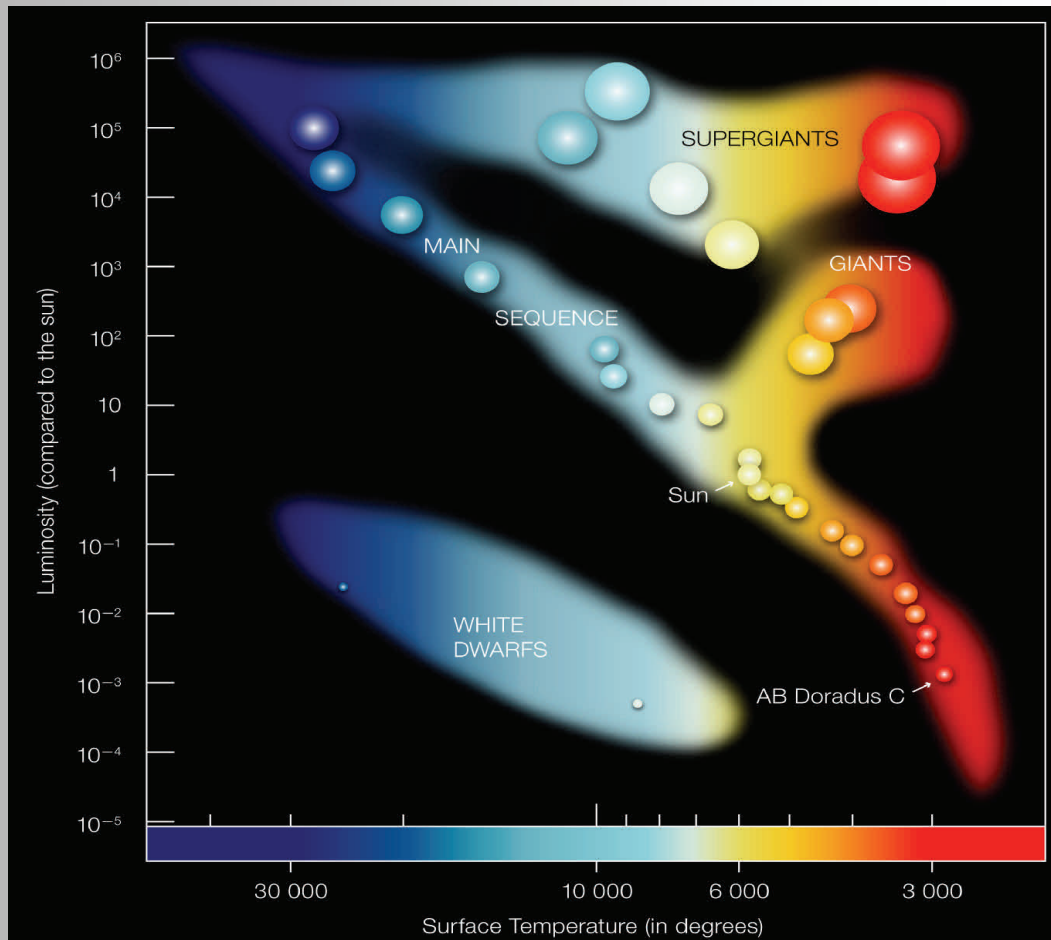


BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY

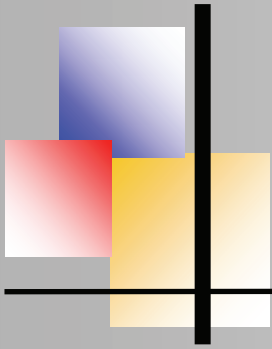


OF THE GERMAN ORGANIZATION & WORKING GROUP VARIABLE STARS BAV

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

ISSUE No. 01 06/2017 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

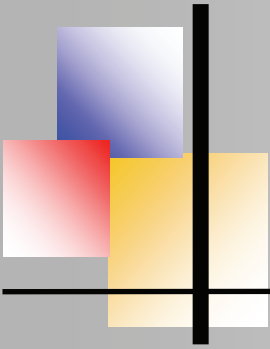
Ernst Pollmann, 51375 Leverkusen, Emil-Nolde-Straße 12, ernst-pollmann@t-online.de
Lienhard Pagel, 18311, Klockenhagen Mecklenburger Str. 87, lienhard.pagel@t-online.de
Roland Bücke, 21035 Hamburg, Anna von Gierke Ring 147, rb@buecke.de

The authors are responsible for their contributions.

Cover picture: ESO, Id eso0728c, 2007/June/19

Content	Seite
E. Pollmann: Editorial	1
L. Pagel, E. Pollmann: The new BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY	2
St. Shore: Disks and Kitchen Sinks	3
I. Gehlmann, J. Hilberg: Spektroskopie des Planetarischen Nebels NGC6543	8
E. Pollmann: AAVSO-BAV-ARAS Campaign „Photometry and Spectroscopy of P Cygni“	24
E. Pollmann: Bericht BAV-Sektion Spektroskopie 2014-15-16	28
H. Kawakita, A. Arai: Collaborative Spectroscopy Observations of the Detection of Molecules in Classical Novae	29





BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY



EDITORIAL

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

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

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

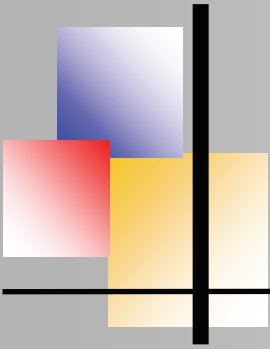
Thanks to the development of CCD technology, the types of observational perspectives have become much more varied. For example, in the area of variable star observation, there are many new possibilities in addition to already existing approaches.

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

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

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

Ernst Pollmann



BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY



The new BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY

by Lienhard Pagel & Ernst Pollmann

Processes of change in the widest sense were always one of the most important features in observational astronomy. We all know that this will continue to remain so in the future. Not only is observational astronomy characterized by change processes, but all research fields of this branch of science have been characterized by a constantly changing form of knowledge transfer, which is a substantial part of the increase in overall astronomical knowledge.

This is valid equally for professional and amateur astronomy. The addition of a communicative future-oriented new BAV Web magazine to the BAV-circular and the BAV-journal would be a good idea for studying today's constantly changing astronomical events.

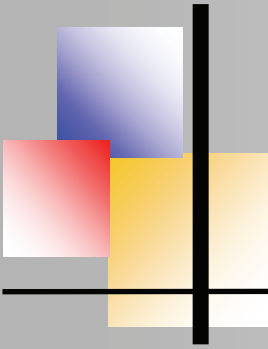
Professional variable star research employs techniques and observation methods to study the physics and atmospheres of the stars in a holistic manner, considering all aspects and occurrences. Thus this means that the collected radiation must be understood as a complex storage medium of the physical processes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

This is appropriate for the intensity of the light, as well as for its spectral composition, and this knowledge and information transfer within the areas of spectroscopy and photometry will become the special unique selling proposition of the new magazine.

The German-English-language BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY is a publication of the German Workgroup for Variable Stars e.V. (BAV) to promote and disseminate scientific knowledge of spectroscopy in the observation of variable stars.

The main focus of the magazine is pure spectroscopic observations and the link to photometric observations. The publications can include apparatus/technical considerations, evaluation methods for spectra, and the physics of the stars and their atmospheres, the latter especially for variable stars.

The BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY is published online on the BAV website. Submitted articles are evaluated by referees and then released by the editor.



Disks and Kitchen Sinks

by Prof. Dr. Steve Shore, University of Pisa



A central, nagging problem in astronomy is understanding the formation of stars and planets. The task has remained open since the days of Laplace. Until the last century it was mostly the subject of poorly constrained theoretical scenarios but now it is accessible to your spectroscopic tools. I haven't discussed the physical details before, even as we've been dealing with binaries and mass transfer but, having pretty much covered spectroscopic phenomena related to outflows, let's turn things around and deal with inflows, or accretion.

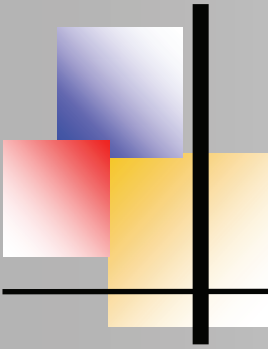
1.1 Binarity vs single stars: outflows vs. inflows

Binarity is the setting of all of the types of systems we've discussed so far but we have not yet faced the central issue of what happens when the two members { that are bound by gravitational force in a stable orbit { are so close and strongly interacting that the differential force between them becomes significant relative to their individual self-gravities.

The classical approach was pioneered in the 19th century by Roche, Darwin, Kelvin, Riemann, and others. Stars were treated as "liquid", which really means incompressible, to avoid the complications arising from the complexities of molecular physics and thermodynamics for real equations of state (the relation between the thermodynamic variables of density, pressure, temperature, and composition).

In such "stars", pressure and equipotential (constant gravitational energy) surfaces coincide (think of what "sea level" means on Earth) and the structure can be treated based only on gravitational forces. The bodies can deform in this picture, but they can't compress (like a bag of vinegar from a fast food take-out, you can squeeze one part but the other expands). So when put in a close proximity they deform to adjust to the tidal forces but don't compress (their volumes remain the same, their surfaces change shape).

The closer they are, the more ellipsoidal they appear until, at a critical distance, the net surface gravity vanishes on the line between the bodies at the surface of one or both. This is the critical difference between binary stars and single stars: if there is a companion, there is always a critical distance { hence critical period { depending only on the mass ratio at which the local surface gravity on one or both of the stars vanishes at a point along their line of centers.



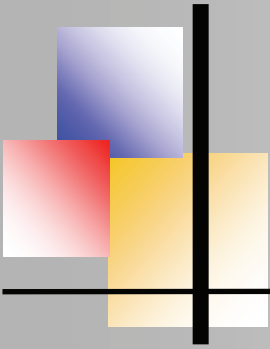
Disks and Kitchen Sinks, Steve Shore

Real stars, being compressible, have non-vanishing gradients (outward) of their internal pressure, so when the local gravitational acceleration gets very small or vanishes, nothing impedes mass from being ejected from that location. If we were taking about a stellar wind, and this is what the Solar wind is, the outward acceleration of the pressure produces a continual outflow away from the star that decelerates with distance but may eventually exceed the escape velocity. You'll recall this was the condition expected for P Cyg profile formation, that the winds are gradually reach a terminal velocity and maintains a steady state mass loss. If the star is rotating no problem:

the equatorial wind will be impeded because of angular momentum but the polar regions will freely escape and we have the basis of the single star picture of the Be and B[e] stars. A magnetic field makes a difference but, again regarding the angular motion, impedes the wind in the equatorial latitudes while forcing the outflow to couple back to the star and slow it down.



Figure 1: An everyday example of a shear flow, the Arno showing the generation of vortices in the boundary layer with the walled side of the river (right) and a freely flowing shear (left). The mixing and turbulent eddies are examples of what would be expected in the interaction regions in the inner disk.



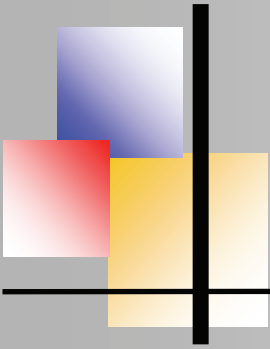
Disks and Kitchen Sinks, Steve Shore

The case of binary mass exchange is much harder precisely because of the central importance of angular momentum. Remember that Kepler's harmonic law states, and orbital mechanics explains, that the orbital (circulation) frequency decreases with increasing distance from a mass through $\omega^2 a^3 = \text{constant}$, where ω is the orbital frequency ($2\pi/P$, P is the period) and a is the radius of the orbit. The constant is only related to the mass of the system.

Think of a few orbiting particles, each at a different a . The innermost has the lowest, and the outermost the highest, angular momentum. The innermost also has the lowest energy so to move a particle inward requires getting rid not only of orbital kinetic energy but also angular momentum. For separated particles this isn't possible, they can torque each other but that merely exchanges positions. To get the innermost to move further inward, and so on, requires somehow that the system is forced to *dynamically* cool.



Figure 2: Another everyday example of a shear ow, this time an atmospheric free shear ow (seen over Dulles Airport). The vorte structures, also called „cat's eyes", are also typical of planetary atmospheres (like those on Jupiter and Saturn) and cascade into turbulence. This, unlike the Arno, is a compressible ow and closer to the accretion disk properties (although not supersonic).



Disks and Kitchen Sinks, Steve Shore

I don't mean the mass goes to lower temperature, that's internal and unrelated to the orbital velocity. Instead, there has to be an exchange { irreversible { of kinetic energy to ward the outside world that causes the bodies to drift, and eventually fall, inward. Here you see the nugget of the difficulty: in near Earth orbit, satellites drift inward and eventually fall out of orbit because of atmospheric drag.

They slow down by a sort of frictional force of the background gas. But that requires already being so close that the body is within a diffuse atmosphere of a planet rotating with a different frequency than the co-rotational (orbital or Keplerian) frequency. Instead, look at the planetary ring systems to convince yourself that once far enough away that the atmosphere is completely negligible, the motion is a flurry of random motions but around stable orbits. No accretion.

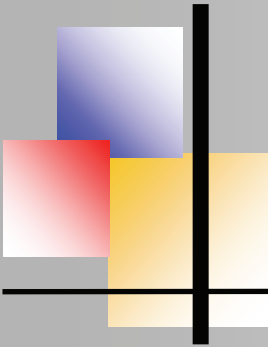
1.2 Drag and viscosity

To get inward drift of the matter falling from the critical point between the two stars, however, there's another important feature to add. This isn't a stream of individual marbles. It's gas, a continuous medium that is always self-interacting. Two particle orbits can cross but if they're not in resonance the bodies won't collide.

In a continuous stream, that's impossible. The gas exits like a hose nozzle from the critical point and falls toward the companion while retaining some initial kick from the pressure-driving and angular momentum appropriate to the distance of the critical point from the center of mass. The system is orbiting so nothing is stationary, ever, and all falling matter follows curved trajectories.

The orbit of the stream is, at first, highly elliptical like the stream of debris left behind a comet. But as it rounds the companion it finally collides with the newly arriving matter and the collision is strongly supersonic. A strong shock develops at the intersection, and matter is both heated and deviated, eventually forming a sort of disk whose outer bound is this intersection point: this appears in a cosmic binary system as a hot spot at a specific longitude in the circulating disk and, therefore, a specific phase of the orbit as you see it.

This is really more of a ring, however, than a continuous disk and it would seem to be a sort of elliptical ring that varies in velocity relative to your line of sight as the binary rotates (an early explanation for the violet-to-red ratio variations in the Balmer lines of Be stars, as some of you who are involved in such observations know well).



1.2.1 A little spectroscopic demonstration of Keplerian motion

The Smith Prize essay of 1857 by Maxwell, for Cambridge, was built around the question of the structure of Saturn's rings: whether they are a solid, a set of rings, or an ensemble of particles in orbit. You know the answer, an advantage the young fellow didn't have, but the demonstration of the Keplerian nature of the rings awaited { you guessed it } spectroscopic observation by Curtis of the rected Solar spectrum from the rings. You can easily repeat this.

Align the slit of the spectrograph along the major axis of the rings, centered on the planet and, if possible, covering both sides. The Doppler effect is doubled because of refection (since the reector is moving relative to the source and you) so the shift at each radius point along the slit is $2v(r) = c \lambda^{-1} \Delta \lambda$ since the motion is along the line of sight (you're detecting then line of sight velocity at the tangent point of the orbit at each radius). You'll see the curve of displacement with distance that fits a $v \propto r/R_{\text{Saturn}}^{-1/2}$ law.

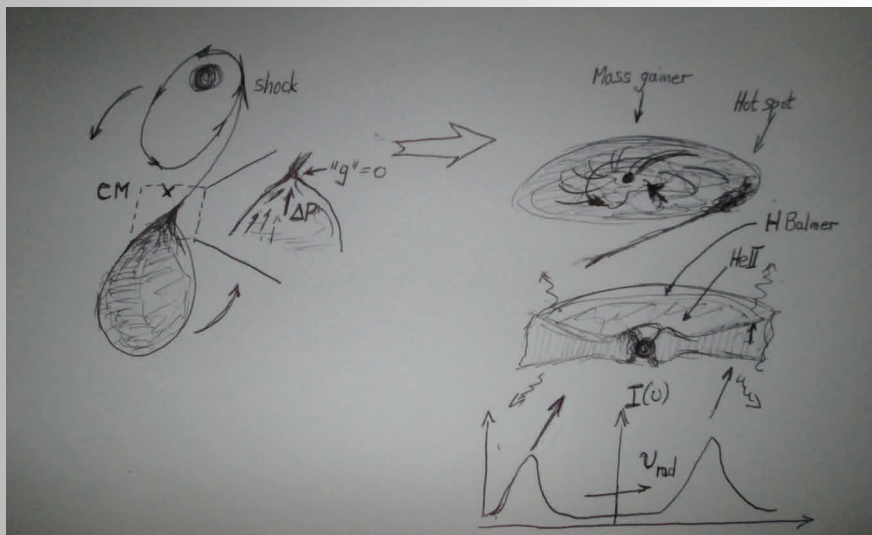
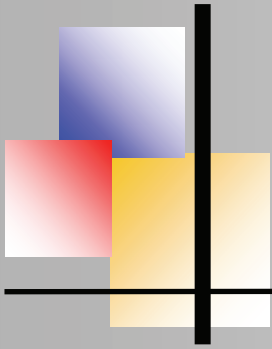


Figure 3: Left: The launching of the stream (CM is the center of mass, the critical point is expanded to show the deviation of the stream and the flow pattern through that region). Right: the disk structure established by the combination of viscosity and internal shocks, with the innermost region puffed up as the *boundary layer*. A sample line profile is sketched to emphasize the local emissivity (contribution will be continued).



Spektroskopie des Planetarischen Nebels NGC6543 (Katzenaugennebel)

Immanuel Gehlmann & Jonathan Hilberg

Projektkurs Astronomie 2015/2016, Carl-Fuhlrott-Gymnasium

Einleitung

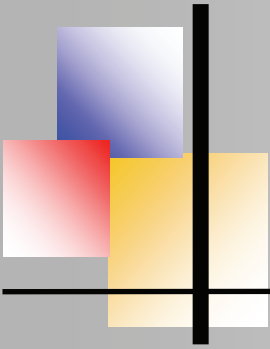
Planetarische Nebel gehören zur Gattung der Deep-Sky-Objekte, da sie oft viele hundert Lichtjahre entfernt sind und demzufolge nicht mehr in unserem Sonnensystem liegen. Dadurch sind planetarische Nebel mit dem bloßen Auge nicht zu erkennen und selbst mit hochwertigen Teleskopen ist es nicht immer leicht, diese Objekte zu beobachten. Die geringe Helligkeit ist unter anderem auch der Grund dafür, dass die planetarischen Nebel erst im 18. Jahrhundert entdeckt wurden.

Beim planetarischen Nebel NGC6543, der auch Katzenaugennebel genannt wird, handelt es sich um das prominenteste Objekt unter den Nebeln. NGC 6543 wurde am 15. Februar 1786 von Wilhelm Herschel entdeckt und ist der erste spektroskopisch untersuchte planetarische Nebel [1]. Wilhelm Herschel gab sodann diesen Objekten gemäß ihrem optischen Erscheinungsbild im Teleskop die Bezeichnung „planetarische Nebel“. Die entdeckten Objekte erinnerten Herschel wegen ihrer Farberscheinung an Planeten wie Uranus, wodurch die etwas irreführende Bezeichnung entstand, obwohl es sich bei diesen Objekten keinesfalls um Planeten handelt, sondern um „sterbende“ Sterne, die ihre äußere Hülle abstoßen. Wilhelm Herschel konnte aber an NGC 6543 selbst keine Spektralanalyse durchführen, da dieses Verfahren erst etwa im Jahr 1859 von Robert Bunsen und Gustav Kirchhoff erfunden wurde [2]. Erst im Jahr 1864 untersuchte der Amateurastronom William Huggins NGC 6543 mit Hilfe der Spektralanalyse [3].



Abb. 1: William Huggins an seinem Teleskop [12]

Dadurch konnte Huggins die Zusammensetzung des Nebels ermitteln, indem er die aufgenommenen Spektren mit den Spektralanalysen von Atomen und Molekülen verglich.



Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

Er stellte fest, dass die von ihm beobachteten Nebel und Sterne Elemente besitzen, wie sie auf der Sonne und der Erde zu finden sind [5]. Auf diese Weise entdeckte er beispielsweise in den Spektren einen hohen Wasserstoffanteil (Abb.: 2). Als er dann aber plötzlich Emissionslinien entdeckte, die auf der Erde keinem entsprechenden Element zugeordnet werden konnten, war er der Meinung, ein neues Element entdeckt zu haben, dass er „Nebulium“ nannte. Die von ihm für das Nebulium zugeordneten Emissionslinien bezeichnete er mit N (Abb. 2). Zu dieser Zeit beachtete er aber nicht die unterschiedlichen physikalischen Gegebenheiten auf der Erde und im Weltraum. Später stellte sich heraus, dass es sich bei dem neu entdeckten Element Nebulium lediglich um Emissionslinien von doppelt ionisiertem Sauerstoff und der O[III] Emissionslinie handelt, die auch wir in unserem Spektrum gefunden haben und weiter unten behandeln werden [6, 7]. Der Grund für das Vorhandensein der O[III]-Emissionslinie ist der, dass die Elemente in planetarischen Nebeln eine besonders geringe Dichte besitzen, die es den Elektronen ermöglicht, auf Energieniveaus zu springen, die unter den Bedingungen hier auf der Erde nicht möglich sind. Deshalb senden diese Elemente auf der Erde unbekannte Emissionslinien aus. Diese Linien werden auch „verbotene Linien“ genannt. Mit dieser Entdeckung konnten die rätselhaften Emissionslinien erklärt werden. Die verbotenen Linien sind in dem planetarischen Nebel NGC 6543 oft vertreten. Vor allem die verbotenen Sauerstofflinien spielen eine große Rolle in der chemischen Zusammensetzung des Nebels.

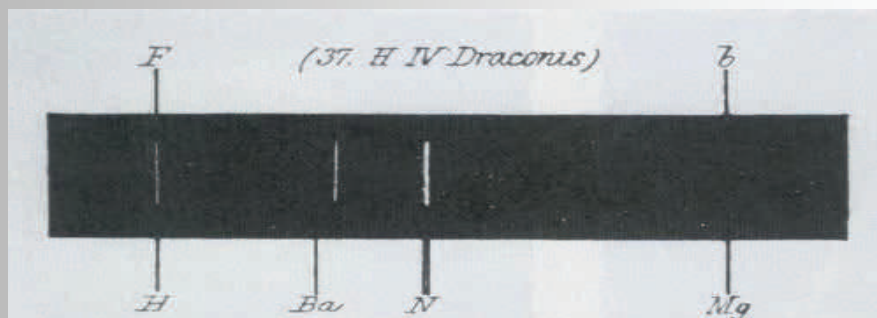
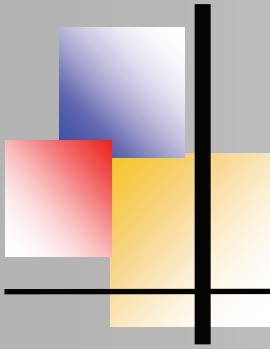


Abb. 2: Erstes Spektrum von NGC6543 von William Huggins [16]

Verbotene Übergänge

Bei NGC 6543 handelt es sich um eines der ersten astronomischen Objekte, die anhand eines Spektrums untersucht wurden, wobei das NGC 6543-Spektrum mit Spektren von im Labor aufgenommenen Elementen verglichen worden ist. Auf diese Weise wurde erstmals die Zusammensetzung von NGC 6543 von dem Physiker William Huggins ermittelt. Das Problem dabei war, dass die Eigenschaften des galaktischen Raums, wie zum Beispiel die Teilchendichte des planetarischen Nebels, im Labor nicht erreicht werden konnten.



Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

Huggins fand also Spektrallinien in NGC 6543, die keinem passenden Elementspektrum aus dem Labor entsprachen. Dies war denn auch der Grund dafür, weshalb Huggins dem neuen Element den Namen Nebulium gab.

Später stellte sich aber durch Anwendung neuerer Technik schnell heraus, dass die unbekannt Linien nicht von einem bisher unbekannt Element stammten, sondern nur von extrem seltenen Übergängen erzeugt werden, die auf der Erde praktisch nicht zustande kommen. Deswegen werden diese Übergänge auch als „verbotene Übergänge“ bezeichnet. Diese verbotenen Übergänge entstehen nur bei einer extrem geringen Teilchendichte von $10^8/\text{cm}^3$ [9], die nur in den dünnen galaktischen Gasen auftritt.

Der Grund dafür ist ein besonderer Energieniveausprung. Genauer betrachtet handelt es sich dabei um die Energiedifferenz zwischen dem angeregten Energieniveau, auf dem sich das Elektron befindet und dem energetischen Grundzustand. Wenn das Elektron nur durch einen verbotenen Übergang wieder zurück in den energetischen Grundzustand fallen kann, liegt es zunächst in einem sog. metastabilen Zustand vor [Abb. 3].

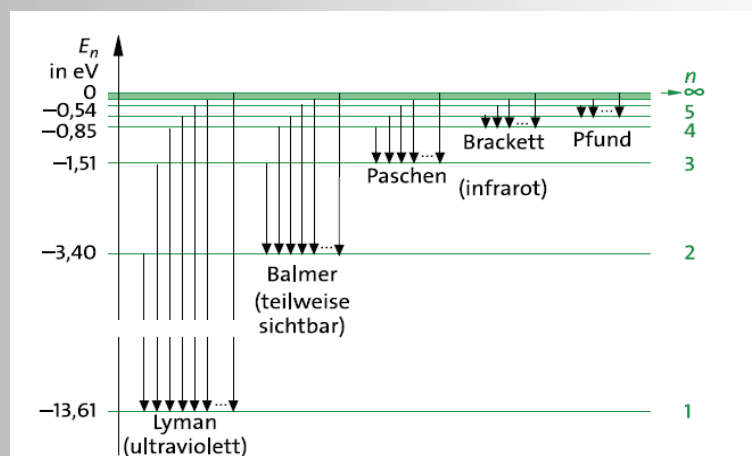
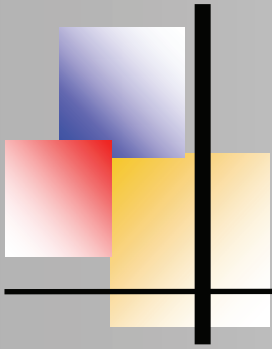


Abb.3. „Erlaubte“ Übergänge von Wasserstoff [11]

Dadurch wird für das Zurückfallen in den Grundzustand deutlich mehr Zeit benötigt, die sich bei Helium auf bis zu 8000s steigern kann [7]. In dieser Zeit stoßen jedoch Teilchen in einem dichtereichen Gebiet viele Male aneinander und geben dadurch ihre Energie nicht in Form von Licht, sondern von Stößen ab [8]. Ist nun aber die Bedingung einer extrem geringen Teilchendichte gegeben, findet der verbotene Übergang wie gewohnt statt.



Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

Die verbotenen Linien wurden im Jahr 1927 von Ira S. Bowen entdeckt, womit zugleich die Entstehung des durch Huggins gefundenen „neunen Elementes Nebulium“ geklärt werden konnte. Die Entdeckung der verbotenen Linien erhöhte somit die Aussagekraft in den Spektren deutlich, weil von nun an ihre Entstehung plausibel erklärt werden konnte.

Licht zur Identifikation von Elementen

Nun wissen wir, dass jedes angeregte Atom charakteristische Wellenlängen aussendet. Da dieser Vorgang aber von allen Atomen verursacht wird, „verschmelzen“ die einzelnen Wellenlängen miteinander, so dass die emittierte Strahlung von uns als das bekannte „weiße Licht“ wahrgenommen wird. Um nun dieses Weißlicht den einzelnen Atomen, von denen es ausgesendet wurde, zuordnen zu können, müssen wir es in seine einzelnen Wellenlängen bzw. seine spektralen Bestandteile zerlegen.

Bei der Zerlegung des Weißlichtes in seine spektralen Bestandteile wird ein Spektrum erzeugt, wobei dieser Prozess das Wesen der Astrospektroskopie zur Untersuchung astronomischer Objekte darstellt. Für die Aufspaltung des Weißlichtes in seine spektralen Bestandteile gibt es heutzutage verschiedene Möglichkeiten. Zuerst wäre da das Prisma zu nennen, bei dem es sich um einen prismatischen Glaskörper handelt, der verschiedene Wellenlängen unterschiedlich stark bricht. Diese Methode, mit der die Astrospektroskopie ihren Anfang nahm, hat jedoch den Nachteil, dass man große Prismen benötigt, um mit großen Teleskopöffnungen ein Spektrum aufnehmen zu können. Wir benutzen für unsere Spektralaufnahmen den DADOS-Gitterspektrographen, bei dem das Licht über die spezifischen Reflektionseigenschaften des Gitters in verschiedenen Winkeln reflektiert wird.

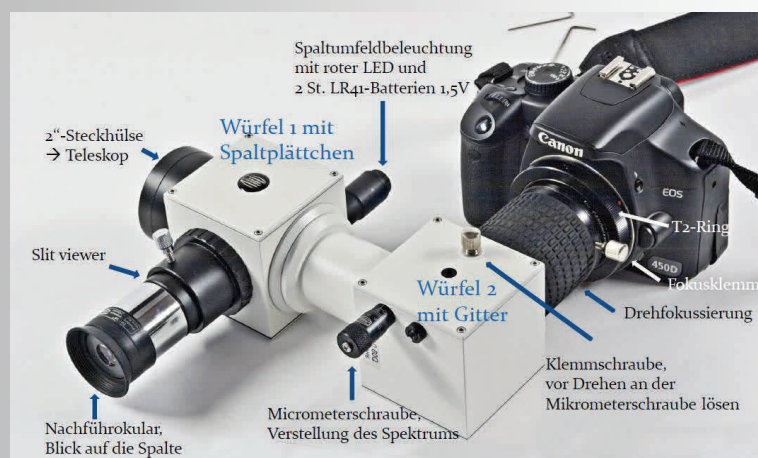
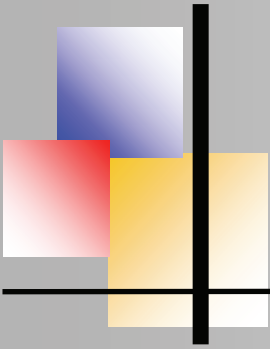


Abb. 4: Der DADOS Spektrograph und seine verschiedenen Komponenten (die hier gezeigte Kamera Canon 450D haben wir nicht benutzt)



Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

Unser Aufbau

Für unsere Messungen haben wir das Celestron Edge HD11 mit einer Brennweite von 2800 mm und eine Öffnung von 280 mm verwendet. „HD“ steht hier für High Definition und bezeichnet die Abbildungsqualität und Edge steht für Rand, zusammen also die perfekte punktförmige Abbildung von Sternen bis in die Randbereiche des Gesichtsfeldes.

Wegen der Teleskopbrennweite von 2800 mm mussten wir einen 0,8 x Brennweitenreduzierer einsetzen, um in der Kamerasensorebene mit dem DADOS scharfe Spektren abbilden zu können. Aufgenommen wurden diese mit der SBIG STF-8300M Schwarz-Weiß Kamera (Abb. 5). Bei einer Auflösung von 3326 x 2504 Pixeln beträgt die Pixelgröße $5,4 \mu\text{m} \times 5,4 \mu\text{m}$.

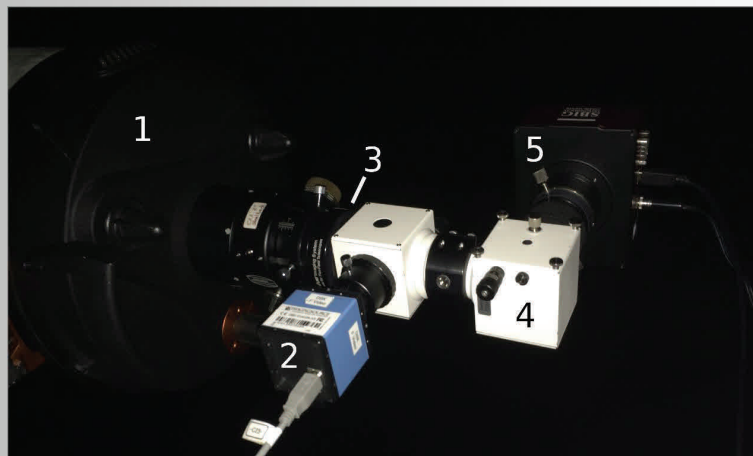
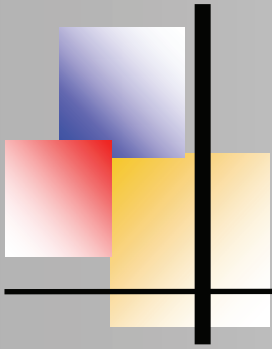


Abb. 5: Aufbau am Teleskop: 1: Celestron 11 ; 2: Farbvideokamera ; 3: Brennweiten Reduzierer ; 4: DADOS-Spektrograf ; 5: SBIG SW-Kamera

Auswertung der Spektren

Mit der beschriebenen Konfiguration konnten wir einige zufrieden stellende Spektren von NGC 6543 gewinnen. Die so gewonnenen Rohspektren müssen jedoch noch weiter bearbeitet werden, um bestmögliche Ergebnisse in der Auswertung zu erzielen. Bei den aufgenommen Einzelspektren handelt es sich bisher nur um Rohbilder, in denen noch einige verfälschende Effekte enthalten sind. Um aber die Verfälschung der Ergebnisse möglichst gering zu halten, ist es erforderlich, diese Effekte zu entfernen, wobei dies bei Verfälschungen durch die Streuung des Lichts in der Erdatmosphäre nur schlecht möglich ist. Je mehr Fehler man allerdings durch Korrekturen ausschließen kann, desto zuverlässiger wird das Ergebnis.



Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

Hotpixelentfernung

Als ersten Schritt müssen wir die Hotpixel aus den Spektren entfernen, da diese alle weiteren Schritte verfälschen würden. Bei einem Hotpixel handelt es sich um Pixel, welche eine unproportionale Intensität im Vergleich zur Photoneneinstrahlung angeben und somit ein meist weißes Bildsignal erzeugen. Das Pixel stellt dadurch die Lichteinstrahlung im Verhältnis zu den anderen Pixeln heller da. Der Grund dafür kann eine zu hohe ISO Zahl sein, da dadurch die Pixel sehr empfindlich eingestellt werden. Aber auch zu hohe Belichtungszeiten können ähnliche Effekte hervorrufen. Als letzter Aspekt spielt schließlich noch die Temperatur des Sensors eine Rolle. Aus diesem Grunde verwendeten wir eine CCD Kamera mit einem gekühlten Sensor. Zum Entfernen der Hotpixel benutzten wir das Programm MaximDL.

Stacking der Spektren

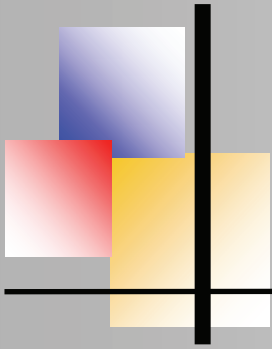
Als nächsten Arbeitsschritt haben wir das Stacking der Spektren vorgenommen. Das Stacking verbessert das Signal/Rauschverhältnis, da alle Einzelspektren aufaddiert werden und daraus der Mittelwert gezogen wird. Auf diese Weise werden einmal auftretende Effekte oder Verfälschungen durch Streulicht oder veränderte Sichtbedingungen größtenteils beseitigt. Somit ist es immer von Vorteil, möglichst viele Aufnahmen von dem Objekt auch mit variierender Belichtungszeit anzufertigen.

Allerdings kann dabei das Problem auftreten, das nicht alle Spektren passgenau und perfekt übereinander liegen, wodurch eine mögliche Verschiebung der charakteristischen Linien gegeneinander entsteht. Würde man einen solchen Effekt außer Acht lassen, wäre das Ergebnis kontraproduktiv. Zur Lösung dieses Problems kann jedoch eine Funktion in MaximDL verwendet werden, bei der die Spektren gegeneinander verschoben werden, sodass im Endergebnis wieder alle Spektrallinien passgenau übereinander liegen.

Subtraktion des Himmelshintergrundes

Mit der Beseitigung der Hotpixel und mit dem Stacken ist die Qualität des Spektrums stark verbessert worden. Allerdings ist noch ein weiterer wichtiger Schritt zu beachten: der in jedem Spektrum vorhandene Himmelshintergrund muss subtrahiert werden, um zu verhindern, dass spektrale Hintergrundinformationen das Spektrum des planetarischen Nebels verfälschen.

Aus diesem Grund ist der Himmelshintergrund in der Art aufgenommen, indem wir das Teleskop ein kleines Stück vom Nebel weggeschwenkt und so garantiert nur Himmelshintergrund neben dem planetarischen Nebel aufgenommen haben. Allerdings ist es vorteilhaft, auch vom Himmelshintergrund mehrere Aufnahmen zur Mittelwertbildung aufzunehmen.



Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

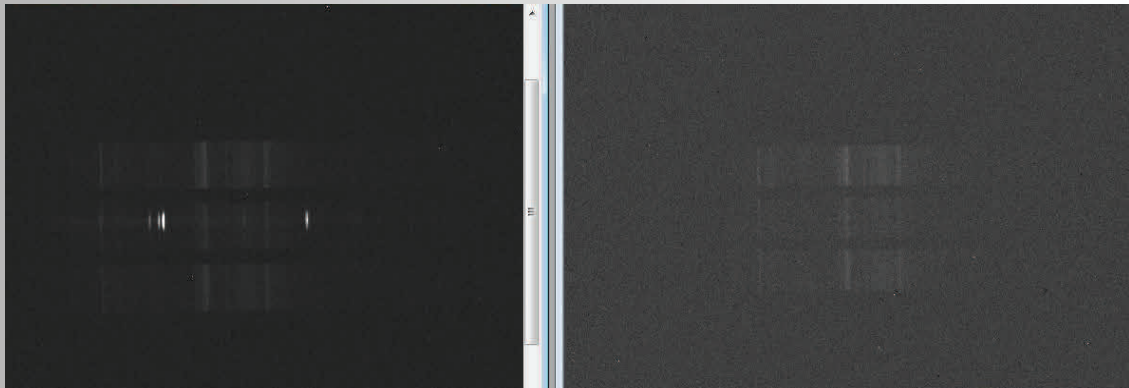


Abb. 6: Nur Himmelshintergrund (links), Spektrum von NGC6543 (rechts)

In Abb. 6 ist rechts ein Spektrum des planetarischen Nebels mit Himmelshintergrund und links nur der Himmelshintergrund alleine dargestellt. Beim Vergleich ist direkt zu erkennen, dass ein Großteil der Linien im Nebelspektrum aus dem Himmelshintergrund, und nur einige wenige tatsächlich vom Nebel stammen. Die Bedeutung der Subtraktion des Himmelsgrundes ist, wie an diesem Beispiel zu sehen, auf keinen Fall zu vernachlässigen. Sie wird ebenfalls mit dem Programm MaximDL durchgeführt, und zwar mit dem Tool „Pixel-Math“, mit dem verschiedene Rechenmethoden, wie etwa addieren, subtrahieren, dividieren und multiplizieren von Spektren durchgeführt werden können. Als Zwischenergebnis erhalten wir nun ein Spektrum (Abb. 7), welches nun bereit ist zur weiteren Analyse. Um einen ersten Überblick über das Zwischenergebnis zu erhalten, kann man mit MaximDL das Spektrum in einen Graphen umwandeln, in dem die spektrale Intensität auf der Y-Achse darstellt ist. Auf der X-Achse muss dazu noch die jeweilige Wellenlänge ergänzt werden. Dies geschieht im nächsten Schritt.

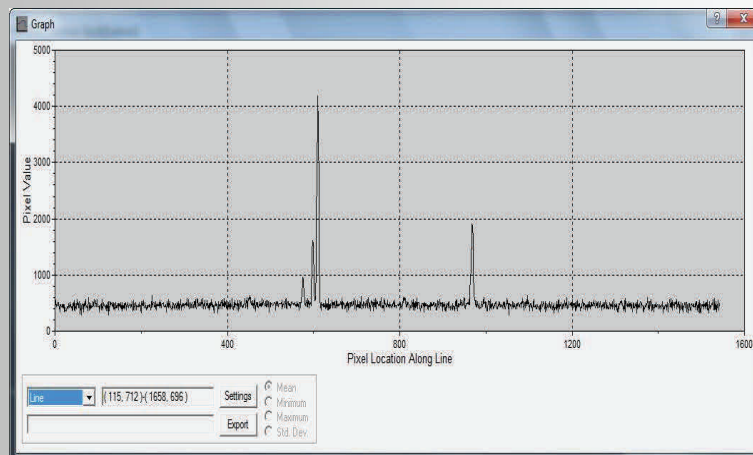
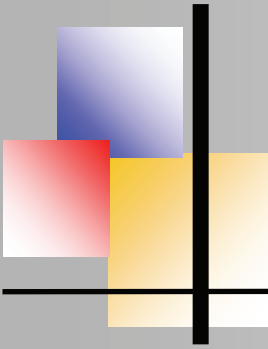


Abb. 7: Zwischenergebnis des Spektrums von NGC6543



Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

Wellenlängenkalibration

Nach diesen Korrekturprozessen fehlt nun noch der wichtigste Schritt zum fertigen Spektrum, die Wellenlängenkalibration. Dies bedeutet, dass dem Spektrum auf der X-Achse, die ja noch bis hier in Pixelzahlen gegeben ist, Wellenlängen zugewiesen werden. Wir stellen die Abhängigkeit zwischen den Pixelzahlen einiger bekannter Spektrallinien und ihren bekannten Wellenlängen her, sodass danach jeder beliebigen Spektrallinie eine definierte Wellenlänge zugeordnet werden kann. Auf diesem Wege nähern wir uns unserem Primärziel und der Frage: welche Elemente sind im Spektrum des planetarischen Nebels nachzuweisen. Zur Kalibrierung der X-Achse (horizontale Pixelzahlen) in Wellenlängen benötigen wir jedoch Referenzspektren aus anderen Publikationen. Dabei suchen wir im Referenzspektrum charakteristische Linien, die auch in unserem Spektrum zu finden sind. Auf diese Weise können wir den Spektrallinien ihre entsprechenden Wellenlängen zuordnen. Als Referenz nutzen wir in unserer Projektarbeit die Daten von Mark Westmoquette [13], [14]. Die Durchführung der Wellenlängenkalibration erfolgte mit dem Programm VSpec.

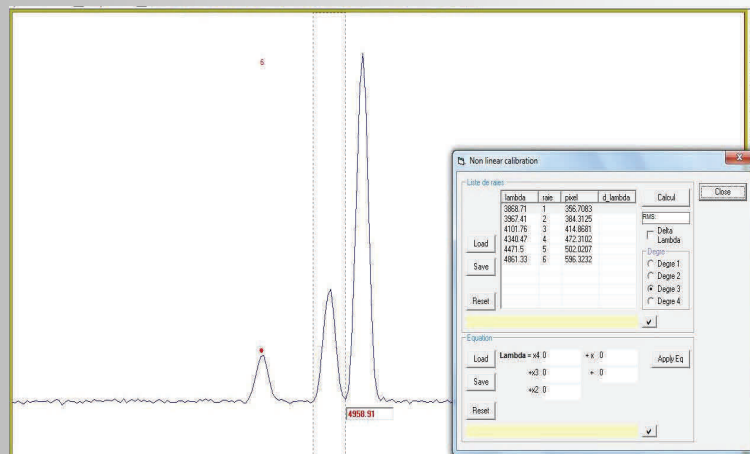
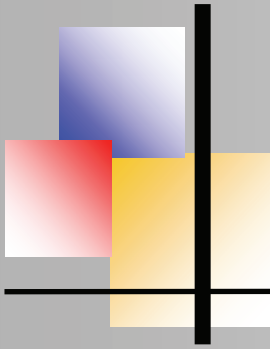


Abb. 8: Beispiel der Wellenlängenkalibration mit dem Programm VSpec

Das mit MaximDL bearbeitet Spektrum wird nun in VSpec geladen und dabei in Form eines Graphen dargestellt, bei dem die Intensität auf der Y-Achse und die horizontalen Pixelzahlen auf der X-Achse dargestellt wird. So lassen sich leicht charakteristische Linien des Referenzspektrums in unserem Spektrum wieder finden. Dazu muss unser Spektrum im Bereich jeweiliger Intensitätsmaxima zoomt und markiert werden, wonach VSpec anschließend den charakteristischen Punkt eines Maximums erkennt und mit der eingegebenen Wellenlänge versieht. Je mehr Spektrallinien bei der Wellenlängenkalibration verwendet werden, desto genauer wird das Ergebnis.



Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

Das Programm VSpec zeigt wahlweise bei linearer oder polynominaler Kalibration und jeder zugeordneten Wellenlänge an, wie groß deren Abweichung vom eigentlichen Sollwert ist. Auf diese Weise werden die horizontalen Pixelwerte auf der X-Achse in Wellenlängen umgerechnet, und zwar in Angström. Auch bei uns gab es bei der Anwendung eines Polynoms 3. Grades zunächst stark abweichende Werte, die wir jedoch wieder aus der Berechnung herausnehmen konnten, weil ausreichend viele Spektrallinien zur Verfügung standen, die wir sicher identifizieren konnten.

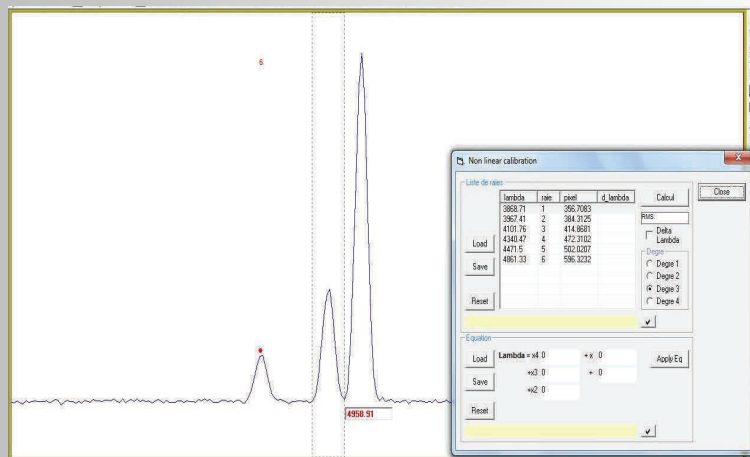
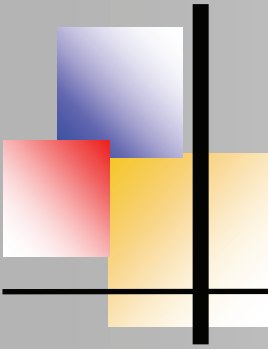


Abb. 8: Beispiel der Wellenlängenkalibration mit dem Programm VSpec

Das mit MaximDL bearbeitet Spektrum wird nun in VSpec geladen und dabei in Form eines Graphen dargestellt, bei dem die Intensität auf der Y-Achse und die horizontalen Pixelzahlen auf der X-Achse dargestellt wird. So lassen sich leicht charakteristische Linien des Referenzspektrums in unserem Spektrum wieder finden. Dazu muss unser Spektrum im Bereich jeweiliger Intensitätsmaxima gezoomt und markiert werden, wonach VSpec anschließend den charakteristischen Punkt eines Maximums erkennt und mit der eingegebenen Wellenlänge versieht. Je mehr Spektrallinien bei der Wellenlängenkalibration verwendet werden, desto genauer wird das Ergebnis.

Das Programm VSpec zeigt wahlweise bei linearer oder polynominaler Kalibration und jeder zugeordneten Wellenlänge an, wie groß deren Abweichung vom eigentlichen Sollwert ist. Auf diese Weise werden die horizontalen Pixelwerte auf der X-Achse in Wellenlängen umgerechnet, und zwar in Angström. Auch bei uns gab es bei der Anwendung eines Polynoms 3. Grades zunächst stark abweichende Werte, die wir jedoch wieder aus der Berechnung herausnehmen konnten, weil ausreichend viele Spektrallinien zur Verfügung standen, die wir sicher identifizieren konnten.



Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

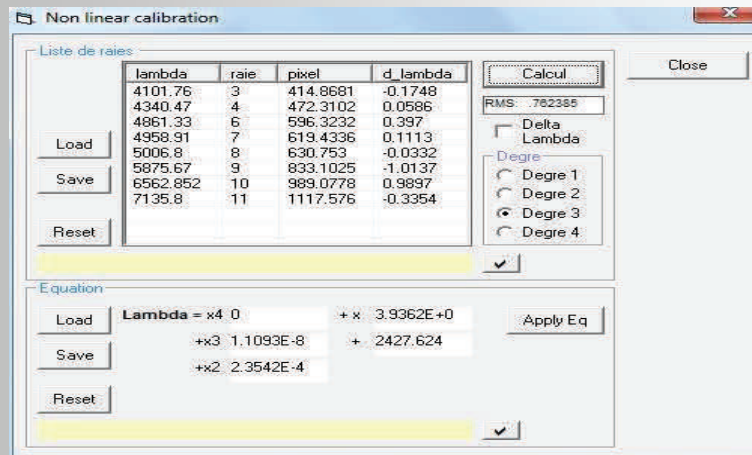


Abb. 9: Erfolgreiche Wellenlängenkalibration mit einem Polynom 3. Grades des Spektrums aus Abb. 8

VSpec trägt die berechneten Werte aus der Kalibration in eine Tabelle ein bei gleichzeitiger Angabe über die Abweichung (RMS-Wert) vom Sollwert (siehe Abb. 9). Dieser beträgt im vorliegenden Fall 0.76 Ångström. Mit diesem Wert kann man zufrieden sein, da er unter unserem angestrebten Genauigkeitsrichtwert von einem Ångström liegt. Nun ist der größte Teil der Auswertung erledigt, da wir nun ein wellenlängenkalibriertes Spektrum vorliegen haben. Deshalb können wir bereits jetzt schon erste Abschätzungen über die chemische Zusammensetzung des planetarischen Nebels treffen, da als besonders dominante Linie die des Sauerstoffs O[III] vertreten ist.

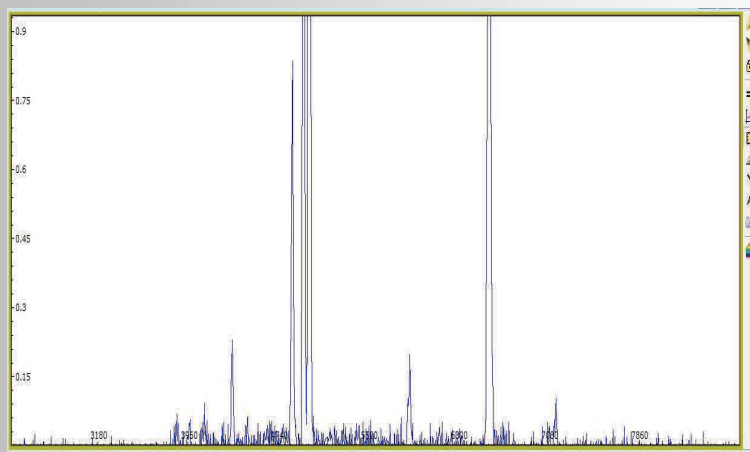
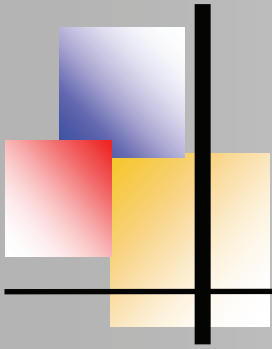


Abb. 10: Das mit VSpec wellenlängenkalibrierte Spektrum



Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

Identifikation der Elemente

Nummer	Wellenlänge (Literaturwert)	Bezeichnung	Element	Zur Kalibrierung verwendet?
1	3868.71 Å	[Ne III]	Neon	Nein
2	3889.05 Å	Hζ	Wasserstoff	Nein
3	3967.41 Å	[Ne III]	Neon	Nein
4	3970.07 Å	Hε	Wasserstoff	Nein
5	4101.76 Å	Hδ	Wasserstoff	Ja
6	4340.47 Å	Hγ	Wasserstoff	Ja
7	4471.5 Å	He I	Helium	Nein
8	4861.33 Å	Hβ	Wasserstoff	Ja
9	4958.91 Å	[O III]	Sauerstoff	Ja
10	5006.8 Å	[O III]	Sauerstoff	Ja
11	5875.64 Å	He I	Helium	Ja
12	6562.852 Å	Hα	Wasserstoff	Ja
13	7135.8 Å	[Ar III]	Argon	Ja

Tabelle 1: Identifizierbare Elemente im Spektrum

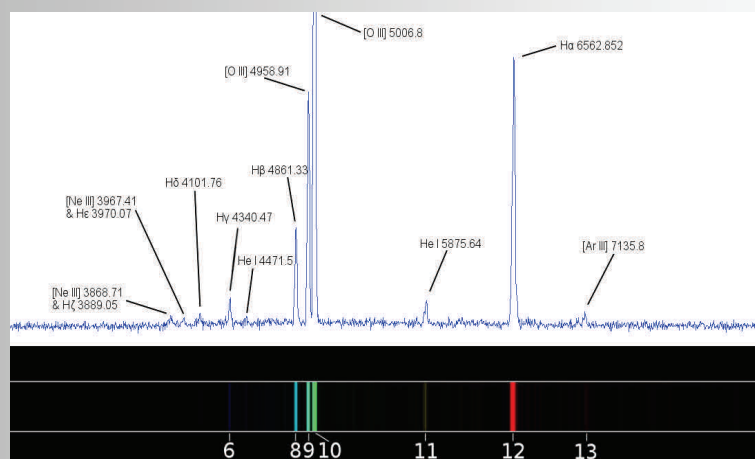
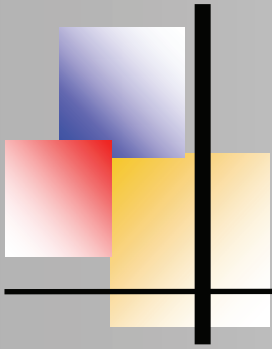


Abb. 11: Nachkoloriertes Spektrum (unten) mit Intensitätskurve (oben)
Bezifferung im Farbspektrum nach Tabelle 1



Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

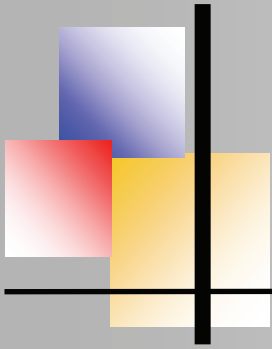
In unserem Spektrum konnten wir nun nach abgeschlossener Kalibration die Zusammensetzung des Nebels untersuchen. Die Vorgehensweise dabei ist zunächst die Identifikation der Emissionslinien. In unserem Ergebnis besteht der planetarische Nebel zu einem großen Teil aus Wasserstoff, entsprechend der identifizierten Emissionslinien $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$, $H\epsilon$ und $H\zeta$. Als weiteres dominantes Element ist Sauerstoff vertreten, identifizierbar an den starken [OIII]-Emissionen bei 5006.8 und bei 4858.91 Ångström. Die [OIII] Linien lassen direkt auf eine sehr geringe Dichte des Planetarischen Nebels schließen, weil diese verbotenen Übergänge wie bereits beschrieben nur bei sehr geringen Dichten möglich sind.

In niedrigen Wellenlängenbereichen konnten wir auch Neon identifizieren. Diese Linien sind jedoch nur schwach sichtbar und vermischen sich zudem mit den Wasserstofflinien, die auch im niedrigen Wellenlängenbereich zu finden sind. Das ist der Grund, warum wir die Neonlinien und auch ein Teil der Wasserstofflinien nicht zur Wellenlängenkalibration verwenden konnten (siehe 5. Spalte Tabelle 1).

Wir haben Neon in die Ergebnistabelle aufgenommen, da es trotz der sehr geringen Intensitäten Bestandteil der chemischen Zusammensetzung des Nebels zu sein scheint. Auch Helium und Argon scheinen Bestandteile des Nebels zu sein, wobei Argon im hohen Wellenlängenbereich bei 7135.8 Å identifizierbar ist.

Nummer	Gemessene Wellenlänge (in nm)	Literaturwert (in nm)	Differenz (in nm)	Element und Bezeichnung	Verboten?
1	432,85	434,04	-1,19	Wasserstoff: $H\gamma$ bzw. HI	nein
2	446,66	447,15	-0,49	Helium: HeI	nein
3	485,99	486,13	-0,14	Wasserstoff: $H\beta$ bzw. HI	nein
4	495,68	495,89	-0,21	Sauerstoff: [OIII]	ja
5	500,52	500,68	-0,16	Sauerstoff: [OIII]	ja
6	586,98	587,56	-0,58	Helium: HeI	nein
7	630,97	631,20	-0,23	Schwefel: [SIII]	ja
8	656,44	656,28	0,16	Wasserstoff: $H\alpha$ bzw. HI	nein
9	668,67	667,81	0,86	Helium: HeI	nein
10	674,19	673,08	1,11	Schwefel: [SII]	ja

Tabelle 2: Tabelle der identifizierten Emissionslinien



Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

In der Facharbeit „Spektroskopie von Planetarischen Nebeln“ von Andreas Gerhardus [14], wird die chemische Zusammensetzung der Planetarischen Nebel NGC 6543 und M57 behandelt. Damit wir unsere Werte besser beurteilen können, vergleichen wir unsere Ergebnisse der chemischen Zusammensetzung von NGC 6543 mit denen aus dieser Arbeit.

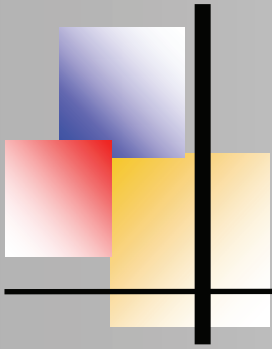
In beiden Ergebnissen findet sich zunächst Wasserstoff, der durch die Balmerreihe sichtbar wird, wobei in der Referenzarbeit [14] die Linien $H\alpha$, $H\beta$ und $H\gamma$ vertreten sind. In unserer Arbeit konnten wir noch die Wasserstofflinien bis zu $H\delta$, $H\epsilon$ und $H\zeta$ identifizieren. Jedoch sind die Linien $H\epsilon$ und $H\zeta$ wegen ihrer geringen Intensität nur sehr schlecht vom Hintergrundrauschen zu trennen.

Darüber hinaus sind sowohl im Referenzspektrum [14] wie auch im Spektrum der vorliegenden Untersuchung die beiden [OIII]-Emissionen bei $\lambda = 4958,9 \text{ \AA}$ und bei $\lambda = 5006,8 \text{ \AA}$ identifiziert worden. Auch die beiden Heliumlinien bei $\lambda = 4471,5 \text{ \AA}$ und bei $\lambda = 5875,6 \text{ \AA}$ (Literaturwerte) finden sich in beiden Spektren. Allerdings gibt es Unterschiede in der Identifikation von Neon und Schwefel.

In der Referenzarbeit [14] wurden zwei Schwefellinien identifiziert, die in unserem Spektrum nicht zu finden sind. Da diese beiden Linien sehr nahe bei der $H\alpha$ Linie liegen, können sie in unserem Spektrum nicht eindeutig identifiziert werden. Im niedrigen Wellenlängenbereich konnten wir aber Neon als Nebenmaxima der $H\epsilon$ und $H\zeta$ Linien identifizieren, wenngleich dies wegen der geringen Intensität der Neonlinien nicht sehr sicher ist.

Im hohen Wellenlängenbereich enthält unser Spektrum noch einen Intensitätspeak, den wir als Argon Emissionslinie identifizieren konnten. Diese Linie besitzt eine deutlich höhere Intensität als die Neonlinien und ist dadurch nicht vom Grundrauschen beeinflusst.

Zusammenfassend können wir sagen, dass unsere Resultate der Elementenidentifikation grundlegend mit denen aus der Referenzarbeit [14] übereinstimmen. Die für NGC 6543 charakteristischen Wasserstoff-, Sauerstoff-, und Heliumlinien konnten eindeutig identifiziert werden. Unterschiede zur Referenzarbeit [14] treten zwar bei Neon und Schwefel auf, die jedoch auf das Grundrauschen sowie auf die geringere spektrale Auflösung unseres Spektrums zurückzuführen sind. Nur bei Argon ist unklar, warum wir dieses Element nur in unserem Spektrum identifizieren konnten.



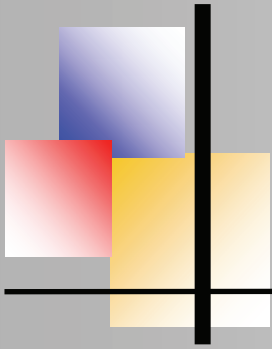
Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

Beurteilung der Ergebnisse

In unserem Spektrum konnten wir zunächst vor allem die Balmer-Serie identifizieren. Dabei konnten wir sechs im Wasserstoffspektrum sichtbare Emissionslinien erkennen. Hinzu kommt noch, dass die $H\alpha$ und $H\beta$ Linien eine hohe Intensität besitzen. Daraus können wir den Schluss ziehen, dass der Wasserstoff einen relativ hohen prozentualen Anteil in der Zusammensetzung des planetarischen Nebels einnimmt. Dies ist darin begründet, dass der Stern im Hauptreihenstadium aus etwa 70% Wasserstoff besteht [10]. Im Laufe der Sternentwicklung wird der Wasserstoffgehalt im Kern des Sterns fast vollständig verbraucht. In den äußeren Schichten ist die Konzentration allerdings noch recht hoch. Das hat zur Folge, dass in den äußeren Schichten die Wasserstofffusion startet. Wenn nun aber die äußeren Schichten als planetarische Nebel abgestoßen werden, stoppt die Wasserstofffusion in diesen Schichten, da sie sich durch die immer größer werdende Entfernung immer weiter abkühlen.

Der Wasserstoff liegt im planetarischen Nebel wegen der geringen Temperatur in neutraler Form als H Atom und nicht H^{III} -Plasma vor, weil er wieder ein Elektron in seinem Atomverband bindet. Das Helium, das wir in unserem Spektrum identifizieren konnten, ist das Produkt der Wasserstofffusion. Bei dem Helium verhält es sich ähnlich wie bei dem Wasserstoff. Nachdem die Wasserstofffusion ausgesetzt hat, beginnt das Helium zu Kohlenstoff zu fusionieren, wodurch auch Sauerstoff entsteht. Die Heliumfusion startet auch in der Hülle, wenn der Vorrat im Kern aufgebraucht ist und die äußerste Wasserstoffhülle abgestoßen wurde. Aber auch die Heliumfusion wird durch den Austritt aus dem Sternverband gestoppt. Dadurch wird Helium auch zu einem hohen Anteil ausgesendet. Im planetarischen Nebel liegt Helium ebenso in neutraler Form vor. Das nächste ausgestoßene Element, der Sauerstoff, wird ebenfalls durch die Heliumfusion erklärt. Wie schon vorher erwähnt, ist der Sauerstoff ein Nebenprodukt der Heliumfusion. Bei den Sauerstoffemissionslinien handelt es sich um sog. verbotene Linien. Damit ist ein weiterer Beweis gegeben, dass der Nebel eine besonders geringe Dichte besitzt, weil wie oben erläutert, verbotene Übergänge durch ihren metastabilen Zustand nur unter diesen Bedingungen auftreten.

Auch durch die Identifikation von geringen Mengen an Neon können wir Schlüsse auf die Entwicklung des Planetarischen Nebels ziehen. Neon beweist, dass der Stern in seiner Entwicklung das Kohlenstoffbrennen als letztes Fusionsstadium innehält, bevor er sich in den Zustand eines abkühlenden Weißen Zwerges begibt. Denn Neon ist das Produkt der Kohlenstofffusion [15, 16]. Dadurch ergibt sich eine Ausgangsmasse des Zentralsterns zwischen 4 bis 8 Sonnenmassen. Der Grund dafür ist, dass die Kohlenstofffusion nur bei Sternen mit der 4-fachen Sonnenmasse starten kann und sich der Stern ab einer 8-9 fachen Sonnenmasse zu einer Supernova entwickelt [8].



Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

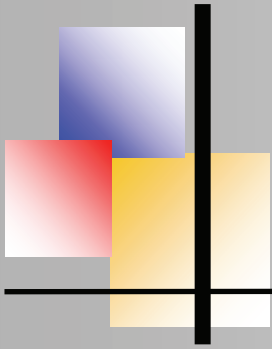
Dennoch ist dieses Ergebnis widersprüchlich, da das Zwischenprodukt Kohlenstoff, aus dem das Neon fusioniert wird, nicht in unserem Spektrum enthalten ist. Hinzu kommt noch, dass die Emissionslinien, anhand derer wir Neon identifizieren konnten, nur eine geringe Intensität besitzen. Die geringe Intensität macht es schwieriger, die Linien von dem Grundrauschen und den benachbarten Wasserstofflinien zu trennen. Dadurch können leicht Verfälschungen der Linienintensität und Linienposition entstehen, was eine falsche Identifikation zur Folge haben kann. Als letztes Element ist auch Argon in unserem Planetarischen Nebel enthalten. Argon entsteht allerdings erst im letzten möglichen Fusionsprozess in einem Stern. Dabei handelt es sich um das Siliziumbrennen, bei dem vor allem Eisen entsteht [15]. Dennoch geben einige Quellen das Siliziumbrennen auch als Entstehung von Argon an [16].

Das Siliziumbrennen widerspricht jedoch dem Endstadium des Weißen Zwerges, da das Siliziumbrennen nur bei Sternen mit einer deutlich höheren Masse eintritt. Deswegen bleibt die Frage der Herkunft des Argons ungeklärt. Um den Nachweis von Argon und auch Neon stichhaltiger erklären zu können, müssen wir noch weitere Untersuchungen anstellen, in denen wir unseren Schwerpunkt auf die Entstehung und das Vorkommen von Argon und Neon legen .

Die Planetarischen Nebel spielen in Verbindung mit den Zentralsternen eine große Rolle für den galaktischen Raum, da im Verlaufe der Sternentwicklung Wasserstoff zu immer schwereren Elementen umgewandelt wird und diese als Nebel abgestoßen werden. Diese Elemente sind die Basis für Planeten und weitere Sterne. So sind Wasserstoff und Sauerstoff grundlegende Elemente für das Leben auf der Erde und auch Helium, Neon und Argon kommen auf der Erde vor. Dabei besitzt Argon den drittgrößten Anteil an der Atmosphäre nach Stickstoff und Sauerstoff [17]. Zusammenfassend lässt sich jedoch sagen, dass der Zentralstern eher massearme Elemente aussendet, da er eine zu geringe Masse besitzt, um Elemente wie zum Beispiel Silizium zu Eisen fusionieren zu lassen [15] und andere massereichere Elemente im Kern zurückbleiben.

Zusammenfassung

Bei der Ermittlung der Zusammensetzung des Planetarischen Nebels NGC 6543 mussten wir die Emissionslinien in unserem aufgenommenen Emissionsspektrum identifizieren und mit Hilfe von Referenzspektren den zugehörigen Elementen zuordnen. Dabei spielte die Intensität der Emissionslinien eine wichtige Rolle hinsichtlich des prozentualen Anteils im Nebel. Wie zu erwarten, konnten wir die Balmer-Serie des Wasserstoffs identifizieren und daraus einen hohen Anteil an Wasserstoff feststellen. Des Weiteren enthält der Planetarische Nebel NGC 6543 auch große Mengen an Helium und Sauerstoff. Diese Ergebnisse stimmen mit denen aus einer uns vorliegenden Referenzarbeit [14] überein.



Spektroskopie des Nebels NGC6543, I. Gehlmann & J.Hilberg

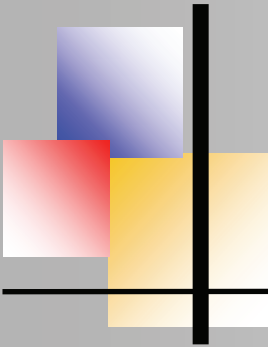
Wir konnten jedoch auch geringe Mengen an Neon und Argon feststellen, die durchaus schwierig im Kontext zu erklären sind. Bei Neon fehlt das Zwischenprodukt Kohlenstoff in unserem Spektrum. Da im Normalfall Kohlenstoff zu Neon fusioniert, wir aber keinen Kohlenstoff nachweisen konnten, entsteht bei der geringen gemessenen Neonintensität hier möglicherweise eine Fehlerquelle durch das vorhandene Grundrauschen.

Auch eine Erklärung für den vorliegenden Nachweis von Argon ist nicht ganz einfach. Argon entsteht nur bei deutlich massereicheren Sternen, die sich zu einer Supernova entwickeln und ist normalerweise nicht in einem planetarischen Nebel vorhanden.

Hinzu kommt noch, dass Neon und Argon in der Referenzarbeit [14] nicht enthalten sind und es generell wenige Quellen gibt, die über einen Neon- oder Argonnachweis berichten. Aus diesem Grunde müssen wir den Nachweis von Neon und Argon in unseren Ergebnissen mit Vorbehalt bewerten.

Referenzen:

- [1] <https://de.wikipedia.org/wiki/Katzenaugennebel>
- [2] https://de.wikipedia.org/wiki/Robert_Wilhelm_Bunsen
- [3] The Scientific Papers of Sir William Huggins <http://stars.astro.illinois.edu/sow/n6543.html>
- [4] <http://stars.astro.illinois.edu/sow/n6543.html>
- [5] <https://en.wikipedia.org/wiki/Nebulium>
- [6] https://de.wikipedia.org/wiki/Verbotener_%C3%9Cbergang
- [7] http://www.chemie.de/lexikon/Metastabiler_Zustand.html
- [8] http://www.chemie.de/lexikon/Verbotener_%C3%9Cbergang.html
- [9] <http://www.star.ucl.ac.uk/~msw/lines.html>
- [10] Andreas Gerhardus: „Spektroskopische Ermittlung der chemischen Zusammensetzung u. d. Elementarverteilung in Planetarischen Nebeln
- [11] Joachim Grehn; Joachim Krause: Metzler Physik. Schroedel 2012
- [12] The Scientific Papers of Sir William Huggins <http://stars.astro.illinois.edu/sow/n6543.html>
- [13] <http://www.britannica.com/biography/William-Huggins>
- [14] <http://abenteuer-universum.de/sterne/stern.html>
- [15] <http://www.periodensystem-online.de/index.php?el=10>
- [16] <http://lexikon.astronomie.info/Nova/Nova.html>
- [17] <https://de.wikipedia.org/wiki/Argon>



AAVSO-BAV-ARAS Campaign: Photometry and Spectroscopy of P Cygni Cyclic Variation (Period 310 day) of the intrinsic H α line flux Intermediate Report 2016

by Ernst Pollmann

Abstract

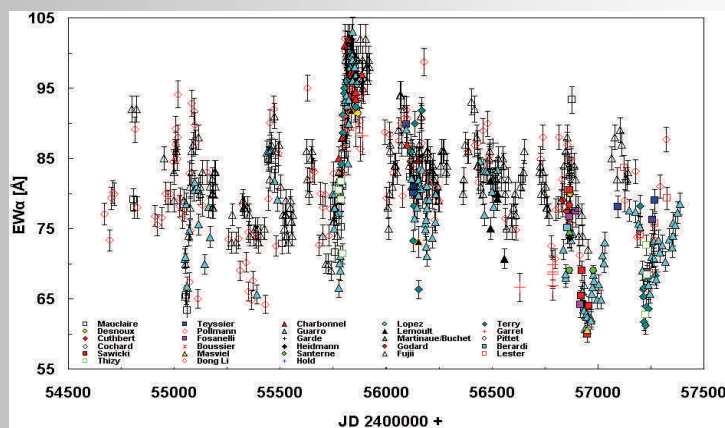
With the combined campaign of the Luminous Blue Variable star P Cyg, we are trying for the first time by way of simultaneous measurements of photometrical V brightness and H α equivalent width (EW), to realize a long-term monitoring of the intrinsic H α line flux. To find out if and how the flux obtained from the spectral line profiles varies, the EW measurements is corrected for the effect of variation of the continuum flux. The photometrical observers of the AAVSO, observer of the BAV and spectroscopical observer of the ARAS group started this campaign in November 2008 in order to continue former investigations [1] & [2], whose results are based on multi-daily averaging of Vmag and EW. We receive with our data a reliable reference of a clear dominant period of 310 day of the intrinsic flux of the H α emission.

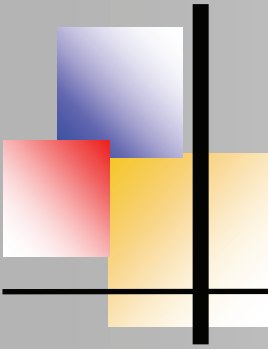
Intermediate Report 2016

The current state of our campaign enables with all our collected data of the H α equivalent width (shown in Fig. 1) & the photometrical Vmag (shown in Fig. 2) to try a period analysis of the intrinsic H α line flux, the primary aim of this campaign (http://astrospectroscopy.de/media/files/PCYG_AAVSO.pdf). The intrinsic H α line flux (ordinate of Fig. 3) was calculated by division of the H α equivalent width by the simultaneous photometric Vmag data of different observers.

From the definitions of $\int \frac{I_0 - I_\lambda}{I_0} d\lambda$ EW= and the relation between stellar magnitudes

and continuum flux variations $F_2/F_1 = 10^{(-0.4 m_2 - m_1)}$ it follows, that the line flux is $F = C \times EW / 10^{(0.4 \times V_{\text{phot}})}$. The derived quantity is then not the line flux in physical units, but a quantity proportional to the physical line flux, corrected for continuum variations.





Photometry and Spectroscopy of P Cygni, E. Pollmann

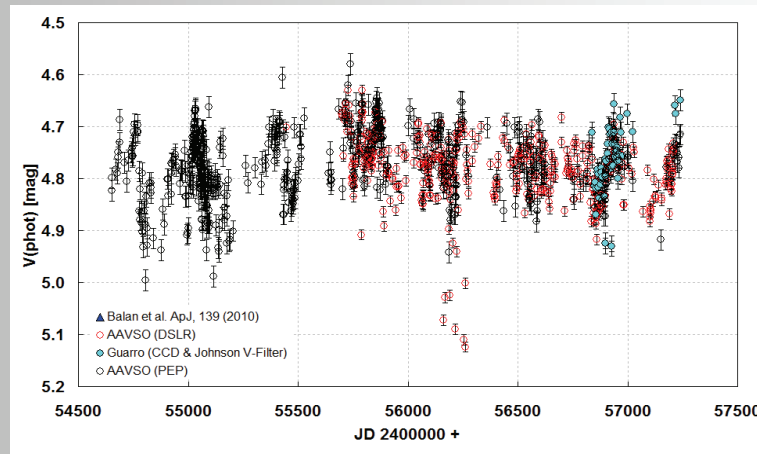


Fig. 2: Long-term monitoring of the photometrical Vmag of the AAVSO data base [photo electric photometry (PEP) & DSLR], J. Guarro (ARAS, CCD & Jonson Filter) and [3]

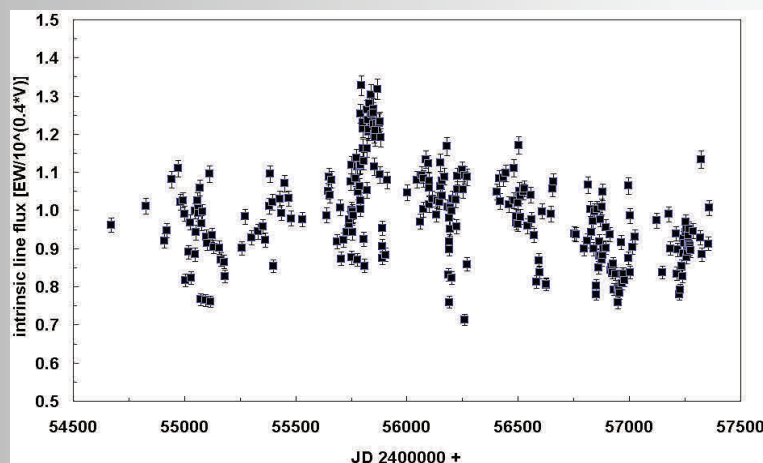
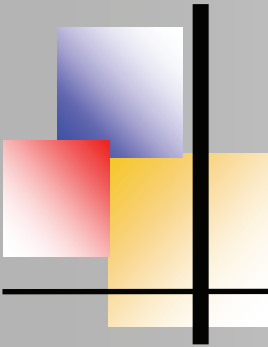


Fig. 3: Long-term monitoring of the intrinsic H α line flux

With consideration of the standard deviation and possibly other kinds of errors, the temporal variation of the line flux of H α in the plot of Fig.3 will represent the result of variations in the mass loss rate, stellar wind density, and changes of the ionization from JD 2454671 (23 July 2008) through JD 2457387 (30. December 2015).

The usage of the period search program AVE software, Analisis de Variabilidad Estelar, Version 2.51; (<http://www.astrogea.org/soft/ave/introave.htm>) in Fig. 4 enables to perform the main aim of the campaign, to find out periodicities of the H α line flux.



Photometry and Spectroscopy of P Cygni, E. Pollmann

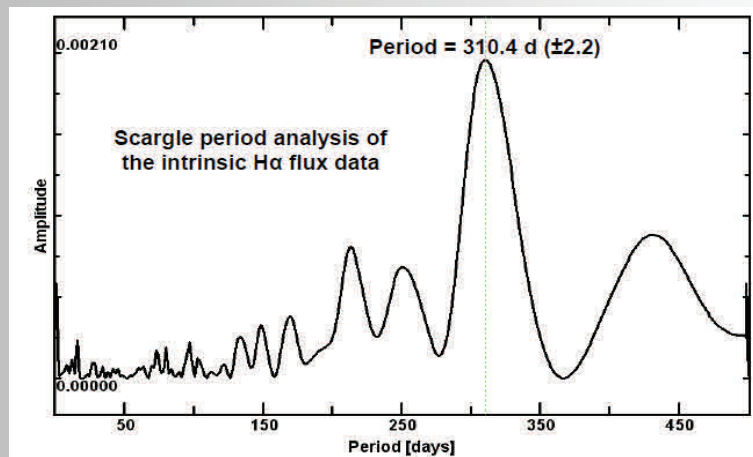


Fig. 4: Scargle period analysis performed with the program AVE of the H α line flux data in Fig. 3

Earlier results of the investigation period 2008 to 2013 (170 spectra & Vmag) published in [4] shows in the so-called “Scargle power spectrum” periods of 242 days, 363 days and 600 days, with a dominant period at 242 days. The current data set with 270 spectra & Vmag data represents now a more extended investigation period from 2008 to 2015 and gives with the dominant period of 310.4 (± 2.2) days a much greater degree of confidence.

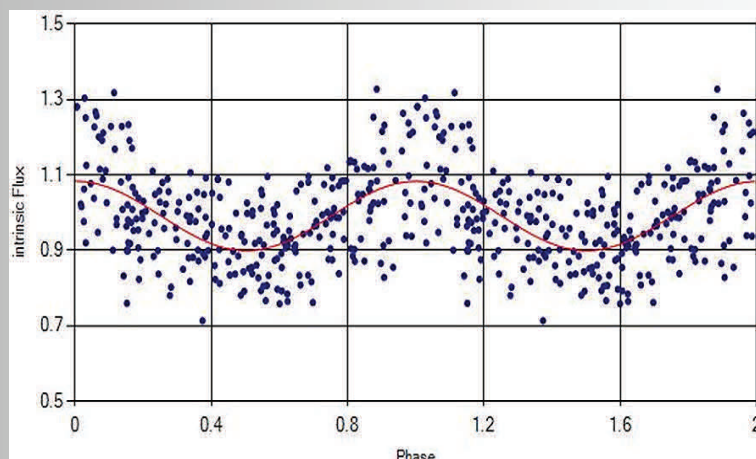
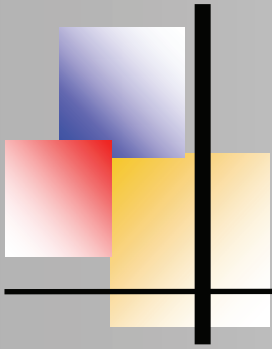


Fig. 5: Phase diagram of the 310.4 day period of Fig. 4



Photometry and Spectroscopy of P Cygni, E. Pollmann

Summary

The intrinsic H α line flux data shown in Fig. 3 enable the period analysis shown in Fig. 4. The Scargle-diagram shows a clear dominant period of 310.4 day. The phase diagram of that period is shown in Fig. 5. The dispersion of the line flux (ordinate) in Fig. 5 results mainly from spectroscopic EW measurements (accuracy +/- 2%) and the photometrical Vmag measurements (accuracy +/- 0.001 – 0.003 mag).

For the first time we receive with our data a reliable reference of the periodic character of the intrinsic flux of the H α emission (see intermediate report 2014: http://www.astroscopy.de/media/files/PCyg_report_2014.pdf). It will be of high interest to see, how the found period can be improved with further data within the next years.

Acknowledgements

I am grateful to the observers of the AAVSO:

<http://www.aavso.org/data-download>

the BAV:

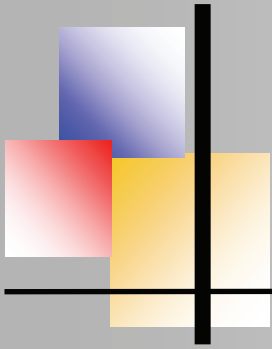
<http://www.bav-astro.eu/joomla/index.php/beobachtungspraxis/spektroskopie/kampagnen>

and the ARAS group:

<http://www.astrosurf.com/aras>

References

- [1] Markova, N., Morrison, N., Kolka, I., and Markov, H. 2001a, *A&A*, **376**, 898.
- [2] Markova, N., Scuderi, S., de Groot, M., Markov, H., and Panagia, N. 2001b, *A&A*, **366**, 935.
- [3] Balan, A., Tycner, C., Zavala, R. T., Benson, J. A., Hutte, D. J., Templeton, M., 2010: *The Astronomical Journal*, *139*, 2269-2278 : *The partially resolved H α emitting wind structure of P Cygni*
- [4] Pollmann, E. & Vollmann, W., 2013 JAAVSO Volume 41,24: *Intermediate Report on January 2013 Campaign: Photometry and Spectroscopy of P Cygni*



Bericht BAV-Sektion Spektroskopie 2014-15-16

v. Ernst Pollmann

Zwischenbericht zur BAV-ASPA Beobachtungskampagne am Be-Doppelstern 28 Tauri von W. Vollmann und E. Pollmann BAV-RB 2014/03:

Monitoring der V-Helligkeit, Halpha-Äquivalentbreite, Radialgeschwindigkeit und des V/R-Verhältnisses“. Das Projekt wird fortgesetzt für einen noch nicht absehbaren Zeitraum.

Beobachtungen der Periastronpassagen 2012-2015 am Be-Doppelstern 28 Tauri.
Veröffentlicht im BAV-RB 2015/02 von W. Vollmann & E. Pollmann.

Das Langzeitmonitoring des Doppelsternsystems VV Cephei und dessen Bedeckung in den Jahren 2017-2019. Veröffentlichung im BAV-RB 2016/01 von E. Pollmann.

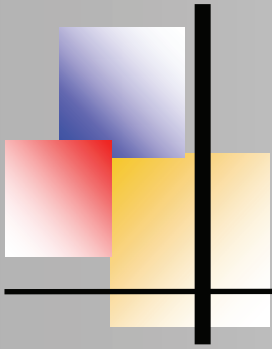
„Photometry and Spectroscopy of P Cygni“. Fortsetzung der BAV-AAVSO-ASPA-Langzeitstudie an P Cyg. Zwischenbericht veröffentlicht im BAV-Journal 2016/04 von E. Pollmann.

Implementierung des „Astronomischen Fachgebietes Veränderliche Sterne“ im Internetportal „Astronomie.de“ (<http://www.astronomie.de/astronomische-fachgebiete/veraenderliche-sterne>):

- Veränderlichenspektroskopie (Februar 2016)
- Was sind Veränderliche Sterne (Januar 2016)
- AG für Veränderliche Sterne (Juni 2015)
- Veränderlichen-Beobachtung (Juni 2015)
- VV Cep Bedeckung 2017-2019 (August 2015)
- Neue Webseite der BAV (Oktober 2015)
- Internationale Tagung 2016 ((Oktober 2015)

Implementierung des „Astronomischen Fachgebietes Spektroskopie“ in der BAV-Webseite:

- Spektroskopie in der Beobachtung Veränderlicher Sterne (Oktober 2015)
- Koordinierte Zusammenarbeit Beobachter (Oktober 2015)
- Langzeitmonitoring der Halpha-Emissionsstärke und der photometrischen V-Helligkeit von gamma Cas (Januar 2016)
- Diverse Kampagnen (Februar 2016)
- Aktuelles (Februar 2016)
- Publikationen (Februar 2016)
- Einstieg in die Spektroskopie – eine offene und dynamische Web-Publikation (Februar 2016)



Collaborative Spectroscopic Observations for the Detection of Molecules in Classical Novae

by H. Kawakita and A. Arai, Koyama Astronomical Observatory, Kyoto Sangyo University

Abstract:

Classical novae (hereafter, “novae” briefly) contribute galactic chemical evolution through their mass-loss and also novae are important as possible source of “pre-solar” grains found in meteorites. Nova explosions which was triggered by the thermonuclear runaway is expected as a dominant candidate providing ^{15}N , ^{13}C , ^{17}O and some isotopes in our galaxy.

In 2012, we detected CN and C2 in optical spectra in V2676 Oph (the detection of CN was the second case, and the detection of C2 was the first case in novae). Recently, we confirmed that the isotopic ratios of $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ and $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ estimated from low-resolution optical spectra of V2676 Oph are consistent with those of pre-solar grains expected to be originating from nova for the first time (Kawakita et al. 2015).

The next observational step is to detect the second and third case of CN and C2 features, and statistical studies of isotopic ratios of $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ and $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ in novae are essentially important. Here, we propose the collaborative study with your observatory and amateur astronomers in Brazil to detect CN and C2 in novae.

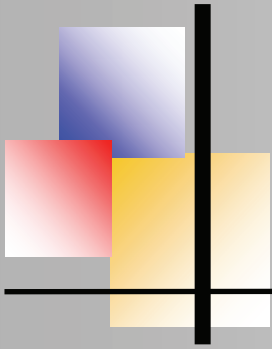
Goals

Detection of molecules (CN and C2) in novae in their early phase of nova explosions, and to estimate isotopic ratios of $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ and $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ in some novae using our original data.

Methods

Target-of-Opportunity (ToO) and monitoring Observations of novae from just after their discoveries (a few candidates per year). We trigger new ToO observations when we received discovery reports from TOCP, Japanese nova-hunters, CBET or ATel.

If we detected CN or C2 in optical spectra of novae, we estimate $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ and $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ by fitting with model spectra. If we didn't detect any molecules, we try to use for other science of novae.



Related publications

- Tajitsu et al. (2016), ApJ, 818, 191, “The 7Be ii Resonance Lines in Two Classical Novae V5668 Sgr and V2944 Oph”, <http://ads.nao.ac.jp/abs/2016ApJ...818..191T>
- Tajitsu et al. (2015), Nature, 518, 381, “Explosive lithium production in the classical nova V339 Del (Nova Delphini 2013)”, <http://ads.nao.ac.jp/abs/2015Natur.518..381T>
- Kawakita et a. (2015), PASJ, 67, 17, “Formation of C2 and CN in nova V2676 Oph around its visual brightness maximum”, <http://ads.nao.ac.jp/abs/2015PASJ...67...17K>
- Nagashima et al. (2015), AcPPP, 2, 212, “Detection of Diatomic Molecules in the Dust Forming Nova V2676 Oph” <https://ojs.cvut.cz/ojs/index.php/APP/article/view/APP.2015.02.0212>
- Arai et al. (2015), AcPPP, 2, 257 (proceeding), “Optical Low Resolution Spectroscopic Observations of T Pyx during the Early Phase of 2011 Outburst”, <https://ojs.cvut.cz/ojs/index.php/APP/article/view/APP.2015.02.0257>
- Nagashima et al. (2014), ApJL, 780, 26, “The Transient Molecular Envelope in the Outflow of the Nova V2676 Oph
- Kajikawa et al. (2015), AcPPP, 2, 242 (proceeding), “Line Evolution of the Nova V5587 Sgr from Early to Nebula Phase”, <https://ojs.cvut.cz/ojs/index.php/APP/article/view/APP.2015.02.0242>
- Kajikawa et al. (2015), AcPPP, 2, 238 (proceeding), “Spectroscopic Monitoring Observations of Nova V1724 Aql in 2012”, <https://ojs.cvut.cz/ojs/index.php/APP/article/view/APP.2015.02.0238>

Our members

Hideyo Kawakita, Akira Arai - Koyama Astronomical Observatory, Kyoto Sangyo University, Japan

Mitsugu Fujii - Fujii-Kurosaki Observatory, Japan (low resolution spectroscopy)

Akito Tajitsu - Subaru telescope, NAOJ, USA

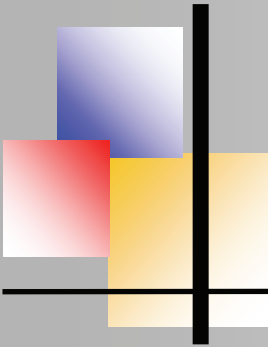
Hakim Malasan - Bossca Observatory, ITB, Indonesia (low resolution spectroscopy)

Satoshi Honda - Nishi-Harima Astronomical Observatory, Japan (low-medium resolution spectroscopy)

Daniel Boice - Scientific Studies and Consulting, USA (data analysis, modeling)

Authorship on the collaboration with amateur astronomers

We will treat amateur astronomers who contribute to our research as contributors in acknowledgements or co-authors in a paper if they want .



Schematic of our plan:

