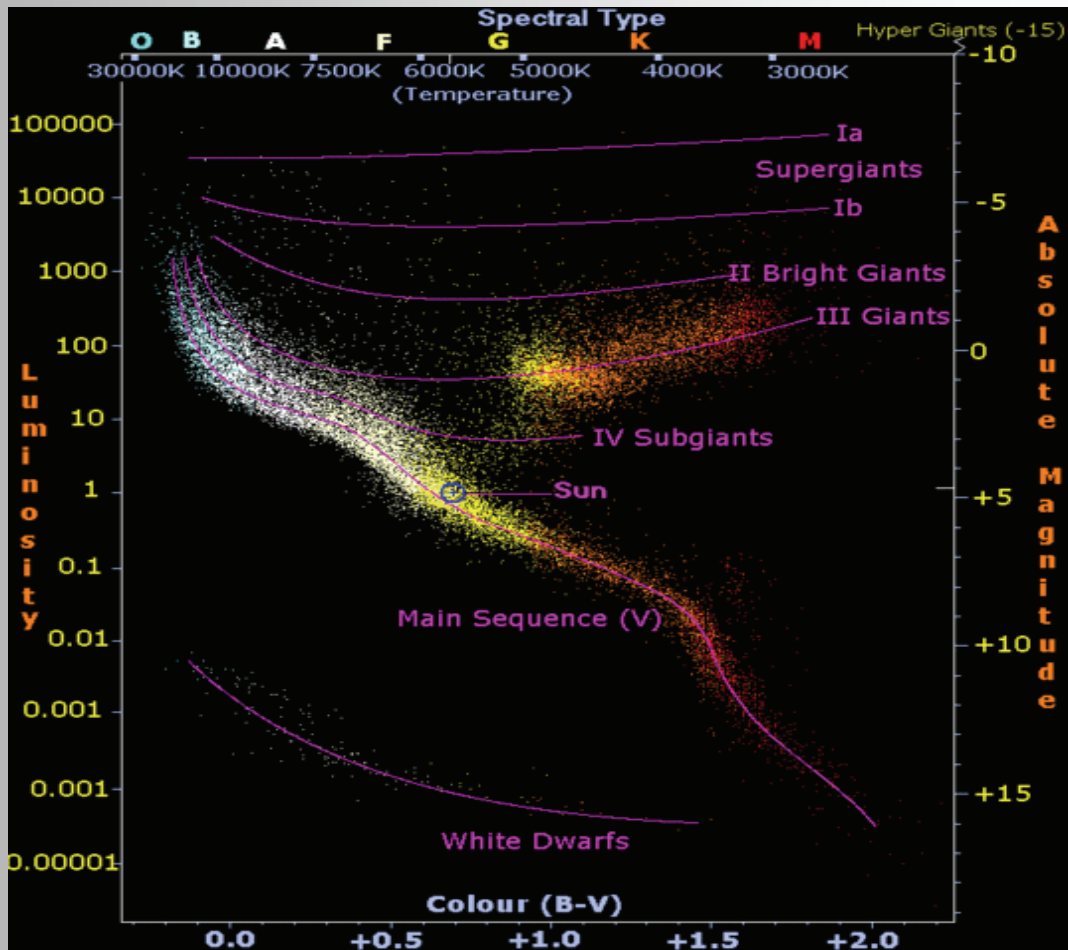


BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY

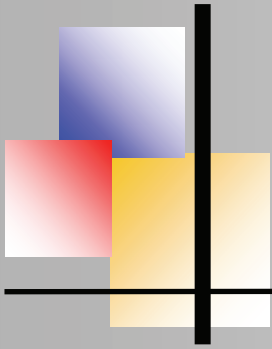


OF THE GERMAN ORGANIZATION & WORKING GROUP VARIABLE STARS BAV

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

ISSUE No. 06 12/2019 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: www.splung.com

Content

Page

E. Pollmann: Editorial

1

**M. Bröcker & S. Striewski: Hochauflösende Spektroskopie
des Doppelsterns β Aurigae (II)**

2

E. Pollmann: Precession of the Disk in Pleione

18

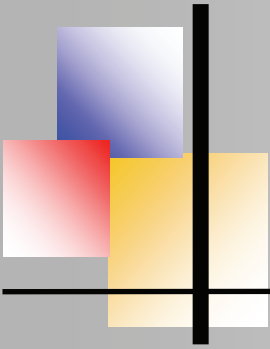
**Th. Schröfel: VEGA 2019 International Spectroscopy
Symposium for Amateurs**

27

**P. Drake & F. P. Gonzales: Determination of the physical properties
of gamma Cassiopeia (I)**

32





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.

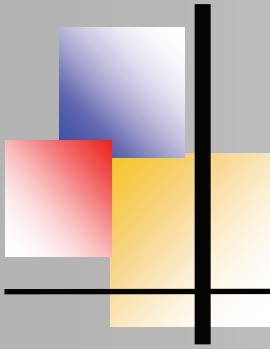
Thanks to the development of CCD technology, the types of observational perspectives have become much more varied. For example, in the area of variable star observation, there are many new possibilities in addition to already existing approaches.

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



Hochauflösende Spektroskopie des Doppelsterns β Aurigae

von Marius Bröcker & Samuel Striewski (Teil II)

Aufnahme der Spektren



Nach der Aufnahme der Datensätze müssen diese auf die Kalibrierung vorbereitet werden. Die Vergleichsspektren werden passend zugeschnitten und mit einem Median-Filter bearbeitet. Zusammen mit den Sternspektren werden sie in der Linux Software *MIDAS* kalibriert. Anschließend sind die Spektren bereit für die Auswertung. Dafür wird eine Excel-Tabelle angelegt, in der alle Daten festgehalten werden. Die Auswertung erfolgt anschließend über *Visual Spec* und die Berechnung der Parameter gelingt mit dem *Spectroscopic Binary Solver*¹.

Als erstes musste β Aur angesteuert und im Kamerafeld zentriert werden. Dafür haben wir mit dem Live-View der Guiding Kamera Celestron Skyris 274 M, die am BACHES-Echelle Spektrograf angeschlossen war, den Doppelstern in die Mitte der Kamera positioniert, so dass er sich auf dem 25 Mikrometer breiten Spalt des Spektrografen befand. Dank der genauen Nachführung des Teleskops musste kein manuelles Guiding durchgeführt werden. Im nächsten Schritt haben wir die Zeit über das Programm *Dimension*² mit einem Zeitserver synchronisiert.

Nachdem alle Voraussetzungen gegeben waren, wurden mit der Software *MaxIm DL* mehrere Flatfield-Spektren mit einer Belichtungszeit von 4 Sekunden aufgenommen. Danach wurden mehrere Referenzspektren 60 Sekunden lang belichtet, worauf die Belichtung des Doppelsterns β Aur üblicherweise mit einer Dauer von 300 Sekunden erfolgte (Abb. 1). Zuletzt wurde erneut eine Serie von Thorium-Argon-Spektren erzeugt, um sicherzustellen, dass sich der Spektrograf im Verlauf der Beobachtung nicht verschoben hatte. Nach einer ersten Qualitätsüberprüfung wurden die Datensätze geordnet und auf unserem Astroserver gespeichert, um sie später auf die anschließende Kalibrierung vorzubereiten. Insgesamt lagen uns zur Auswertung Datensätze von sieben Tagen vor.

Um anschließend auf die Kalibrierung der Sternspektren überzugehen, mussten alle Spektren auf die Kalibrierung vorbereitet werden. Dies geschah mit *MaxIm DL*. Die Flatfield-Spektren sowie die Thorium-Argon-Spektren sind mit einem Median-Filter bearbeitet wurden, um sog. Hotpixel herauszufiltern. Dafür wurden alle Spektren, die zueinander gehören, gestackt und mit Hilfe eines Median-Filters zu einem neuen Bild addiert. Bei den Aufnahmen von β Aur wurde dieser Filter nicht anzuwenden, um die Messungen zu verfälschen.

1) www.vub.ac.be/STER/JAD/JAD10/jad10_3/jad10_3.pdf

2) <http://www.thinkman.com/dimension4/>

Spektroskopie des Doppelsterns β Aurigae

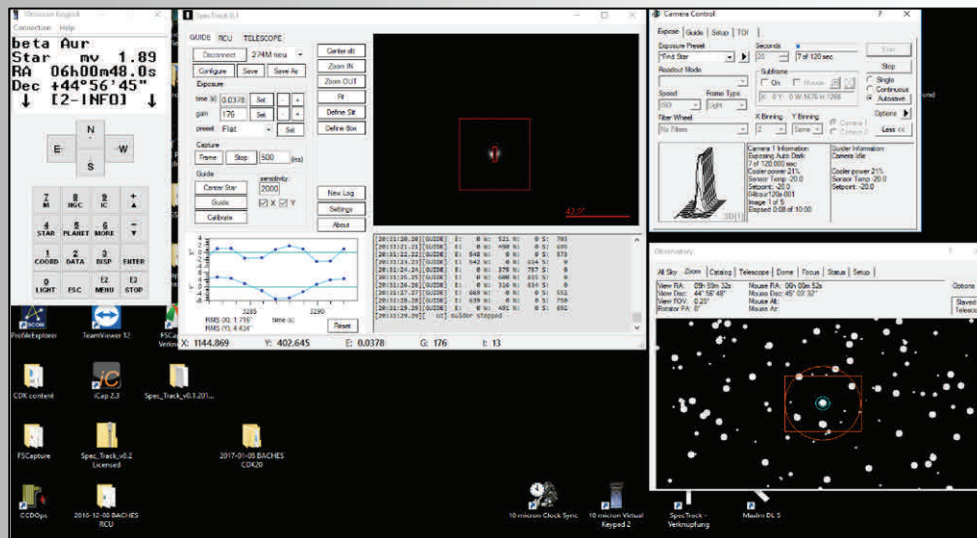


Abb. 1: Links: Steuerpult der Montierung; Mitte: Guiding und Live View; rechts oben: Aufnahme der Spektren; rechts unten: Position

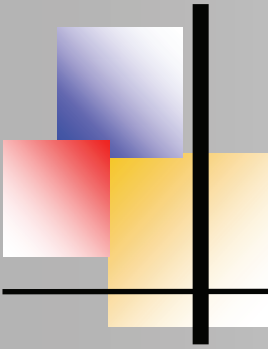
Des Weiteren besitzt die verwendete Kamera ein breites Aufnahmefeld und bildet so einen zu großen Bereich der Spektren ab. Um Komplikationen mit der Kalibriersoftware zu verhindern, haben wir uns entschlossen, alle Spektren passend zuzuschneiden.

Eine Überprüfung der Lage der Thorium-Argon- und Flatfield-Spektren ergab zwar bei manchen Datensätzen minimale Abweichungen in y-Richtung, jedoch keine Unterschiede in x-Richtung, welche zu einer Verfälschung der Wellenlängen geführt hätten.

Kalibrierung der Spektren

Im nächsten Schritt müssen die aufgenommenen Rohspektren kalibriert werden, um sie anschließend auswerten zu können. Darunter versteht man, dass den Pixeln jeder Ordnung eine Wellenlänge in Angström zugeordnet wird. Allerdings wird das Spektrum nicht an einem Stück abgebildet, sondern übereinander in den besagten Ordnungen (Echelle-Spektrum). Solche Spektren können mit MIDAS ausgewertet werden.

Zuerst kalibriert man die beiden Referenzspektren. Am Flatfield-Spektrum kann die Software erkennen, wo sich die Ordnungen befinden und überträgt diese anschließend sowohl auf das Thorium-Argon-Spektrum als auch auf das Doppelstern-Spektrum (Abb. 2).



Spektroskopie des Doppelsterns β Aurigae

Da alle Spektren mit derselben Kamera, mit dem gleichen Format und mit der gleichen Ausrichtung aufgenommen wurden, sollte keine Verschiebung der Spektren im Laufe der Aufnahmen entstanden sein. Im Thorium-Argon-Spektrum sind viele Emissionslinien mit bekannten Wellenlängen vorhanden. Damit die Software diese Emissionslinien nun auch mit Wellenlängen versehen kann, müssen zwei Kennlinien markiert werden.

Es muss weiterhin angegeben werden, in welcher Ordnung sich die erste Emissionslinie befindet (Ordnung 33) sowie die Wellenlänge der ersten (6662.268 \AA) und der zweiten Emissionslinie (4609.6 \AA). Die Software ordnet dann den restlichen erkannten Emissionslinien die passenden Wellenlängen zu. Im nächsten Schritt werden die errechneten Wellenlängen auf das Sternspektrum übertragen.

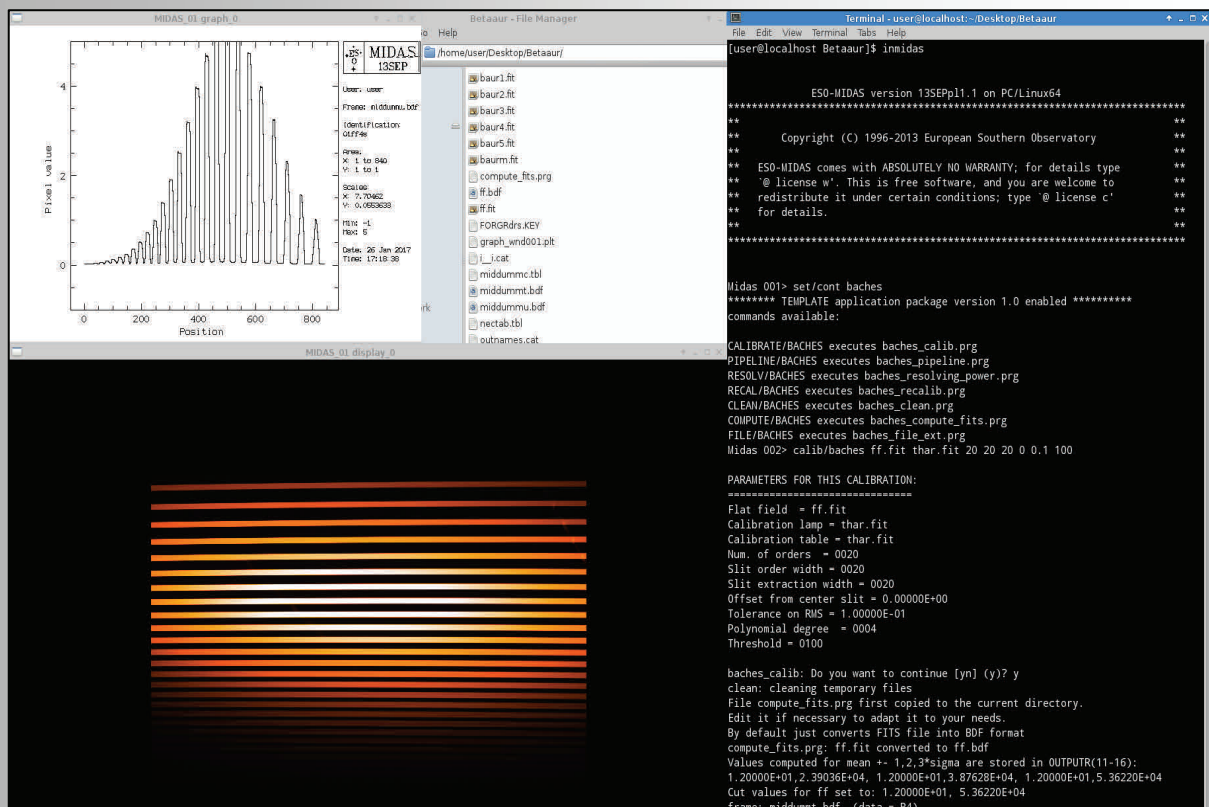


Abb. 2: MIDAS - links: Im Flatfield werden die Ordnungen markiert; rechts: Terminal mit Befehl-Eingaben

Spektroskopie des Doppelsterns β Aurigae

Nach Abschluss der Berechnung wurde eine Übersicht der Kalibrierung erstellt, die ein direktes Indiz dafür war, welche Qualität die spätere Auswertung liefern würde.

