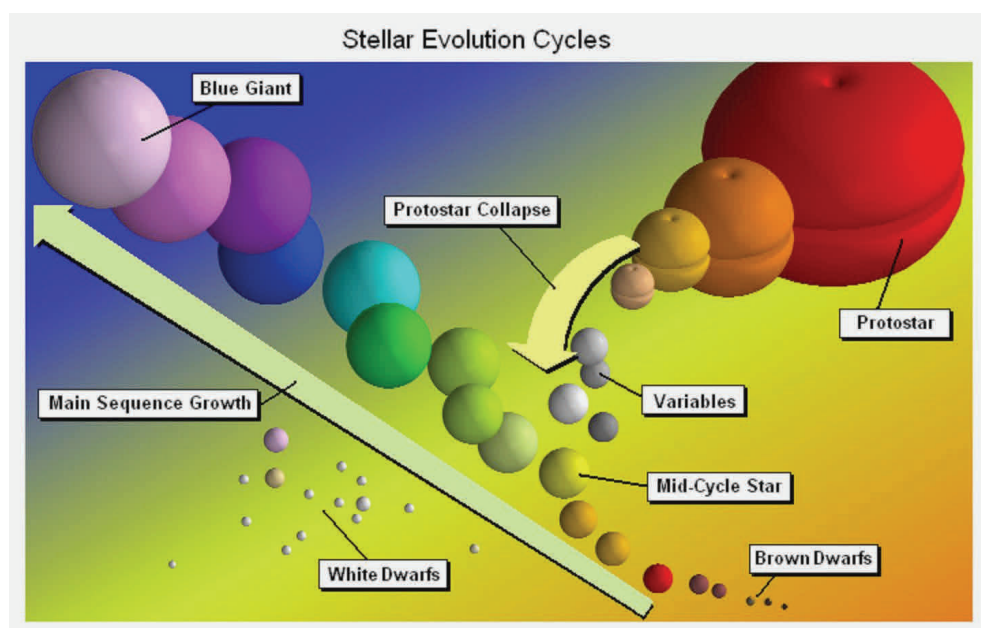


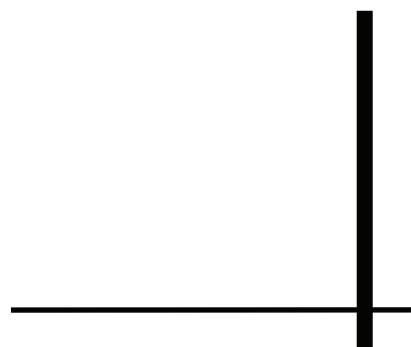
# SPEKTRUM

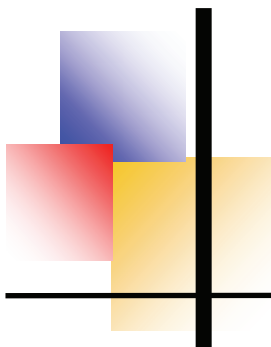


## MITTEILUNGSBLATT ÜBER ASTRO-SPEKTROSKOPIE FÜR AMATEURE

HERAUSGEBER  
ERNST POLLMANN  
EMIL-NOLDE-STR. 12  
51375 LEVERKUSEN

AUSGABE NR. 51 01/2016 ISSN 1869-4454  
EINZELHEFT ALS PDF-DATEI 2,00 €





## **Impressum**

Das Mitteilungsblatt SPEKTRUM erscheint halbjährlich jeweils im April und Oktober in der alleinigen Herausgeberschaft von Ernst Pollmann

51375 Leverkusen, Emil-Nolde-Straße 12

Redaktionelle Bearbeitung: Roland Bücke, Ernst Pollmann.

Für den Inhalt sind die Autoren selbst verantwortlich.

Titelbild: Internet, Quelle unbekannt

## **Kontakt**

Ernst Pollmann

Emil Nolde Straße 12

51375 Leverkusen

eMail: ernst-pollmann@t-online.de

Telefon: 0214-91829

## **Neue Bankverbindung:**

Konto Nr. 1010392019

Bankleitzahl: 37560092

Volksbank Rhein-Wupper eG, Leverkusen

IBAN: DE56375600921010392019

---

Inhalt	Seite
Th. Schröfl: Shelyak-Objektbezogenes Spektroskopieseminar	1
J. Montier: The planetary nebula NGC 7662	9
M. Schwarz: Durchmesserberechnung des Planeten Jupiter	18
J. Ferreira: Beta Lyrae Low Resolution Eclipse Spectroscopy	21
C. Zborowska: Reproduktion des HR-Diagramms (Teil1)	24

---

## **SHELYAK- Objektbezogenes Spektroskopie-Wochenendseminar Wuppertal**

von Dr. Thomas Schröfl, Wien

Vom 11. bis 13. September 2015 fand unter der Patronanz des französischen Spektrographenherstellers Shelyak ein von Ernst Pollmann gestaltetes objektbezogenes Wochenendseminar in Wuppertal statt. Objektbezogen deshalb, weil ein wesentlicher Gegenstand des Seminars die spektroskopische Beobachtung der beiden Sternsysteme VV Cephei und Gamma Cassiopeiae war.

Abgehalten wurde das Seminar wie gewohnt am Carl-Fuhlrott-Gymnasium, wo uns die gut ausgestattete Sternwarte des Schülerlabors Astronomie zur Verfügung stand (Abb. 1 - 3). Ich flog Freitagvormittag nach Düsseldorf und kam gegen Mittag in Wuppertal an, wo ich schon gewohnheitsmäßig – 2013 und 2014 hatte ich bereits jeweils den Herbstworkshop besucht – im Hotel zur Post logierte.

Um 19 Uhr fand ein erstes Treffen im Gymnasium statt. Ernst Pollmann, der Leiter der Veranstaltung, und Michael Winkhaus, Mathematik- und Physiklehrer am CFG, vor allem aber der spiritus rector der Sternwarte, nahmen die Teilnehmer in Empfang. Da uns der Abend einen klaren Himmel bescherte, verschwendeten wir nicht viel Zeit mit Theorie, sondern nahmen sofort die Sternwarte in Betrieb, um erste Spektren zu gewinnen.

Die 10 Seminarteilnehmer teilten sich in Zweierteams auf. Ich selbst arbeitete mit dem Niederländer Alex, einem Einsteiger in die Spektroskopie, zusammen. Nach einigen Startschwierigkeiten – die Guidingcamera wurde partout von der Aufnahmesoftware nicht erkannt, was eine Neuinstallation von IC Capture erforderlich machte – konnte es losgehen. Anfänglich ärgerte uns noch die Montierung, da sie beim Positionieren die Objekten um einige Grad verfehlte.

Dies stellte allerdings kein ernsthaftes Problem dar, da man ein helles Objekt wie gamma Cas auch ohne GoTo leicht ins Fadenkreuz steuern und dann die Montierung mittels Sync-Befehl wieder mit der tatsächlichen Position am Himmel synchronisieren kann. Da auf der Sternwarte in Wuppertal die Ausrüstung immer neu aufgebaut werden muss, verging einige Zeit damit, den Stern auf dem Spaltplättchen scharf einzustellen, dann den Guider auf den Spalt auszurichten und schließlich auch noch die Aufnahmekamera, eine SBIG STF 8300, auf das Spektrum zu fokussieren.

Im von mir benutzten DADOS-Spektrographen war das 900-Linien Gitter montiert, womit eine mittlere Auflösung des Spektrums möglich war. Bei einem Be-Stern wie gamma Cas ist die Beobachtung der H $\alpha$ -Region von besonderer Bedeutung, weshalb der Spektrograph auf diesen Bereich eingestellt wurde. Nach einigen Testaufnahmen konnten wir eine Aufnahmeserie von 10 Aufnahmen und die erforderlichen Darks gewinnen.

Da die Zeit bereits fortgeschritten war, ein recht kühler Wind aufkam und wir alle von der Anreise bereits etwas müde waren, beendeten wir gegen 24 Uhr unsere Arbeit auf der Sternwarte und krochen in die Betten. Die Teleskope (Celestron C11 Edge HD) wurden über Nacht bloß abgedeckt, um am nächsten Tag rasch wieder weiter machen zu können – dachten wir, denn das Wetter hatte anderes vor.



Abb. 1: Die Sternwartenanlage auf dem Dach des CFG



Abb. 2: Unser Arbeitspferd, das Celestron C! Edge HD auf der Astrophysics 900



Abb. 3: Nein, Spektrographen frieren nicht; der Pullover soll bei Tag das Eindringen von Streulicht in den LHires III Spektrographen verhindern



Samstags gab es zunächst einmal einen Trubel im Gymnasium, denn es war von 11 bis 14 Uhr Tag der offenen Tür. Da der Himmel nur bedeckt war und es noch nicht regnete, konnten wir am Vormittag zunächst noch einige Sonnenspektren gewinnen. Doch dann setzte Nieselregen ein, der sich im Laufe des Tages zu einem prächtigen Regen entwickelte.



Abb. 4:  $\frac{3}{4}$  der niederländischen Teilnehmer (rechts mein Partner Alex)



Abb. 5: Astronomischer Unterrichtsraum

Wieder zurück im astronomischen Unterrichtsraum (Abb. 5) begann Ernst Pollmann mit der Vorstellung des ersten Objekts, nämlich VV Cephei. Dabei handelt es sich um ein Doppelsternsystem mit einem M-Stern mit ca.  $20 M_{\text{sol}}$  als Hauptkomponente (ein roter Riese mit einem Durchmesser von ca.  $1000 R_{\text{sol}}$ ) und einem Be-Stern als Begleiter mit ebenfalls ca.  $20 M_{\text{sol}}$ . Die Orbitalperiode des Systems beträgt 20.3 Jahre (Abb. 7).

2017 steht der Beginn einer fast 2 Jahre dauernden Bedeckung des Begleiters durch die Hauptkomponente bevor. Der Begleiter hat eine Akkretionsscheibe, die von der Hauptkomponente gespeist wird. Die Meinungen in der Fachwelt divergieren bei der Frage, auf welche Weise diese Scheibe Material von der Hauptkomponente akkretiert. Eine Meinung ist, dass der Begleiter

mehr oder minder ständig in der sehr dünnen äußeren Atmosphäre der Hauptkomponente kreist und dabei aus diesen dünnen Atmosphärenschichten Material aufnimmt (die Gravitation der Hauptkomponente ist aufgrund der großen Distanz der äußeren Hüllen vom Sternzentrum nicht mehr in der Lage der Gravitation des wesentlich kompakteren Begleiters zu widerstehen).

Nach einer anderen Ansicht sind beim Periastron die Roche-Bedingungen erfüllt und Materie strömt von der Hauptkomponente in die Akkretionsscheibe des Begleiters über. D.h. die Hauptkomponente füllt ihr Rochevolumen vollständig aus und kann daher weitere ausströmende Masse nicht mehr in ihrem Gravitationsfeld halten. Bei der bevorstehenden Bedeckung hat die Fachwelt ein enormes Interesse an einer möglichst lückenlosen spektroskopischen aber auch photometrischen Überwachung dieses Systems.

Die Bedeckung findet im Randbereich der Hauptkomponente statt, also in einem Bereich, in dem deren Atmosphäre noch teilweise transparent ist. Das ermöglicht es, den Begleiter durch diese dünnen äußeren Atmosphärenschichten der Hauptkomponente hindurch zu beobachten, woraus sich eine Reihe von astrophysikalischen Erkenntnissen gewinnen lassen. Nur ein auch dem Amateur dabei zugängliches Beispiel sei hier genannt: Die Balmerlinien beginnen mit  $H\alpha$ , welches in den äußeren Bereichen der Scheibe des Begleiters emittiert wird.  $H\beta$  folgt aus tieferen Schichten,  $H\gamma$  aus noch tieferen usw. Dies resultiert daraus, dass immer höhere Energien (Temperaturen) zur Erzeugung dieser Linien erforderlich sind. Beginnt nun die Bedeckung der Scheibe durch die Hauptkomponente, so müssen in zeitlicher Reihenfolge die Linien von  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$  usw. immer schwächer werden und in gleicher Reihenfolge beim Austritt wieder an Intensität zunehmen. Daraus lässt sich u. a. der Durchmesser der Scheibe bestimmen.



