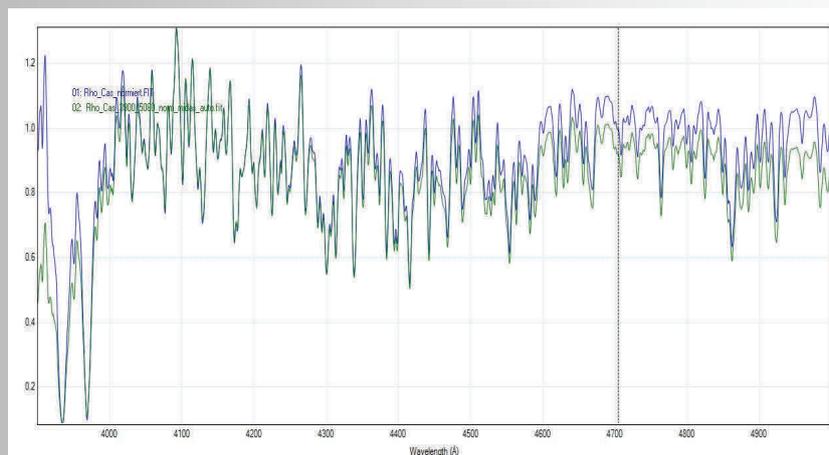
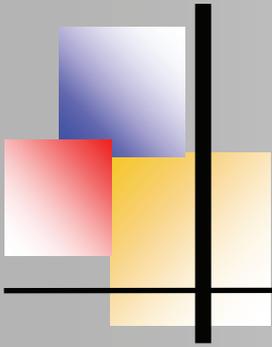


Abb. 14: Vergleich des normierten Rho Cas Spektrums aus Abb. 13 (blauer Kurvenzug) mit dem nach dem MIDAS-Algorithmus gewichteten Spektrum (grüner Kurvenzug).

7. Bestimmung der Wellenlänge und der Elemente von 9 Linienspitzen.

Hierzu wurde das Spektrum nochmals in der Wellenlänge auf den interessierenden Bereich beschnitten und an Hand zweifelsfreier Linien nachkalibriert. Es wurden 11 Linien zur Kalibration mit einem Polynom 10. Ordnung verwendet. Der RMS-Restfehler liegt bei (\pm) 0.015Å (siehe Abb. 15).

Für folgende Linienspitzen wurden die Wellenlängen (in Å) ermittelt:
4054.77; 4091.9; 4114.97; 4139.24; 4266.14; 4363.03; 4378.6; 4437.92; 4477.33
Das Ergebnis ist zunächst einmal überraschend:



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae, M. Sblewski

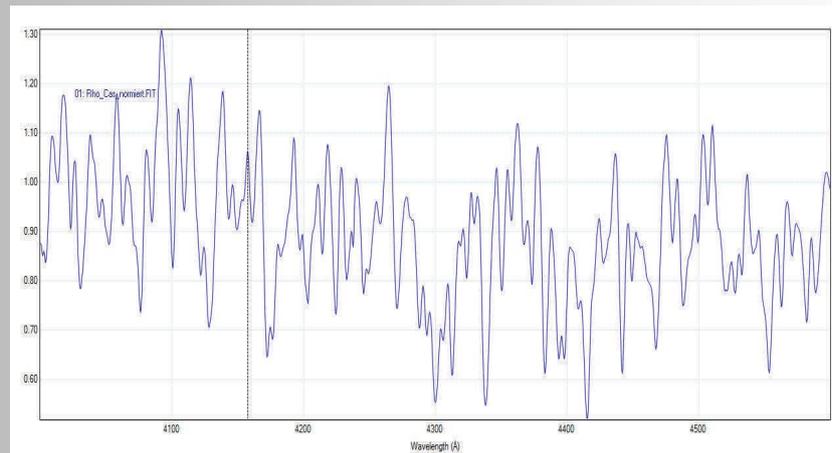


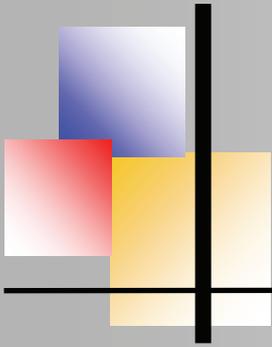
Abb. 15: Das nachkalibrierte Spektrum von Rho Cas. Der RMS-Restfehler liegt bei $(\pm)0.015\text{\AA}$.

