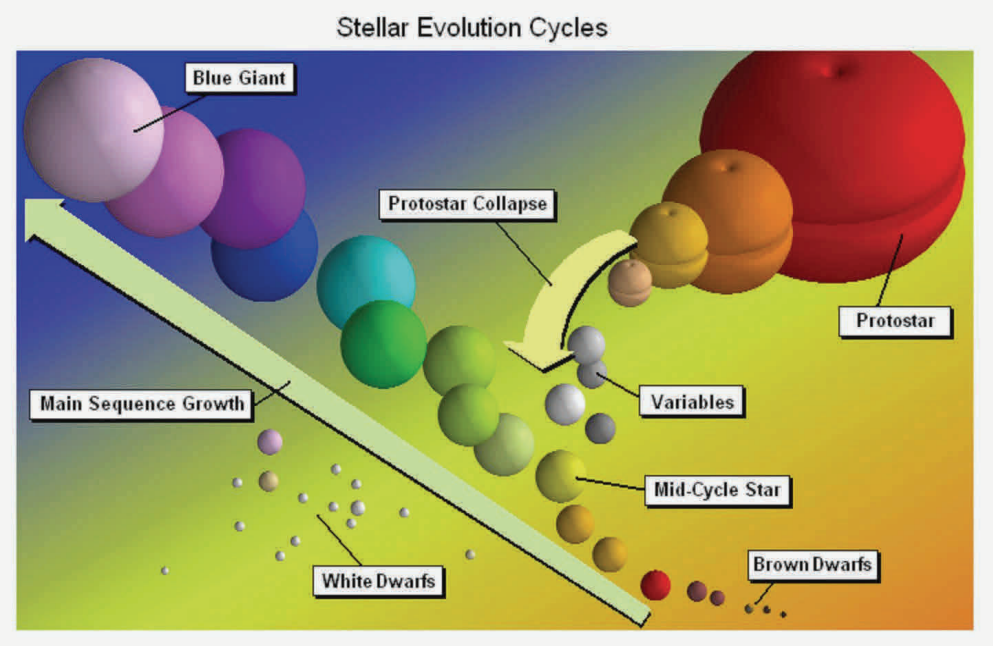
SPEKTRUM



MITTEILUNGSBLATT ÜBER ASTRO-SPEKTROSKOPIE FÜR AMATEURE

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

AUSGABE NR. 53 01/2017 ISSN 1869-4454
EINZELHEFT ALS PDF-DATEI 2,00 €

SPEKTRUM
MITTEILUNGSBLATT ÜBER ASTRO- SPEKTROSKOPIE

AUSGABE NR. 53 01/2017

Impressum
Das Mitteilungsblatt SPEKTRUM erscheint entgegen anders lautenden Behauptungen (SuW 07/2016, S. 90) halbjährlich seit 1994 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**

I. Gehlmann, J. Hilberg: Spektroskopie des Planetarischen Nebels NGC6543 **1**

E. Pollmann: AAVSO-BAV-ARAS Campaign: Photometry and Spectroscopy of P Cygni Intermediate Report 2016 **17**

Th. Kaffka:Datenreduktion mit dem Computerprogramm ISIS *(Teil 1)* **21**

E. Pollmann: Bericht BAV-Sektion Spektroskopie 2014-15-16 **28**

H. Kawakita, A. Arai: Collaborative Spectroscopic Observations for the Detection of Molecules in Classical Novae **29**

SPEKTRUM
MITTEILUNGSBLATT ÜBER
ASTRO- SPEKTROSKOPIE
AUSGABE NR. 53 01/2017

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].

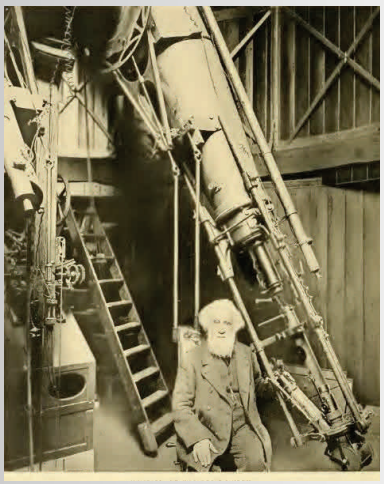


Abb. 1: William Huggins an seinem Teleskop [12]

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

SPEKTRUM
MITTEILUNGSBLATT ÜBER
ASTRO- SPEKTROSKOPIE
AUSGABE NR. 53 01/2017

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.

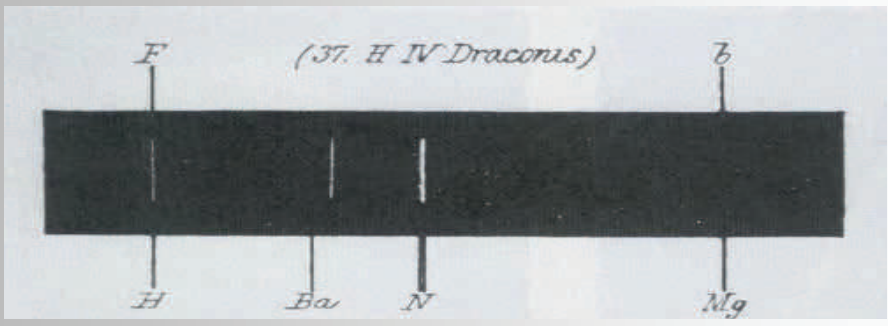


Abb. 2: Erstes Spektrum von NGC6543 von William Huggins [16]

Verbotene Übergänge

Bei NGC 6543 handelt es sich um eines der ersten astronomischen Objekte, die anhand eines Spektrums unter-sucht 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.

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 unbekannten Linien nicht von einem bisher unbekannten 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 $10^8/cm^3$ [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].

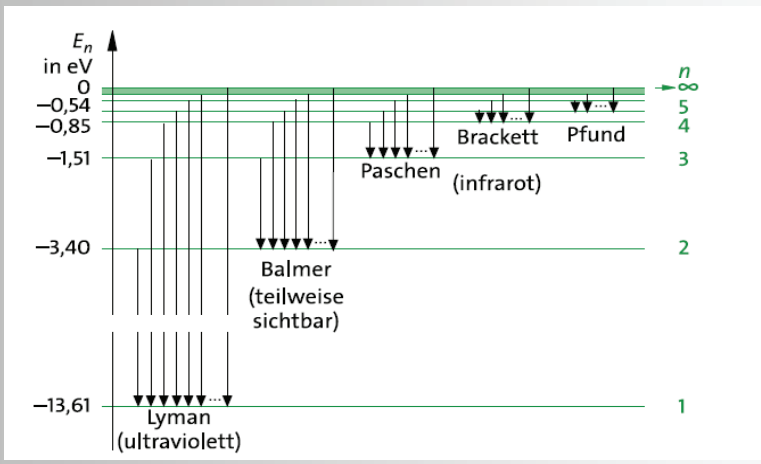


Abb.3. „Erlaubte" Übergänge von Wasserstoff [11]

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.