Abb. 6: Michael Winkhaus (links) und Ernst Pollmann (rechts)

Anhand eines Spektrums der  $H\alpha$ -Linie des Systems VV Cep demonstrierte Ernst dann die Datenreduktion und Kalibration eines Spektrums, um schließlich Größen wie die Äquivalentbreite (EW, ein Wert, der die Intensität der Linienemission/Linienabsorption eines bestimmten Elements angibt) oder das V/R-Verhältnis zu messen.

Das V/R-Verhältnis drückt folgenden Sachverhalt aus: Da die Scheibe des Begleiters rotiert, bewegt sich ein Teil auf den Beobachter zu (blauverschoben = V für violett) und ein Teil vom Beobachter weg (rotverschoben = R). Dies zeigt sich in einem Doppelpeak der  $H\alpha$ -Linie. Die

Messung der verschiedenen Intensitäten der Peaks lässt Rückschlüsse auf variierende Dichten in der Scheibe zu (Abb. 8 - 10).



Abb 7: Modell des Doppelsternsystems VV Cephei

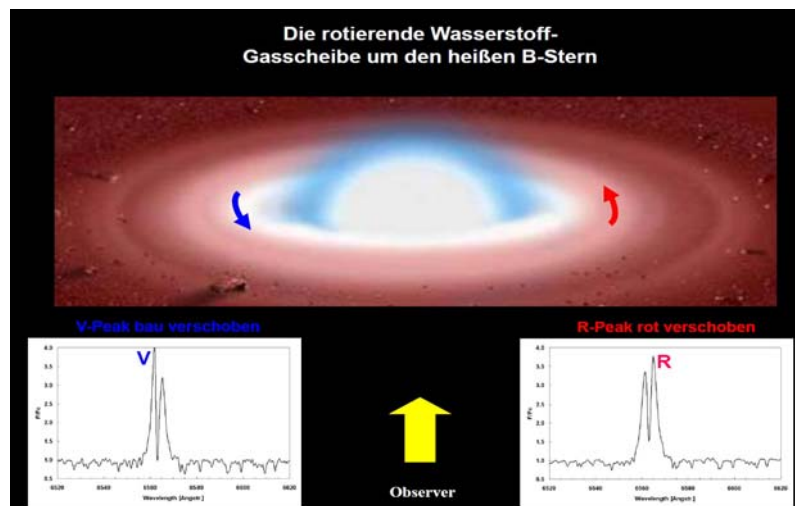


Abb. 8: V/R Verhältnis des Doppelpeaks einer Emissionslinie

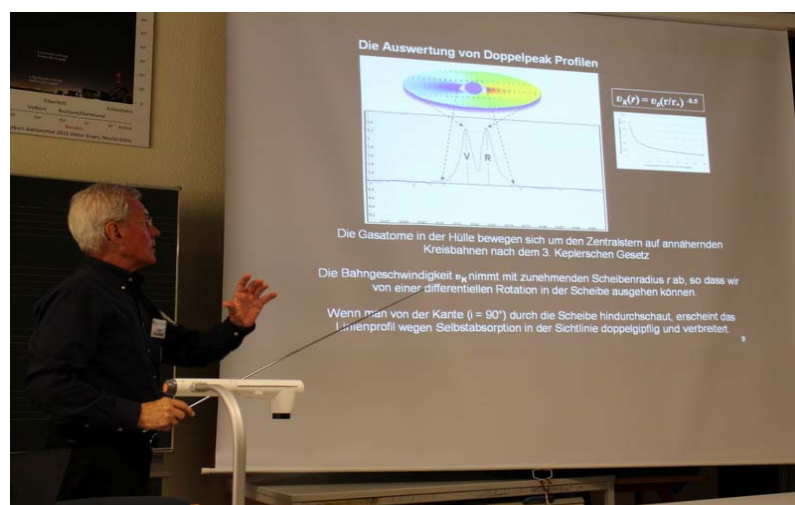


Abb. 9: Ernst Pollmann bei der Erläuterung von Doppelpeak-Profilen

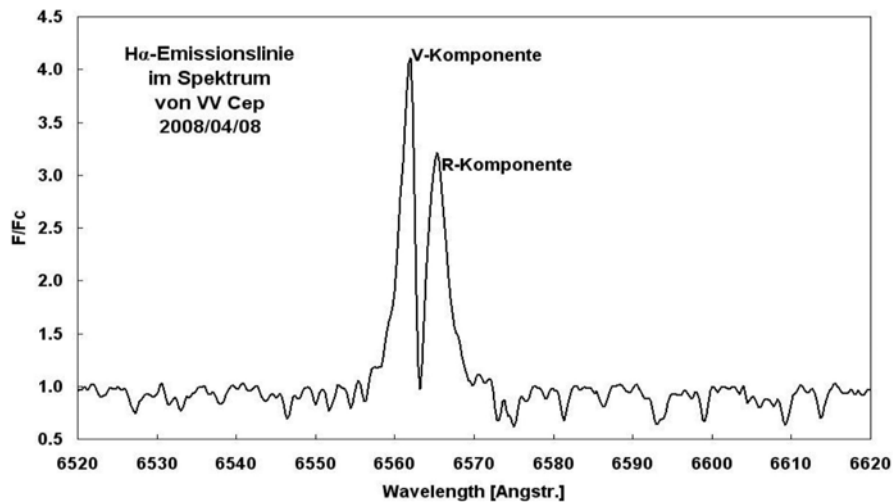


Abb. 10: Spektrum von VV Cep im Bereich der  $H\alpha$ -Linie

Gegen 21 Uhr war dann die Aufnahmefähigkeit der Teilnehmer erschöpft und der Vortrag wurde für diesen Tag beendet. Als wir das Gymnasium verließen, schüttete es in Strömen. Wir waren etwas zwiespältig gestimmt, denn so kamen wir zwar früher ins Bett, dafür fiel aber eine komplette Beobachtungsnacht zur Aufnahme von Spektren aus.

Am Sonntag folgte dann die Vorstellung des Sternsystems gamma Cas (Abb. 11), dem Prototyp des Be-Sterns. Be-Sterne sind nach heutiger Auffassung in der Astrophysik schnell rotierende B-Sterne, die aufgrund der hohen Rotationsgeschwindigkeit am Äquator, wo die Fliehkraft am stärksten wirkt, Materie verlieren, die sich in einer Scheibe um den Stern ansammelt (der Stern steht bildlich gesprochen knapp vor dem Zerreißen). Die Natur des Begleiters von gamma Cas ist in der Fachwelt sehr umstritten. Die Meinungen reichen vom Neutronenstern bis zum weißen Zwerg (Abb. 12). Ausgiebig wurden von Ernst die spektralen Charakteristika dieses Sterns erläutert. So führt z.B. die hohe Rotationsgeschwindigkeit zu einer deutlichen Verbreiterung der Absorptionslinien.



Abb. 11: künstlerische Darstellung des Be-Sternsystems gamma Cas



## Heutige Modellvorstellung von $\gamma$ Cas

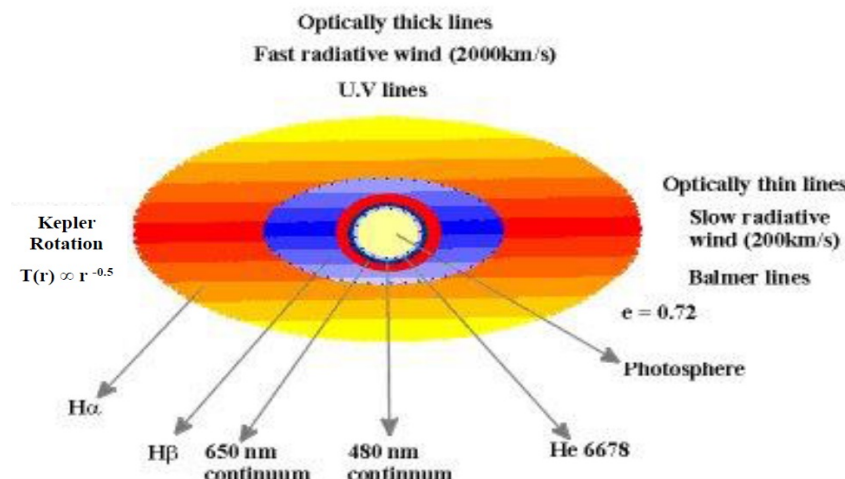


Abb. 12: Modell des Sternsystems gamma Cas

Anhand eines hochaufgelösten Spektrums, gewonnen mit einem LHires III mit 2400 L/mm-Gitter an einem C14 (Abb. 13), demonstrierte uns Ernst zunächst wiederum die Datenreduktion, wobei diesmal aber mit den atmosphärischen Wasserlinien rund um die  $H\alpha$ -Linie kalibriert wurde. Das ermöglicht eine Kalibration von hoher Genauigkeit, da die Wellenlängen dieser Wasserlinien von der ESO mit einem Spektrographen mit der hohen Auflösung von 80.000 ermittelt wurden (im Vergleich dazu beträgt die höchste Auflösung des LHires III ca. 12.000).

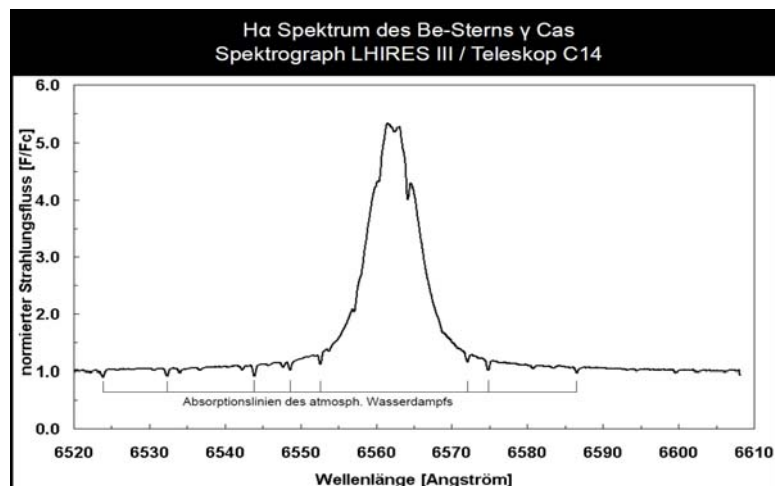


Abb. 13: hochaufgelöstes Spektrum von gamma Cas mit Wasserlinien

Da es sich bei der Kalibration mit Wasserlinien um eine absolute Kalibration handelt, kann nun die Abweichung der  $H\alpha$ -Linie von der Ruhewellenlänge von 6562,852 Å ermittelt werden, woraus sich die Radialgeschwindigkeit errechnen lässt. Dazu wird ein Programm von Roland Bücke, einem Amateurastronomen aus Hamburg, namens HRV-MM (= Heliocentric Radial Velocity - Mirroring Method) verwendet.

Mit der erwähnten Ausrüstung kann ein Amateur Radialgeschwindigkeiten mit einer Genauigkeit von  $\pm 1$  km/s messen, was jedoch nur bei präzisester Arbeit, angefangen bei der Spektren-

gewinnung bis zu den Datenreduktions- und Kalibrationsschritten möglich ist. Hier darf man sich am Anfang nicht zuviel erwarten, da viel Erfahrung und Praxis notwendig sind bis man diese Genauigkeit erreichen kann.