Keine der scheinbaren Emissionen innerhalb eines Toleranzbereichs von $(\pm) 3\text{\AA}$ kann einer der in diesem Spektralbereich so dominanten Eisenlinien geringer Anregungsenergie (Fe I) zugeordnet werden !?

8. Bewertung der Ergebnisse

Es wird davon ausgegangen, dass die vorgefundenen Linienspitzen keine Emissionen sind, deren Gründe sich wie folgt ergeben:

- Gesetzt den Fall, dass es sich um Emissionen handeln sollte, müssten sich mindestens ein oder zwei der untersuchten Linien als Eisenlinien niedriger Anregungsenergie finden lassen. Da nicht eine einzige Übereinstimmung gefunden wurde und die in der Nähe liegenden Elemente den Linien nicht zugeordnet werden können, muss bereits aus diesem Grund die Echtheit der Emissionen bezweifelt werden.
- Die niedrige Auflösung des verwendeten Rho Cas Spektrums lässt zusätzlich erhebliche Zweifel aufkommen, ob die wissenschaftlich beschriebenen Emissionen in hoch aufgelösten Spektren mit Intensitäten knapp über dem Kontinuum in einem Spektrum dieser niedrigen Auflösung sichtbar werden können.



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae, M. Sblewski

9. Die Rohspektren vom 12.09.2017 und vom 12.05.2018 wurden in Abb. 16 übereinander geplottet.

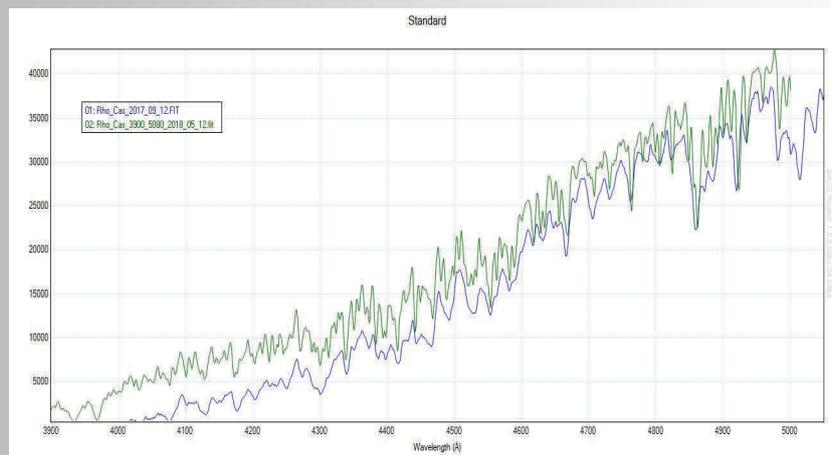


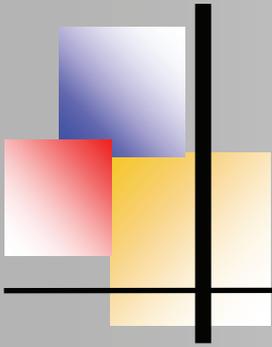
Abb. 16: Vergleich der Rho Cas Rohspektren vom 12.9.2017 und 12.05.2018

Folgende Zusammenhänge werden hier sichtbar:

Im Spektrum vom 12.9.2017 sind an den Stellen, die im Spektrum vom 12.05.2018 als Emissionen angenommen wurden, ebenfalls Linienspitzen vorhanden, die dort aber wie bereits bemerkt, als ganz normale Absorptionsschultern erkannt wurden. Die Auflösung und das Signal/Rausch-Verhältnis des Spektrums vom 12.05.2018 sind deutlich besser als die des Spektrums vom 12.9.2017. Dadurch heben sich die Absorptionsschultern deutlich stärker vom Kontinuum ab und verführen damit zu der Annahme, dass es sich hierbei um Emissionen handeln könnte.