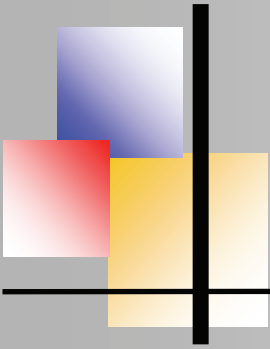
```

924 COMPUTE DISPERSION COEFFICIENTS
925 -----
926 INPUT TABLE : line.tbl
927 POLYNOMIAL DEGREE : 4
928 SEQ.NO SPECTRAL NO.LINES WL START WL END STD. DEV.
929 ORDER ANGSTROEM
930 -----
931 1 52 18 4226.90 4364.59 0.00582 *FROM 2D SOLUTION*
932 2 51 20 4309.67 4450.10 0.00512 *FROM 2D SOLUTION*
933 3 50 22 4395.75 4539.02 0.00600 *FROM 2D SOLUTION*
934 4 49 11 4485.35 4631.56 0.00558 *FROM 2D SOLUTION*
935 5 48 20 4578.68 4727.96 0.00439 *FROM 2D SOLUTION*
936 6 47 28 4675.99 4828.46 0.00443 *FROM 2D SOLUTION*
937 7 46 27 4777.54 4933.32 0.00481 *FROM 2D SOLUTION*
938 8 45 19 4883.60 5042.84 0.00340 *FROM 2D SOLUTION*
939 9 44 23 4994.48 5157.33 0.00558 *FROM 2D SOLUTION*
940 10 43 33 5110.51 5277.14 0.00490 *FROM 2D SOLUTION*
941 11 42 26 5232.07 5402.65 0.00453 *FROM 2D SOLUTION*
942 12 41 26 5359.56 5534.28 0.00485 *FROM 2D SOLUTION*
943 13 40 29 5493.42 5672.49 0.00320 *FROM 2D SOLUTION*
944 14 39 34 5634.14 5817.77 0.00369 *FROM 2D SOLUTION*
945 15 38 38 5782.26 5970.70 0.00428 *FROM 2D SOLUTION*
946 16 37 41 5938.38 6131.88 0.00420 *FROM 2D SOLUTION*
947 17 36 36 6103.16 6302.01 0.00474 *FROM 2D SOLUTION*
948 18 35 24 6277.35 6481.85 0.00589 *FROM 2D SOLUTION*
949 19 34 23 6461.77 6672.26 0.00525 *FROM 2D SOLUTION*
950 20 33 19 6657.36 6874.19 0.00596 *FROM 2D SOLUTION*
951 -----
952 MEAN RMS: 0.00483
953 ** TOTAL NUMBER OF LINES : 517 **
954 ***** Verification *****
955
956 1) Minimum number of selections per order : 6
957 If the number of selections in any order (column NO.LINES above)
958 is less or equal than the minimum, this order should be checked.
959
960 2) Percentage of identifications among the half brighter lines : 57 %
961 This percentage must be as high as possible (above 50%). Low values
962 indicate an uncertain calibration.

```

Abb. 3: Ausgabe des Terminals/Auswertung der Kalibrierung

In der Regel war es uns möglich, die Kalibrierung der Spektren mit einer Abweichung von weniger als 0,01 Angström durchzuführen (Abb. 3). Am wichtigsten war für uns die Anzahl der gefundenen Spektrallinien in der 34. Ordnung, da sich in ihr die $H\alpha$ -Linie befindet, die später für die Auswertung und Bestimmung der Bahnparameter genutzt wurde. Mit 23 gefundenen Spektrallinien, was dies ausreichend gegeben. *MIDAS* erzeugte automatisch die kalibrierten Spektren jeder einzelnen Ordnung im .fits Format. Zudem erstellte es einen neuen Ordner *plots*, in dem die kalibrierten Ordnungen in .png und .pdf Format abgespeichert wurden, so dass man sich das Ergebnis direkt anschauen konnte. Diesen Prozess haben wir für alle Datensätze der Spektren von β Aur wiederholt.



Spektroskopie des Doppelsterns β Aurigae

Die Daten wurden anschließend wieder auf den Astroserver übertragen und waren somit bereit für die Auswertung. Die Auswertung erfolgte in einer Excel-Tabelle. Es konnten insgesamt 49 einzelne Doppelstern-Spektren von sieben unterschiedlichen Tagen gelistet werden (siehe Abb. 3). Die Werte ließen sich über den Header der Dateien in *MaxIm DL* ablesen und übertragen.

Des Weiteren wird die Tabelle mit heliozentrischen Julianische Datum (HJD) sowie dem Wert für die heliozentrische Korrektur ergänzt, durch welche die Radialgeschwindigkeit auf die Sonne bezogen und der Effekt der Erdbewegung eliminiert wird. Das Heliozentrische Julianische Datum wird von Astronomen als Referenzzeit benutzt. Sie gibt die Zeit in Tagen an, die seit dem 1. Januar 4712 v. Chr. um 12:00 Uhr vergangen ist. Sie bezieht sich dabei auf die Sonne, da sie der Mittelpunkt ist.

Je nachdem, an welchem Punkt man sich auf der Erdumlaufbahn befindet, misst man unterschiedliche Radialgeschwindigkeiten. So ist die relative Geschwindigkeit zwischen der Erde und β Aur geringer, wenn wir uns auf der einen Hälfte der Umlaufbahn befinden und höher, wenn wir uns auf der gegenüberliegenden Kreishälfte bewegen. Um diesem Effekt entgegenzuwirken, ist eine Heliozentrische Korrektur von Nöten. Mit ihr lassen sich die Radialgeschwindigkeiten der beiden Doppelsterne so angeben, als würden wir von der Sonne aus messen.

Um diese beiden Komponenten zu bestimmen, haben wir das Programm *HRV-MM¹* von R. Bücke verwendet. Hier wurden die vorher festgehaltenen Aufnahmezeiten in das Programm eingegeben, sowie die Koordinaten des Teleskops ($7^{\circ} 8' 37''$ O, $51^{\circ} 13' 48''$ N) und die Koordinaten von β Aur am Himmel (R.: 05h 59m 31,72293s; D.: $+ 44^{\circ} 56' 50,7573$). Als Ausgabe haben wir sowohl das Heliozentrische Julianische Datum sowie die Geschwindigkeitskorrektur erhalten und diese in unsere Tabelle übertragen (Abb. 4)

¹ <https://astro.buecke.de/software.html>

Spektroskopie des Doppelsterns β Aurigae

	A	B	C	D	E	F	G
12	Datensätze	Datum UTC	Aufnahme Beginn	Belichtungs Dauer	Mitte d. Aufnahme	HJD	Helio Korrektur
13		2017-12-29					
14	40betaAur300s.fit	2016-12-31	19:35:43	00:05:00	19:38:13	2457754.32349	-4.975
15	41betaAur300s.fit	2016-12-31	19:40:50	00:05:00	19:43:20	2457754.32704	-4.980
16	42betaAur300s.fit	2016-12-31	19:45:57	00:05:00	19:48:27	2457754.33060	-4.985
17	43betaAur300s.fit	2016-12-31	19:51:18	00:05:00	19:53:48	2457754.33431	-4.990
18	01betaAur120s.fit	2017-01-05	20:13:38	00:02:00	20:14:38	2457759.34867	-7.431
19	02betaAur120s-001.fit	2017-01-05	20:19:53	00:02:00	20:20:53	2457759.35301	-7.437
20	02betaAur120s-002.fit	2017-01-05	20:25:09	00:02:00	20:26:09	2457759.35667	-7.443
21	02betaAur120s-003.fit	2017-01-05	20:27:10	00:02:00	20:28:10	2457759.35807	-7.445
22	02betaAur120s-004.fit	2017-01-05	20:29:12	00:02:00	20:30:12	2457759.35948	-7.448
23	02betaAur120s-005.fit	2017-01-05	20:31:14	00:02:00	20:32:14	2457759.36089	-7.450
24	02betaAur120s-006.fit	2017-01-05	20:33:16	00:02:00	20:34:16	2457759.36230	-7.452
25	01betaaur300s-0001.fit	2017-01-06	18:15:50	00:05:00	18:18:20	2457760.26788	-7.798
26	01betaaur300s-0002.fit	2017-01-06	18:20:53	00:05:00	18:23:23	2457760.27139	-7.802
27	01betaaur300s-0003.fit	2017-01-06	18:25:56	00:05:00	18:28:26	2457760.27490	-7.806

Abb. 4: Auszug aus der Excel-Tabelle

Nachdem wir alle Spektren und deren Julianisches Datum sowie die erforderliche Korrektur erfasst hatten, konnten wir uns schließlich mit der Bestimmung der Radialgeschwindigkeit befassen. Bedingt durch den Doppler-Effekt verschieben sich die Spektrallinien der beiden Sterne, je nachdem, wie sie sich relativ zu uns bewegen. Dadurch, dass es sich um zwei Sterne handelt, kommt es zur Überlagerung der Spektrallinien beider Sterne. In Abhängigkeit von der Position der Sterne in ihrem System verschieben sich die Spektrallinien unterschiedlich stark.

Bewegt sich ein Stern direkt auf uns zu, steht der andere demnach so, dass er sich genau von uns wegbewegt, d.h. die gemessene Verschiebung der Spektrallinien ist an diesem Punkt am höchsten. Wenn beide Sterne sich exakt senkrecht zu unserem Blickwinkel bewegen, dann besitzt keiner der beiden Sterne eine Geschwindigkeitskomponente in unsere Richtung.

Die Spektrallinien liegen hier dann genau aufeinander und es existiert nur eine sichtbare Spektrallinie im Sternspektrum (Abb. 5). Alle Fälle dazwischen sind auf Grund der periodischen Bewegung als eine Radialkurve darstellbar, die im Falle einer Kreisbahn in eine Sinuskurve übergeht.

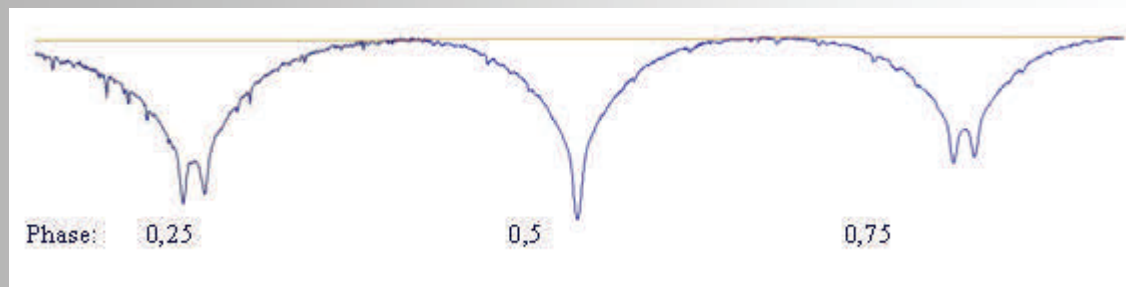
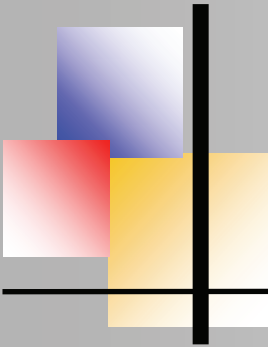


Abb. 5: Absorptionspeaks verändern ihre Position im Laufe einer Phase.

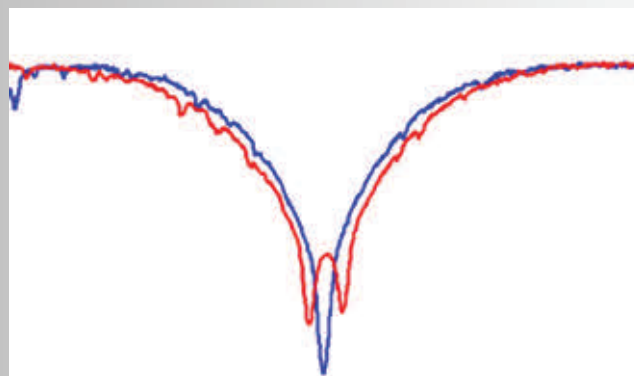
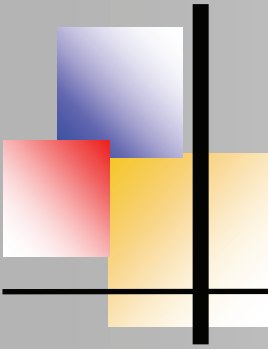


Abb. 6: Blau: Spektrum in Ruhelage; Rot: Verschobenes Sternspektrum

Dabei ist allerdings immer eine Verschiebung zur tatsächlichen Lage einer Spektrallinie aufzufinden, da sich das Doppelsternsystem relativ zu uns bewegt. Es liegt also eine generelle Blau- oder Rotverschiebung vor (Abb. 6). Um nun die Radialgeschwindigkeit auszurechnen, muss man die Lage der $H\alpha$ -Linien zur Ruhelage dieser Spektrallinien bestimmen. Dafür wurden zuerst die Lagen der Peaks bestimmt. Dies geschah hauptsächlich in *Visual Spec* (Abb. 7). Untersucht wurde die $H\alpha$ -Linie, da sie wegen ihrer enormen Absorptionstiefe sehr gut erkennbar ist. Die Lage der Peaks wurde drei unterschiedlichen Methoden bestimmt, aus welchen dann ein Durchschnitt gebildet wurde. Zum einen wurde der absolute Tiefpunkt der Peaks gewählt, zum anderen wurde die Lage nach eigenem Ermessen abgeschätzt, da manchmal die vermutete tatsächliche Lage des Peaks etwas neben dem Intensitätsminimum lag. Außerdem wurde ein Gaußfit durchgeführt und dann das Minimum dieser Kurve als tatsächliche Lage angeben.



Spektroskopie des Doppelsterns β Aurigae

Hierbei fittet das Programm eine Gauß-Verteilung (Glockenkurve) in den Peak. In der Regel liefert diese Methode die genauesten Werte des Minimums; ob es sich bei einem so breiten Peak um die tatsächliche Lage handelt, bleibt in der Regel jedoch unklar.

Alle drei Methoden wurden jeweils für beide Peaks durchgeführt. Außerdem wurde stichwortartig festgehalten, wie eindeutig die Verschiebung zu erkennen war, da bei einigen Messungen die Peaks sehr nahe bei einander lagen. Der errechnete Durchschnitt wurde dann mit Hilfe der Excel-Formeln aus der Summe der drei Messungen berechnet. Bei manchen Spektren war kein Gauß-Fit möglich, da die Peaks zu nah bei einander lagen. Der Wert wurde folglich nur durch zwei geteilt.

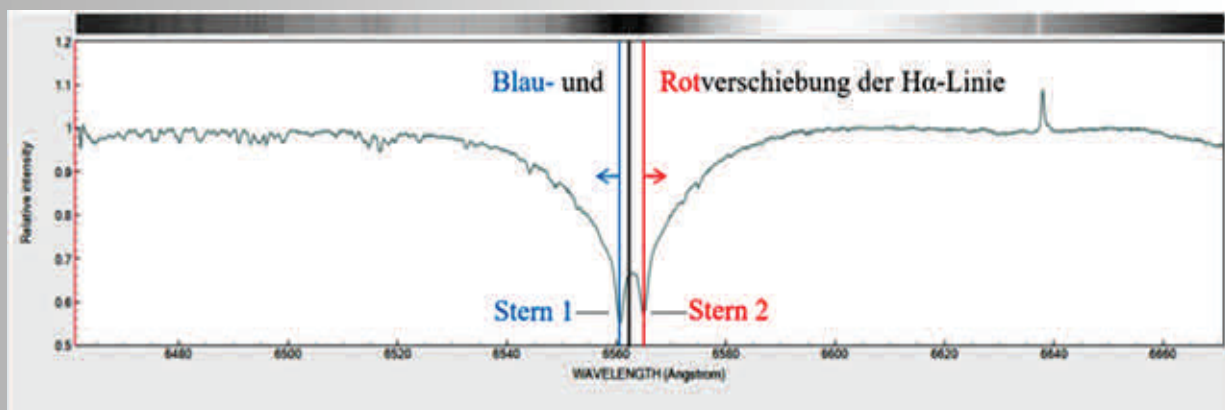
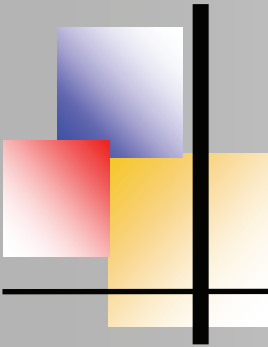


Abb. 7: Veranschaulichung der Rot- und Blauverschiebung

Der errechnete Durchschnitt wurde dann von der tatsächlichen Wellenlänge von $H\alpha$ (6562.852 \AA) subtrahiert, so dass wir $\Delta\lambda$ erhalten haben. Aus dem Wellenlängenunterschied konnten wir nun über den Doppler-Effekt und der daraus resultierenden Formel

$$v_r = (\Delta\lambda/\lambda) * c$$

die Radialgeschwindigkeit berechnen (c ist gleich der Lichtgeschwindigkeit mit einem Wert von ca. 299792.8 km/s und λ ist gleich der Wellenlänge von $H\alpha$). Darauf mussten wir lediglich noch die heliozentrische Korrektur addieren, um die gewünschte heliozentrische Radialgeschwindigkeit zu erhalten. Um nun die berechneten Radialgeschwindigkeiten zu überprüfen, haben wir zusätzlich noch die Phase der einzelnen Daten berechnet.