Sonntags um 14 Uhr beendeten wir das Seminar, um viele Erfahrungen und Erkenntnisse reicher geworden. Für mich persönlich ist nun klar, dass ich das Jahr 2016 nützen werde, um mit meinem DADOS mit dem 1200 Linien-Gitter die beiden Objekte regelmäßig zu spektroskopieren, mit der Zielsetzung zur VV Cep Eclipse soweit zu sein, dass ich in der Lage bin, wissenschaftlich verwertbare spektrale Aufnahmen abliefern zu können. Im Rahmen der ARAS-Gruppe (Astronomical Ring for Access to Spectroscopy) fungiert Ernst Pollmann als zentrale Datensammelstelle (Abb. 14). Aber mehr als das ist er auch für viele spektroskopisch tätige Amateure Anlaufstelle, wenn es Probleme oder Fragen gibt.

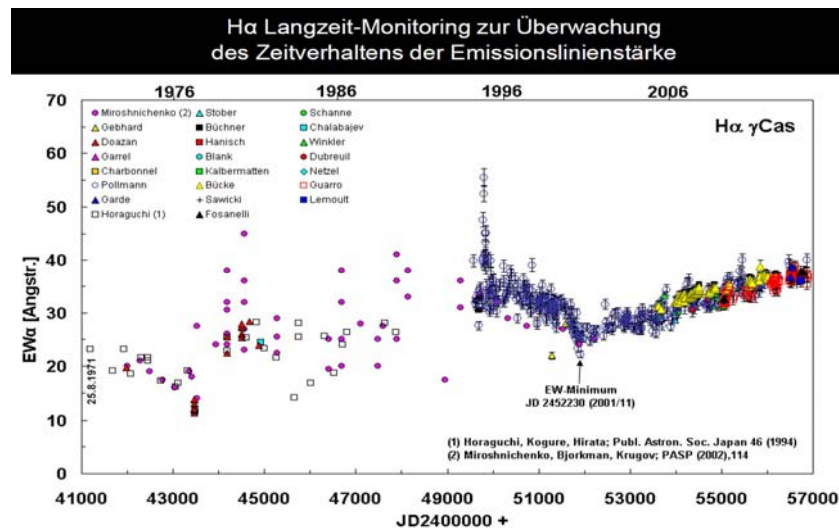


Abb. 14: Langzeitmonitoring der Emissionslinienstärke von H $\alpha$

Wie gut und inzwischen auch bekannt die Wuppertaler Kurse sind zeigt sich darin, dass der traditionelle Herbstkurs bereits völlig ausgebucht ist und die Nachfrage nach Kursen ständig steigt. Es ist aber nicht nur die didaktische und wissenschaftliche Qualität, die diese Kurse so einmalig macht. Über all dem steht die freundschaftliche Atmosphäre, die sich nicht nur im fast selbstverständlichen Du-Wort aller Beteiligten manifestiert, sondern auch in der gegenseitigen Wertschätzung und Achtung.

Gerade der noch unsichere Anfänger ist sofort in die Gruppe voll integriert und bekommt nicht nur von den Vortragenden selbst, sondern auch von jedem der bereits fortgeschritteneren Teilnehmern jede nur erdenkliche Hilfe und Unterstützung.

Die Amateurastronomie hat manchmal den Ruf ein Hobby für introvertierte Einzelgänger und Sonderlinge zu sein. Hier in Wuppertal wird hautnah das Gegenteil demonstriert, nämlich dass gutes und harmonisches Teamwork noch viel mehr Spaß machen kann. Ich bin mir recht sicher, dass das nicht meine letzte Reise nach Wuppertal gewesen ist.



Abb. 15: Zum Abschluss noch das obligatorische Klassenfoto

## Planetary nebula NGC 7662

by Jacques Montier, Centre d'Astronomie de La Couyère (UAI J23)

### About NGC 7662

A planetary nebula consists of a very large shell of gas expanding from a central star (nucleus) of effective high temperature. This star has a mass between 0.8 solar masses and 8 solar masses, is at the end of its life and in a transition period between the red giant and white dwarf phase (Asymptotic Giant Branch or AGB). The nucleus emitting mainly ultraviolet radiations are ionizing the atomic gaseous envelope which then emit light in the visible range.

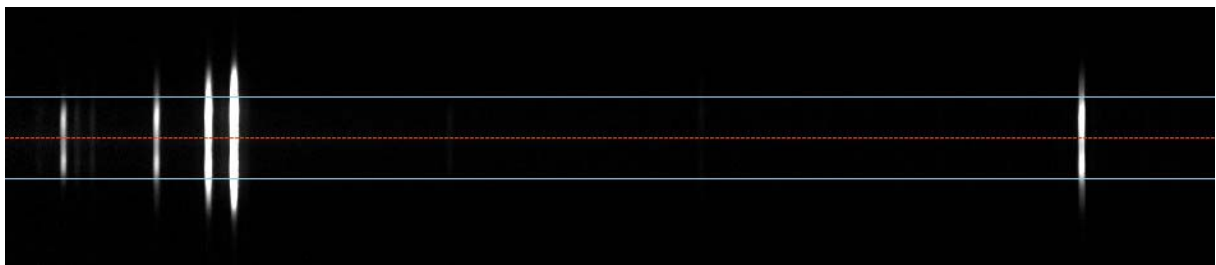
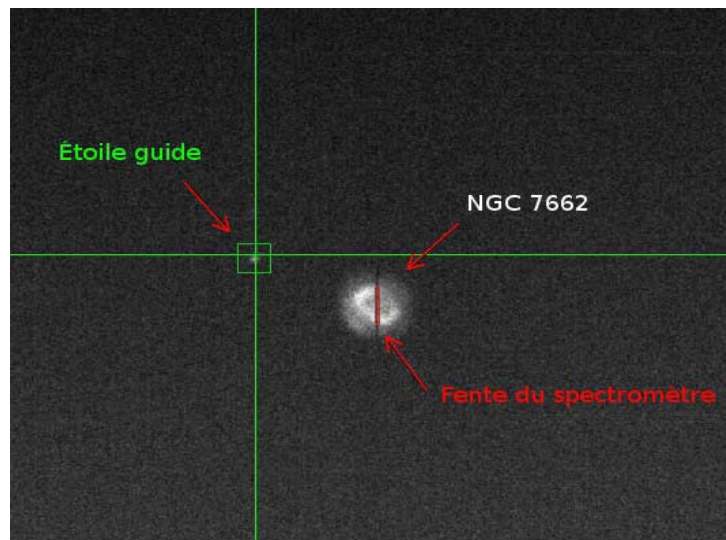
### Spectra acquisitions

Hardware and software

- Meade ACF 355 mm telescope focal length 3300mm
- Alpy 600 spectrometer with 23  $\mu\text{m}$  slit.
- Guiding camera Atik 314L+
- Imaging camera Atik 460EX monochrome – CCD regulated temperature  $-10^{\circ}\text{C}$
- Softwares Audela (image acquisition) et Isis (image processing)
- Software Fitik-1.2.9 for measuring the intensities of spectral lines

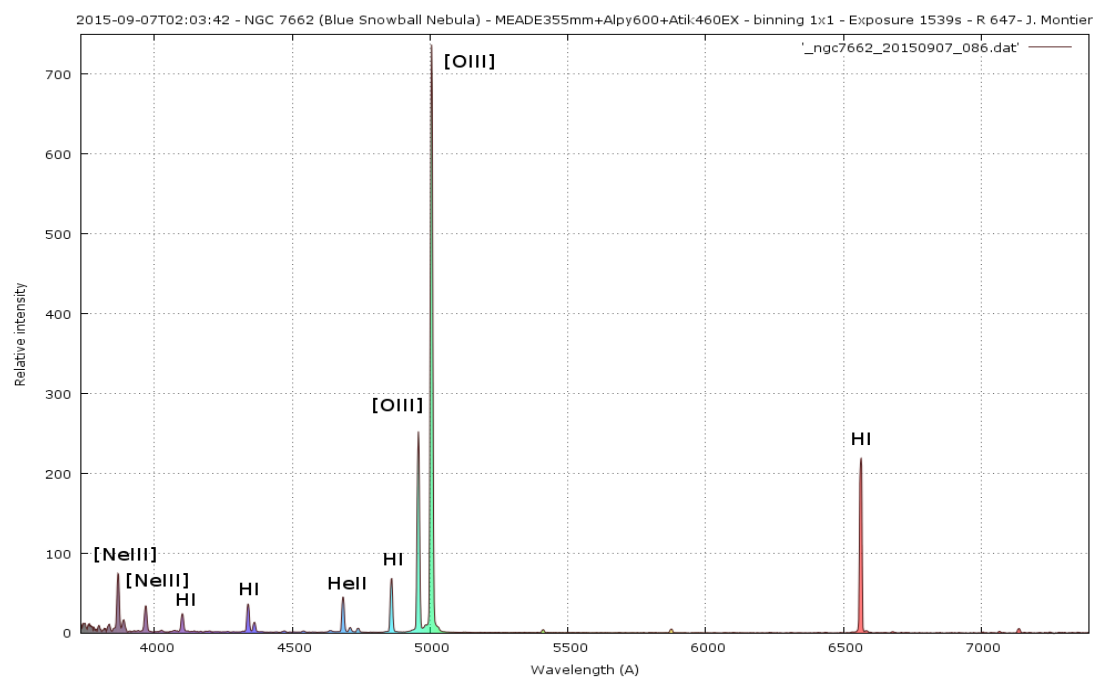
Acquisitions

- 5 images of 300s binning 1x1
- Sky background removed
- Spectra were not corrected of heliocentric speed

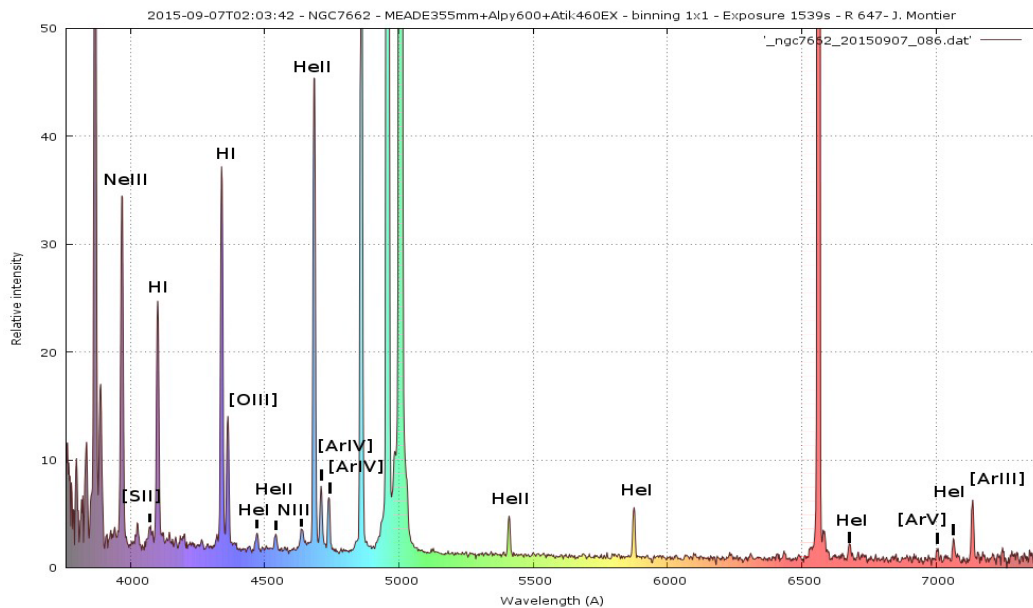


Spectrum integration zone

## Spectral profile and identification of the main lines







### Few comments :

- Balmer lines ( $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\delta$ ,  $H\gamma$ ...) are allowed lines due to electrons recombination with  $H^+$  ions followed by radiative de-excitations.