Die Ursachen für die unterschiedliche Spektrenqualität sind wie folgt zu erklären:

Spektrograph und Gitter waren bei beiden Aufnahmen gleich. Der Spektrograph besitzt einen verstellbaren Spalt. Dieser wurde bei der Aufnahme vom 12.9.2017 eng gestellt, um die Auflösung zu testen und zu verbessern, eine reproduzierbare Auflösung zu erreichen und das Kalibrationsspektrum der Glimmstarterlampe ohne Verstellen des Spaltes aufnehmen zu können. Dadurch ist jedoch der Lichtfluss stark eingeschränkt, die Belichtungszeit von 180s stellt sich zusätzlich in der Nachschau als zu kurz heraus. Das Signal/Rauschverhältnis ist im Vergleich der beiden Spektren relativ gering und die Auflösung ist deutlich schlechter. Während der Testphase des Selbstbauspektrographen reifte die Erkenntnis, dass das Sternscheibchen im Teleskopfokus bei der verwendeten Teleskopbrennweite und einem Seeing von angenommenen 4" (Bogensekunden) ca. 20 μm groß ist und damit der Größe eines entsprechenden Spaltes entspricht.



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae, M. Sblewski

Es wurde nun dazu übergegangen, die Spektren quasi spaltlos aufzunehmen und den Spalt nur soweit zu schließen, dass der Himmelshintergrund ausgeschlossen ist und das Sternscheibchen unbeschnitten bleibt. Diese Methode bringt jedoch den Nachteil mit sich, dass in Abhängigkeit der Verschiebung des Sterns quer zum Spalt, Sternlicht und Kalibrationslicht (zum Kalibrieren muss der Spalt zgedreht werden, da sonst das Kalibrationslicht verschmiert) in einem unterschiedlichen Winkel einfallen.

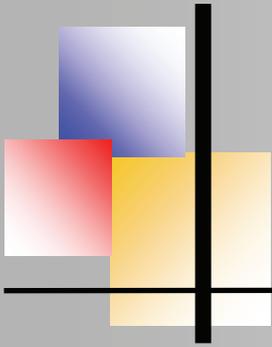
Dies führt dazu, dass es Verschiebungen zwischen den Stern- und Kalibrationsspektren bei der Kalibration der Wellenlänge gibt, die durchschnittlich 20-30 Angström, in Extremfällen bis zu 60 Angström betragen und die Kalibration des Spektrums erschweren. Die Spektren müssen daher intern an Hand erkannter Linien nachkalibriert werden.

Obwohl es sehr reizvoll wäre, Radialgeschwindigkeitsmessungen im niedrig aufgelösten Spektrum nachzuvollziehen und die Grenze der erreichbaren Genauigkeit auszuloten, ist dies durch die beschriebenen Verschiebungen leider vollkommen unmöglich.

Als das Spektrum im Mai 2018 aufgenommen wurde, herrschte eine mehrwöchige trockene Hochdrucklage, die vermutlich zu einem deutlich verbesserten Seeing führte und damit die sichtbar höhere Auflösung verursachte. Die verlängerte Belichtungszeit einhergehend mit dem geöffneten Spalt führt zu dem verbesserten Signal/ Rauschverhältnis und damit insgesamt zu dem im Vergleich wesentlich ausgeprägteren Linien im Spektrum, welches dann den Ausgangspunkt der angestellten Untersuchungen bildete.

Zusammenfassung, Schlussfolgerungen

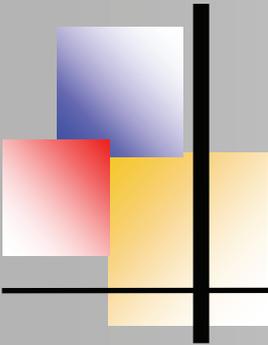
Zusammenfassend bleibt festzustellen, dass trotz der nicht bestätigten Emissionen, die Beschäftigung mit diesem Projekt zu neuen Kenntnissen und Erkenntnissen auf mehreren Ebenen führte und es in seiner Durchführung vor allem den Spaß bereitete, den die Beschäftigung mit der Hobbyastronomie bieten kann. Es bleibt weiterhin spannend, ob sich nicht vielleicht doch in Zukunft mit verbesserter Ausrüstung und höherer Auflösung die gesuchten Emissionen finden lassen.