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-Gitter-spektrographen, bei dem das Licht über die spezifischen Reflektionseigenschaften des Gitters in verschiedenen Winkeln reflektiert wird.

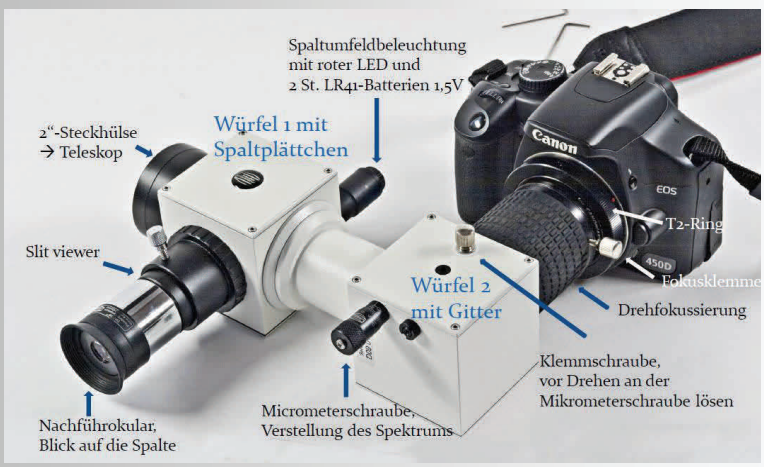


Abb. 4: Der DADOS Spektrograph und seine verschiedenen Komponenten
(die hier gezeigte Kamera Canon 450D haben wir nicht benutzt)

SPEKTRUM
MITTEILUNGSBLATT ÜBER
ASTRO- SPEKTROSKOPIE
AUSGABE NR. 53 01/2017

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 µm x 5,4 µm.

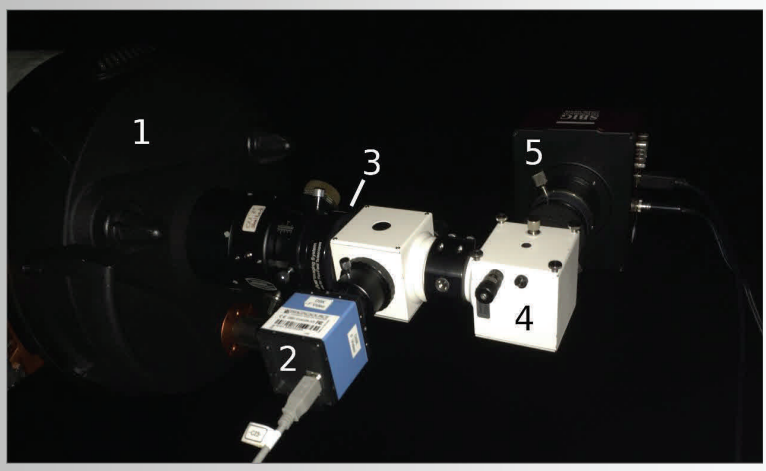


Abb. 5: Aufbau am Teleskop: 1: Celestron 11 ; 2: Farbvideokamera ; 3: Brennweiten Reduzierer ; 4: DADOS-Spektrograf ; 5: SBIG SW-Kamera

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.

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/Rauchverhältnis, 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, das 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 Himmelhintergrund neben dem planetarischen Nebel aufgenommen haben. Allerdings ist es vorteilhaft, auch vom Himmelshintergrund mehrere Aufnahmen zur Mittelwertbildung aufzunehmen.

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.

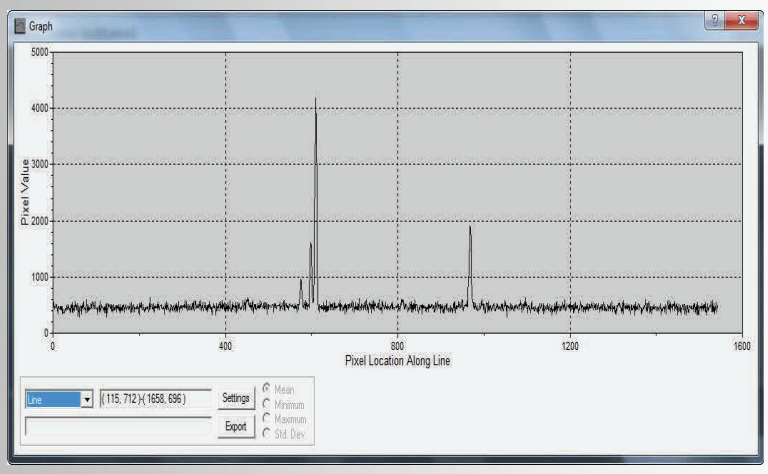


Abb. 7: Zwischenergebnis des Spektrums von NGC6543

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.

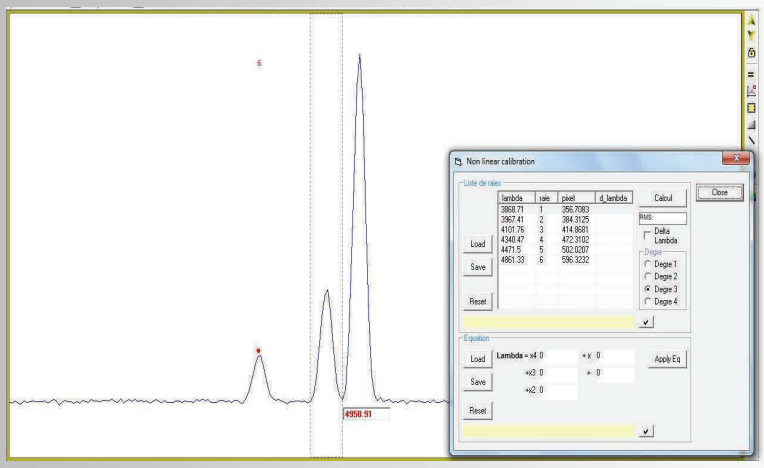


Abb. 8: Beispiel der Wellenlängenkalibration mit dem Programm VSpec

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 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.