- Continuum is very weak due to the low density of the gas.
- The narrow spectral lines are the characteristics of low speed gas.
- We can see some lines due to forbidden transitions: [OIII], [ArIII], etc.

These transitions can only be observed in extremely rarefied gas due to atomic excitations by free electrons collisions followed by radiative de-excitations. These transitions can't be observed in Earth labs because one can't obtain so low-density gases.

### Evaluation of some physical parameters of NGC7662 planetary nebula

We encounter two difficulties to evaluate those physical parameters :

- interstellar extinction
- nebula heterogeneity

### Interstellar extinction

Spectral line intensities are unfortunately distorted by interstellar matter (gas and dusts) situated on the light of sight of the observer. This matter absorbs part of the radiations; it's called interstellar extinction. To compound the problem, this absorption changes depending on the wavelength of the emitting light. Short wavelength are more absorbed than long wavelength.

*We can observe the same phenomenon when the Sun sets. Solar light goes through a thicker atmosphere which absorbs and diffuses short wavelength light as violet and blue. The ratio of red radiations to blue radiations increases and then the observer sees the Sun colour becoming red; it's the phenomenon of interstellar reddening.*

Before measuring the spectral lines intensities, we have to correct the values from reddening. How to do that?

## The Balmer decrement

In a laboratory, spectral lines intensities naturally decrease from H $\alpha$  line to H $\delta$  line. So:  $I(\text{H}\alpha) > I(\text{H}\beta) > I(\text{H}\gamma) > I(\text{H}\delta)$ ; it's the Balmer decrement. Theoretical values of the flux ratios:

$$(F\text{H}\alpha/F\text{H}\beta)_{\text{th}} = 2.85 \quad \text{and} \quad (F\text{H}\gamma/F\text{H}\beta)_{\text{th}} = 0.47$$

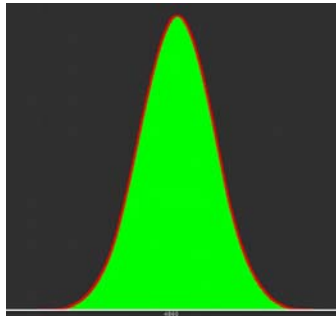
Because of the reddening, H $\beta$  is more absorbed than H $\alpha$  and H $\gamma$  more absorbed than H $\delta$ . So:

$$(F\text{H}\alpha/F\text{H}\beta)_{\text{obs}} > 2.85 \quad \text{and} \quad (F\text{H}\gamma/F\text{H}\beta)_{\text{obs}} < 0.47$$

When measuring decrements on the light of sight of the nebula and comparing them to the theoretical values, it is possible to calculate the interstellar extinction. The extinction constant  $c(\text{H}\beta)$  can be calculated by the formula:

$$c(\text{H}\beta) = 3.08 \log I(\text{H}\alpha)_{\text{obs}} - 7.55 \quad (1)$$

H $\beta$  intensity normalized to 100.



Note :

The intensities  $I$  are obtained by measuring the area (green) under each spectral line. The formula (1) allows us to calculate the extinction constant  $c(\text{H}\beta)$  from the normalized intensity  $I_{\text{obs}}$  of the H $\alpha$  line then the colour excess  $E(B-V)$ .

$$E(B-V) = c(\text{H}\beta)/1.46$$

Source : *Astronomie Astrophysique - Agnès Acker 5ème édition p315*

## Spectral lines de-reddening

The extinction corrected intensity for each wavelength can be calculated by the formula:

$$I(\lambda) = I(\lambda)_{\text{obs}} * 10^{c(\text{H}\beta)*f(\lambda)} \quad (2)$$

Source : *Astronomie Astrophysique - Agnès Acker 5ème édition p315*

$f(\lambda)$  function has been established by Kaler (1976) from data

$$f(\lambda) = 1.7636 - 4.8735 \lambda + 2.5634 \lambda^2$$

wavelength  $\lambda$  expressed in micrometer ( $\mu\text{m}$ ). The formula (2) allow to calculate corrected intensities for all the other Balmer lines.

### Nebula heterogeneity

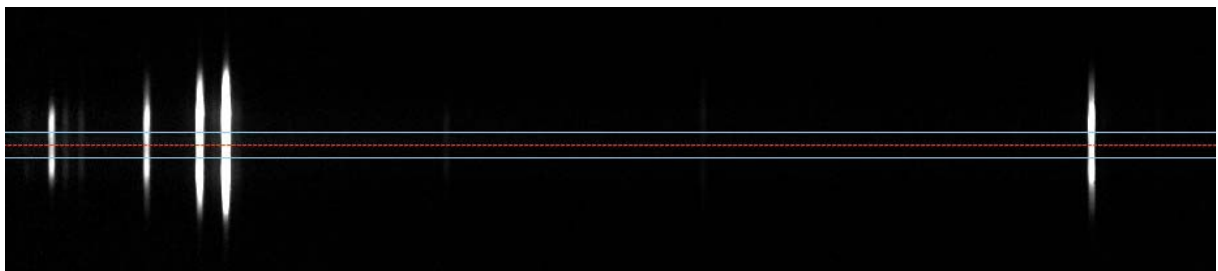


*ESA/Hubble*

As seen on this image, the nebula structure does not seem to be homogen. To establish that fact, one will try to evaluate the physical parameters in two different regions noted I and II.



Spectral region integration: Region I (edge)



Spectral region integration: Region I (center)

## Results

	Wavelength (μm)	Element	I measured	I normalized	I dereddened
Region I (edge)	0,4340	H $\gamma$	203,48	44,87	47,33
	0,4363	[OIII]	61,81	13,63	14,34
	0,4686	H $\delta$	33,92	7,48	7,61
	0,4861	H $\beta$	453,49	100,00	100,00
	0,4959	[OIII]	2402,75	529,83	524,94
	0,5007	[OIII]	6942,88	1530,98	1509,99
	0,6563	H $\alpha$	1463,28	322,67	281,99
Region II (centre)	0,4340	H $\gamma$	269,89	51,07	53,78
	0,4363	[OIII]	89,46	16,93	17,78
	0,4686	H $\delta$	429,15	81,21	82,59
	0,4861	H $\beta$	528,45	100,00	100,00
	0,4959	[OIII]	1670,39	316,09	313,27
	0,5007	[OIII]	4963,09	939,17	926,73
	0,6563	H $\alpha$	1697,47	321,21	282,01

Region I (edge)	Balmer	Theoretical decrement	Observed decrement	Corrected decrement
	H $\gamma$	0,47	0,45	0,47
	H $\beta$	1,00	1,00	1,00
	H $\alpha$	2,85	3,23	2,82
	Extinction coefficient		Colour excess E(B-V)	
	0,18		0,12	
Region II (centre)	Balmer	Theoretical decrement	Observed decrement	Corrected decrement
	H $\gamma$	0,47	0,51	0,54
	H $\beta$	1,00	1,00	1,00
	H $\alpha$	2,85	3,21	2,82
	Extinction coefficient		Colour excess E(B-V)	
	0,17		0,12	

## Observations

- Corrected decrements H $\alpha$ /H $\beta$  and H $\gamma$ /H $\beta$  are consistent with the theoretical value in the region I
- The value of the H $\gamma$ /H $\beta$  decrement seems to be too large for the theoretical value in the region II
- In the two regions I and II, extinction coefficient values are rather close to each other.
- In regions I and II, the colour excess values are the same.

## Comparison of emission lines intensities [OIII] and H $\alpha$

The region I show a more intense green colour compared to the region II. This green colour is due to the forbidden lines [OIII] 4959Å and 5007Å. Calculation of the ratio [OIII] intensities to H $\alpha$

$$R = [OIII]_{4959} + [OIII]_{5007} / H\alpha_{6563}$$



Results:

	R
Region I (edge)	7,22
Region II (centre)	4,40

In accordance with the image aspect, the ratio value is higher in the region I than in the region II. This shows that the [OIII] intensity compared to H $\alpha$  is stronger on the edges than in the centre.

### Electronic temperature evaluation with the forbidden lines [OIII]

The intensities of the forbidden lines [OIII] are good indicators for evaluating the electronic temperature TE It can be calculated with the formula:

$$T_e = \frac{3,29 \cdot 10^4}{\ln\left(\frac{R_{[OIII]}}{8,32}\right)} \text{ with the ratio } R_{[OIII]} = \frac{I(\lambda_{5007}) + I(\lambda_{4959})}{I(\lambda_{4363})}$$

Source: Astronomy & Astrophysics - Agnès Acker 5ème édition p315

Results:

	R[OIII]	T <sub>E</sub> (K)
Region I (edge)	141,9	11600
Region II (centre)	69,7	15500

Observations: The edges have a lower temperature than in the centre of the nebula

### Other observed parameters et professionnall publications

*Intensities of emission lines [OIII] related to emission H $\beta$*

**Table 1.1.** The ratio of intensities of emission lines (N<sub>1</sub> + N<sub>2</sub>) [OIII] to H $\beta$  of hydrogen in the spectrum of some planetary nebulae

Nebula	$\frac{N_1 + N_2}{H_\beta}$	Nebula	$\frac{N_1 + N_2}{H_\beta}$	Nebula	$\frac{N_1 + N_2}{H_\beta}$
BD+30°3639	0.06	IC 4997	7.58	NGC 3211	20.8
He 2-162	0.16	NGC 6543	8.50	NGC 3918	21.5
Cn 3-1	0.23	NGC 6826	10.20	NGC 6644	23.5
Mz 3	0.31	NGC 6565	12.7	M 2-21	24.6
He 2-64	0.57	NGC 1535	13.8	Mz 2	26.3
Cn 1-2	1.00	NGC 7009	14.0	He 2-76	28.2
IC 418	1.85	NGC 7662	16.8	A 23	32.0
M 2-24	2.55	NGC 2440	17.9	He 2-84	33.0
M 3-20	3.35	NGC 6818	18.9	Wray 16-122	38.7
Hb 12	4.66	NGC 7027	19.2	HaTr 3	44.5

From: *The Physics and Dynamics of Planetary Nebulae*; Grigor A. Gurzadyan - 1997

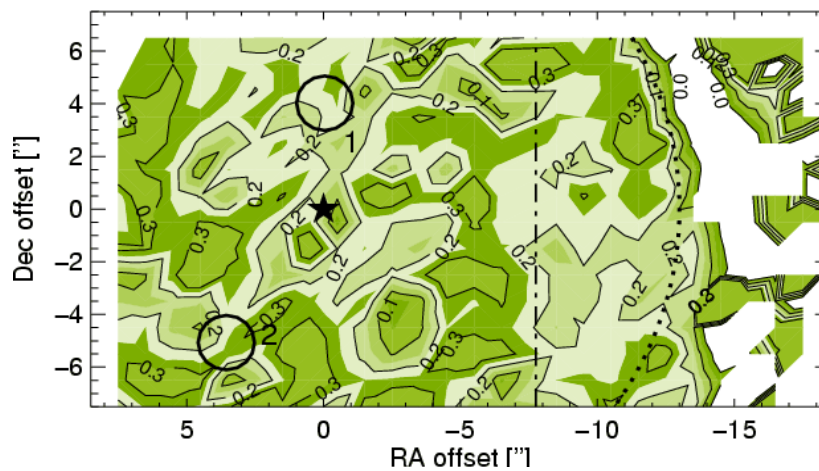
Results:

	$\frac{[OIII]_{4959} + [OIII]_{5007}}{H_{\beta}}$
Region I (edge)	20,4
Region II (centre)	12,4

Observations:

The value 16.8 published by Grigor A. Gurzadyan is situated inside the interval [12.4 – 20.4].