Spektroskopie des Doppelsterns β Aurigae

Dafür haben wir probeweise die Periode von ca. 3,96 Tage angenommen, um das Heliozentrische Julianische Datum durch diese zu teilen. Die Nachkommastellen ergeben dann die Phase zwischen den Werten 0 bis und 1. Die heliozentrischen Radialgeschwindigkeiten als Funktion der Phase sind in Abb. 8 dargestellt.

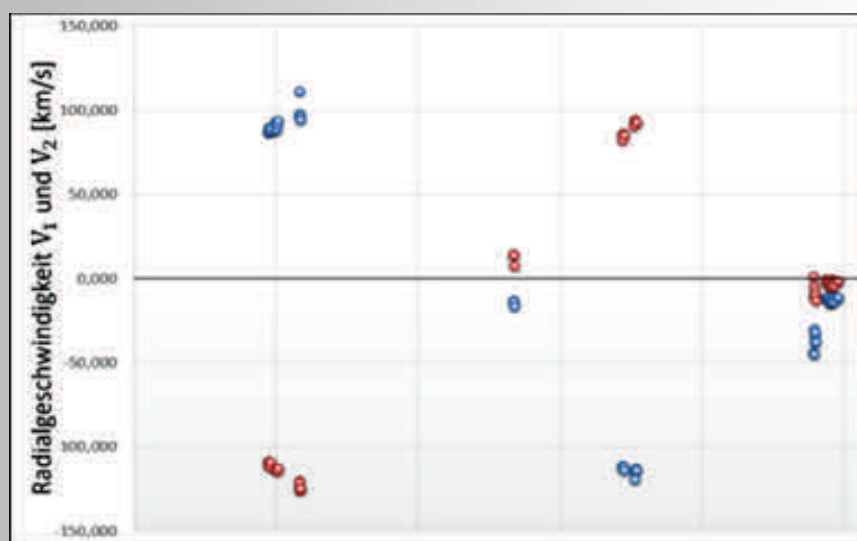
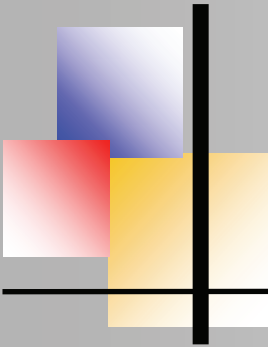


Abb. 8: Die gemessenen Radialgeschwindigkeiten als Funktion der Phase

Dabei ist uns aufgefallen, dass man keine Sinuskurve durch die Messpunkte legen konnte, da die erste rote Datenwolke mit der blauen vertauscht war. Nach einer ausführlichen Diskussion sind wir zu dem Entschluss gekommen, dass wir lediglich die Datenwolken vor oder nach der Phase 0,5 tauschen mussten, da wir konsequent jeweils nur den linken bzw. rechten Peak gemessen hatten, obwohl die Peaks nach der Überlappung „ihre Plätze getauscht“ haben. In einem neuen Tabellenblatt wurde daher die komplette Tabelle übernommen, nur haben wir hier die heliozentrische Radialgeschwindigkeit mit der Phase vor 0,5 vertauscht, um das Tauschen der Peaks zu berücksichtigen. Neues Plotten zeigte, dass die Tabelle ausgewertet werden konnte.

Die Auswertung erfolgte mit Hilfe des *Spectroscopic Binary Solver* (SBS). Mit dieser Software lassen sich nach eigenem Ermessen zwei Sinuskurven so durch die Messpunkte legen, dass man aus ihnen alle für uns wichtigen Bahnparameter bestimmen kann. Die Messpunkte sind dabei die heliozentrischen Radialgeschwindigkeiten. Um diese Messpunkte in das Programm einspeisen zu können, wird eine Textdatei benötigt (Abb. 9). In dieser müssen für jeden Datensatz das Datum (in unserem Fall das HJD) und die gemessene Radialgeschwindigkeit stehen – beide in einer Zeile, getrennt durch einen Tabstopp oder einen Leerschritt. Optional ist das Hinzufügen von Fehlergrenzen für jeweilige Messpunkte, die wir hier allerdings nicht aufgestellt haben.



Spektroskopie des Doppelsterns β Aurigae

Zuerst folgt der erste Stern mit den Radialgeschwindigkeiten aus unserer Tabelle für den linken Peak, dann folgt der zweite Stern mit den Geschwindigkeiten des rechten Peaks. Dabei musste der zweite Block eine Zeile mit *STAR 2* besitzen, damit nicht alle Datensätze auf einen Stern bezogen würden.

1 54,323 -111.232	25 70,241 -112.559	55 STAR2	79 70,238 93.271
2 54,327 -111.007	26 70,245 -113.899	56 54,323 86.320	80 70,241 93.500
3 54,331 -111.254	27 72,322 97.483	57 54,327 82.571	81 70,245 93.477
4 54,334 -113.761	28 *72,324 111.610	58 54,331 86.404	82 72,322 -124.643
5 *59,349 -43.508	29 72,325 98.034	59 54,334 85.512	83 72,324 -120.102
6 *59,353 -44.636	30 72,327 96.782	60 *59,349 1.702	84 72,325 -121.086
7 *59,357 -29.747	31 72,328 94.504	61 *59,353 -4.238	85 72,327 -125.383
8 *59,358 -33.898	32 *75,261 -11.424	62 *59,357 -9.590	86 72,328 -124.524
9 *59,359 -37.232	33 *75,265 -10.693	63 *59,358 -9.592	87 *75,261 -0.270
10 *59,361 -31.295	34 *75,268 -10.698	64 *59,359 -6.626	88 *75,265 -1.869
11 *59,362 -37.236	35 *75,278 -12.861	65 *59,361 -9.597	89 *75,268 -1.135
12 60,268 88.035	36 *75,281 -12.391	66 *59,362 -12.568	90 *75,278 -3.286
13 60,271 87.559	37 *75,285 -13.873	67 60,268 -108.649	91 *75,281 -2.811
14 60,275 90.196	38 *75,288 -14.206	68 60,271 -108.308	92 *75,285 -4.288
15 60,278 87.717	39 *75,292 -13.442	69 60,275 -109.987	93 *75,288 -4.616
16 60,282 89.252	40 *75,295 -9.826	70 60,278 -111.396	94 *75,292 -3.847
17 60,308 89.030	41 *75,299 -10.105	71 60,282 -108.600	95 *75,295 -0.226
18 60,311 93.827	42 *75,302 -10.950	72 60,308 -112.531	96 *75,299 -0.500
19 60,315 88.768	43 75,306 -13.547	73 60,311 -112.250	97 *75,302 -1.340
20 60,318 91.509	44 *75,319 -10.472	74 60,315 -112.418	98 *75,306 -3.932
21 60,322 94.123	45 *75,323 -11.176	75 60,318 -113.946	99 *75,319 -0.835
22 70,231 -114.199	46 *75,326 -10.804	76 60,322 -112.491	100 75,323 -1.534
23 70,234 -119.264	47 *97,276 -12.845	77 70,231 91.237	101 *75,326 -1.156
24 70,238 -113.300	48 *97,28 -13.202	78 70,234 94.860	102 *97,276 14.696

Abb. 9: Einblick in die Textdatei. Mit * versehende Einträge sind abgewählte Messpunkte.

Der SBS ermöglicht es, viele Parameter zu verändern, zumal die Umlaufbahn eines Doppelsternsystems von vielen Faktoren abhängt. So lässt sich u. a. der Periastron-Winkel ω berechnen. Zudem lassen sich die Exzentrizität e und die K -Werte verändern; letztere sind die „Amplituden“ und geben die höchsten Relativgeschwindigkeiten der beiden Sterne in Bezug auf den Beobachter an, je nachdem, ob sie sich am stärksten auf uns zu bewegen bzw. von uns weg. Zudem ist die Systemgeschwindigkeit γ variabel einstellbar.

Die Periode und die Phasenverschiebung sind ebenfalls variabel. Das Programm rechnet für alle Parameter einen Wert aus und gibt zudem ein RMS-Wert (**R**oot **M**ean **S**quare) an. Der beste Kurvenfit an die Messwerten wurde iterativ manuell ermittelt. Fügt man die Textdatei ein und drückt auf das Feld *Period*, legt das Programm wie erwähnt Radialgeschwindigkeitskurven durch die Messpunkte. Zudem gibt SBS die Phase an und überträgt diese auf die x-Achse des Graphen. Wir haben für das erste Kurven-Fitting alle Messpunkte verwendet.

Spektroskopie des Doppelsterns β Aurigae

Die Exzentrizität e wurde mit 0 angenommen. Anschließend wurde nun ein automatischer Fit ausgeführt (Abb. 10). Obwohl die Kurve nun besser gefittet war, gab es einige Ausreißer. Da sie sich deutlich von den restlichen Werten abhoben, wurden sie aus der Datenreihe entfernt. Die Messpunkte in der Mitte wurden gleichermaßen entfernt, weil Messwerte mit geringen K -Werten eine wahrscheinlichere Abweichung besitzen, da das Messen an diesen Peaks sich als schwierig herausgestellt hat. Ein erneutes Einlesen und Berechnen, wieder mit der Annahme $e = 0$, ergab bereits eine deutlich geringere Abweichung.

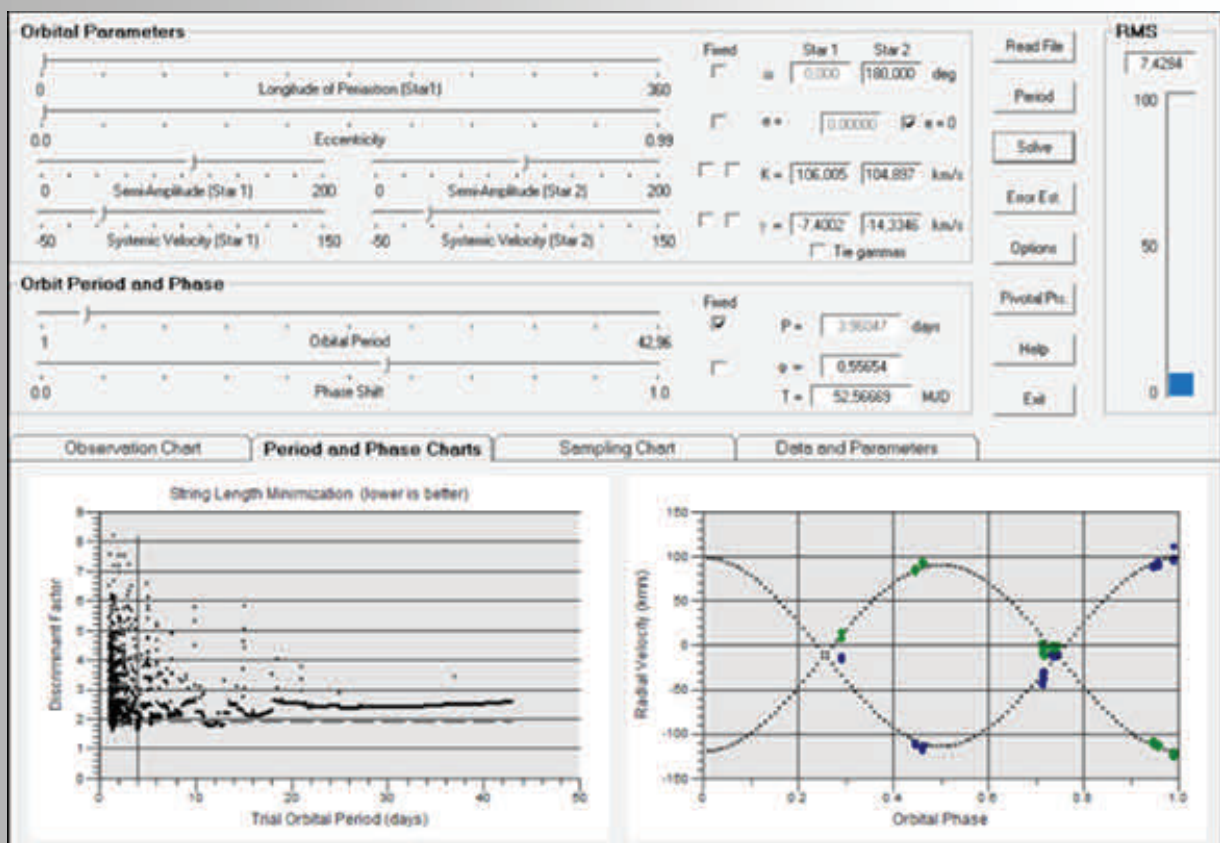


Abb. 10: Erste Periodenbestimmung mit allen Datensätzen

In den nächsten Schritten war viel Ausprobieren gefragt. So wurde noch einmal die Datenwolke bei der Phase 0,75 herausgenommen und vereinzelte abweichende Messpunkte ausgeklammert sowie Messwerte, die logisch und passend erschienen, erneut hinzu gefügt.

Spektroskopie des Doppelsterns β Aurigae

Die Abweichung von unseren Messpunkten haben wir damit auf ein Minimum reduziert und konnten nach weiterem Feinjustieren die Parameter für unsere Auswertung übernehmen (Abb. 11). Der RMS-Wert sank somit von ca. 26 auf nur 2,45. Die K-Werte sind im Vergleich zu vorher etwas angestiegen, aber deutlich näher aneinandergerückt. Dies spricht ebenfalls für eine Kreisbahn. Die Periode hatte sich dabei nicht nennenswert verändert. Zudem wurde probeweise die Exzentrizität vom Programm bestimmt, was ebenfalls eine Kreisbahn ergab.

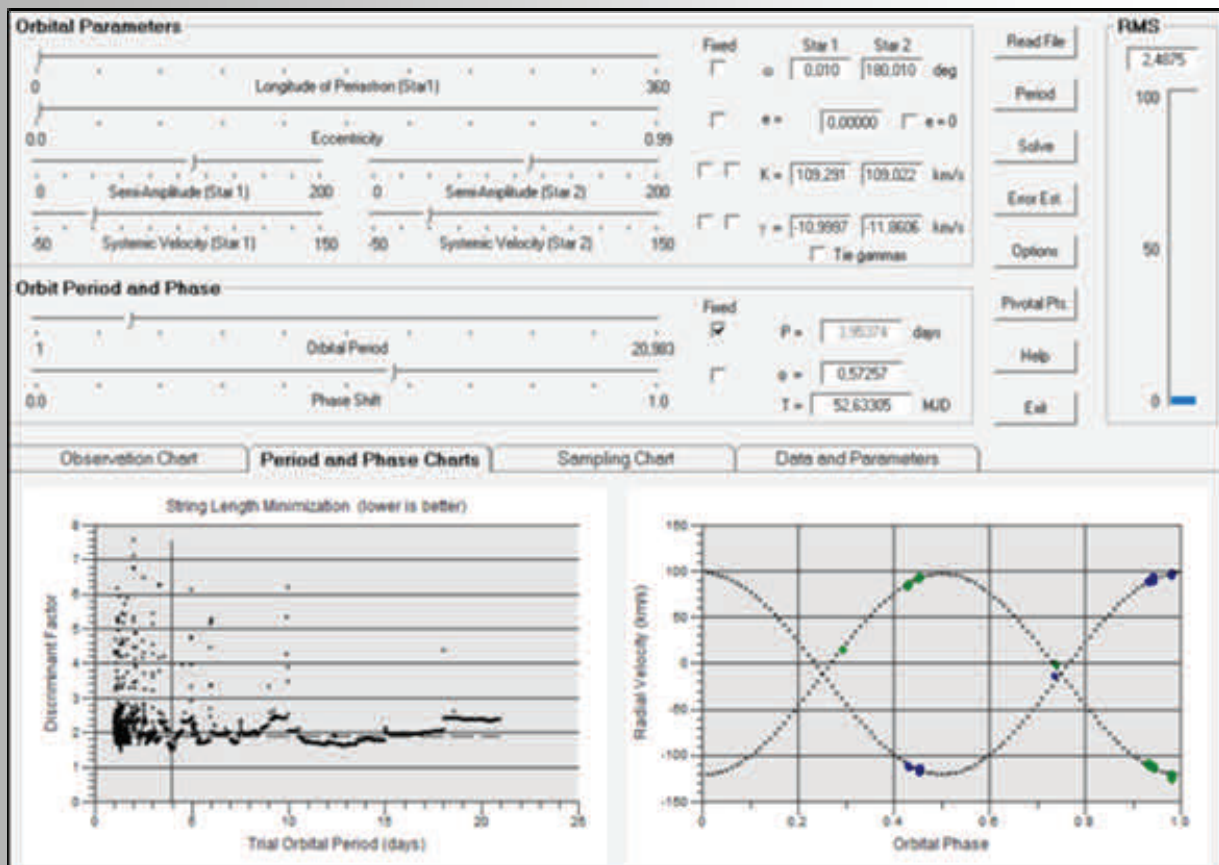
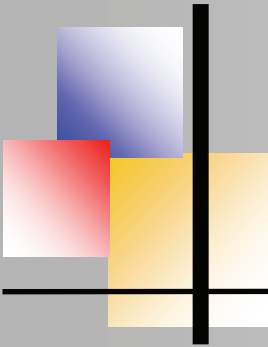


Abb. 11: Endgültige Parameter der Auswertung

Damit war das Kurvenfitting abgeschlossen und wir haben die Parameter sowie die von SBS kalkulierten Fehlergrenzen übernommen:



- i) Periastron $\omega = 0$ (folgt aus $e = 0$)
- ii) Exzentrizität $e = 0 \pm 0,005$
- iii) $K_1 = 109,3 \pm 0,72$ km/s; $K_2 = 109,0 \pm 0,73$ km/s
- iv) Systemgeschwindigkeit $\gamma = -11,43 \pm 0,5$ km/s
- v) Periode $P = 3,95 \pm 0,004$ d
- vi) Phasenverschiebung $\varphi = 0,57^\circ$
- vii) Ausgangszeit $T = 52,633$

Darstellung der Ergebnisse

Die bisherigen Ergebnisse lassen sich wie folgt tabellarisch festhalten:

Parameter	Messungen
Periode P [d]	$3,95 \pm 0,004$
Periastron ω [°]	0
Exzentrizität e	$0 \pm 0,005$
Radialgeschw. K_1 [km/s]	$109,3 \pm 0,72$
Radialgeschw. K_2 [km/s]	$109,0 \pm 0,73$
Systemgeschw. γ [km/s]	$-11,43 \pm 0,5$

Nichtsdestotrotz mussten noch die Massen der einzelnen Sterne sowie deren Entfernung zueinander berechnet werden. Dafür wurden lediglich zwei Formeln benötigt, die sich aus der Umformung des Gravitationsgesetzes ergeben haben. In diesen Formeln konnten anschließend unsere erhaltenen Parameter eingesetzt werden.