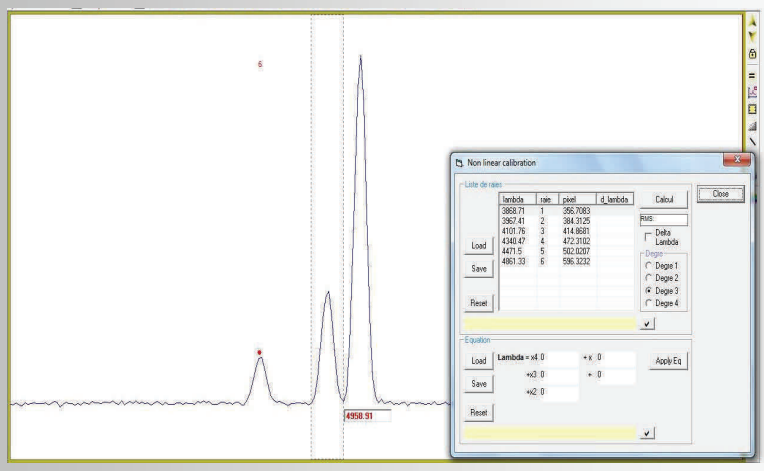


Abb. 8: Beispiel der Wellenlängenkalibration mit dem Programm VSpec

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.

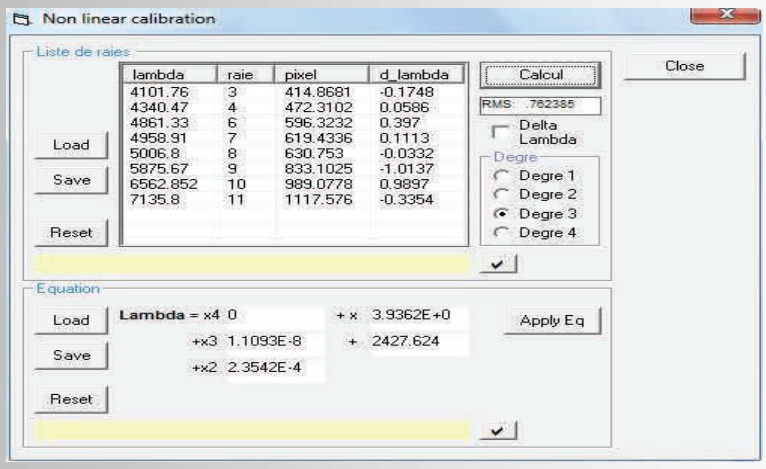


Abb. 9: Erfolgreiche Wellenlängenkalibration mit einem Polynom 3. Grades des Spektrums aus Abb. 8

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.

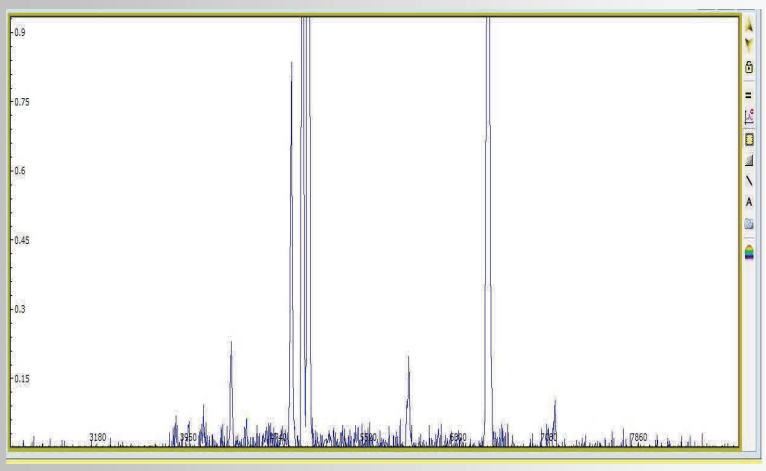


Abb. 10: Das mit VSpec wellenlängenkalibrierte Spektrum

SPEKTRUM
MITTEILUNGSBLATT ÜBER
ASTRO- SPEKTROSKOPIE
AUSGABE NR. 53 01/2017

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

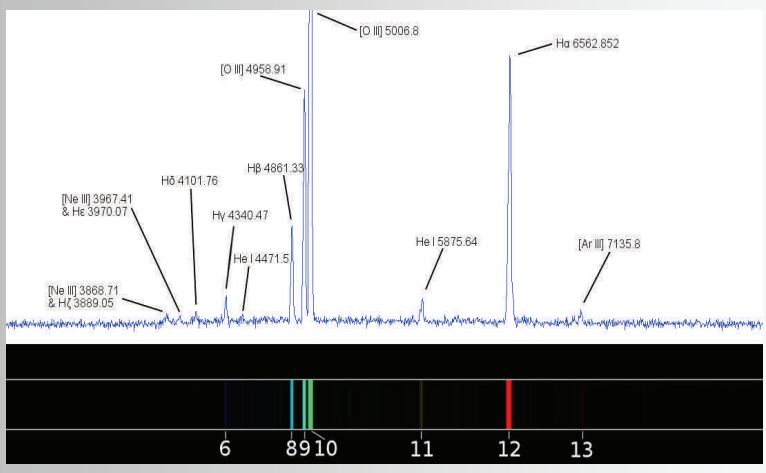


Abb. 11: Nachkoloriertes Spektrum (unten) mit Intensitätskurve (oben)
Bezifferung im Farbspektrum nach Tabelle 1

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 Hα, Hβ, Hγ, Hδ, Hε und Hζ. 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: Hγ bzw. HI	nein
2	446,66	447,15	-0,49	Helium: HeI	nein
3	485,99	486,13	-0,14	Wasserstoff: Hβ 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: Hα 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 Balmerserie sichtbar wird, wobei in der Referenzarbeit [14] die Linien Hα, Hβ und Hγ vertreten sind. In unserer Arbeit konnten wir noch die Wasserstofflinien bis zu Hδ, Hε und Hζ identifizieren. Jedoch sind die Linien Hε und Hζ 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 λ = 4958,9 Å und bei λ = 5006,8 Å identifiziert worden. Auch die beiden Heliumlinien bei λ = 4471,5 Å und bei λ = 5875,6 Å (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 Hα Linie liegen, können sie in unserem Spektrum nicht eindeutig identifiziert werden. Im niedrigen Wellenlängenbereich konnten wir aber Neon als Nebenmaxima der Hε und Hζ 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.

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 Hα und Hβ 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 HI Atom und nicht HII-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].

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.

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

SPEKTRUM
MITTEILUNGSBLATT ÜBER
ASTRO- SPEKTROSKOPIE
AUSGABE NR. 53 01/2017

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

v. 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 Hα equivalent width (EW), to realize a long-term monitoring of the intrinsic Hα 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 Hα emission.

Intermediate Report 2016

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

From the definitions of EW= $\int \frac{f_0 - f_\lambda}{f_0} d\lambda$ and the relation between stellar magnitudes and continuum flux variations F2/F1 = 10^(-0.4 m2-m1) it follows, that the line flux is F = C x EW/10^(0.4*Vphot). 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.