Spektroskopische Untersuchungen an Rho Cassiopeiae, M. Sblewski

Referenzen

- [1] BAV Einführung in die Beobachtung veränderlicher Sterne, vierte, ergänzte und erweiterte Auflage 2009.
- [2] 1953, The Astronomical Journal 58, No. 1206, Beardsley, Wallace R. The spectrum of Rho Cassiopeiae
- [3] 1986, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, Sheffer und Lambert, Spectroscopic Observations of yellow Supergiants: I. Radial Pulsations of Rho Cassiopeiae
- [4] 1991, Astronomy and Astrophysics, K. Gesicki, Poland A modelling of circumstellar Ba II lines for the hypergiant Rho Cassiopeiae
- [5] 1998, Astronomical Society of the Pacific, G. Israelian, A. Lobel, C. de Jager, F. Musaev, The Variable spectrum of the Yellow Hypergiant Rho Cassiopeiae
- [6] 1997, Astronomy and Astrophysics, A. Lobel, G. Israelian, C. de Jager, F. Musaev, J.Wm. Parker, A. Mavrogorgou, The spectral variability of the cool hypergiant Rho Cassiopeiae
- [7] 1999, The Astrophysical Journal, G. Israelian, A. Lobel, M.R. Schmidt, The Yellow Hypergiants HR 8752 and Rho Cassiopeiae near the evolutionary border of instability
- [8] 2003, The Astrophysical Journal, Lobel, Dupree, Stefaniak, Torres, Israelian, Morrison, de Jager, Nieuwenhuijzen, Ilyin, Musaev, High-Resolution Spectroscopy of the yellow Hypergiant Rho Cassiopeiae from 1993 through the Outburst of 2000-2001
- [9] 2006, Gorlova, Lobel, Burgasser, Rieke, Ilyin, Stauffer, astro-ph/0607158v1 8 Jul 2006, On the CO near- IR Band and the line splitting phenomen in the yellow Hypergiant Rho Cassiopeiae
- [10] 2014, Astronomy Report, Klochkova, Panchuk, Tavganskaya, Usenko, Instability in the kinematic state in the atmosphere of the hypergiant Rho Cas outside outburst
- [11] 2016, Aret, Kraus, Kolka, Maravelias; A new outburst of the yellow hypergiant star Rho Cas
- [12] 2011, Gebhard, G., Erste Schritte in ESO-Midas & Der Context SMS



Determination of Planetary Rotation Velocities with BASS, VSpec and ESO-MIDAS (Part I)

by Marc Trypsteen



Abstract

The Doppler effect is used in astronomical spectroscopy to register the movements of planets and stars along the line of sight. Here rotation velocities of the planets Jupiter and Saturn were calculated. Spectra of Jupiter have been recorded during the month of May 2015 and spectra of Saturn during the month of July 2015. The equipment consisted of a C9.25 F10 telescope coupled with a LHIRES III spectrograph equipped with a 2400 L/mm grating and a 35 μm slit .

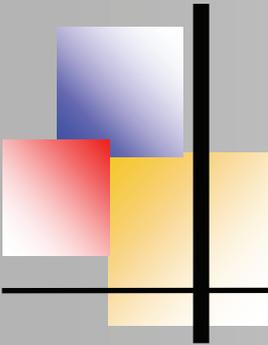
The recording camera was a DSLR Canon 600D Full Spectrum modified. The mount used was a Celestron AVX. Reduction of the recorded spectra was carried out with, on the one hand, the amateur made processing software packages BASS project and Visual Spec and, on the other hand, with the professional package ESO-MIDAS. Additionally more detailed instructions are given for the amateur astronomer to perform a successful application of some frequently used ESO-MIDAS commands to analyze recorded spectra.

The Doppler-Fizeau effect

The principle for determining the rotational speed of planets is based on the Doppler shift of specific spectral lines in the recorded spectrum of the planet. The Doppler effect is named after the Austrian mathematician Christian Doppler (1803-1853) who first formulated this phenomenon anno 1842. [1]

The difference in speed between the observer and a radiation source (in the form of sound or light) generates a change in the observed frequency. In a first situation, namely movement towards the observer, the wavelength decreases and so increases the frequency of the radiation source. In the second situation, moving away from the observer increases the wavelength and consequently the frequency decreases.

Later on, it was the merit of the French physicist Armand Hippolyte Louis Fizeau (1819-1896) to apply the Doppler effect into astronomy. [2] In the case of a light source, the first situation is called a blue shift and the second is known as a red shift. This principle is used for the determination of the rotational speed of planets, radial velocities of stars and in the search for exoplanets: the so-called “Doppler spectroscopy” or the “Radial Velocity method”.