Mit den nachstehenden Formeln konnten aus den errechneten Bahnparametern die Massen der Sterne berechnet werden:

$$M_1 = \frac{T}{2\pi \cdot G \cdot \sin(i)} \cdot \frac{(K_1 + K_2)^3}{\frac{K_1}{K_2} + 1}$$

$$M_2 = \frac{T}{2\pi \cdot G \cdot \sin(i)} \cdot \frac{(K_1 + K_2)^3}{\frac{K_2}{K_1} + 1}$$

Werte:

$$T = 341603 \text{ s}$$

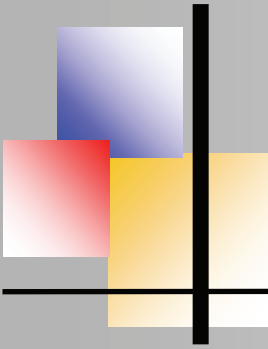
$$K_1 = 109300 \text{ m/s}$$

$$K_2 = 109000 \text{ m/s}$$

$$i = 76^\circ \pm 0,4^\circ$$

$$G = 6,67 \cdot 10^{-11} \text{ m}^3 \text{ kg}^{-1} \text{ s}^{-2}$$

Dabei gibt i die Inklination an, also den Winkel zwischen dem Beobachter und dem beobachteten System. Der Literaturwert beträgt $i = 76^\circ \pm 0,4^\circ$. Er wurde von professionellen Astronomen im Jahr 1995 über eine Messung der Lichtintensität bestimmt.



Spektroskopie des Doppelsterns β Aurigae

Als Ergebnis für die Massen der Sterne erhält man:

$$M_1 = 2,33 \pm 0,05 M_\odot \quad M_2 = 2,34 \pm 0,05 M_\odot \quad (M_\odot = 1,9891 \cdot 10^{30} \text{Kg})$$

Der Abstand a setzt sich zusammen aus den beiden Entfernungen der Sterne zum gemeinsamen Mittelpunkt (ihren Radien):

$$a = r_1 + r_2$$

$$r_1 = T \cdot \frac{K_1}{2\pi \cdot \sin i}$$

$$r_2 = T \cdot \frac{K_2}{2\pi \cdot \sin i}$$

Werte:

$$T = 341603 \text{ s}$$

$$K_1 = 109300 \text{ m/s}$$

$$K_2 = 109000 \text{ m/s}$$

$$i = 76^\circ \pm 0,4^\circ$$

Als Ergebnis für die Abstände der Sterne zueinander erhält man:

$$a = r_1 + r_2 = 6123800 \text{ km} + 6108750 \text{ km} = 12232550 \pm 10^3 \text{ km}$$

Folglich ergibt sich die vollständige Übersicht der Systemparameter und somit das Ergebnis. Damit haben wir alle Systemparameter, die Massenverhältnisse sowie die absoluten Massen, den Abstand zwischen den Sternen sowie die Radialgeschwindigkeiten des Doppelsternsystems β Aur selbstständig und nur durch eigene Messpunkte mit Ausnahme der Inklination bestimmt.

Parameter	Messungen
Periode P [d]	3,95 \pm 0,004
Periastron ω [°]	0
Exzentrizität e	0 \pm 0,005
Radialgeschw. K_1 [km/s]	109,3 \pm 0,72
Radialgeschw. K_2 [km/s]	109,0 \pm 0,73
Systemgeschw. γ [km/s]	-11,43 \pm 0,5
Masse M_1 [M_\odot]	2,33 \pm 0,05
Masse M_2 [M_\odot]	2,34 \pm 0,05
Abstand a [km]	12.232.550,0 \pm 10 ³

Diskussion

Unsere Ergebnisse lassen sich mit den anerkannten Messergebnissen von den Profiastronomen Smith, Pourbaix und Behr wie folgt vergleichen:



Parameter	Smith (1948)	Pourbaix (2000)	Behr (2009)	Diese Arbeit (2018)
Periode P [d]	3,9600421 $\pm 01,3 \cdot 10^{-6}$	3,96004 $\pm 2,67 \cdot 10^{-6}$	Übernommen von Purbaix	3,95 $\pm 0,004$
Periastron ω [°]	0	139,043 $\pm 360,0$	--	0
Exzentrizität e	0	2,75266 $\cdot 10^{-6}$ $\pm 0,007$	0 angenommen	0 $\pm 0,005$
Radialgeschw. K ₁ [km/s]	107,46 $\pm 0,39$	110,246 ± 1	108,053 $\pm 0,072$	109,3 $\pm 0,72$
Radialgeschw. K ₂ [km/s]	111,49 $\pm 0,37$	110,52 $\pm 2,1$	110,911 $\pm 0,037$	109,0 $\pm 0,73$
Systemgeschw. Γ [km/s]	-17,06 $\pm 0,27$	-15,736 $\pm 0,62$	-17,552 $\pm 0,037$	-11,43 $\pm 0,5$
Masse M ₁ [M _☉]	--	2,4 $\pm 0,1$	2,3885 $\pm 0,0129$	2,33 $\pm 0,05$
Masse M ₂ [M _☉]	--	2,44 $\pm 0,073$	2,3270 $\pm 0,0126$	2,34 $\pm 0,05$

Es ist, dass es gelungen ist, eine auf eigene Messwerte basierende Auswertung für die Systemparameter für β Aur zu erreichen. Alle Astronomen scheinen sich der Periode einig zu sein und legen diese ziemlich genau auf 3,96 Tagen fest.

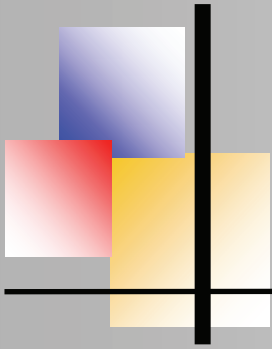
Wir liegen dabei mit weniger als 10 Minuten unter der angenommenen Umlaufzeit, was bei fast vier Tagen eine Abweichung von weniger als 0,16 % bedeutet. Die Annahme einer Kreisbahn wird letztlich im Vergleich auch noch einmal bestätigt.

Die Ergebnisse für die K-Werte liegen ebenfalls mit einer Abweichung von $\pm 1,5$ km/s sowohl zu den Werten von Pourbaix als auch von Behr. Zu Smiths Werten besitzen wir eine Abweichung von knappen $\pm 2,5$ km/s bezüglich der K-Werte.

Lediglich die Systemgeschwindigkeit zeigt große Unterschiede zu allen anderen Vergleichswerten. Wir liegen mit fast 4 km/s bzw. 6 km/s etwas weiter unter den Literaturwerten. Dahingegen wurde die Masse im Vergleich zu Pourbaix unter 4,5 % genau bestimmt und im Vergleich zu Behr weisen unsere Ergebnisse sogar nur einen Unterschied von 2,5 % auf.

Zusammenfassung

Somit lässt sich sagen, dass unsere Arbeit mit eigenen Messwerten ein sehr genaues Ergebnis geliefert hat, welches geringe Abweichungen zu den Literaturwerten aufweist.



Spektroskopie des Doppelsterns β Aurigae

Damit kann das Experiment als erfolgreich abgeschlossen angesehen werden. Nichtsdestotrotz sind mögliche Verbesserungs- und Erweiterungsideen für eine Erhöhung der Genauigkeit aufgekommen, die für zukünftige und ähnliche Projekte einen hohen Stellenwert besitzen können.

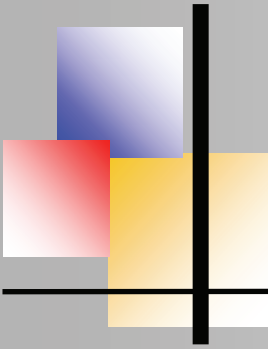
Dazu gehört unter anderem die Messung der Verschiebung der Spektrallinien, beispielsweise anhand des Natrium Dubletts, welches ein genaueres Ablesen ermöglichen würde, sicherlich auch das Erstellen von mehr Messungen an mehr Tagen.

Ein weiterer Erfolg des Experiments war die Bestätigung der guten Qualität der benutzten Messinstrumente im Schülerlabor Astronomie des Carl-Fuhlrott-Gymnasiums Wuppertal. Der BACHES-Echelle Spektrograf hat sich als ein sehr genaues Messinstrument erwiesen, welches durch die Kalibriersoftware MIDAS hervorragend ergänzt wurde.

Gleichermaßen zeigte sich das CDK-20 Teleskop als ein sehr hochwertiges und zuverlässiges Instrument. Demzufolge sind auch in Zukunft weitere Projekte möglich, die eine ähnliche hohe Präzision haben wie die Analyse von β Aur.

Literaturverzeichnis

1. Leistungskurs *Physik* bei StD Dipl. Physiker Michael Winkhaus
2. Projektkurs *Astronomie* bei Dipl. Physiker Bernd Koch
3. Wochenendkurs *Spektroskopie* bei Herrn Winkhaus und Herrn Koch
4. Stellar Astrophysics with a dispersed Fourier transform spectrograph. II. Orbits of double-lined spectroscopic binaries (Behr etc.): <http://iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-6256/142/1/6> (Letzter Zugriff: 17.März 2018)



Precession of the Disk in Pleione - Study of the H α Line Profile

Ernst Pollmann



Introduction

Pleione (28 Tau, HD 23862) is a B8Vpe star (Hoffleit & Jaschek 1982) and a member of the Pleiades cluster. H α emission was first detected in 28 Tau by E. C. Pickering in 1890. It is known to exhibit prominent long-term spectroscopic variations and cyclic changes in its spectrum from a Be phase to a Be-shell phase since the 19th century. Since 1938, an alternation of Be-shell and Be phases has been reported with a 35-36 years cycle. A comprehensive summary of observations of this star is given at Hirata (1995) and Hirata et al. (2000).

The variation of the spectrum of 28 Tau from 1938 to 1975, have been described in detail by Gulliver (1977) who give a well documented bibliography of the star. Because of the periodic changes of the spectral characteristics of a Be phase to a Be-shell phase (and back), and because the disk “for some reason” (probably caused by the companion star in the periastron) is not in the equatorial plane but slanted to the equator and precesses around the central star, corresponding variations of the H α line profile are observable (Hummel, 1998).

The observation and study of the H α emission line and its profile of this binary system reveals at least five types of variabilities:

1. the equivalent width (EW)
2. the red and blue line wings
3. the intensity ratio of the V to R component of the H α line profile
4. the radial velocity (RV)
5. the central absorption depth (CA)

Fig. 1 shows the variation of the H α line profile at some typical epochs:

- 1974: the early shell phase
- 1981: the shell maximum phase
- 1999: the Be phase with maximum emission
- 2004: the Be phase

One can readily see that the profiles changed from the edge-on type (shell-line profile) to the surface-on type (wine-bottle type), implying that the disk inclination angle changed significantly.

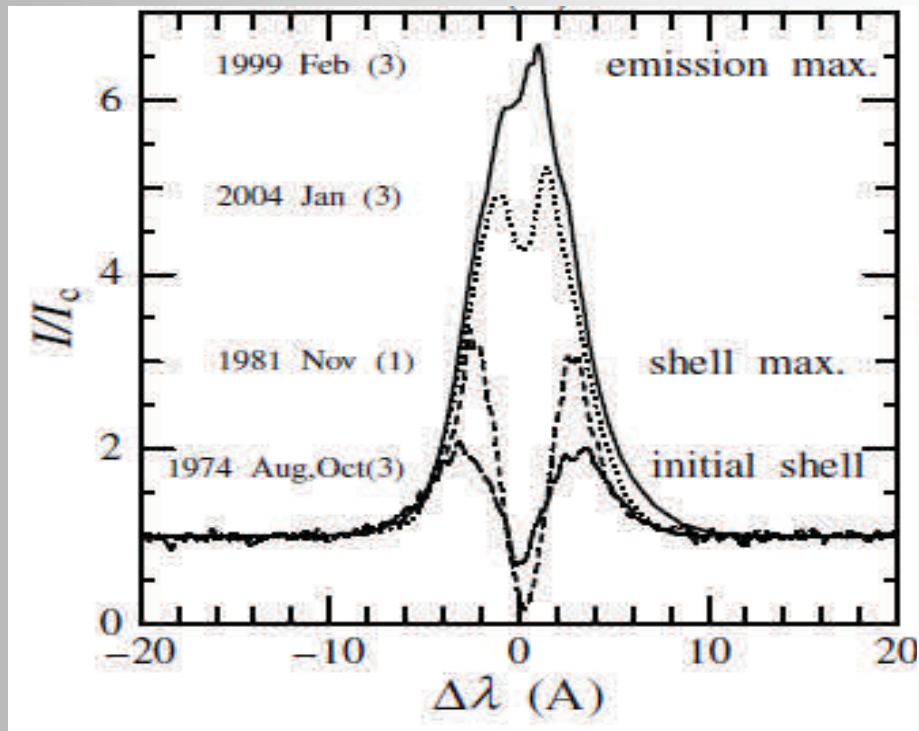
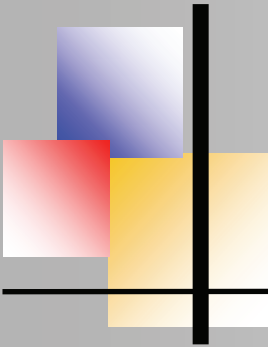


Fig. 1: Variation of the H α line profile at some typical epochs
(with friendly permission of R. Hirata, *ASP Conference Series*, Vol. 361, 2007)

Katahira et al. (1996) analyzed shell RV's from the two consecutive shell phases separated by some 34 years, and concluded that 28 Tau is a spectroscopic binary with an orbital period of 218 day. The forming of a new disk and its observation of the H α EW and the line wings between November 2005 and May 2007 have been impressively documented by Katahira et al. (2006), Tanaka et al. (2007) and Iliev (2000).

Within the time span January 2012 to February 2015 the ARAS spectroscopy community (<http://www.astrosurf.com/aras/>) was successful in documenting four periastron passages of the star in order to investigate the change of the V/R ratio and the radial velocity (RV) of the H α double peak profile (Pollmann, 2015). The RV results in that investigation were very well in agreement with that of Katahira et al. (1996) and Nemravova et al. (2010).

But the question regarding point 5 is, how can we understand the causes of the variability of the H α CA?