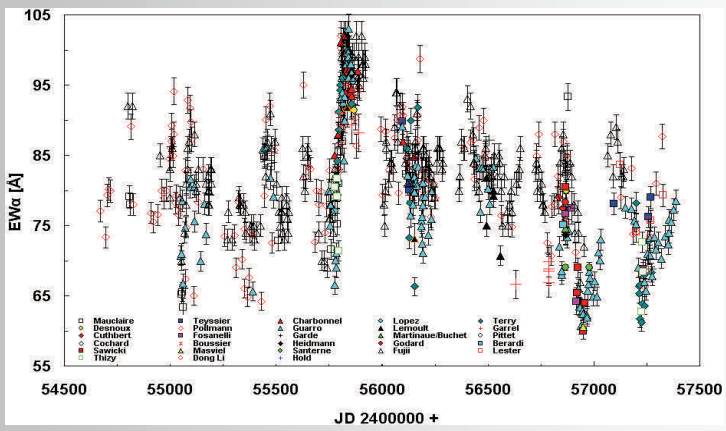


Fig. 1: Long-term monitoring of the Hα EW of P Cyg (ARAS group collaboration)

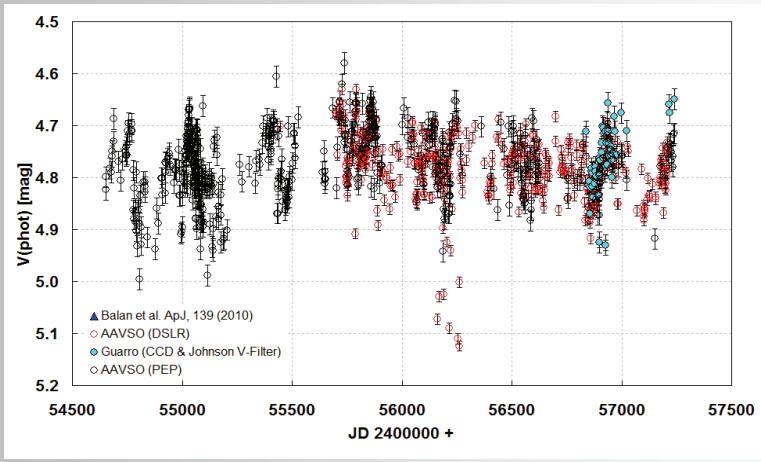


Fig. 2: Long-term monitoring of the photometrical Vmag of the AAVSO data base [photo electric photometry (PEP) & DSLR], J. Guarro (ARAS, CCD & Jonson Filter) and [3]

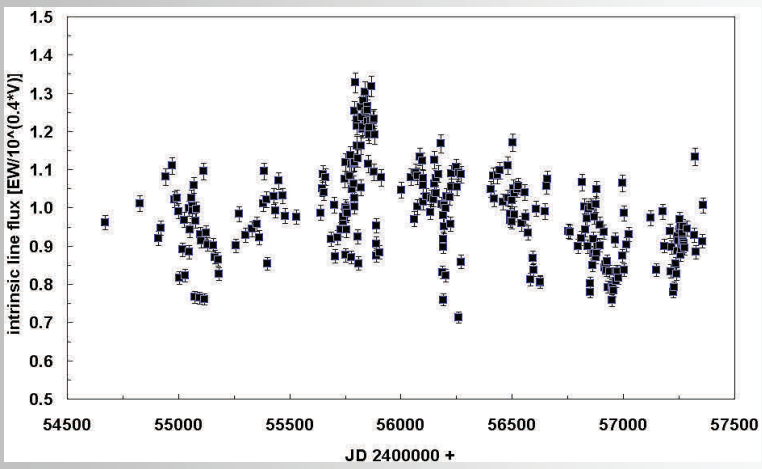


Fig. 3: Long-term monitoring of the intrinsic Hα line flux

With consideration of the standard deviation and possibly other kinds of errors, the temporal variation of the line flux of Hα 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, **A**nalisis de **V**ariabilidad **E**stelar, 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 Hα line flux.

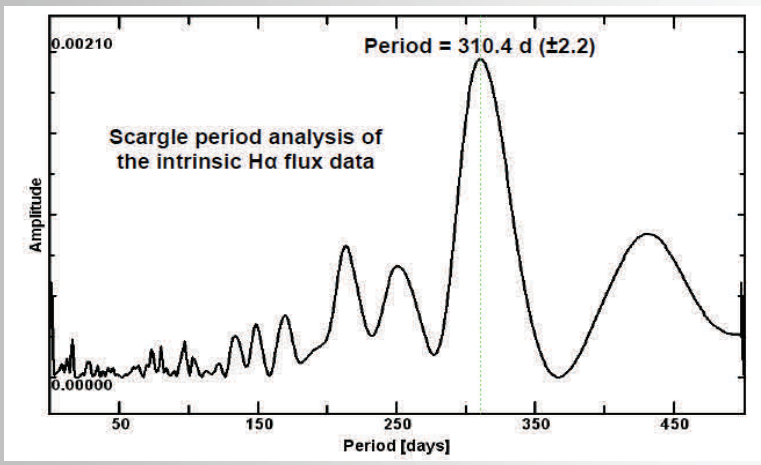


Fig. 4: Scargle period analysis performed with the program AVE of the Hα line flux data in Fig. 3

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.

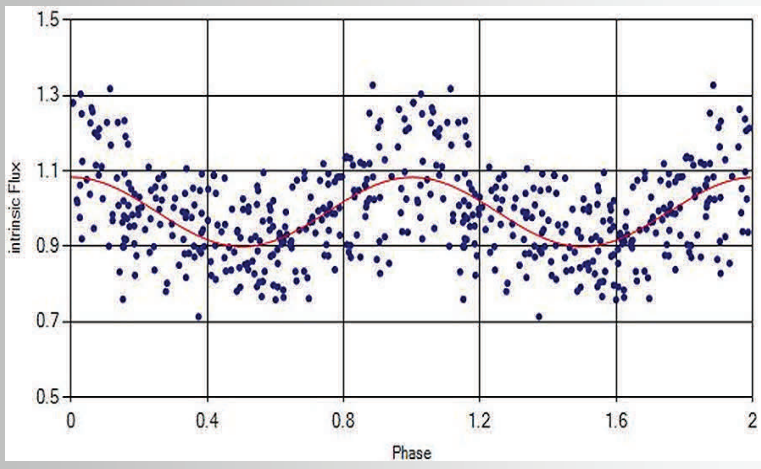


Fig. 5: Phase diagram of the 310.4 day period of Fig. 4

Summary

The intrinsic Hα 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 Hα emission (see intermediate report 2014: http://www.astrospectroscopy.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 spartially resolved Halpha emitting wind structure of P Cygni*