Determination of Planetary Rotation Velocities, M. Trypsteen

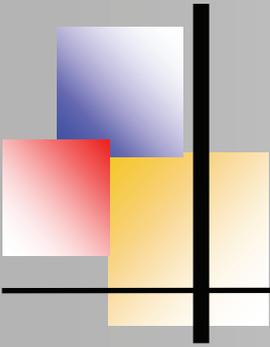
Setup

For spectroscopic recordings, it is important, as with astrophotography, to eliminate as much as possible any type of vibration. That is why a strong vibration-free surface is - a *conditio sine qua non* - in addition to a protection against lateral gusts of wind to achieve an undisturbed guiding. However, if one does not have a wooden or polyester observatory, whether or not equipped with a dome, a plastic garden shed can serve as a budget-friendly alternative. [3] Such garden sheds are readily available at DIY stores or online shops. As an example here a garden shed of the brand name Keter has been used. It is a model within the Manor series with dimensions 185 x 152 cm (6x5 ft).

These dimensions allow a comfortable setup with sufficient space for a laptop and other accessories. When assembling the components, the white front frame can be removed from the roof. In this way the roof panel can also easily be removed by sliding it out (see Fig.1). Depending on their design other garden sheds can have other possibilities to remove the roof panel.



Fig.1 : Keter Manor 65 plastic shed, a budget-friendly observatory



Determination of Planetary Rotation Velocities, M. Trypsteen

In case a severe thunderstorm or storm is announced, it is recommended to provide these garden sheds with extra weight on the floor, such as concrete tiles in the corners and a strap around the shed. If during a longer period of time no observations are planned, then it is certainly a good idea to remove the scope from the mount and store it in a safer location.

Since depending on weather conditions and location, a variable humidity may occur in these garden sheds, it is recommended to place dehumidifier bags and replace them regularly. This way, the electronics of the assembly are kept free from the harmful influences of humidity. The fixed setup also allows to properly align the mount and to adjust the settings for later observation sessions. Fig. 2 and 3 represent the orientation of the spectroscopic setup. Important note here is to ensure that the spectroscopic slit is oriented parallel to the equator of the planet.



Fig. 2: Orientation of the spectroscopic setup in the direction of the planet to be investigated.

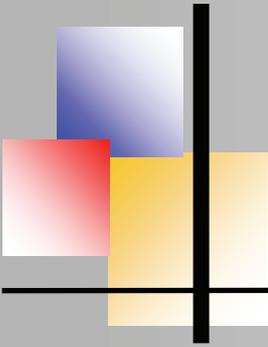


Fig. 3: Alignment of the spectrograph and camera, while capturing spectral recordings of planet Jupiter

The camera is preferably mounted this way, so that the spectrum becomes positioned as much as possible horizontally. According to convention with the shortest wavelength side on the left. As a result rotation of the recorded spectra by software can be avoided, as this often generates undesired accompanying artefacts.[4]

Reduction software

The reduction of the recorded spectra can be carried out by different computer programs. In this article, the results presented were obtained with the BASS (Basic Astronomical Spectroscopy Software) Project, further referred to as BASS, Visual Spec further referred to as Vspec and ESO-MIDAS.



Determination of Planetary Rotation Velocities, M. Trypsteen

BASS and Visual Spec

BASS and Vspec are popular programs among amateurs. The user-friendliness and the visualization possibilities of the results are the reason for the wide spread of both programs. For loading, calibrating and other processing of the spectra with BASS and Vspec, I refer here to the corresponding online manuals and tutorials. [5,6,7] The reduction process is explained step by step in particular how one can load raw spectra correctly into the software and further process it into an interpretable scientific result. The results obtained with BASS and Vspec are illustrated here by means of screen shots. Figure 4 represents the spectral stripe of planet Jupiter in BASS with the striking oblique lines of the Sodium doublet. The planet's rotation generates a wavelength shift between its left and right side. Therefore the spectral lines of the Sodium doublet are tilted as a result of the Doppler effect. As a result, the wavelength of the light, coming towards the observer, is shifted to a lower value (blue side), while the wavelength of the light moving away from the observer is shifted to a higher value (red side).