II Extinction coefficient

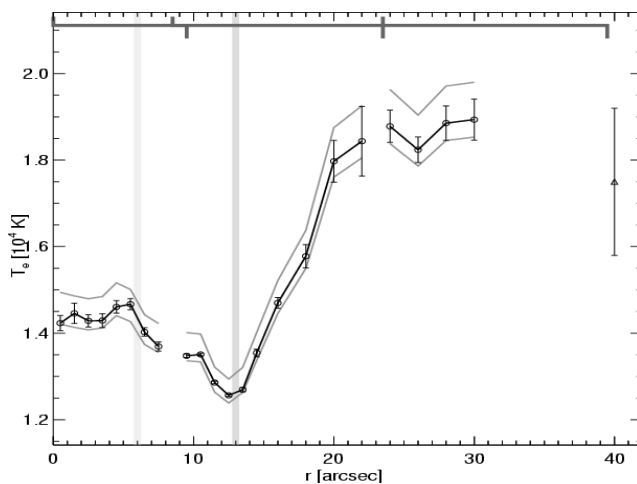


Calculated extinction coefficient; Grigor A. Gurzadyan, 1997

Observations

Observed values (0.17 et 0.18) are consistent with calculated values and published by Grigor A. Gurzadyan, 1997.

III. Electronic temperature



Electronic température versus distance to centre  
Grigor A. Gurzadyan, 1997

Observations:

As shown on the left figure:

- Region I (edge) with  $r \sim 13''$  :  $T_E \sim 12500$  K
- Region II (centre) with  $r < 6''$  :  $T_E \sim 14500$  K

	$T_E$ (K) G. A. Gurzadyan	$T_E$ (K) Valeurs observées	Difference (%)
Region I ( $r \sim 13''$ )	$\sim 12500$	11600	$\sim 7$
R Region II ( $r < 6''$ )	$\sim 14500$	15500	$\sim 7$

Note: Temperature strongly increases in the halo  
of the nebula ( $r > 13''$ ).

Observed values seem consistent with results published by Grigor A. Gurzadyan, 1997.

#### IV. Excitation class of the planetary nebula

The intensities of emission lines may strongly vary from one nebula to another. It is possible to classify those nebula spectra based on the intensities of some spectral lines. It's called: **excitation class**. It strongly depends on the effective temperature of the central star and can be defined from the ratio  $[OIII] \lambda 4959 + [OIII] \lambda 5007 / H\beta$  in case of low excitation class or:  $\log ([OIII] \lambda 4959 + [OIII] \lambda 5007 / HeII \lambda 4686)$  in case of middle or high excitation class.

#### Results

The relatively strong intensity of the line HeII4686 (high ionization potential of helium) shows that this nebula belongs to the high excitation class. Then we use the second formula.

	$\log \left( \frac{[OIII]_{4959} + [OIII]_{5007}}{HeII_{4686}} \right)$
Region I (edge)	2,4
Region II (centre)	1,2

Planetary nebula	$F(4686)$	$F(N_1+N_2)$	$\log \frac{F(N_1+N_2)}{F(4686)}$	$T_*, K$
				HeII/HI [OIII]/[OII]
NGC 7662	0.47	16.9	1.56	160 000 84 000

Note : The published value 1,56 is situated inside the measure interval 1.2 – 2.4]

**Table 1.4.** Excitation class  $p$  of planetary nebula spectra of low ( $p = 1-4$ ), middle ( $p = 4-8$ ) and high ( $p = 9-12^+$ ) classes of excitation estimated by observed magnitude of the ratio  $(N_1 + N_2)/4686$  HeII and  $(N_1+N_2)/H\beta$

$p$	$\frac{N_1 + N_2}{H\beta}$	$p$	$\log \frac{N_1 + N_2}{4686}$	$p$	$\log \frac{N_1 + N_2}{4686}$
	Low		Middle		High
1	0– 5	4	2.6	9	1.7
2	5–10	5	2.5	10	1.5
3	10–15	6	2.3	11	1.2
4	>15	7	2.1	12	0.9
		8	1.9	12 <sup>+</sup>	0.6

*The Physics and Dynamics of Planetary Nebulae* Grigor A. Gurzadyan - 1997

The excitation class of the planetary nebula NGC 7662 is high ( $p = 10$ ) and due to the high temperature of the central star whose values differ from sources and methods, eg.  $T_e \sim 91200 K$  (*Imaging Spectrophotometry of the Planetary Nebulae NGC 7662 and NGC 700*, Authors: Lame, N. J. & Pogge, R. W., 1996)

#### References

- Determination temperature et densite de NCG 2392 par Francois Teyssier

<http://www.astronomie-amateur.fr/feuilles/Spectroscopie/NGC2392.html>

- Astronomie Astrophysique - Agnes Acker 5eme edition
- The Physics and Dynamics of Planetary Nebulae - Grigor A. Gurzadyan – 1997
- Imaging Spectrophotometry of the Planetary Nebulae NGC 7662 and NGC 7009  
Authors: Lame, N. J. & Pogge, R. W. - 1996

## Durchmesserberechnung des Planeten Jupiter

von Manfred Schwarz

Viele Spektroskopie-Novizen versuchen nach den ersten "Gehversuchen" die Rotationsgeschwindigkeit des Jupiters zu bestimmen. Der Grund hierfür ist die Einfachheit dieses Unterfangens und die Faszination, mit einfachen Mitteln physikalische Werte eines fernen Planeten selbst bestimmen zu können.

### Grundlagen

Das Licht der Sonne trifft auf die "Oberfläche", also auf den äußeren Gasschichten des Jupiters auf und wird dort reflektiert. Nimmt man nun ein Spektrum des Planeten auf, so erhält man überwiegend die Absorptionslinien der Sonne. Geringe Abweichungen entstehen durch die Filterwirkung der Gaszusammensetzung der Jupiterwolken. Der Jupiter rotiert ziemlich schnell, je nach Breitengrad unterschiedlich.

Um den Durchmesser am Äquator zu bestimmen, muss man zunächst dessen Rotationsdauer  $P$  bestimmen. Dies kann man ohne Spektrograph bewerkstelligen, indem man ein Wolkendetail am Äquator beobachtet. Misst man die Zeit, die dieses Detail benötigt, um wieder auf die gleiche Position zu gelangen, erhält man den Wert von 9 Stunden 50 Minuten und 30 Sekunden. Da unser Wetter leider nicht so stabil ist, ich auch nicht so lange durch das Okular blicken mochte, war ich etwas unsportlich und habe den Wert bei Wikipedia nachgeschlagen:  $P = 9\text{h } 50\text{min } 30\text{s} = 35430\text{s}$

Das Licht der Sonne trifft nun u. a. entlang des Äquators auf und wird dort reflektiert. Trifft es von unserer Blickrichtung in der Mitte auf, kommt das Licht unverändert bei uns an. Trifft es auf der uns entgegenkommenden Seite auf, wird die Wellenlänge nach dem Doppler-Effekt verkürzt, die Wellenlänge der Reflexion wird nochmals um den gleichen Wert verkürzt, da sich der Äquatorrand auch während der Reflexion auf uns zu bewegt (Blau-Verschiebung). Trifft das Licht der Sonne auf der Seite des Äquators auf, welche sich von uns wegbewegt, verlängert sich die Wellenlänge und ebenfalls die Wellenlänge der Reflexion (Rot-Verschiebung) (Abb. 1).

Legt man nun den Spalt des Spektrographen direkt über den Äquator, dann bilden sich die Absorptionslinien über den scheinbaren Durchmesser des Jupiters schräg ab. D. h. sie sind an der entgegenkommenden Kante am stärksten blau verschoben, an der sich entfernenden Kante am stärksten rot verschoben.



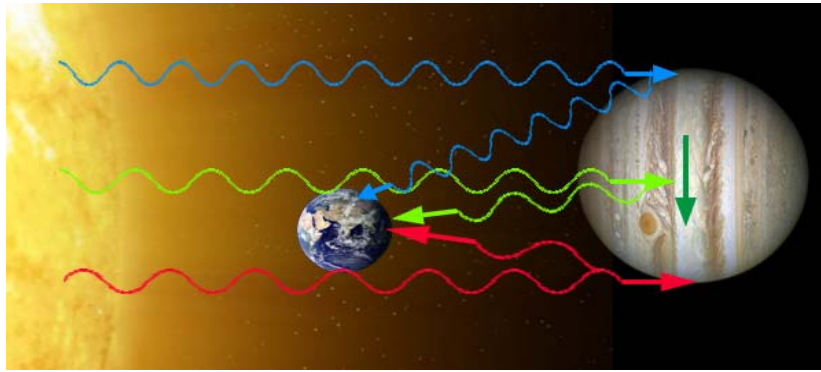


Abb. 1: Wellenlängenverschiebung des am Jupiter reflektierten Sonnenlichts aufgrund seiner Rotation

### Messung

Die Abb. 2 zeigt eine Kontrollaufnahme des Spektrographenspalts auf der Abbildung der Jupiteroberfläche.

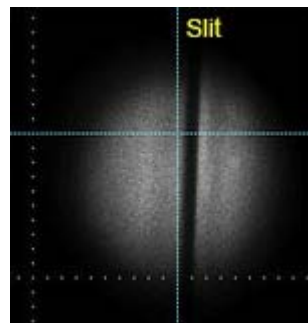


Abb. 2: Spektrographenspalt auf Jupiter

In Abb. 3 ist deutlich zu sehen, dass der obere Rand der Spektrallinien blau verschoben ist, der untere Rand dagegen rot. Einige Linien verlaufen aber auch senkrecht (gelber Pfeil). Diese Absorptionen stammen nicht vom Sonnenlicht oder vom Jupiter, sondern vom Sauerstoff und Wasser in der Erdatmosphäre. Misst man nun die Wellenlängendifferenz der Verschiebungen, kann man die Geschwindigkeit berechnen, mit welcher sich der Äquatorrand bewegt, also die Rotationsgeschwindigkeit.

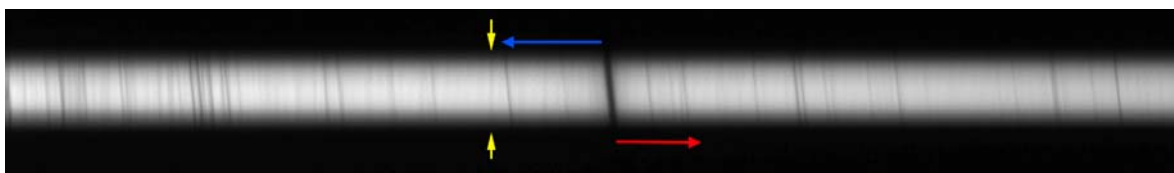


Abb. 3: Spektralstreifen im Bereich der  $H\alpha$ -Linie ( $6562.582 \text{ \AA}$ )

Für die Messungen eignen sich langwelligere Absorptionslinien besser, da sich der Effekt hier stärker auswirkt. Ebenfalls ist es sinnvoll, eine scharf begrenzte Linie heranzuziehen, um zusätzliche Ungenauigkeiten zu vermeiden. Ich habe hierfür die Nickel-Linie bei  $6643,64 \text{ \AA}$  herangezogen (Abb. 4).

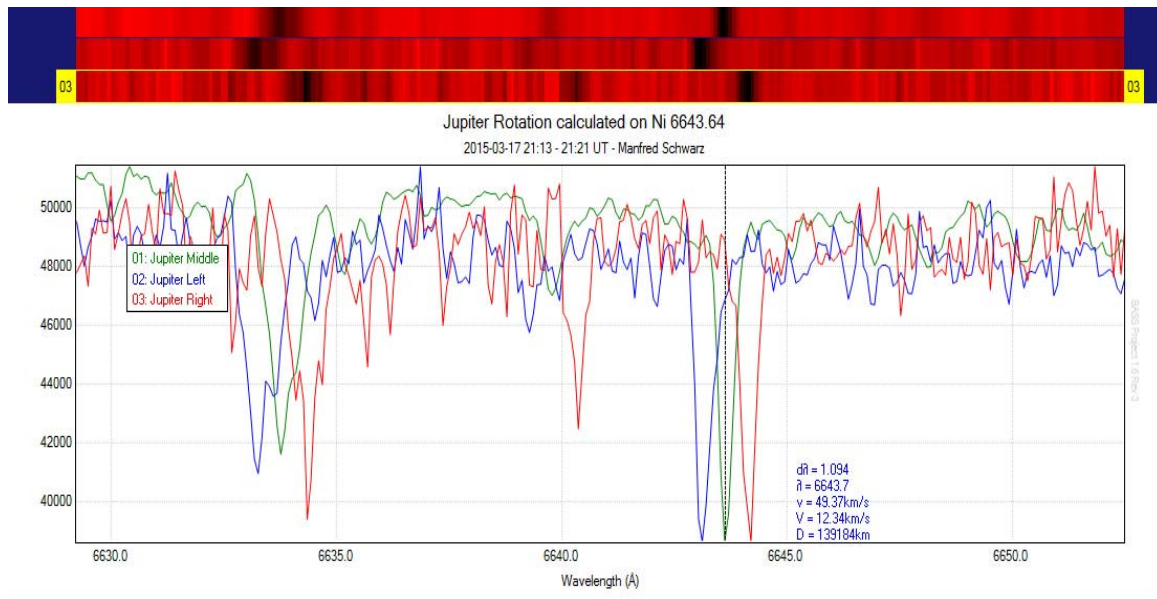


Abb. 4: Mit der Nickel-Linie bei 6643,64 Å errechnete Rotationsgeschwindigkeit des Jupiters

$\Delta\lambda = 1,094 \text{ Å}$  (Wellenlängendifferenz zwischen blau- und rotverschobenen Bereich)

$\lambda = 6643,7 \text{ Å}$  (Mittlere Wellenlänge der Nickel-Absorption)

Berechnung der Geschwindigkeitsdifferenz:

$$v = \frac{\Delta\lambda \cdot c}{\lambda} = \frac{1.094 \text{ Å} \cdot 299792 \text{ km/s}}{6643.7 \text{ Å}} = 49.37 \text{ km/s} \quad (1)$$

Dadurch, dass wir die entgegenkommende und die sich von uns bewegendende Seite gleichzeitig messen, müssen wir die Geschwindigkeit halbieren. Weiters messen wir die Wellenlängenverschiebung des Sonnenlichtes zum Jupiter und zusätzlich die Verschiebung bei der Reflexion. Deshalb müssen wir die Geschwindigkeit nochmals halbieren, um auf die Rotationsgeschwindigkeit zu gelangen.

$$v = \frac{v}{4} = \frac{49.37 \text{ km/s}}{4} = 12.34 \text{ km/s} \quad (2)$$

Nun kann man von der Rotationsgeschwindigkeit  $v$  und der Rotationsdauer  $P$  des Jupiters folgendermaßen auf seinen Durchmesser  $D$  schließen:

$$D = \frac{v \cdot P}{\pi} = \frac{12.34 \text{ km/s} \cdot 35430 \text{ s}}{\pi} = 139.184 \text{ km} \quad (3)$$

Dieser Wert weicht nur um 2,7% vom tatsächlichen Wert 142.984 km (Quelle: Wikipedia) ab.

Dieses einfache Beispiel zeigt, dass wir Amateurastronomen über fantastische astronomische Aufnahmen hinaus, auch die Möglichkeit zu physikalisch wissenschaftlichen Auswertungen haben.

**Technische Daten:**

Aufnahme am 17. März 2015, 21:13 - 21:21 UTC

Spektrograf: Lhires III mit 2400 Linien/mm,  $R \sim 17000$  (0,089 Å pro Pixel)

Kamera: Sbig ST10Xe, Aufnahmesoftware: SbigControl ([www.astrophoto.at](http://www.astrophoto.at))

Guider: DMK31AU, Guiding-Software: DMKguider ([www.astrophoto.at](http://www.astrophoto.at))

Belichtungszeit: 6 x 60s

**Beta Lyrae Low Resolution Eclipse Spectroscopy - Alpy 600 Spectrograph**  
**25 May - 25 June 2014**

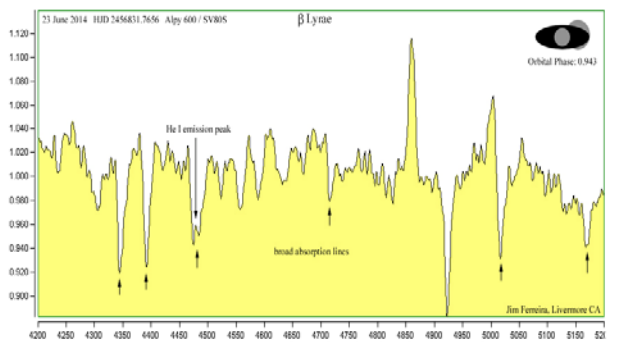
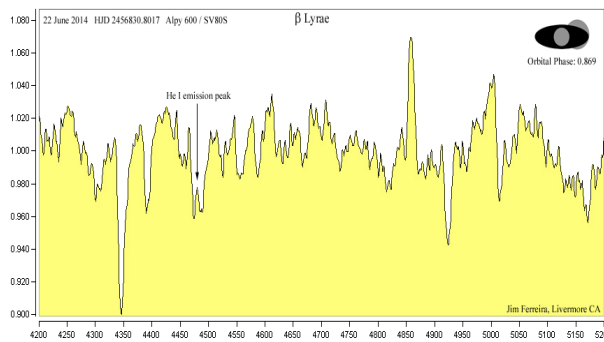
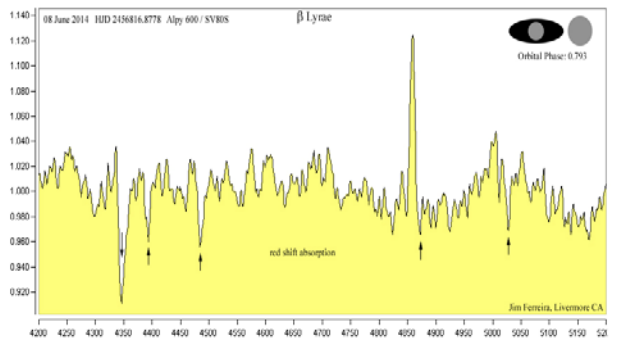
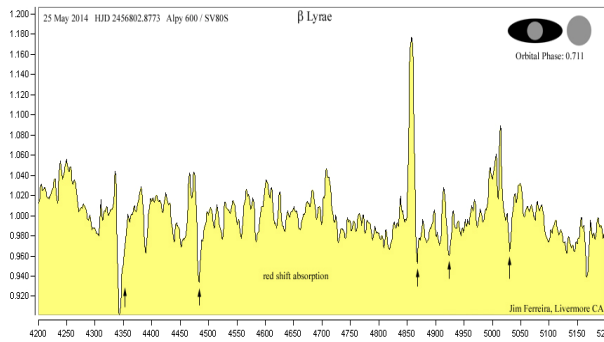
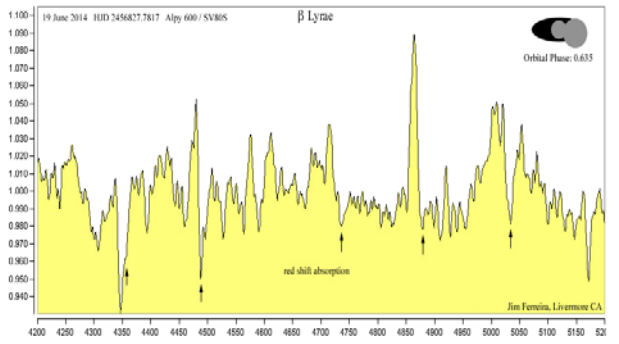
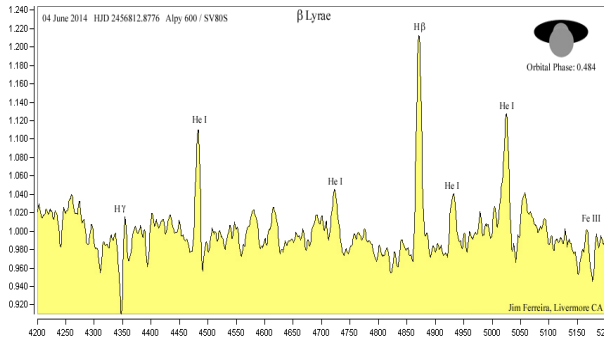
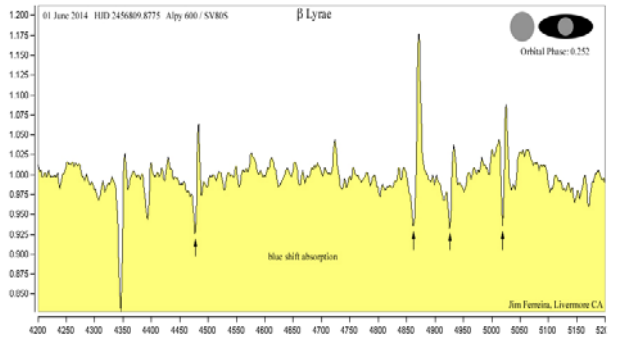
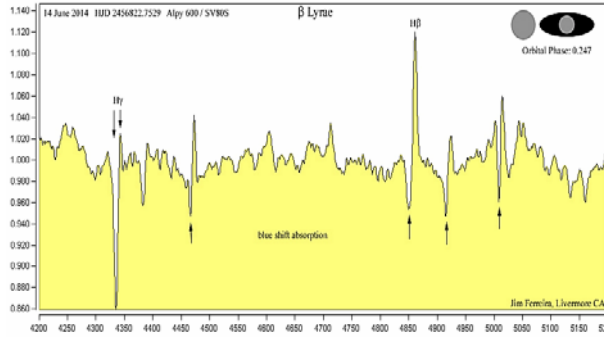
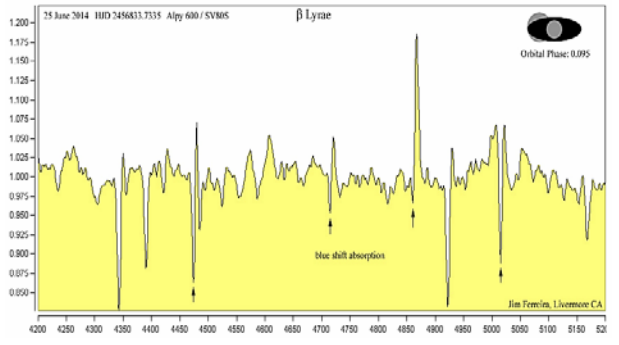
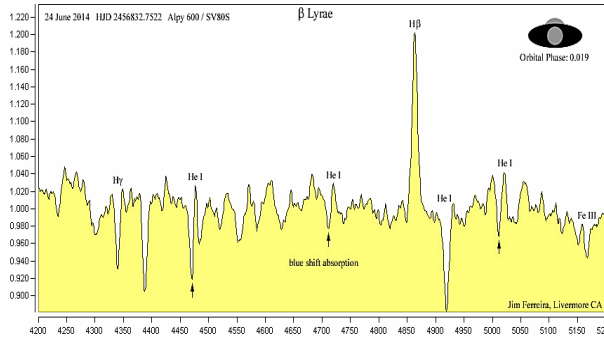
by Jim Ferreira, Livermore CA, [bakerst@comcast.net](mailto:bakerst@comcast.net)

Beta Lyrae is an interacting eclipsing binary with an orbital rotation period of 12.914-12.941 days, depending upon published ephemeris source. The large, primary star is a B6-B8 giant of approximately 3 solar mass. The primary star has evolved to the point of filling its Roche Lobe and is spilling over onto the secondary star. The secondary type B star is considerably more massive than the primary at 13 solar mass, but is completely embedded in the thick accretion disk produced by the incoming matter from the primary star. The orbit of the binary system is nearly edge on to our line of sight so both primary and secondary undergo eclipses.

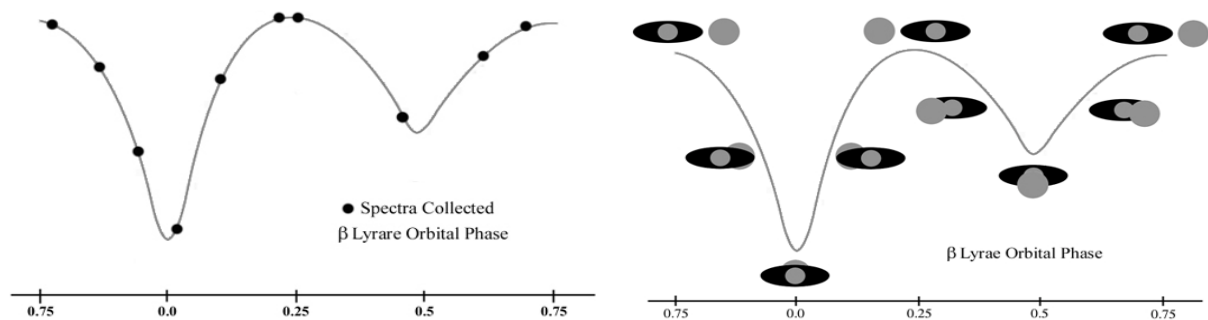
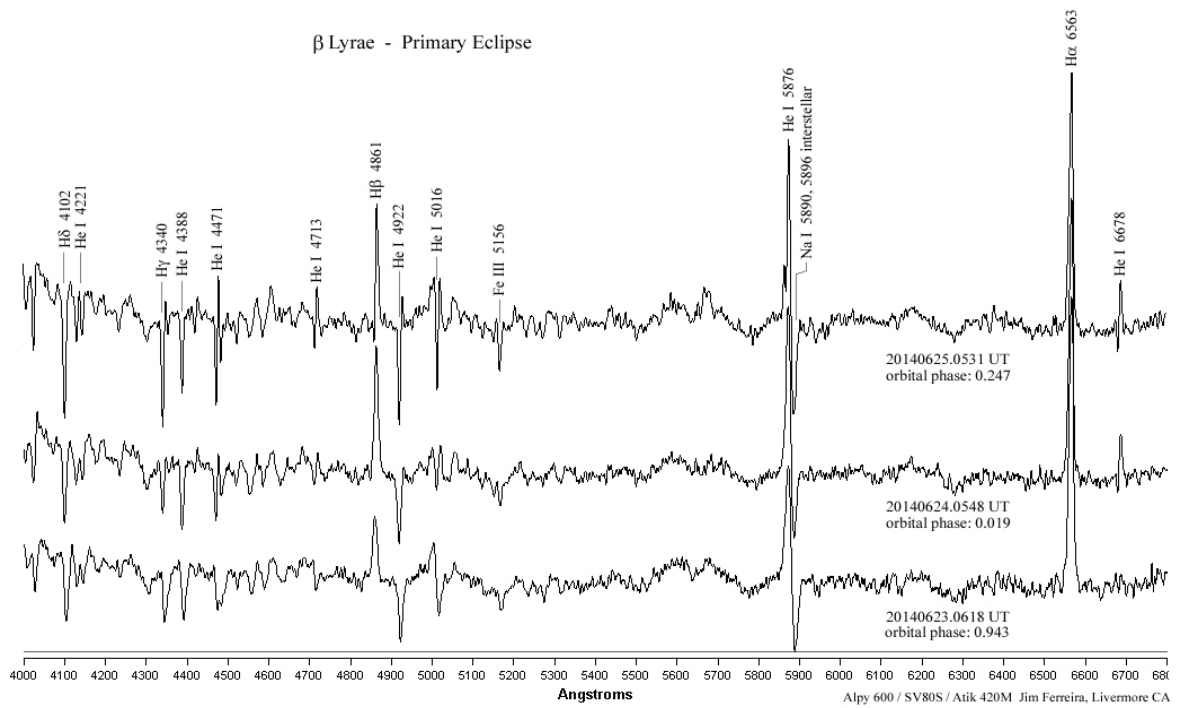
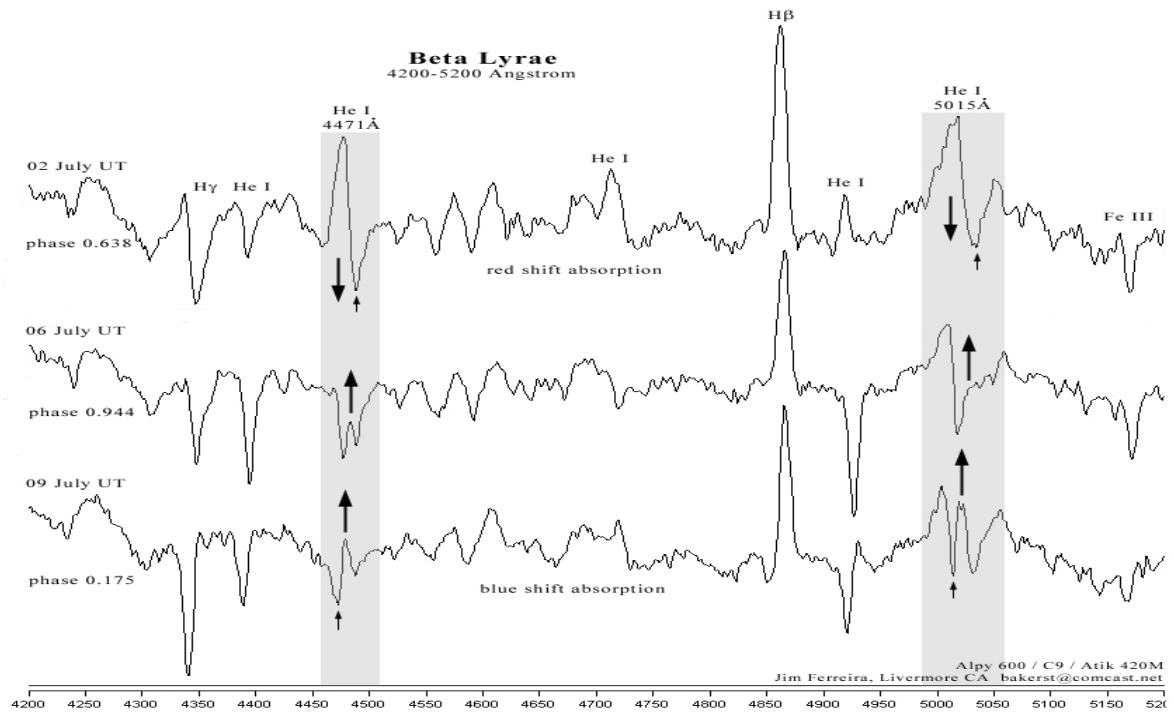
10 spectra have been collected over a 1 month period resulting in a fair orbital phase distribution. I have focused on the region 4200-5200 angstrom as I am able to resolve both blue and red shift absorption of several He I emission lines, clearly showing 'P-Cygni' profiles. All spectra were recorded with an Alpy 600 spectrograph equipped with a 23u off-axis guiding slit and a Atik 420M monochrome CCD camera.

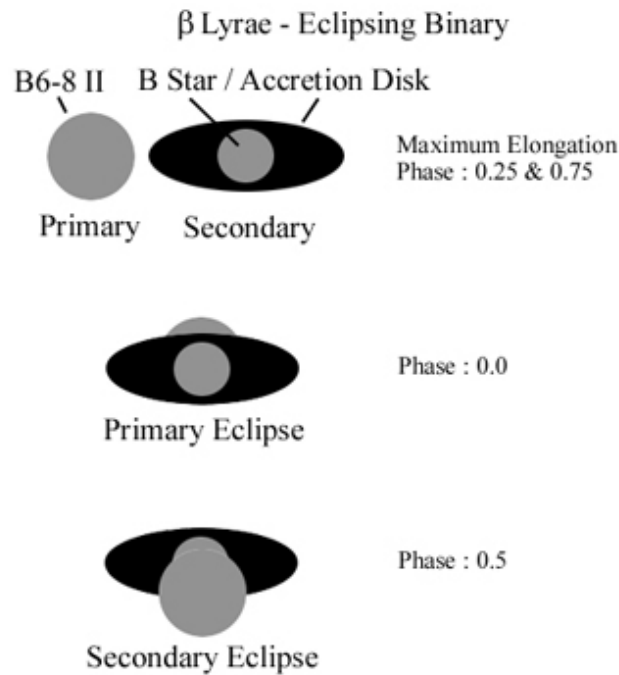
Dispersion is 3 Angstrom per pixel, or 554 Angstrom per millimeter. 80mm f/6 APO Stellarvue SV80S on a Losmandy GM8 equatorial mount. A DMK41 USB video camera was used with PHD Autoguiding software for guiding with the off-axis slit. Nebulosity image processing software was used for selecting and processing the .FITs spectra files.

Since exposure time was less than 20 seconds for all of the collected spectra, no darks or flats were used. 4-6 frames were stacked for each spectra. Image profiles were produced and calibrated with RSpec software. Spectra of Gamma Lyrae, a B9 III star, were collected as reference star with each Beta Lyrae spectra and used for calibration. Comparing absorption shifts and line broadening relative to the orbital phase is both fascinating and frustrating. Beta Lyrae has been an enigma since its discovery by John Goodricke in 1784!









## Reproduktion des HR-Diagramms durch spektrale Untersuchung von Sternen der MKK-Klassifikation

JuFo-Forschungsarbeit von Constantin Zborowska (Teil 1)

### Einleitung

Die spektrale Untersuchung des Lichtes, der von der Erde aus betrachtet weit entfernten Sterne, bietet uns die Möglichkeit, eine Vielzahl sternphysikalischer Parameter von der Erde aus zu erforschen. Das astronomische Fachgebiet Astrospektroskopie bedient sich dabei der Möglichkeit der Lichtzerlegung in seine spektralen Bestandteile mit Hilfe von Spektrographen. Aus einem, mit einem solchen Spektrographen gewonnenen, Sternenspektrum lassen sich dann unter anderem Rückschlüsse auf den Entwicklungszustand, die Oberflächentemperatur, chemische Zusammensetzung sowie Rotationsgeschwindigkeit des Sternes ziehen.

In nahezu allen Lehrbüchern astrophysikalischen Inhalts wird dabei dem Hertzsprung-Russell-Diagramm (im Folgenden mit HRD bezeichnet) eine große praktische wie auch theoretische Bedeutung zugeschrieben. Das führt den astronomisch interessierten Schüler oder Studenten stets zu der Frage, mit welchem spektroskopischen Equipment diese fundamentale Klassifikation der

Zustandsgrößen von Sternen im HRD erarbeitet worden sind bzw. im Rahmen eigener Forschung reproduziert werden können. Die Beantwortung eben dieser Frage habe ich mir vor ca. 2 Jahren zum Ziel gesetzt.

In meiner Forschungsarbeit werde ich darstellen, mit welchen Mitteln und Methoden mir es gelungen ist, das HRD anhand eigener Spektralaufnahmen zu reproduzieren. Des weiteren werde ich den, dem Diagramm zugrunde liegenden, physikalischen Hintergrund erläutern. Die für die Amateurastronomen heutzutage ökonomisch vertretbaren und damit erschwinglichen Spektrographen besitzen oftmals eine eher geringe spektrale Auflösung.

So stellte sich mir vor dem Hintergrund meiner geplanten JuFo-Forschungsaufgabe die Frage, inwieweit eine solche Reproduktionsstudie mit dem für diesen Zweck beschafften Spektrographen (weiterführende Erläuterung im Kapitel 5.1) im Sinne des Eigenverständnisses dieser astrophysikalischen Zusammenhänge, zu plausiblen Resultaten führt. Um eine Vorstellung davon zu bekommen, welchen Sachverhalt das HRD darstellt, werde ich im nachfolgenden Kapitel beispielhaft die physikalischen Eigenschaften sowie die Entwicklung eines typischen Hauptreihensternes beschreiben.

### **Eigenschaften und Entwicklung eines Hauptreihensternes**

Sterne lassen sich vereinfacht als große Gaskugeln beschreiben, die ihre Energie aus der Kernfusion gewinnen. Wenige physikalische Eigenschaften (wie zum Beispiel Masse, Radius oder Spektraltyp) reichen bei Sternen oft für eine nahezu vollständige Charakterisierung aus.

Dabei sind einige Zustandsgrößen wie etwa die Oberflächentemperatur oder die Spektralklasse direkt aus dem Sternenspektrum ableitbar. Jene Zustandsgrößen sind auch für Amateurastronomen ohne großen Aufwand zu erforschen. Andere Größen wie die Sternenmasse oder die Dichte, lassen sich aus der Kombination anderer Parameter ermitteln.

In Zustandsdiagrammen werden nun die Sterne als Bildpunkte eingetragen, deren Koordinaten die beobachteten Zustandsgrößen darstellen. Auf diese Weise ist es den Astronomen Hertzsprung (1911) und Russel (1913) gelungen, als Erste Zustandsdiagramme dieser Art zu entwickeln, wobei Hertzsprung Sterne aus mehreren offenen Sternhaufen, und Russel Sterne aus der Umgebung der Sonne wählte. In ihrem HRD ordneten sich die Bildpunkte auf Linien bzw. in schmalen Bändern, deren Breite bedeutet, dass zwischen den Zustandsgrößen, also den Koordinaten der Darstellung ein funktionaler Zusammenhang besteht.

Die sog. Hauptreihe im HRD kennzeichnet den Entwicklungszustand jener Sterne, deren zeitlich längste aktive Phase im gesamten Lebenszyklus und somit deren längste Aufenthaltsdauer - des sog. Hauptreihenstadiums - im Diagramm darstellt (entspricht der Leuchtkraftklasse III, siehe Kapitel 3). Im heißen Sterninneren findet die Energiegewinnung des Sternes statt. Hier fusionieren vier Wasserstoffatome (Protonen) zu einem Heliumatom wobei sehr große Energiebeiträge freigesetzt werden.

Da ein Hauptreihenstern zu 99 % aus Wasserstoff und Helium besteht [2], ist jede Menge Ausgangsmaterial für die Kernfusion von Wasserstoff vorhanden. Als Energieversorger ist die Kernfusion eine Art Taktgeber für die weitere Entwicklung eines Sternes. Solange genug Wasserstoff

für die Kernfusion vorhanden ist, herrscht ein energetisches Gleichgewicht in dessen Folge sich Energieverlust (durch Strahlung) und Energieerzeugung (durch Kernfusion) die Waage halten. In dieser Zeit befindet sich der Stern in der oben beschriebenen Hauptreihe – er wird hier die meiste Zeit seines „Lebens“ verbringen.

Sobald allerdings 10 bis 15 % des Wasserstoffs zu Helium verbrannt [3] sind, reicht das vorhandene Ausgangsmaterial nicht mehr aus um die Kernfusion aufrecht zu erhalten. Dies hat gravierende Folgen für den Stern, dessen Hauptenergieproduzent nun fehlt. Daraus resultiert, dass der Stern gravitativ kollabiert, d. h. unter seinem Eigengewicht zusammen bricht.

Dieser Gravitationskollaps wiederum erzeugt thermische Energie, die ihrerseits die Temperatur im Sterninneren wieder stark erhöht. Erhöhte Temperatur und gestiegene Dichte sorgen für ein erneutes Zünden der Kernfusion im Sterninneren, wobei die nunmehr erzeugte Energie zu einer starken Expansion der Außenhülle des Sternes führt.

Für den Beobachter auf der Erde lässt sich dies in Folge der starken Expansion der Gashülle als Verringerung der Oberflächentemperatur beobachten. Die sich an diesen Prozess anschließende, erneut einsetzende Kernfusion von Helium zu Kohlenstoff, dominiert sodann als Energiequelle nunmehr die beginnende Entwicklungsphase des Sterns als „Roter Riese“ im HRD.

Wie in der hier beschriebenen Entwicklung eines Hauptreihensternes aufgezeigt wurde, spielt das Element Wasserstoff (Symbol H, Ordnungszahl 1 im Periodensystem der Elemente) eine zentrale Rolle.

### Das MKK-System

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

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

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

Tab. 1: Spektralklasse, Farbe und Oberflächentemperatur

Außerdem beinhaltet das MKK-System die Leuchtkraftklasse, die den Entwicklungsstand eines Sternes repräsentiert. Sie ist in die folgenden Hauptklassen unterteilt:

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

Tab. 2: Leuchtkraftklasse und zugehöriger Sterntyp

Nach diesem Muster lässt sich das ankommende Licht eines Sternes bereits relativ genau beschreiben. Wie man im Einzelnen zu einer Aussage über die Spektral- oder Leuchtkraftklasse - kommt, werde ich in Kapitel 6 und 7 genau beschrieben.

### Der Weg des Lichtes - vom Sterninneren zum Beobachter auf der Erde

Um das Spektrum eines Sterns verstehen zu können benötigt man die erforderlichen Informationen über den Aufbau der Sternatmosphäre, da von ihr das sichtbare Licht des Sternes abgestrahlt wird.

Die Energie, die uns von einem Stern schließlich erreicht, wurde ursprünglich bei Kernreaktionen im tiefsten Innern des Sterns erzeugt. Diese Energie dringt allmählich nach außen. Die Lichtenergie, die endlich die Oberfläche verlässt, besitzt ein Spektrum, das durch Temperatur, Dichte und chemische Zusammensetzung einer dünnen Gasschicht bestimmt ist, deren Dicke weniger als  $10^{-3}$  des Sternradius ausmacht.

Diese äußerste Zone der Sternatmosphäre, die lichtaussendende sog. Photosphäre, ist mit ihren spezifischen chemisch-physikalischen Eigenschaften für die Spektralklassifikation von entscheidender Bedeutung. So ist etwa das abgestrahlte Licht stark von der sog. Effektivtemperatur der Photosphäre abhängig und lässt sich mit Hilfe der Planck'schen Strahlungsgleichung als schwarzer Körper interpretieren.

Diese Gleichung besagt, dass das abgestrahlte Strahlungsmaximum ausschließlich eine Funktion der Photosphärentemperatur ist und bedeutet praktisch, dass sie als die tatsächliche Temperatur irgendwo der Mitte der Photosphärenschicht zugeordnet werden kann. Das dominante Erscheinungsbild eines Sternspektrums wird dementsprechend in erster Linie durch die effektive Temperatur des Sterns als linienfreies, kontinuierliches Spektrum bestimmt (siehe Abb. 1).



Abb. 1: Beispielhafte Darstellung eines kontinuierlichen Spektrums

Ein typisches Sternspektrum ist ein Absorptionslinienspektrum, d.h., es besteht aus einem kontinuierlichen Hintergrund von Licht, der bei bestimmten Wellenlängen von dunklen Absorptionslinien überlagert wird. Man kann sich die Sternatmosphäre vorstellen als eine Schicht kühlen, durchsichtigen Gases, die über einem heißen Gebiet liegt. Dabei erzeugt das Gebiet unter der Photosphäre das kontinuierliche Spektrum, während die Atome und Moleküle in der kühleren Atmosphäre für die Absorptionslinien verantwortlich sind.

Dieses Bild ist eine starke Vereinfachung der wahren Verhältnisse, denn es gibt keine Trennlinie zwischen den beiden Gebieten. In Wirklichkeit emittiert und absorbiert jeder Teil des Sterns Licht, doch am Ende tritt insgesamt weniger Licht gerade bei jenen Wellenlängen aus, die von verschiedenen Atomen und Molekülen, die in der Atmosphäre vorhanden sind, absorbiert werden.

Die Photonen der vom Sterninneren nach außen gelangten Strahlung regen die Elektronen der Elemente auf ein quantisiertes Energieniveau an. Die Energie, die für die Anhebung des Energieniveaus benötigt wird, ist dabei nach den Gesetzen der Atomphysik fest definiert, weshalb nur Photonen einer bestimmten Wellenlänge absorbiert werden.

Mit anderen Worten: Die Energie des Photons muss exakt zu der Energieniveaudifferenz zwischen den Anregungsniveaus passen, damit das Photon vom Atom absorbiert wird. An genau dieser Wellenlänge, die einem Element zugeordnet werden kann, entsteht jetzt im Sternspektrum eine Absorptionslinie. Im Spektrum erkennen wir also zwei übereinander liegende spektrale Komponenten. In diesem Sinne zeigt Abb. 2 zunächst ein kontinuierliches, linienfreies Spektrum, dem ein typisches Absorptionslinienmuster eines Sterns des Spektraltyps A2V, Stern  $\theta$  Leo überlagert ist (Aufnahme des Autors vom 28.03.2014).



Abb. 2: korrigiertes Spektrum des Sternes Theta Leo (Spektralbereich 3800 bis 6730 Å)

In diesem Spektrum besonders gut zu erkennen ist die sog. Balmerserie des Wasserstoffs. Die Balmerserie ist die zweite Spektralserie des Wasserstoffatoms direkt nach der Lymanserie. Diese Serie sind allesamt nach ihren Entdeckern (hier Johann Jakob Balmer (1825-1898)) benannt und beschreiben auf welches Grundniveau ein Elektron nach der Emission eines Photons zurückfällt.

Bei der Balmerserie fällt ein Elektron auf den Quantenzustand  $n=2$  zurück. Alle Übergänge innerhalb einer Spektralserie sind mit Buchstaben aus dem griechischen Alphabet gekennzeichnet (Übergang von  $n=3$  zu  $n=2$  heißt  $H\alpha$  usw.).

Die Balmerserie ist in so gut wie jeder Spektralklasse mehr oder weniger stark ausgeprägt. Licht, bzw. das Spektrum, welches von dem Stern auf dem Weg durch den interstellaren Raum zu uns ausgesendet wird, kann durch dazwischen liegende Materie, wie etwa interstellare Nebel, erheblich verfälscht werden. Darüber hinaus spielt die wellenlängenabhängige Transparenz unserer irdischen Atmosphäre eine wichtige Rolle.



Unsere Erdatmosphäre lässt nur einen geringen Teil des gesamten elektromagnetischen Strahlungsspektrums hindurch. Dieser spektral-transparente Bereich wird deshalb auch *Atmosphärisches Fenster* genannt. Im Bereich des sichtbaren Lichtes weist die Atmosphäre eine gute Durchlässigkeit auf und eignet sich deshalb auch für die erdgebundene Astrospektroskopie.

Trotz dieser wellenlängenspezifischen atmosphärischen Durchlässigkeit unterliegt das empfangene Sternenlicht quantitativen und qualitativen Modifikationen, weshalb erst nach aufwendigen Korrekturverfahren eine sternstrahlungsspezifische Interpretation möglich ist.

(Beitrag wird fortgesetzt)