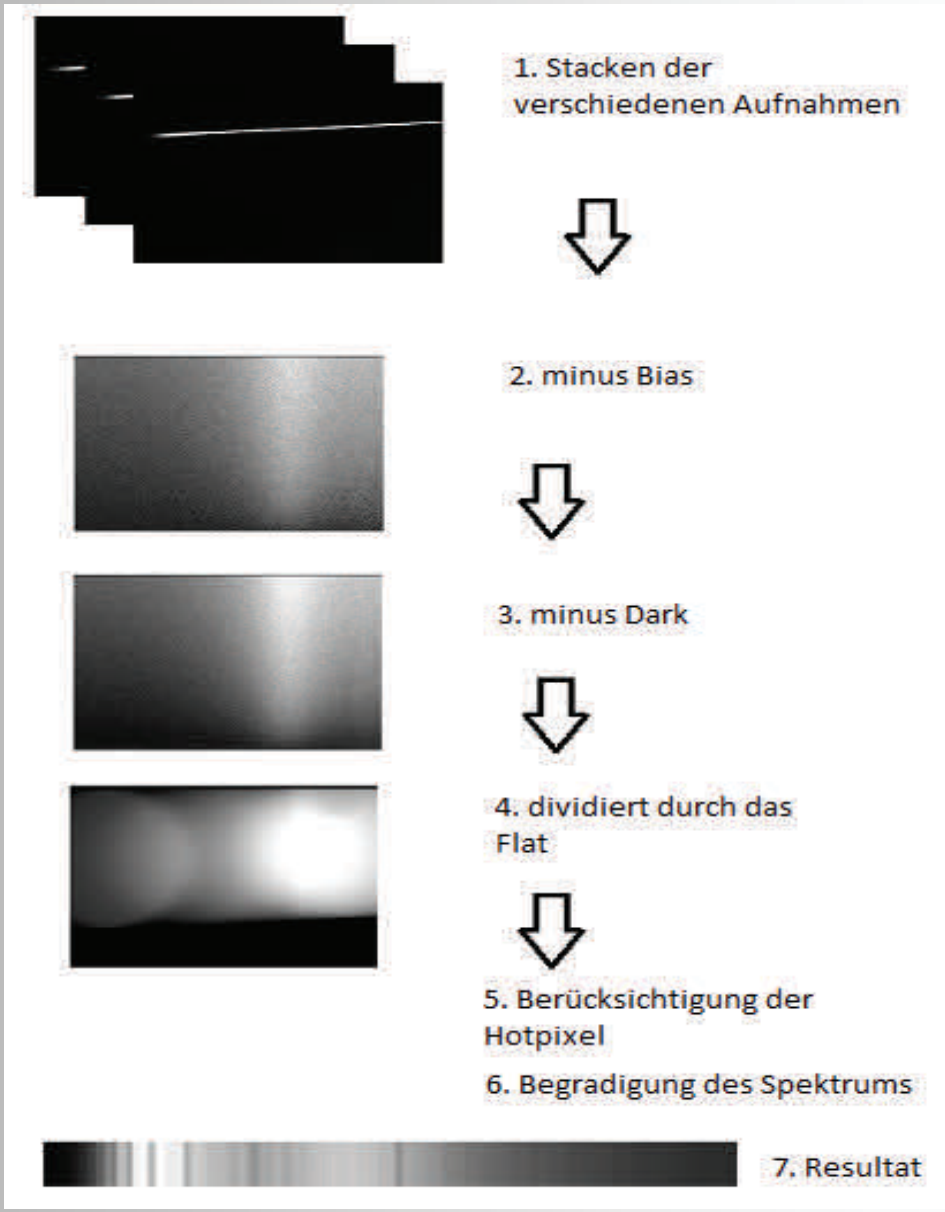
[4] Pollmann, E. & Vollmann, W., 2013 JAAVSO Volume 41,24: *Intermediate Report on January 2013 Campaign: Photometry and Spectroscopy of P Cygni*

SPEKTRUM
MITTEILUNGSBLATT ÜBER
ASTRO- SPEKTROSKOPIE
AUSGABE NR. 53 01/2017

Datenreduktion mit dem Computerprogramm ISIS (Teil 1)

v. Thomas Kaffka

In diesem Beitrag wird davon ausgegangen, dass bereits ein Sternspektrum, aufgenommen mit einer astronomischen CCD Kamera, vorliegt. Um das Rauschen in einem Sternspektrum zu minimieren, erstellt man gleich mehrere Aufnahmen. Diese Aufnahmen werden über einen mehrstufigen Bearbeitungsprozess optimal behandelt, sodass als Endergebnis ein Spektrum ohne die Rauscheinflüsse und optische Einflüsse der Kamera erzeugt wird. Um dieses Ziel zu erreichen, kann das Spektrenbearbeitungsprogramm ISIS herangezogen werden. Die prinzipielle Vorgehensweise mit ISIS zeigt das folgende Ablaufschema:



Datenreduktion (Teil 1), Thomas Kaffka

Die jeweiligen Einzelaufnahmen, die wir von ein und demselben Spektrum erzeugt haben, werden zunächst gestackt (1). Anschließend wird das Bias-Frame abgezogen (2). Als nächstes erfolgt die Subtraktion eines Dark-Frames (3). Dieses Ergebnis wird sodann durch ein Flat-Frame dividiert (4). Hotpixel des Kamerachip werden insofern berücksichtigt, als diese herausgemittelt werden (5). Dabei bekommt ein Hotpixel den Durchschnittswert der benachbarten Pixel. Weist das Spektrum eine Neigung auf, wird es in einem letzten Schritt noch begradigt (6). Als Resultat erhalten wir ein sauberes Spektrum, das dann mit anderen geeigneten Computerprogrammen weiterverarbeitet und ausgewertet werden kann.

Um diesen Reduktionsprozess mit ISIS durchführen zu können, müssen natürlich vorab die hierfür erforderlichen Korrekturbilder erstellt werden. Ich selbst besitze die preiswerte CCD Kamera ATIK 16 IC, die nicht geregelt gekühlt ist, sondern den Chip immer um 20°C unter die Umgebungstemperatur kühlt.

Das **Bias-Frame** ist eine Aufnahme, bei der die Einflüsse der Elektronik der Kamera Berücksichtigung finden. Zur Erstellung eines solchen Bias-Frames bin ich folgendermaßen vorgegangen: Ich habe meinen Kühlschrank so weit wie möglich heruntergekühlt, die Kamera hinein gelegt und dort mehrere Stunden durchgekühlt. Danach erfolgten Aufnahmen mit einer Belichtungszeit von 0,001 Sekunden, wobei natürlich die Schutzkappe auf der Kamera verbleibt. Wie man in Schritt (2) & (3) erkennt, weist die Kamera im Bias- und im Darkframe eine "Lichtkeule" auf. Im Kameragehäuse befindet sich ein elektronisches Bauteil, welches Elektronen auf den Chip emittiert. Und genau aus diesem Grunde müssen diese Bilder vom Grundbild abgezogen werden, sodass diese Elektronen nicht die Spektralaufnahme in deren jeweiligen Bereichen verfälschen.