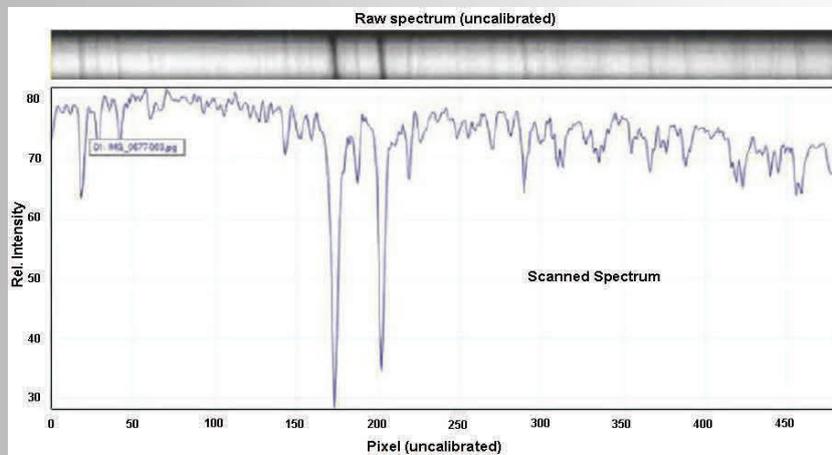
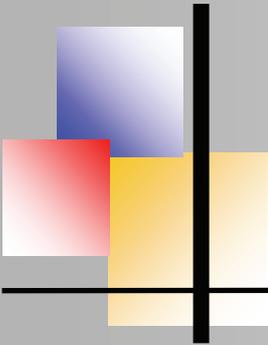


Fig. 4: Screenshot of BASS with spectral stripe and raw spectrum of planet Jupiter.
(Source: Marc Trypsteen).

The rotational speed of the planet can then be calculated with following adapted Doppler-Fizeau formula and is expressed in km s^{-1} . It concerns here in fact the projected velocity " $v \sin i$ " in the direction of observation of the Earth, where i represents the angle of inclination.

$$\text{Rotation Velocity (Vsin i): } V_R = C/4 * \Delta\lambda/\lambda \quad \text{or} \quad V_R = C/4 * \Delta px$$



Determination of Planetary Rotation Velocities, M. Trypsteen

where:

- C = 299792 km/s,
- $\Delta\lambda$ = the wavelength shift or
- Δpx = the pixel shift
- \AA = the reference wavelength
- Disp = the dispersion ($\text{\AA}/px$ or nm/px)

Fig.5 and 6 represent the results with BASS and Vspec, respectively. Heliocentric correction is possible with the built-in modules. Visualizing the end result where the spectral stripes of the left and right side respectively are clearly showing the spectral shift of the lines caused by the rotation of the planet.

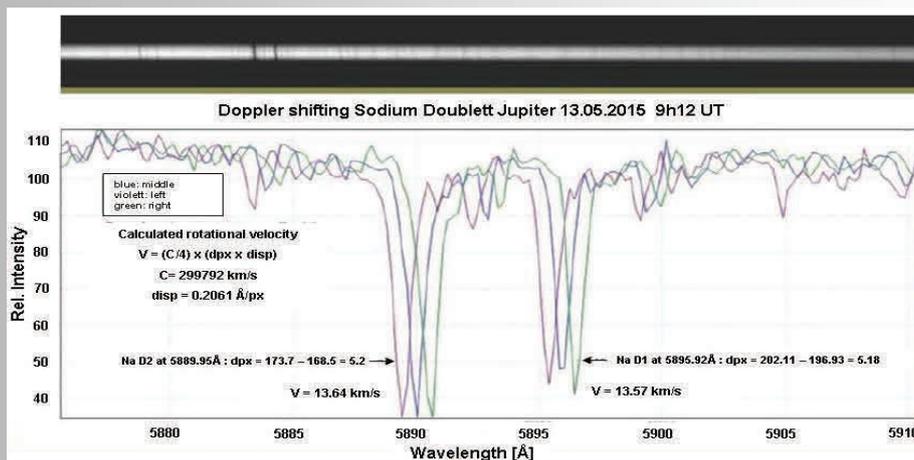


Fig. 5: Visualization of the Doppler shift of the Sodium Doublet between the left and right side of planet Jupiter processed with BASS.

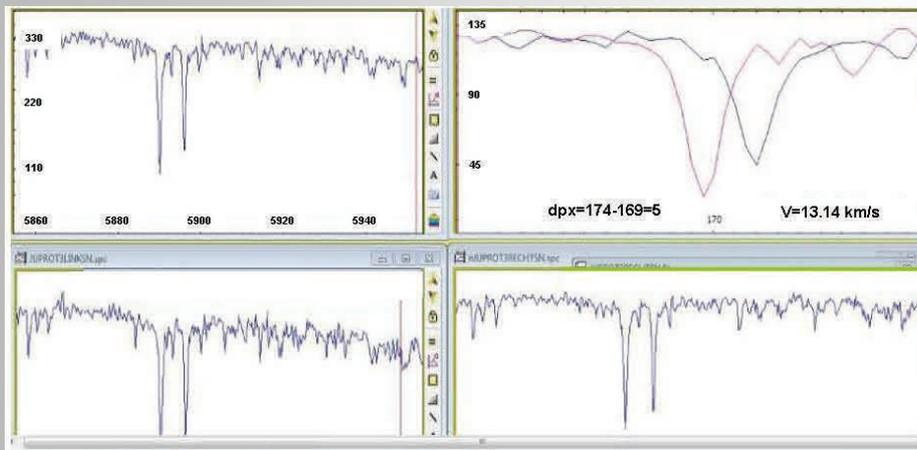
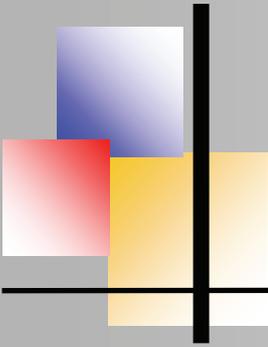


Fig. 6: Visualization of the Doppler shift of the Sodium Doublet between the left and right side of planet Jupiter processed with Vspec.



Determination of Planetary Rotation Velocities, M. Trypsteen

The results for the rotation of Saturn calculated with BASS are presented in Fig.7.

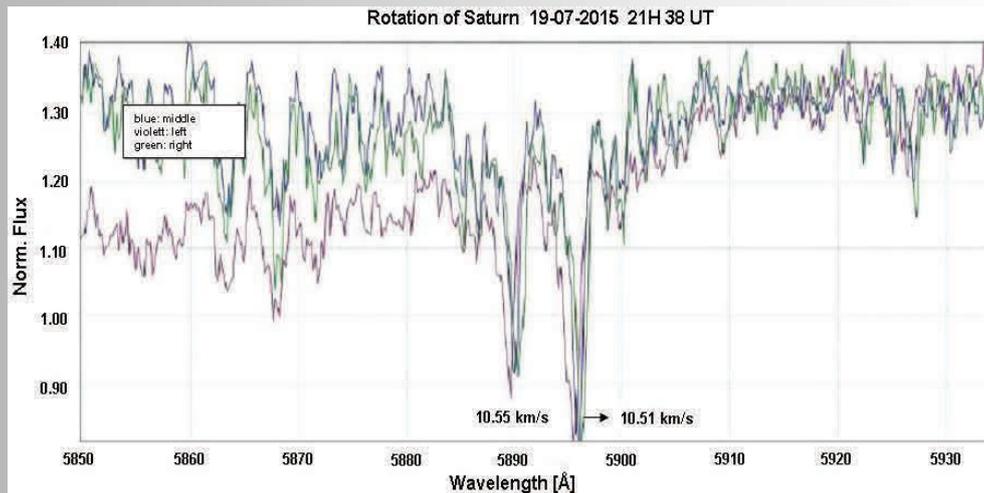


Fig.7: Visualization of the Doppler shift of the Sodium Doublet between the right and left side of the planet Saturn in BASS

ESO-MIDAS

ESO-MIDAS is the acronym of the European Southern Observatory Munich Image Data Analysis System. The program was developed in the 1980s under a Unix-based operating system and command-controlled programming environment [8]. The purpose was to make the complex algorithms, used for the reduction and analysis of astronomical spectra, more easily accessible to the scientific user. Therefore it is considered as a universal computer program for scientific calculations and functions worldwide as a “standard research analysis tool” reference in scientific publications on astronomy spectroscopy. The use of ESO-MIDAS by the amateur astronomer, on the other hand, is not so obvious as the Unix operating system is not as well established compared to the operating systems Windows or OS X. Nevertheless, it is possible to install the virtual Unix /Linux environment on the latter platforms with programs such as VMware or Virtualbox, to get the ESO-MIDAS program running.

Depending on computer performance, the installation of this virtual environment can cause serious problems in terms of functionality, compatibility and speed. Therefore, it is recommended to create a separate Unix/Linux partition on the PC or Laptop. By using the dual boot feature a direct and smooth working Unix / Linux environment can be chosen. Since the minimum hardware requirements for a Unix/ Linux operating system are not high demanding, it is also possible to use a somewhat older PC or Laptop as a Unix / Linux platform. On the ESO-MIDAS website, depending on the chosen Unix I Linux distribution, one can find the procedures to install the ESO-MIDAS package correctly[9] (will be continued in Issue No. 05 06/2019).