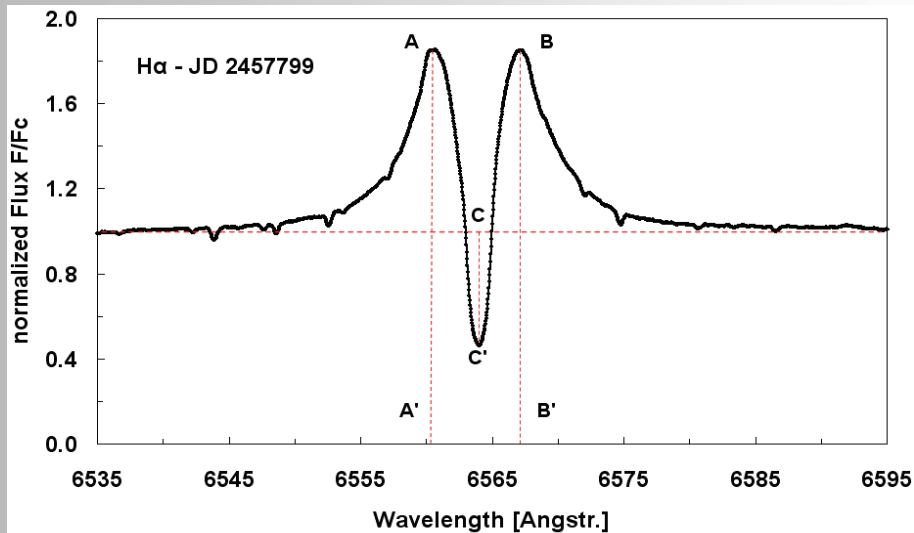
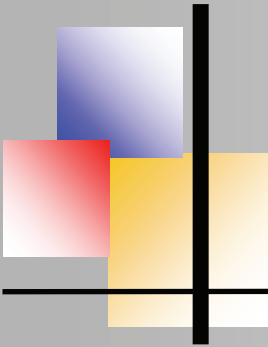


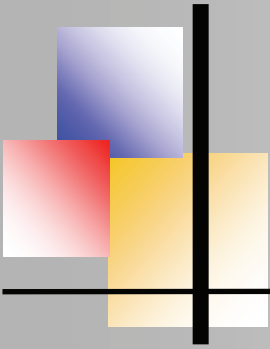
Fig. 2: Measured quantities illustrated on an H α line profile: (AA') and (BB') emission peaks, depth of the central absorption (CC'). The horizontal line marks the normalized continuum.

The depth of the H α CA is defined as the difference between the local continuum level (equal to unity) and the minimum value at the line minimum intensity (Fig. 2). While the H α emission line samples the disk as a whole, the region probed by the shell lines, represented by the depth of the central absorption CC', is restricted to the line of sight. The diagnostics they provide should not be ignored, as their properties (absorption depth) reflect the structure and dynamics of the disk in the observer's direction.

In the literature it is assumed (Schaefer et al. 2010) that the CA is caused by a different angle of the disk plane related to the observer's line of sight, as a consequence of the disk precession around the primary star. Since 28 Tau is a binary, any tilt of the disk will be modulated by the tidal force of the companion. This indicates the spatial motion of the disk axis direction (libration of the rotational axis).

Observation and Results

For the investigation presented here, 260 representative spectra of the time span October 2004 (JD 2453300) to February 2018 (JD 2458164; end of this investigation period) were taken from the BeSS database.



Precession of the Disk in Pleione

The $H\alpha$ spectra were obtained with 0.2m to 0.4m telescopes with a long-slit (in most cases) and Echelle spectrographs with resolutions of $R = 10000$ - 20000 . All spectra included the 6400 – 6700 Å region, with a S/N of ~ 100 for the continuum near 6600 Å. The spectra have been reduced with standard professional procedures (instrumental response, normalisation, wavelength calibration) using the program VSpec and the spectral classification software package MK32. Fig. 3 shows the CA time behavior since November 1999 (JD 2451500) until April 2019 (JD 2458600) in a combination of observations of the ARAS spectroscopy group with observations of Kalju Annuk from the Tartu Observatory (Estonia).

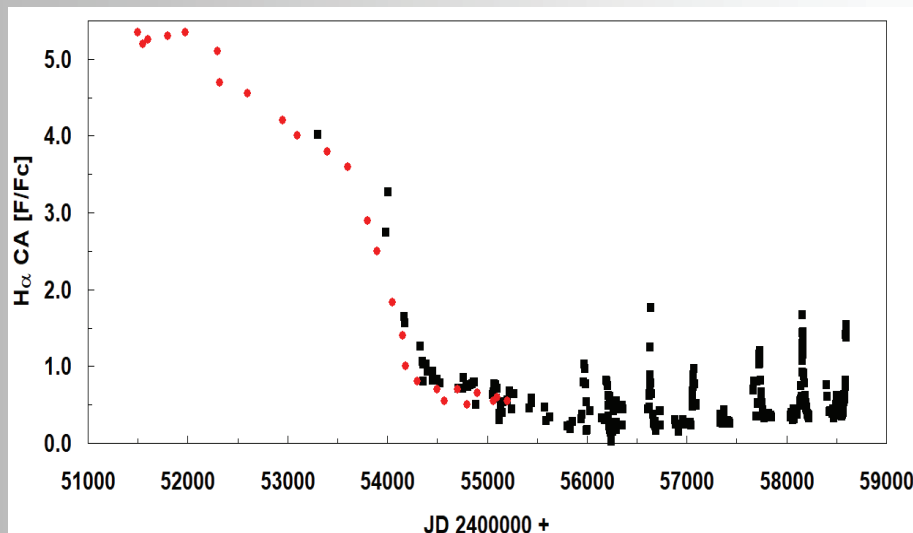


Fig. 3: Central Absorption Depth of the $H\alpha$ Emission in 28 Tau
November 1999 (JD 2451500) ($H\alpha$ emission maximum) to April 2019 (JD 2458600)
Amateur spectra of the BeSS Database (measurement accuracy $\pm 5\%$)

The time span from October 2004 (approx. JD 2453300) until August 2011 (JD 2455800) was dominated by the behavior after the formation of a new disk and the corresponding decrease of the EW and the CA. Noteworthy in Fig. 3 is that the periodic CA variability seen from JD 2455800 until today was not observed in the period prior to at least October 2004.

Activity phases of the star, in which the disk precession as a consequence of the periastron passages of the companion, causes pronounced changes in the radial velocity and the V/R ratio (Pollmann, 2015), as well as the central absorption depth CA. These are called “maximum shell phases” (Hirata, 2007).

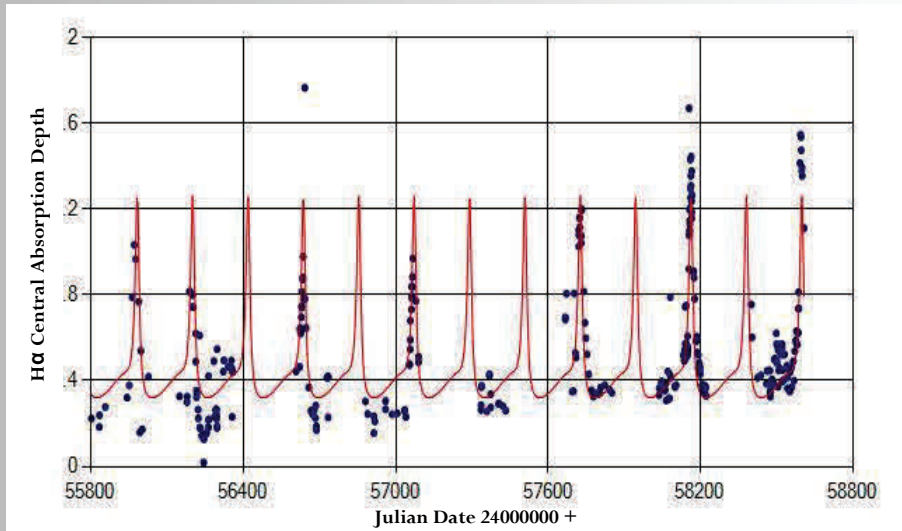
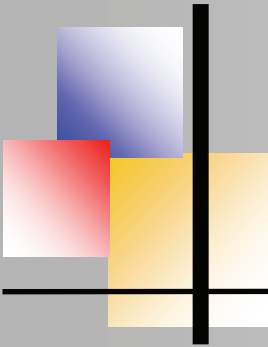


Fig. 4: Central Absorption Depth of the H α Emission in 28 Tau
Max. Shell Phase since approx. JD 2455900 to JD 2458600

Fig. 4 shows the CA variability during the max. shell phase since approx. JD 2455900 (Dec. 2011) to JD 2458600 (April 2019). Next we complete a period analysis and these results are shown in Figures 5 & 6.

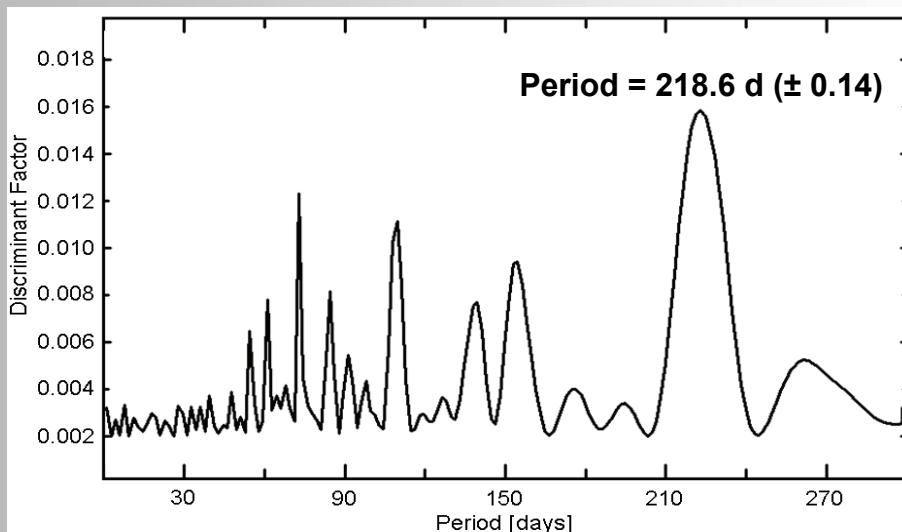


Fig. 5: Scargle-Periodogram of the CA time series data in Fig. 4

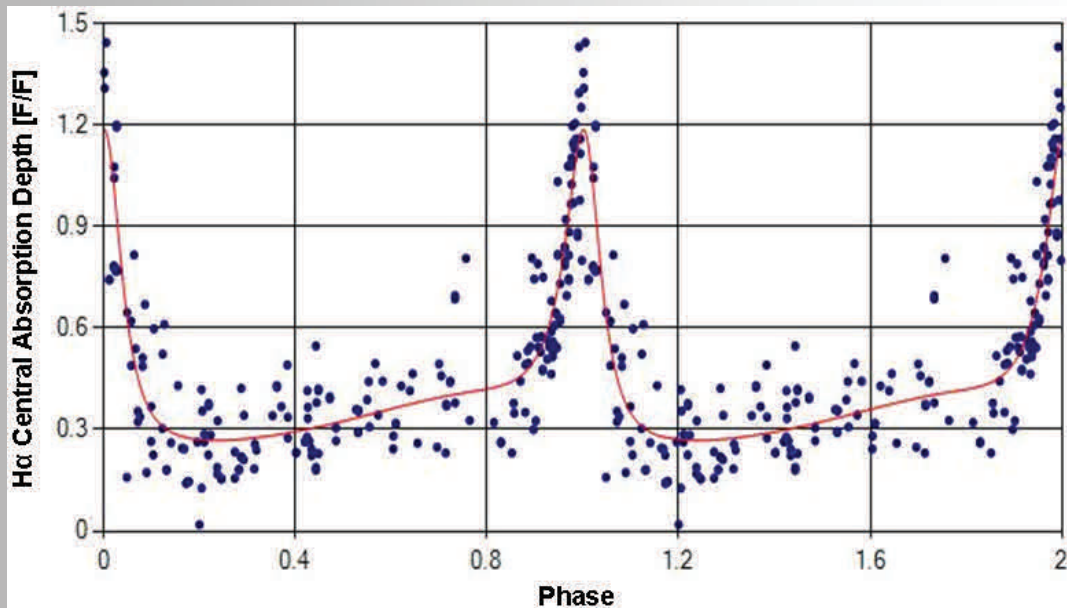


Fig. 6: Phase diagram for the 218.6 day period shown in Fig. 5

The period analysis of the CA time series data in Fig. 4 was performed with the use of the program AVE (Barbera 1998), and produced the Scargle periodogram with the discriminant factor plotted in Fig. 5 and the phase diagram in Fig.6. This period of 218.6 days is exactly in agreement with the period of the V/R ratio and the radial velocity found by Pollmann (2015).

The exact coincidence of the CA maxima with the minima of V/R and RV (shown in Fig. 7) as a result of disk precession has never before been observed during the max. shell phase in the years around 1980, or during the initial shell phase around August/October 1974. It is known that the precession of the disk depends on its size (radius) and its mass due to gravitational effects (Katz et al. 1982, Larwood et al. 1996, Lubow & Ogilvie 2001).

It is interesting to locate the time section of the periodic CA variability of Fig. 4 in the long-term monitoring of the H α EW in Fig. 8. It is noticeable that this time section coincides approx. with an EW range, in which the disk has largely minimal mass and/or minimum density, volume or size. The relatively strong EW variation in this area is due to the fact that because of the high amateur observation density, these rapid changes have been recognized. It will therefore be very exciting to see how a growing disc will impact the precession period of 218.6 days in the next few years.

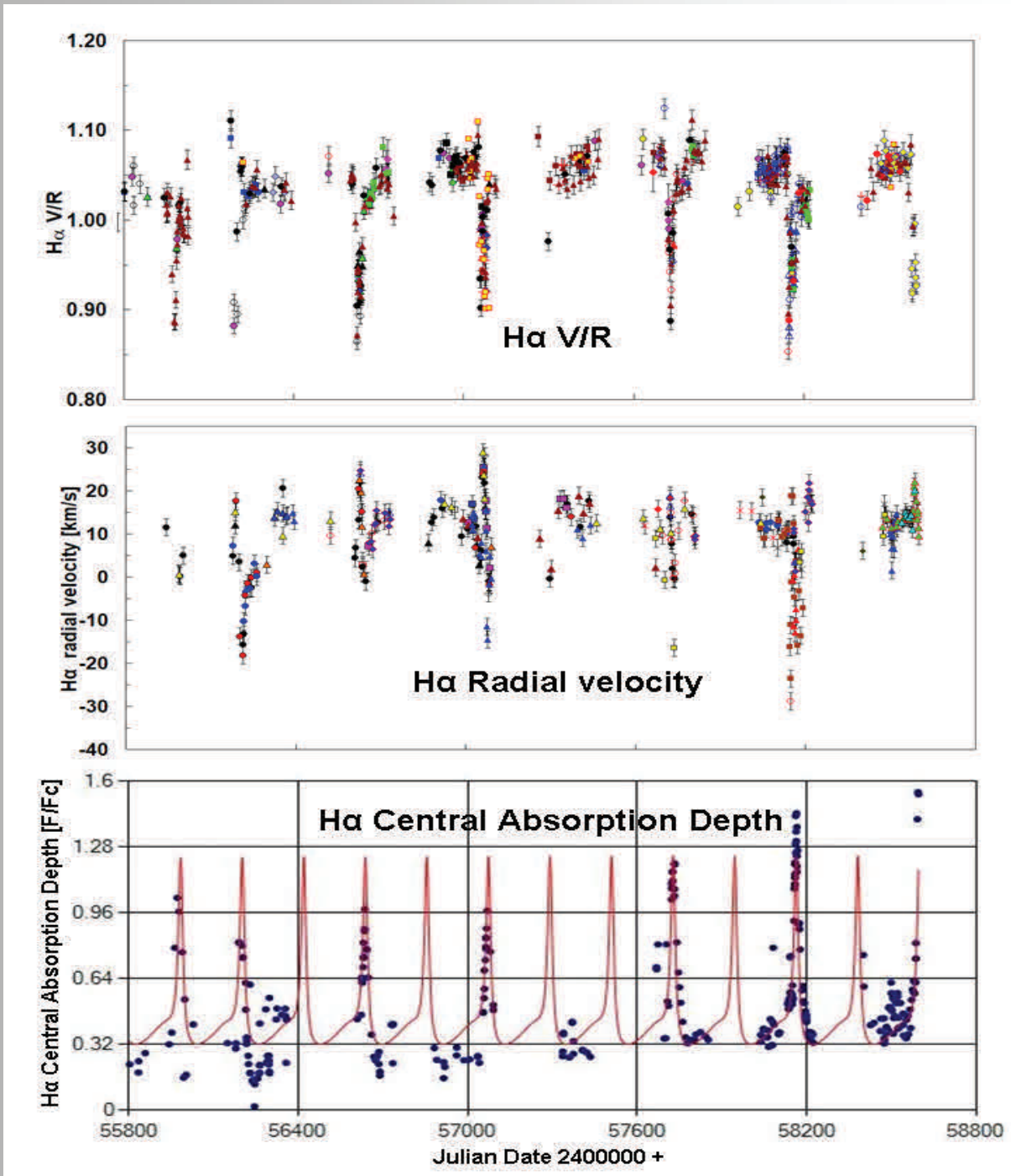
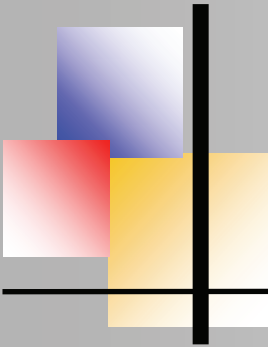


Fig. 7: Illustration of the exact temporal coincidence of the H α V/R ratio (above), the radial velocity RV (middle) and the central absorption depth CA (bottom)

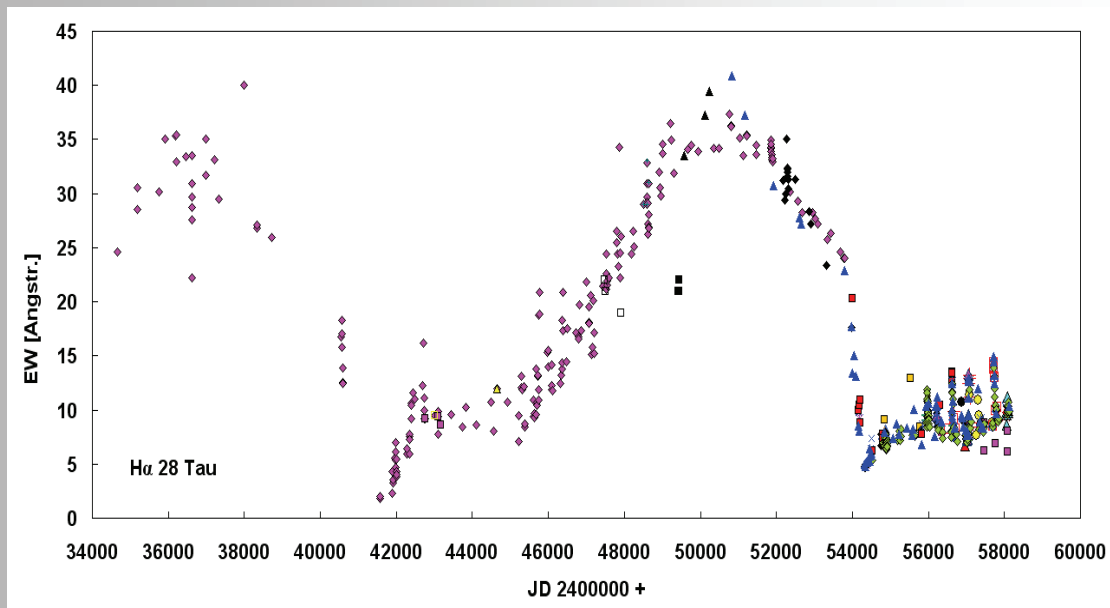


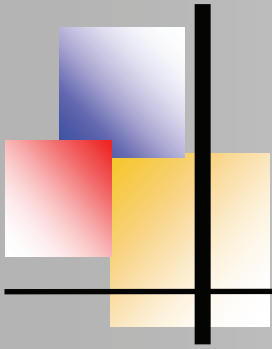
Fig. 8: Long-term monitoring of the H α EW in 28 Tau since October 1953 by the following observers (the measurements accuracy of the EW determination of the amateur observations since JD 2450840, January 1998 is $\pm 5\%$):

We plan to continue this interesting project as collaboration with professional experts. The more ARAS observers are willing to take part in this project the larger the database we will have to find out a possible link between the CA period to the typically disk parameters (size, volume, mass, density). Also the monitoring of the periodic V/R variability, which reflects the libration of the disk rotational axis – as it has been found at the Be binary ζ Tau (Pollmann, 2017), will be part of further studies.

Acknowledgements

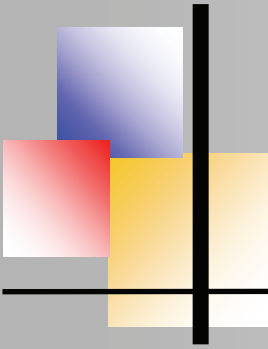
I am grateful for the ARAS spectroscopy group collaboration. I am also grateful to the referee Prof. Dr. C. E. Jones for her helpful suggestions as well Sara and Carl Sawicki (Alpine, Texas) for their improvements in language. The following observers of the ARAS group contributed with their spectra in the BeSS database:

Th. Garrel, C. Sawicki, J. Montier, J. S. Devaux, M. Pujol, M. Leonardi, V. Desnaux, P. Berardi, Ch. Buil, K. Graham, St. Ubaud, B. Mauclair, H. Kalbermatten, F. Houpert, E. Pollmann, N. Montigiani, M. Mannucci, J. N. Terry, J. Guarro, J. Martin, Th. Lemoult, O. Garde, St. Charbonnel, T. Lester, A. Favaro, Dong Li, P. Fosaneli, A. de Bruin, B. Hanisch, A. Heidemann, E. Bertrand, E. Barbotin, J. Foster, J. Ribeiro, O. Thizy, E. Bryssinck, A. Halsey.



References:

- Barbera, R., 1998, AVE code, version 2.51, <http://www.gea.cesca.es>
- Hirata, R., 1995, PASJ, 47, 195
- Hirata, R., Shimada, M. R., Masuda, S., 2000, ASP Conference Series, Vol. 2014. 558-561
- Hirata, R., 2007, PASJ Conference Series, Vol. 361, 267-271
- Hoffleit, D., & Jaschek, C., 1982, The Bright Star Catalogue, 4th ed. (New Haven: Yale University Observatory)
- Gulliver, A. F., 1977, ApJS, 35, 441
- Hummel, W., 1998, A&A, 330, 243
- Katahira, J., I., Hirata, R., Katoh, M., Ballereau, D., Chauville, J., 1996, PASJ, 48, 317-334
- Katahira, J., Narusawa, S., Okazaki, S., Inoue, K., Kawabata, Y., Sadakane, K., Hirata, R., 2006, Be Star Newsletter, Volume 38
- Katz, J. I., Anderson, S. F., Grandi, S. A., & Margon, B., 1982, *ApJ*, 260, 780, DOI
- Larwood, J. D., Nelson, R. P. , Papaloizou, J. C. B., Terquem, C. , 1996, *MNRAS*, 282, 597
- Lubow, S. H., Ogilvie, G. I., 2001, *ApJ*, 560, 997
- Iliev, L., 2000, 2000, ASP Conference Series, Vol. 2014, 566-568
- Pollmann, E., 2015, IBVS No. 6199
- Pollmann, E., 2017, IBVS No. 6208
- Nemravova, J., Harmanec, P., Kubat, J., Koubsky, P., Lliev, L., Yang, S., Ribeiro, J., Slechta, M., Kotovka, L., Wolf, M., Skoda, P., 2010, A&A, 516, A80
- Schaefer, G. et al., 2010, *AJ*, 140, 1838, DOI
- Tanaka, K., Sadakane, K., Narusawa, S., Y., 2007, PASJ 59, L35



VEGA 2019 International Spectroscopy Symposium for Amateurs

von Thomas Schröfl



Unter der Schirmherrschaft der Burgenländischen Amateur-Astronomen BAA und organisiert von deren Mitglieder Franz Gruber und Manfred Schwarz wurde erstmals in Österreich ein professionelles Spektroskopietreffen vom 30.5. bis 1.6.2019 abgehalten. Das Ergebnis gleich einmal vorweggenommen: es war eine gut besuchte hochkarätige Veranstaltung, die es kein zweites Mal in dieser Qualität in Europa gibt.

Dieser Erfolg war sicher auch dem Veranstaltungsort verdankt, der VEGA Sternwarte am Salzburger Haunsberg, einem einmaligen Glücksfall für Österreichs astronomischer Szene. Der Bericht über dieses Symposium wäre unvollständig, würde ich die Entstehungsgeschichte dieser Sternwarte unterschlagen.

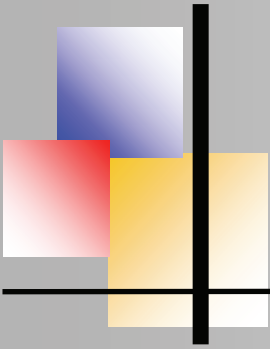
In den 80er Jahren wurde von engagierten Mitgliedern der „Arbeitsgruppe für Astronomie“ des Salzburger „Haus der Natur“ eine „Volkssternwarte“, bestehend aus einer kleinen Rolldachhütte mit den Ausmaßen von 7 x 3,5 Meter im Geviert am Voggenberg im Gemeindegebiet von Bergheim errichtet, die im Laufe der Zeit nicht mehr in der Lage war, den Besucheransprüchen gerecht zu werden.



Bild 1: Observatory Haunsberg, Salzburg/Austria

Bei der Suche nach einem neuen Standort, vor allem aber bei der Suche nach Möglichkeiten der Finanzierung, machte das Glück beim Haus der Natur in Salzburg einen längeren und spendablen Halt. Ein völlig unerwartet aufgetretener Großsponsor legte einen sehr großzügigen finanziellen Grundstein, in dessen Sog sich zahlreiche, weitere Unterstützer von privater und öffentlicher Seite fanden.

Und so entstand eine Sternwarte, die ihresgleichen jedenfalls in Österreich aber vermutlich auch darüber hinaus sucht (Bild 1).



In einem modernen Gebäude befindet sich ebenerdig ein geräumiger Vortragssaal mit aller dafür erforderlicher Technik neuesten Standes. Die Neben- und Sanitärräume sind ebenfalls ebenerdig bzw. im Keller untergebracht. Über dem Erdgeschoß befindet sich ein Flachdach bzw. eine Terrasse wo in einem BAADER-All-Sky-Dome (Bild 2) das große 1m RC-Teleskop von ASA mit einer Brennweite von 7m installiert ist (Bild 3), und in einer Spaltkuppel ebenfalls von ASA, ein 40cm RC-Teleskop mit einem daran angeschlossenen Spektrographen (Bild 4).



Bild 2: Der 1m RC von ASA im BAADER-All-Sky-Dome



Bild 3: Der 40cm RC von ASA in der Spaltkuppel

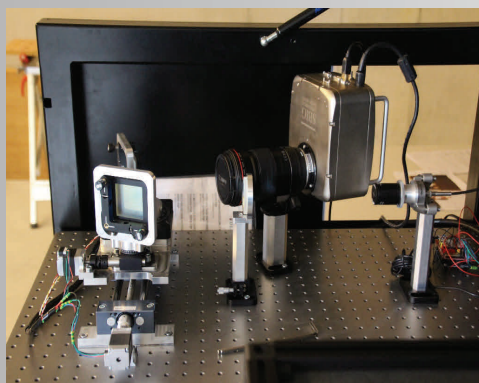
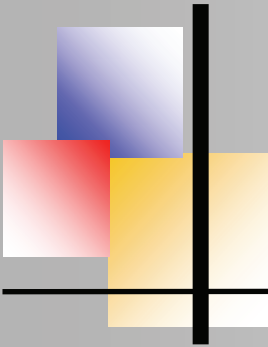


Bild 4: Der Spektrograph am 40cm RC

Es würde den Rahmen dieses Berichtes bei Weitem sprengen, wollte ich auf alle Vorträge im Detail eingehen. Ich will daher nur in gebotener Kürze auf die wichtigsten Punkte eingehen.

Zur Eröffnung der Tagung war es nur selbstverständlich, dass Herbert Pühringer, der maßgeblich an der Planung und Errichtung der VEGA-Sternwarte beteiligt war, über ihre Entstehung berichtete.

Da das Haus der Natur eine Volkshochschule ist lag es nahe, dass der nächste Vortrag von Prof. Dr. Paolo Sereni gehalten wurde, der über spektroskopische Projekte, die hier mit Studenten abgewickelt werden, berichtete.



Doch dann wurde es hochprofessionell: Prof. Dr. Ph. Bennett (Bild 5) von der Dalhousie University, Halifax, NS, Canada berichtete zunächst über frühere und aktuelle Untersuchungen am Doppelsternsystem VV Cephei, das in einem Langzeitmonitoring auch von etlichen Amateurspektroskopikern überwacht wird. In einem weiteren Vortrag berichtete er dann über die aktuellen Untersuchungsergebnisse am rätselhaften gelben Überriesen Epsilon Aurigae.

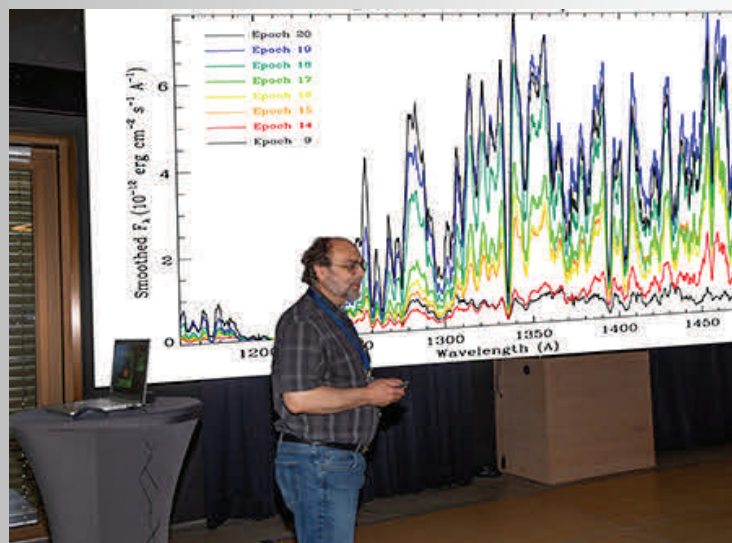


Bild 5: Prof. Dr. Phil Bennett bei seinem ersten Vortrag

Anschließend stellte der Organisator des Treffens Manfred Schwarz die von ihm entwickelte Software zur Datenreduktion „SpectroCalc“ vor, in die viele Anregungen von Ernst Pollmann eingeflossen sind und der auch als Beta-Tester fungiert. Schließlich berichtete der Amateurspektroskopiker Martin Dubs von der Schweizer Spektroskopiegruppe über eine recht ungewöhnliche Anwendung der Spektroskopie, nämlich von Meteoriten, die mit Videokameras und vorgeschaltetem Transmissionsgitter aufgenommen wurden.

Das tägliche Mittagessen fand wenige Gehminuten entfernten im Gasthof Kaiserbuche statt, von wo sich ein herrlicher Ausblick ins Salzburger Land bot. Der nächste Tag (31.5.) begann mit einem Vortrag des in Warschau unterrichtenden Österreichers Prof. Gerald Handler, der die Satellitenmissionen BRIDE und TESS vorstellte und die damit vorgenommenen Untersuchungen über nichtradiale Pulsationen von Sternoberflächen. Prof. Dr. Anatoly Miroshnichenko (Bild 6) von der University of North Carolina/Greensboro bot mit seinen Vorträgen über „Long-term spectral variations of selected bright Be stars and binarity“ und über “The nature and evolutionary state of dust making objects with the B[e] phenomenon” zweifellos einen der Höhepunkte des Symposiums, sind doch auch für Amateurspektroskopiker Be- und B[e] Sterne gerne und

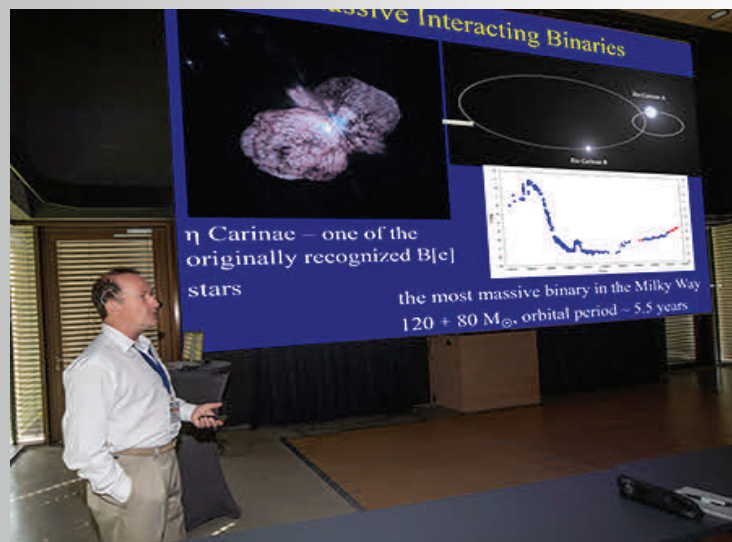
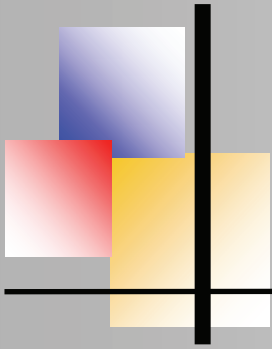


Bild 6: Prof. Dr. Anatoly Miroshnichenko bei seinem ersten Vortrag

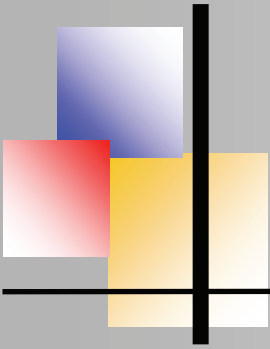
und regelmäßig untersuchte Objekte.

Dr. Reinhard Hanuschik von der ESO gab den Zuhörern einen Einblick in die Spektroskopie mit den ESO-Teleskopen, so insbesondere dem VLT, wo kürzlich der neue Spektrograph ESPRESSO in Betrieb ging.

Roman Gümperlein MSc, ein Mitarbeiter der Fa. Baader Planetarium berichtete über seine Arbeit an einem von ihm entwickelten Suchalgorithmus für Referenzlinien und dessen Integration in Amateursoftware.

In der Folge präsentierten Gerardo Avila & Carlos Guirao von der ESO den Prototyp eines glasfibregekoppelten Echelle-Spektrographen namens WHAPOS (**WH**ite**A**perture **P**upil **O**ptical Spectrograph: A). Beide waren auch an der Entwicklung der Spektrographen DADOS und BACHES der Fa. Baader Planetarium beteiligt. Damit endete der zweite Tag des Symposiums.

Den 3. Tag begann unser Freund Dipl. Phys. Thilo Bauer mit seinem Vortrag über die Spektrophotometrie von Gasnebeln. In früheren Jahren als professioneller Astronom u. a. am Observatorium Hoher List tätig, zeigte Thilo an seinem laufenden Projekt, dass es aufgrund des enormen technischen Fortschrittes nun auch mit Amateurausrüstung (8 Zoll Cassegrain, einem Alpy Spektrographen und einer DSLR) möglich ist, Spektrophotometrie an Gasnebeln zu betreiben.



Ernst Pollmann, unser spektroskopischer Mentor, und wohl einer der versiertesten Amateurbeobachter von Be-Sternen, berichtete über seine Messungen zur Präzession der Scheibe um Pleione und in einem weiteren Vortrag über seine Beobachtungen des H α -Profils des Be-Sterns ζ Tauri.

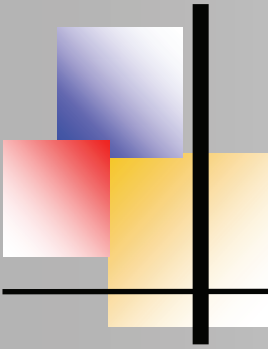
Ebenfalls aus der Amateurszene kommt Martin Sblewski, der seinen selbstgebauten Spektrographen vorstellte und zeigte, dass die nicht gerade leicht Handhabung der Software MIDAS durch die Nutzung frei erhältlicher Scripts wesentlich vereinfacht werden kann.

Den Abschluss der Tagung bildete der Vortrag von Francois Cochard, einer der Gründer der Fa. „Shelyak Instruments“ in Frankreich, die verschiedene Spektrographen für den Amateurbereich herstellt, die aber teilweise auch im professionellen Bereich verwendet werden. In seinem Vortrag stellte er die verschiedenen Spektrographentypen vor und zeigte, worauf bei der Spektroskopie im Amateurbereich besonders zu achten ist.

Damit fand ein Symposium sein Ende, dessen Erfolg zunächst ungewiss war, da es, soweit überblickbar, bisher in Europa keine Spektroskopieveranstaltung für Amateure auf vergleichbar hohem wissenschaftlichen Niveau gab. Für die BAA und deren Organisatoren barg die Veranstaltung daher auch das Risiko, zum Flop zu werden. Jedoch haben die 3 Tage auf der VEGA-Sternwarte genau das Gegenteil gezeigt. Vortragende und Teilnehmer (Bild 7) waren von der Organisation und dem Programm sehr angetan und regten an, dieses Symposium wieder zu veranstalten. Besseres Lob kann man kaum bekommen und so steht schon jetzt fest, dass es 2021 eine Neuauflage geben wird.



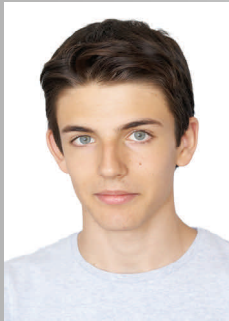
Bild 7: Gruppenbild der Teilnehmer an der VEGA 2019



Determination of the physical properties of the gamma Cassiopeia stellar system (Part I)

by Pablo Drake (IES Rosa Chacel, Madrid, Spain)
Prof. Dr. Felipe Perucho Gonzales

Abstract



In this monograph, we propose to determine the physical properties of the binary star system Gamma Cassiopeia (γ Cas) by answering the questions:

1) What are the orbital characteristics of the binary system γ Cas, such as the masses of both primary and secondary stars?

2) The shape and material composition of the primary star?

3) The maximum radial velocity of the secondary star, orbital period and semi major axis (a) of its orbit? For this purpose, we have analyzed approximately 350 spectra. From each one of them we have obtained the value of the

Doppler shift, the rotational radial velocities of the primary star and the orbital radial velocities of the secondary star. We conclude that the primary star shows a gas disk composed of hydrogen and, closer to the center of the star, helium, with the mass of hydrogen increasing. In addition, from the secondary star we have determined the values of its maximum radial velocity, $K = (4.29 \pm 0.06) \text{ km s}^{-1}$, of its orbital period, $P = (203.46 \pm 0.04) \text{ days}$, of its mass, $M_2 = 0.9$ solar masses, and of the semi major axis of its orbit, $a = 400$ solar radii.

Introduction and theoretical foundation

The star Gamma Cassiopeia (γ Cas) in Fig. 1 is a spectroscopic binary. This type of system consists of two stars gravitationally attracted (that is, they orbit around a common center of mass) whose visual resolution is impossible, but is detectable in the spectrum. We will begin this theoretical foundation with the study of the stars spectra.

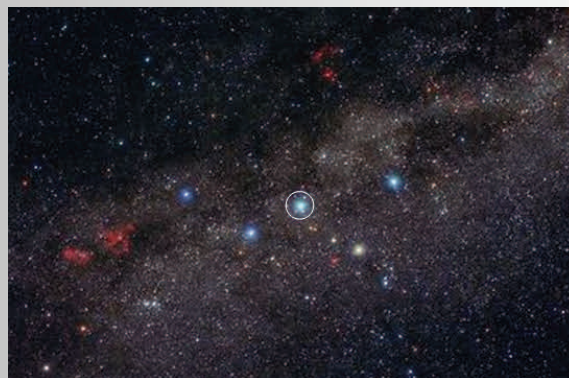
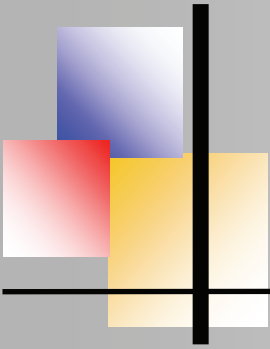


Fig. 1: γ Cas (from <http://www.asterisk.apod.com/viewtopic.php>)



Stellar electromagnetic spectra

Radiation from the stars consists of electromagnetic waves composed of a continuum of wavelengths. The stars, like a black body, emit radiation at all wavelengths. This investigation will focus in the visible range of the electromagnetic spectrum (approximately 4000-7000Å). By using spectrographs, we can obtain the intensity of radiation received for the different wavelengths. In the resulting spectra we observed numerous absorption lines, that is, decreases in the flow for certain wavelengths and for emission lines, an increase in the flow observed at certain wavelengths (J. Martínez, V., Miralles, J. A., Marco, E., Galadí-Enríquez, D. (2005).

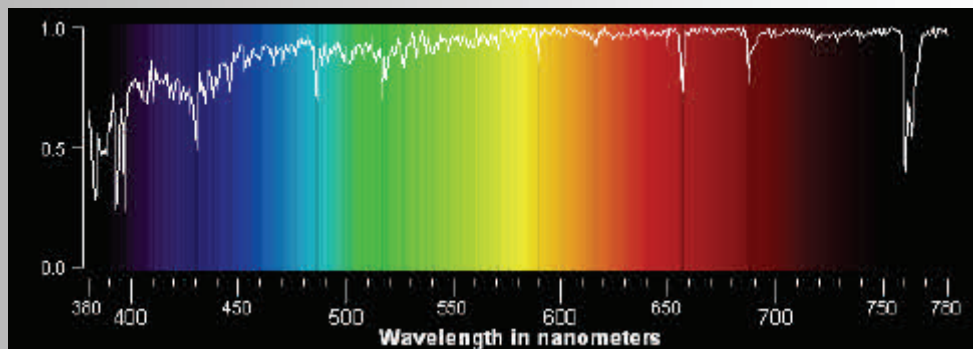


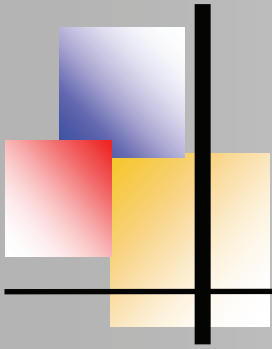
Fig. 2: Graph of the visible solar spectrum with corresponding colors.

The absorption lines are (black) corresponding to the minimum of the graph (McNish, 2012).

Absorption and emission lines are produced by the interaction of matter with continuous radiation. The electrons of atoms and ions have quantized energies of transition E , between electronic levels. This means that they are able to absorb photons that possess that energy of transition E , but not any other energy level (electron transition).

Planck's law $E = hf$, where E is the energy associated radiation of a frequency f , it follows that the light absorbed by the various atoms must have wavelength characteristics $\lambda = h_c E$, where E is the transition energy (of an electron between two particular energy levels), c is the velocity of light, and h is Planck's constant. These wavelengths will be invariable for each particular jump between two levels of electronic configurations of a certain element.

For its part, an electron that has absorbed a certain amount of energy is in an unstable state of overexcitement, tending to return to the minimum energy state by expelling the excess energy in the form of electromagnetic radiation. Radiation emitted like this, will also have associated with it, certain characteristic wavelengths. Three laws concerning spectra, as stated in 1859 by the German Physicist G. R. Kirchhoff:



Physical properties of gamma Cas

1. A solid liquid or gas under high pressure, when heated to incandescence, produces a continuous spectrum.
2. A gas under low pressure, but at a sufficiently high temperature, produces a spectrum of bright emission lines.
3. A gas at low pressure, (and low temperature), lying between a hot continuum source and the observer, produces an absorption line spectrum, i.e. a number of dark lines superimposed on a continuous spectrum.

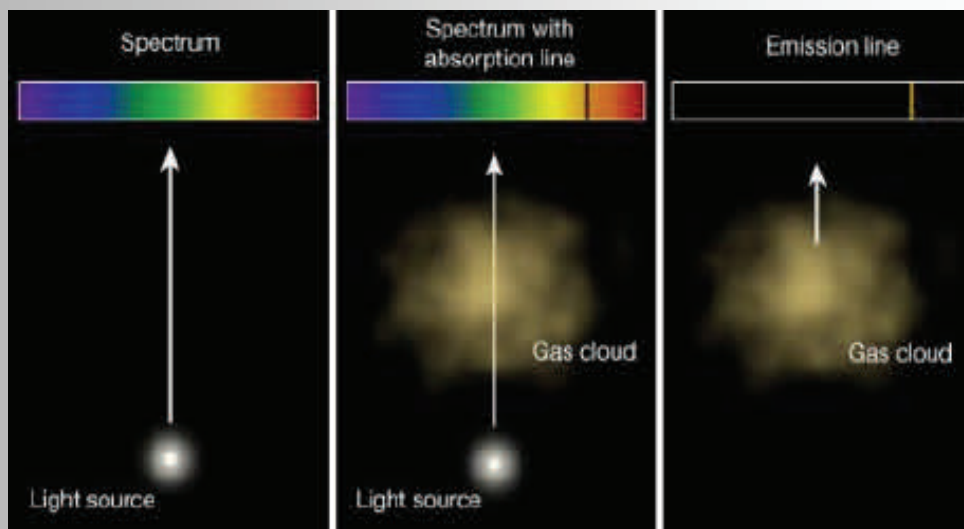
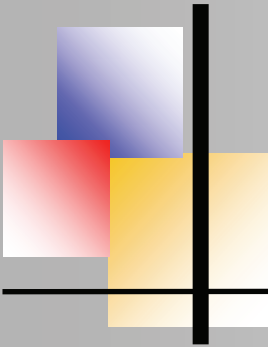


Fig 3: Illustration of Kirchoff's three laws (Penn State Astronomy & Astrophysics, s.f.).

The appearance of certain spectral lines reveals, therefore, the presence of elements. In addition, the proportion between the energy states of certain elements indicates various physical characteristics (such as temperature). Consequently, spectral analysis makes it possible to classify stars into their different types associated with ranges of temperatures, masses and luminosities.

In the Harvard Spectral Classification System, γ Cas corresponds to a star B0IVpe (Stebbins & Kron, 1956). It is a massive star (mass approximate $M = 20$ solar masses; large radius $R = 9.4$ solar radii, and high temperature $T_{eff} = (30000 \pm 4000) K$) (Kaler, 2013). This binary system has a peculiar spectral characteristic; its spectrum shows $H\alpha$ and $H\beta$ emission lines.

In the following graphs it can be clearly seen, by comparison with a non-emission line B0 star (Fig. 4), the emitting nature, especially in certain spectral lines (Fig. 5), of γ Cas. The detailed study of these emission lines allows us to obtain information about the shape of the primary star.



Physical properties of gamma Cas

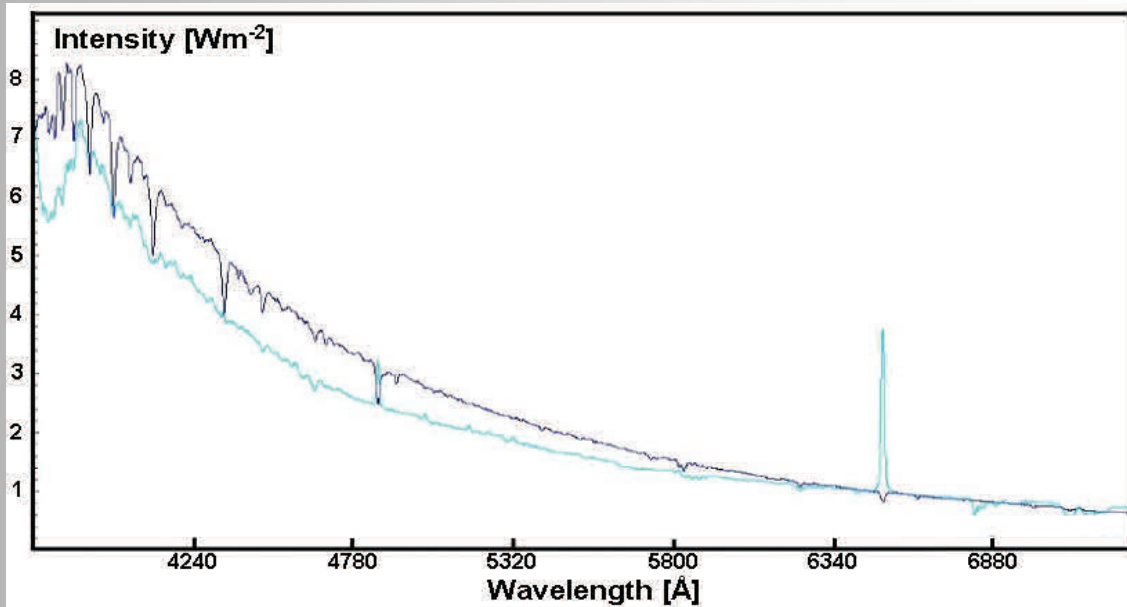


Fig. 4: Comparison between the spectrum of a typical B0V star (dark blue) and the spectrum of γ Cas (light blue). Spectra B0V and γ Cas_20180714_980_Tony Rodda. BAA database. (Reduced in VSpec).

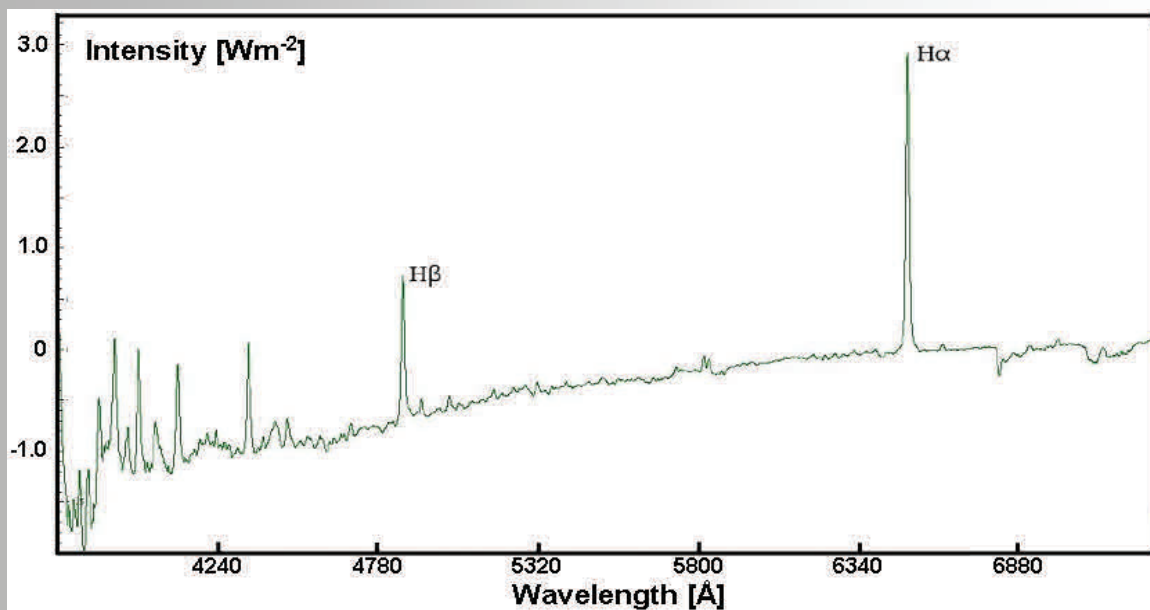
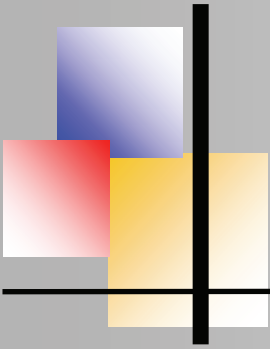


Fig. 5: Subtraction of the spectra of Figure 4. The emission lines are highlighted, especially those of the $H\alpha$ and $H\beta$.



Doppler and binary spectroscopic stars.

The observed wavelength of any spectral line depends on the energy of the associated transition. But we must add that the relative velocity between the emitter (celestial object) and the receiver (observatory) results in a change of the wavelength of light. This change in the wavelength of light, caused by the relative velocity between emitter and observer is known as the Doppler Effect, and is expressed by the following equation:

$$\lambda_o = \lambda_e \left(1 + \frac{v_r}{c} \right)$$

Where λ_o represents the observed wavelength; λ_e , the emitted wavelength; v_r , the radial velocity of the source, and c , the velocity of light. From this expression we can see clear, the radial velocity depending on the observed wavelength (since both the emitted wavelength, for a given element, and the velocity of light are constant):

$$v_r = c \left(\frac{\lambda_o - \lambda_e}{\lambda_e} \right)$$

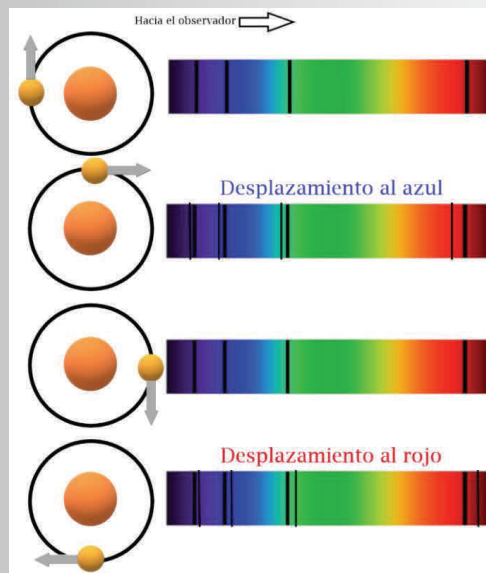
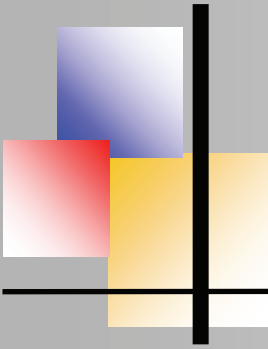


Fig.6: Scheme of the Doppler effect on a binary star SB1

When the source recedes, v_r is positive and the received wavelength is greater than the one issued, red shifted. When the source approaches, v_r is negative and the received wavelength is less than the one issued, blue shifted. In the case of binary stars, when presenting closed orbits, there is periodic recession and approach from the light sources.



Physical properties of gamma Cas

The radial speeds of these approaches and distances can be quantified by the Doppler Effect. γ Cas also constitutes a particular case i.e. a single-line binary (SB1). As seen in Fig. 7, there is an unfolding of both absorption and emission lines by the Doppler effect, according to which the lines corresponding to the massive star are kept in their laboratory excitation states, while the lines corresponding to the secondary suffer successive displacements to red and blue, this being a periodic process. Calculating a measurement of the radial velocities over time we can obtain a radial velocity-time graph similar to the following:

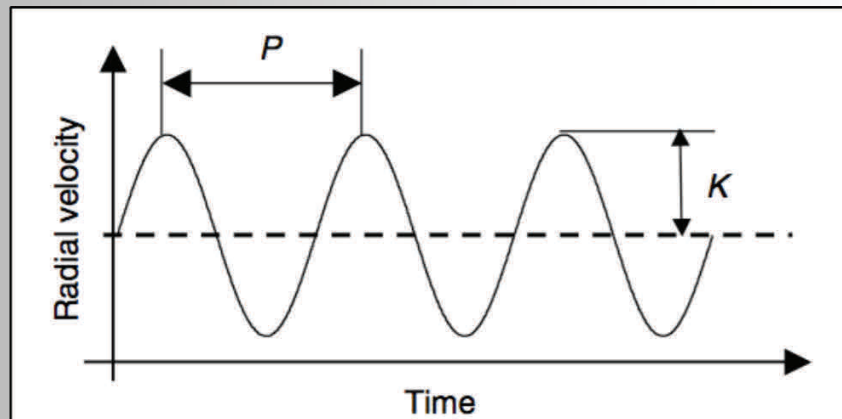


Fig. 7: Obtaining parameters from the graph radial velocity vs. time. (Pudritz, Higgs, & Stone, 2007).

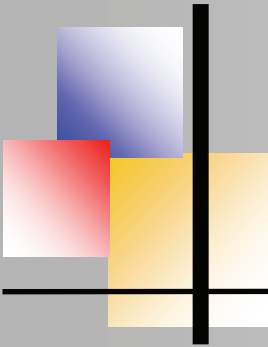
In Fig. 7 we observe that the two data directly obtainable from the graphic radial velocity-time are the period P of the orbit and the maximum K of the radial velocity. This data allows the determination of other system parameters from the equation of the binary mass function:

$$f = \frac{M_2^3 \sin^3 i}{(M_1 + M_2)^2} = \frac{P K^3}{2\pi G}$$

M_1 and M_2 being the masses of both stars and i , the inclination of their orbital plane.

Equivalent width

The equivalent width (E_w) provides a quick way to estimate the magnitude of a spectral line and, ultimately, the mass associated with the creation of that line. It is defined as a measure of the strength of a line in a spectrum. An emission line is the increase in the intensity of the spectrum, while an absorption line is a decrease. The equivalent width is the width of the spectral continuum that has the same area of the line. Values are negative for emission lines, positive for absorption lines, see Fig. 8.



Physical properties of gamma Cas

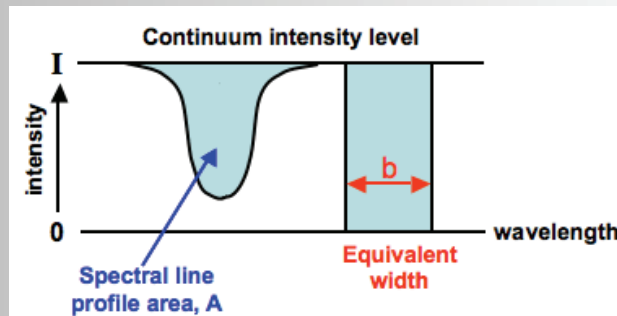


Fig. 8: Diagram of the equivalent width (COSMOS, s.f.).

Methodology

To carry out the research we have used a set of spectra obtained from the BeSS and VdS databases. Each spectrum corresponds to a graph of wavelength against intensity (wavelength in Å), intensity normalized).

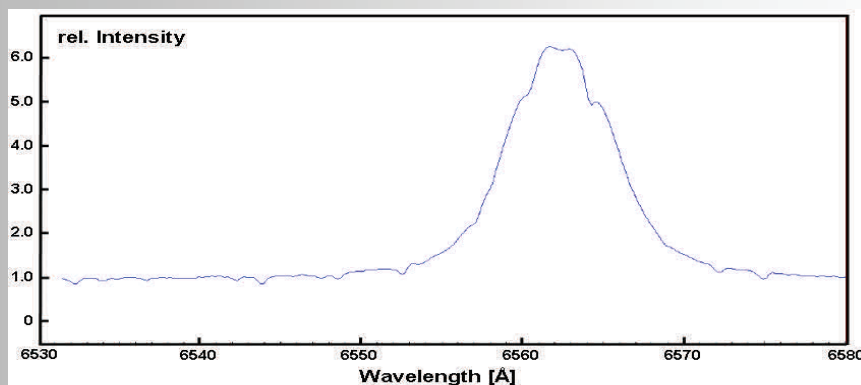


Fig.9: Spectrum of the H α line; VdS (2010/09/11/22:02:52)

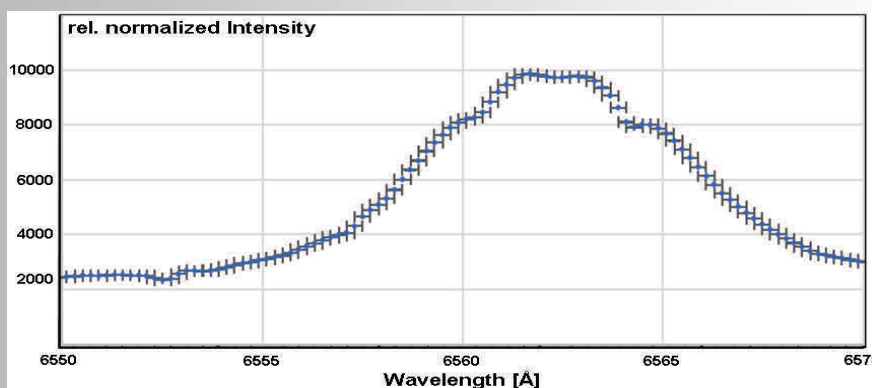
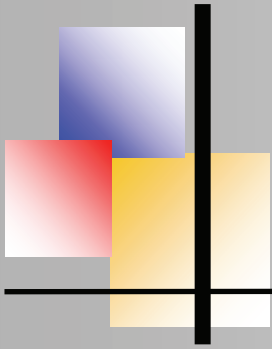


Fig. 10: Same spectrum, with the individual values obtained and their uncertainties



Physical properties of gamma Cas

From the spectra we can extract three different results. First, we selected 10 spectra centered around three different spectral lines, revealing the constitution of the primary star: H β (4861.3615 Å), H α (6562.8172 Å), HeI (6678.1517 Å) lines. From these spectra, we can identify maximum and minimum for each line, and from its displacement with respect to the theoretical value, we can calculate using the Doppler Effect the rotational radial velocity of the star.

In addition, with the program HRV 2.1 (R.Bücke:<https://astrobuecke.de>) we can also take into account the heliocentric radial velocity. Its velocity is defined as the velocity along the observer's line of sight in the direction of the star, and must be taken into account both when calculating the radial velocity of the star and when calculating its rotational radial velocity. The heliocentric radial velocity is affected by the Earth's rotation around the sun and the gravitational influence of the Moon.

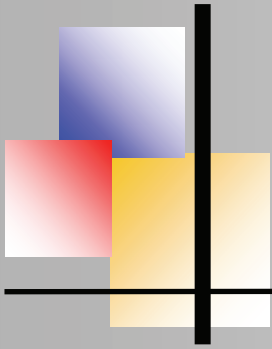
Secondly, given that the spectra present asymmetric emission lines, that is, they present two maximums of different intensities for each emission line, the radial velocity of the secondary star is calculated differently. Approximately 350 spectra of the H α emission line were reduced by the program HRV-MM (R.Bücke:<https://astrobuecke.de>) and the reflex correlation method (Parimucha & Skoda, 2007).

Of these 350 spectra, about 140 were selected in a time line between July and December 2015. This six-month interval corresponds, according to previous publications, to approximately three times the period of the binary system, which is appropriate for the identification of the parameters sought. Also, in order to reduce random errors in the observations if the trend found was consistent, then the initial temporal range of observations was subsequently extended from September 2006 to November 2018.

(Continuation Issue No. 7, 06/2020)

Bibliography

- Harmanec, P. e. (2000). Properties and nature of Be stars. XX. Binary nature and orbital elements of γ Cas. *Astronomy and Astrophysics*, 364, 85-88.
- Hubble, E. (1929, Mayo). The Exploration of Space. *Harper's magazine*, 158, 732.
- Hughes, S. (2012). *Catchers of the Light: The Forgotten Lives of the Men and Women Who First Photographed the Heavens*. ArtDeCiel Publishing.
- Hutchings, J. B. (1970, September 1). Rotationally Extended Stellar Envelopes: γ Cas. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 150(1), 55–66.
- J. Martínez, V., Miralles, J. A., Marco, E., & Galadí-Enríquez, D. (2005). *Astronomía Fundamental*. Valencia: Universitat de València.



Physical properties of gamma Cas

- Kaler, J. (2013, Marzo 5). *Stars. Gamma Cas*. Source James B. Kaler. University of Illinois: <http://stars.astro.illinois.edu/sow/gammacas.html>
- Nemravová, J. e. (2012). Properties and nature of Be stars. 29. Orbital and long-term spectral variations of γ Cassiopeia. *Astronomy and Astrophysics*, 537(A59).
- Palma, C. (n.d.). *Kirchoff's Laws and Spectroscopy*. Retrieved Enero 28, 2019, from Penn State. Astro 801: Planets, stars, galaxies and the Universe: https://www.e-education.psu.edu/astro801/content/13_p6.html
- Parimucha, S., & Skoda, P. (2007). Comparison of Selected Methods for Radial Velocity Measurements. *Binary Stars as Critical Tools & Tests in Contemporary Astrophysics. Proceedings IAU Symposium No. 240, 2006*. Praga: International Astronomical Union.
- Pollmann, E., Vollmann, W., & Henry, G. W. (2014). Long-term monitoring of H α emission strength and photometric V magnitude of γ Cas. *IBVS*, 6109 (1).
- Pudritz, R., Higgs, P., & Stone, J. (2007). *Planetary Systems and the Origins of Life*. Cambridge: Cambridge University Press.
- SIMBAD: gam cas. (n.d.). Retrieved Febrero 13, 2019, from SIMBAD: http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-basic?Ident=gam+cas&submit=SIMBAD+search#lab_annotations_46
- Stebbing, J., & Kron, G. E. (1956). *Six-Color Photometry of Stars.VIII. The colors of 409 stars of different spectral types*. Berkeley: University of California.
- Stee, P., Vakili, F., Bonneau, D., & Mourard, D. (1998). On the inner envelope of the Be star γ Cassiopeia. *Astronomy and Astrophysics*, 332, 268-272.
- Utah State University. (2015, Febrero 21). *Binary Stars*. Retrieved Febrero 16, 2019, from USU. Department of Physics: https://web.archive.org/web/20150221170749/http://www.physics.usu.edu:80/shane/classes/astrophysics/lectures/lec08_binaries.pdf

Figures

- COSMOS. (s.f.). [Equivalent Width Diagram]. Recuperado el 23 de Enero de 2019, de <http://astronomy.swin.edu.au/cosmos/e/equivalent+width>
- McNish, L. (11 de Febrero de 2012). [Gráfica Espectro Solar]. Recuperado el 10 de Enero de 2019, de RASC Calgary Centre: <http://calgary.rasc.ca/solarspectrum.htm>
- Penn State Astronomy & Astrophysics. (s.f.). [Kirchhoff's Laws and Spectroscopy]. Recuperado el 17 de Enero de 2019, de https://www.e-education.psu.edu/astro801/content/13_p6.html

Database

- BeSS data base <http://basebe.obspm.fr>
- VdS data base: <https://stahl-hd-mooo.com/otmar/specdb>