Das **Darkframe** ist eine langzeitbelichtete Aufnahme mit geschlossenem Kameradeckel. Dabei soll der Dunkelstrom, also alle thermisch freigesetzten Elektronen, die den Chip treffen, abgebildet werden. Da meine Kamera keine Kühlregelung besitzt, also den Kamerachip nicht auf einem bestimmten Temperaturwert hält, habe ich mir ein Darkframe-Archiv zugelegt. Ich habe langzeitbelichtete Aufnahmen (5 Min.) erstellt, und parallel dazu die Außentemperatur gemessen. Und so erhält man eine Darkframe-Datenbank in "1°-Temperaturschritten" zwischen 20 und -5 °C. Kommt nun diese Kamera zum Einsatz, muss stets die Außentemperatur gemessen werden um so stets das passende Darkframe zuordnen zu können. Zur Temperaturmessung benutze ich den TFD 128 Temperatur-/Feuchte-Datenlogger von Conrad-Elektronik.

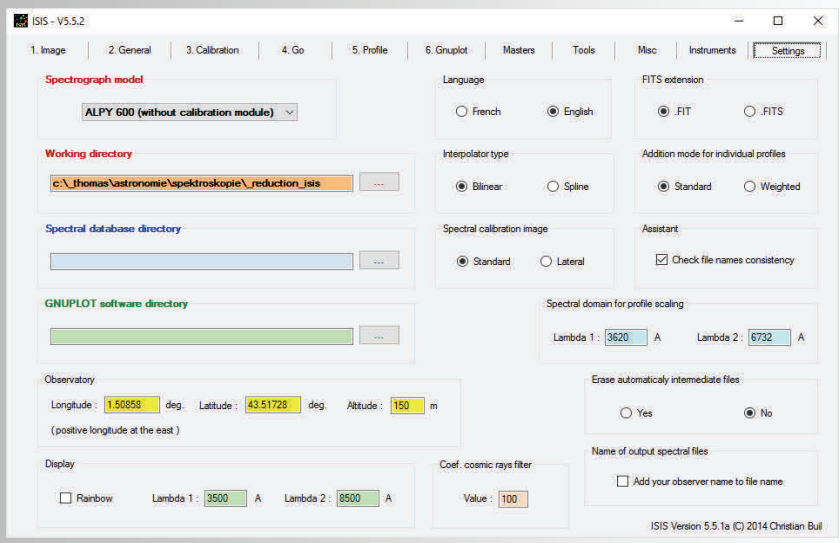
Im nächsten Schritt wird das sog. **Flatfield** berücksichtigt. Dabei handelt es sich um eine Aufnahme, die bei gleichmäßigem Lichteinfall in die Optik erstellt wird. Eine solche Aufnahme beinhaltet optische Fragmente, die u. a. durch Staub auf den verschiedenen optischen Elementen hervorgerufen werden. Im vorliegenden Falle werden auch kreisförmige Ornamente abgebildet, die dadurch zustande kommen, dass ich mit einer Lochmaske spektroskopiert habe.

Zur Erstellung eines Flatfields habe ich mir eine Flatfieldbox gebaut, die ich oben auf die senkrecht ausgerichtete Optik stelle und diese mit LED's gleichmäßig ausleuchte. Die Belichtungszeit wir so gewählt, dass die Hälfte der maximalen Kamerakapazität erreicht wird.

Im Schritt 5, der Beseitigung von **Hotpixeln**, kommt in ISIS eine Datei zur Anwendung, in der die Hotpixel der Kamera bereits erfasst sind. Diese werden mit Hilfe von Durchschnittswerten benachbarter Pixel herausgemittelt. Ganz zum Schluss muss das Spektrum für den Fall einer gewissen Schräglage noch begradigt werden. In der Regel werden Spektren in der Weise aufgenommen, dass sich links die kurzen Wellenlängen (blau) und rechts die langen Wellenlängen (rot) befinden, wobei das Spektrum völlig waagerecht ausgerichtet sein sollte. Ist dies nicht der Fall, kann eine solche Schräglage mit ISIS korrigiert werden. Als Resultat erhalten wir einen Spektralstreifen, aus dem verschiedene Kamera- und optische Einflüsse herausgerechnet wurden. Die Datei dieses Spektrums wird sodann für die weiteren Auswertungsschritte verwendet. Im nächsten Abschnitt wird diese Vorgehensweise mit ISIS im Detail erläutert.

Vorgehensweise mit ISIS

Bevor ISIS zum ersten Mal verwendet werden kann, müssen einige Grundeinstellungen vorgenommen werden (siehe nachfolgende Abb.). Dazu wird auf den Menu-Button "Settings" geklickt.

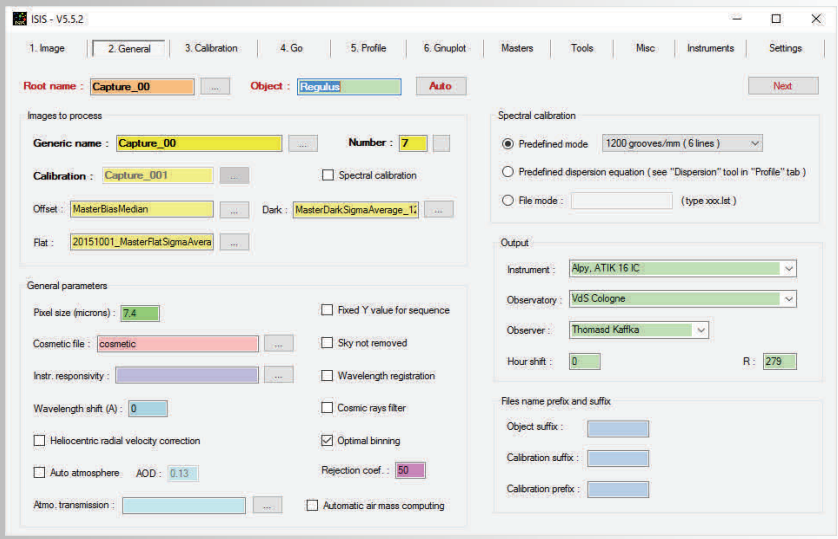


Im Normalfall sind dann die folgenden Eintragungen zu tätigen:

- wir wählen das Modell des Spektrographen (wenn in Liste vorhanden).
- wir wählen unser Arbeitsverzeichnis, in dem wir mit ISIS arbeiten möchten.
- wir wählen als Spache Englisch, außer, wir sind des Französischen mächtig.
- wir wählen als FITS Extention: FIT.

Danach betätigen wir den Button "Image". Hier muss berücksichtigt sein, dass die Einzelspektren einer Serie in der Reihenfolge ...1, ...2, ...3 vorhanden sein müssen (also bspw. Capture_001.fit, Capture_002.fit, Capture_003.fit, ...). Wir geben bei "Image name" den Dateinamen unseres ersten Frames ein und betätigen dann den "Display" Button, setzen ein Häkchen bei "Graticule" und klicken doppelt in die Mitte des Spektrums, sollte das Spektrum nicht horizontal verlaufen. Als "Domain" geben wir im Fall der vorliegenden 16-bit Kamera den ADU-Wert 65535 ein.

Als nächstes wird die Seite "General" aufgerufen, indem wir die 1 im Feld "Image name" löschen. Hier im Beispiel steht dann nur noch "Caputre_00" in diesem Feld. Dann betätigen wir den "Next" Button (siehe nachfolgende Abb.).

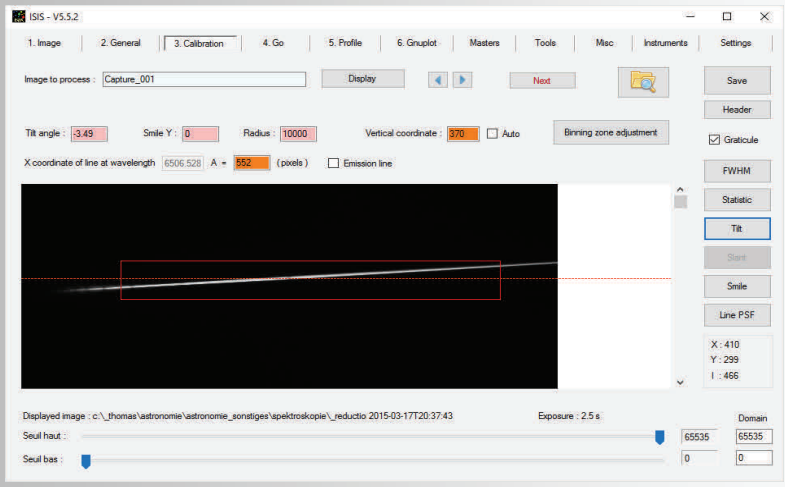


Im Feld "Root name" steht nun unser Capture_00. Die Felder "Genric name" und "Number" (Anzahl der Frames) werden vorbelegt. Im Feld "Object" wird der Name des von uns spektroskopierten Objekts eingetragen. Die Checkbox "Spectral calibration" bleibt leer. Für die Felder "Offset", "Dark" und "Flat" werden die oben beschriebenen Bias-, Dark- und Flat-Frames gewählt. Diese müssen sich in unserem Arbeitsverzeichnis befinden.

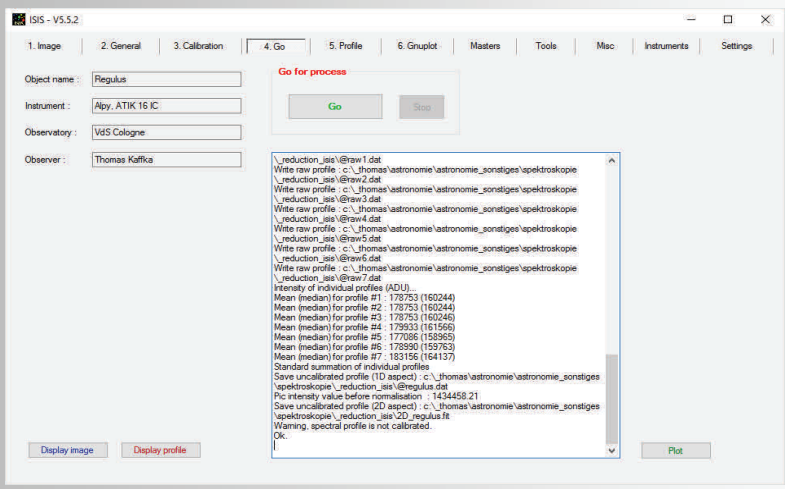
Die "Pixel size" unserer Kamera wird im entsprechenden Feld unter "General parameters" eingetragen. Weiterhin wird dort der "Cosmetic file" gewählt. Es handelt sich dabei um die Datei, in der unsere Hot-Pixel abgespeichert sind.

Wie diese erstellt wird, wird weiter unten erläutert. Im Bereich "Output" werden noch einige beschreibende Angaben gemacht. Wir tragen unser Instrument, die Sternwarte und unseren Namen ein. Alle übrigen Felder können wir ignorieren. Nun betätigen wir wieder den "Next" Button (siehe nachfolgende Abb.).

Die "Pixel size" unserer Kamera wird im entsprechenden Feld unter "General parameters" eingetragen. Weiterhin wird dort der "Cosmetic file" gewählt. Es handelt sich dabei um die Datei, in der unsere Hot-Pixel abgespeichert sind. Wie diese erstellt wird, wird weiter unten erläutert. Im Bereich "Output" werden noch einige beschreibende Angaben gemacht. Wir tragen unser Instrument, die Sternwarte und unseren Namen ein. Alle übrigen Felder können wir ignorieren. Nun betätigen wir wieder den "Next" Button.



Wir befinden uns nun auf der Seite "Calibration". Hier checken wir wieder "Graticule". Dann legen wir mit der Maus einen Rahmen um den Spektralfaden, sodass er links und rechts den Rahmen schneidet. Dann betätigen wir den Button "Tilt". In dem oberen Feld "Tilt angle" erscheint die Steigung des Spektralfadens. Damit kann ISIS nun den Spektralfaden horizontal ausrichten. Das Feld "Radius" kann auf 10000 gesetzt werden. Die Checkbox "Auto" erhält kein Häkchen. Das Feld "Domain" wird wieder auf 65535 gesetzt, wenn wir mit 16-bit Frames arbeiten. Nun betätigen wir wieder den Button "Next" und landen auf der "Go" Seite (siehe nachfolgende Abb.).



SPEKTRUM
MITTEILUNGSBLATT ÜBER
ASTRO- SPEKTROSKOPIE
AUSGABE NR. 53 01/2017

Datenreduktion (Teil 1), Thomas Kaffka

Hier sind wir nun an der Seite angelangt, die uns das Ergebnis unserer Bemühungen erstellt. Die vier linken, oberen Anzeigefelder dienen nur zur Information. Wir betätigen nun den "Go" Button und eine Lawine von Meldungen ergießt sich in das mittlere Anzeigefeld. Wichtig ist, dass die Meldungen mit einem "Ok" beendet werden. Die Datenreduktion, die wir nun fertig gestellt haben, gewinnt aus einem 2 dimensionalen Frame eine eindimensionale Abbildung des Spektrogramms. Wenn man nun in sein Arbeitsverzeichnis sieht, dann finden sich dort die folgenden Dateien.

Name	Änderungsdatum	Typ	Größe
files	27.03.2015 10:13	Dateiordner	
@1.fit	21.06.2016 18:49	FITS Image File	1.277 KB
@2.fit	21.06.2016 18:49	FITS Image File	1.277 KB
@3.fit	21.06.2016 18:49	FITS Image File	1.277 KB
@4.fit	21.06.2016 18:49	FITS Image File	1.277 KB
@5.fit	21.06.2016 18:49	FITS Image File	1.277 KB
@6.fit	21.06.2016 18:49	FITS Image File	1.277 KB
@7.fit	21.06.2016 18:49	FITS Image File	1.277 KB
@raw1.dat	21.06.2016 18:49	DAT-Datei	14 KB
@raw2.dat	21.06.2016 18:49	DAT-Datei	14 KB
@raw3.dat	21.06.2016 18:49	DAT-Datei	14 KB
@raw4.dat	21.06.2016 18:49	DAT-Datei	14 KB
@raw5.dat	21.06.2016 18:49	DAT-Datei	14 KB
@raw6.dat	21.06.2016 18:49	DAT-Datei	14 KB
@raw7.dat	21.06.2016 18:49	DAT-Datei	14 KB
@regulus.dat	21.06.2016 18:49	DAT-Datei	14 KB
@s.fit	21.06.2016 18:49	FITS Image File	1.277 KB
_Regulus.fit	21.06.2016 18:49	FITS Image File	1.277 KB
2D_regulus.fit	21.06.2016 18:49	FITS Image File	206 KB
20151001_MasterFlatSigmaAverage.fit	02.10.2015 15:25	FITS Image File	642 KB
Capture_001.fit	17.03.2015 21:37	FITS Image File	642 KB
Capture_002.fit	17.03.2015 21:37	FITS Image File	642 KB
Capture_003.fit	17.03.2015 21:38	FITS Image File	642 KB
Capture_004.fit	17.03.2015 21:39	FITS Image File	642 KB
Capture_005.fit	17.03.2015 21:39	FITS Image File	642 KB
Capture_006.fit	17.03.2015 21:39	FITS Image File	642 KB
Capture_007.fit	17.03.2015 21:39	FITS Image File	642 KB
cosmetic.lst	22.06.2015 09:30	LST-Datei	1 KB
delete.bat	05.09.2015 18:33	Windows-Batchda...	1 KB
MasterBiasMedian.fit	25.08.2010 19:54	FITS Image File	642 KB
MasterDarkSigmaAverage_12.fit	24.02.2011 09:49	FITS Image File	642 KB
rename.bat	18.03.2015 08:30	Windows-Batchda...	1 KB
rename_fit.bat	02.10.2015 15:30	Windows-Batchda...	1 KB

Uns geht es aber nur um die Datei "2D_regulus.fit". Diese kann man zum Beispiel mit dem Programm "FITS Liberator" aufrufen und ansehen. Wie man sieht, handelt es sich um das reduzierte Spektrum von Regulus, welches wir für die weitere Bearbeitung benötigen. Wir sind nun am Punkt 7. des ersten Abschnitts angelangt. (Beitrag wird fortgesetzt).

SPEKTRUM
MITTEILUNGSBLATT ÜBER
ASTRO- SPEKTROSKOPIE
AUSGABE NR. 53 01/2017

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/spektroskopie/veraenderliche-sterne):

- Spektroskopie und Photometrie
- Technik und Beobachtung
- Qualitative Spektralanalyse
- Quantitative Spektralanalyse
- Cepheiden, Delta Scuti-Sterne, Mira-Sterne, Kohlenstoff-Sterne, Emissionslinien-Sterne, Doppelsterne, Bedeckungsveränderliche

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)

SPEKTRUM
MITTEILUNGSBLATT ÜBER
ASTRO- SPEKTROSKOPIE
AUSGABE NR. 53 01/2017

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 15N, 13C, 17O 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 14N/15N and 12C/13C 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 14N/15N and 12C/13C 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 14N/15N and 12C/13C 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 14N/15N and 12C/13C 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)

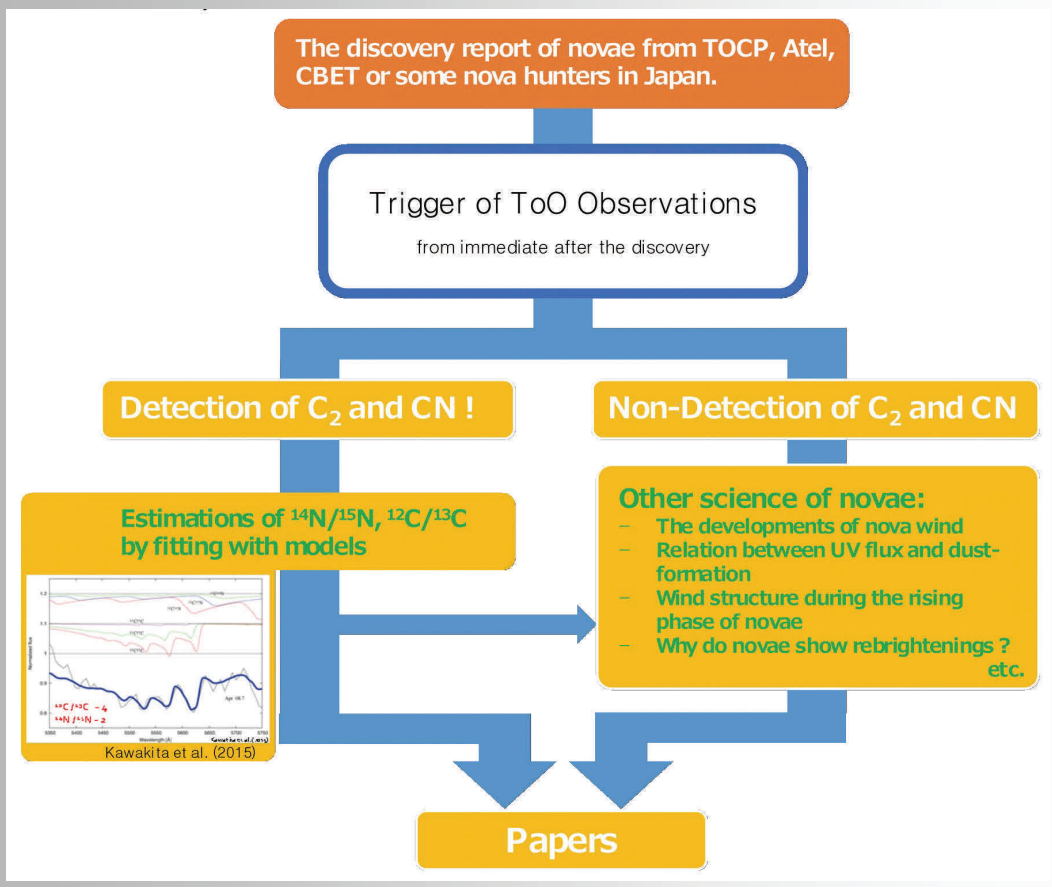
Akito Tajitsu - Subaru telescope, NAOJ, USA

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: