



Aus der Reihe

Astronomie

Astronomical Bulletin Wischnewski

No. 12: Helligkeit und Spektrum der Nova V339 Del

Photometrie und Spektroskopie von V339 Del (Nova Del 2013)

Abstract Die Nova wurde vom 14.08.2013 bis 18.10.2013 mit einer DSLR Canon EOS 60Da photometriert und spektroskopiert. Für die Photometrie wurde das Objektiv Canon EF 200 mm f/2.8L verwendet. Die Spektren wurden mit dem StarAnalyser 100 an einem ED-Apochromat 127/950 mm gewonnen. Es werden die Helligkeiten der Farbkanäle der DSLR mit integrierten Helligkeiten aus den Spektren verglichen. Die Entfernung der Nova konnte abgeschätzt werden.

Aus den Spektren werden die Äquivalentbreiten der Balmerlinien bestimmt und die Korrelation mit der V-Helligkeit untersucht. Ferner werden die Linien identifiziert und ihre zeitliche Entwicklung präsentiert. Schließlich können die sich verlangsamende Expansion der Photosphäre und die damit gekoppelte Zunahme der zirkumstellaren Absorption abgeschätzt werden.

Der besondere Wert dieser Arbeit liegt in der Demonstration, dass mit einfachen und preiswerten technischen Hilfsmitteln selbst in der Spektroskopie bemerkenswerte wissenschaftliche Ergebnisse erzielt werden können.

Eine ausführliche Behandlung der Themen Veränderliche, Novae, Photometrie und Spektroskopie finden Sie im Buch *›Astronomie in Theorie und Praxis‹*, 6. Auflage (ISBN 978-3-00-040524-2).

Dr. Erik Wischnewski

Heinrich-Heine-Weg 13 • D-24568 Kaltenkirchen

E-Mail: proab@t-online.de • Internet: <http://www.astronomie-buch.de>

Das Werk einschließlich aller seiner Teile ist urheberrechtlich geschützt. Jede Verwertung außerhalb der engen Grenzen des Urheberrechtsgesetzes ist ohne Zustimmung des Autors unzulässig und strafbar. Das gilt insbesondere für Vervielfältigungen, Übersetzungen, Mikroverfilmungen und die Einspeicherung und Verarbeitung in elektronischen Systemen.

Alle Rechte vorbehalten.

© Dr. Erik Wischnewski, Kaltenkirchen 2014

Version: 06.03.2014 07:10:11

Inhaltsverzeichnis

1	Beobachtungsparameter.....	3
2	Parameter der Sterne	3
	2.1 Nova	3
	2.2 Referenzsterne	3
3	Umrechnungsfunktion.....	5
4	Einzelmessungen.....	6
5	Fehler der Messungen	7
6	Belichtung der Aufnahmen	7
	6.1 Photometrie	7
	6.2 Spektroskopie	8
7	Lichtkurven.....	9
8	Aufnahme und Kalibrierung der Spektren.....	10
	8.1 Aufnahmetechnik	10
	8.2 Flusskalibrierung	11
	8.3 Wellenlängenkalibrierung	12
9	Bestimmung der Helligkeit anhand der Spektren	13
10	Strahlungsfluss der Spektrallinien	19
	10.1 Methodik	19
	10.2 Äquivalentbreite	20
	10.3 Linienfluss	23
11	Balmerdekrement.....	25
12	Expansionsgeschwindigkeit.....	26
13	Berechnungen.....	29
	13.1 Entfernung	29
	13.2 Leuchtkraft	29
	13.3 Energie	30
	13.4 Praenova	30
	13.5 Radius	30
	13.6 Extinktion	30
	13.7 Expansion	31
14	Spektralklassifikation.....	32
	14.1 Tololo-System	32
	14.2 Klassifikation	40
	14.3 Entwicklung der Spektrallinien	40
15	Schlussfolgerungen	43
	15.1 Fazit zur Nova	43
	15.2 Fazit zur Technik	43
	Literatur.....	44

1 Beobachtungsparameter

Beobachter:	Dr. Erik Wischnewski	
Beobachtungsort:	24568 Kaltenkirchen, Deutschland	
Beobachtungszeitraum:	14.08.2013 – 18.10.2013	
Objekt:	V339 Del	
Art des Objektes:	Nova (NA)	
Fernrohr:	Dreilinsiger ED-Apochromat 127/950 mm f/7.5	
Dispersionselement:	Blazegitter <i>StarAnalyser</i> (100 L./mm), spaltlos prefokal	
Kamera:	DSLR Canon EOS 60Da	
Objektiv:	Canon EF 200 mm f/2.8L USM II	(nur zur Photometrie)
Empfindlichkeit:	ca. ISO 200 zur Photometrie ca. ISO 800 zur Spektroskopie	
Stacking:	ca. 10 Aufnahmen zur Photometrie ca. 40 Aufnahmen zur Spektroskopie (bis 100)	

2 Parameter der Sterne

2.1 Nova

Nova:	V339 Del	
Epoche:	16.08.2013 = J.D. 2456520.95	
Maximalhelligkeit:	4.3 mag (V)	
Rektaszension:	$\alpha = 20^{\text{h}} 23^{\text{m}} 30.68^{\text{s}}$	(J2000.0)
Deklination:	$\delta = +20^{\circ} 46' 03.8''$	(J2000.0)

2.2 Referenzsterne

Zur Photometrie wurden insgesamt neun Sterne aus dem näheren Umfeld verwendet. Mit ihrer Hilfe kann einerseits eine Aussage über die Genauigkeit der Messungen erfolgen und andererseits auch die Kataloghelligkeiten auf Ausreißer überprüft werden. Ferner kann eine Abweichung von der strahlungstheoretischen Proportionalität durch Verwendung einer Ausgleichsgerade oder einer Ausgleichsparabel ausgeglichen werden (siehe Abbildung 2).

Stern	Name	Spektrum	B _J	V _J	R _J
a	SAO 88664	G6 III	6.378	5.61	
b	SAO 88783	A1m	6.318	6.205	
c	SAO 106143	A0	6.91	6.89	
d	SAO 88671	A2	7.994	7.874	
e	SAO 88715	F8	8.343	7.935	7.5
f	SAO 88610	F2	8.29	8.02	7.73
g	SAO 88659	G5	9.70	8.97	8.7
h	GSC 1644:2006		11.01	10.05	9.5
i	GSC 1644:1792		10.58	10.19	10.4

Tabelle 1: Referenzsterne und ihre Johnson-Helligkeiten.

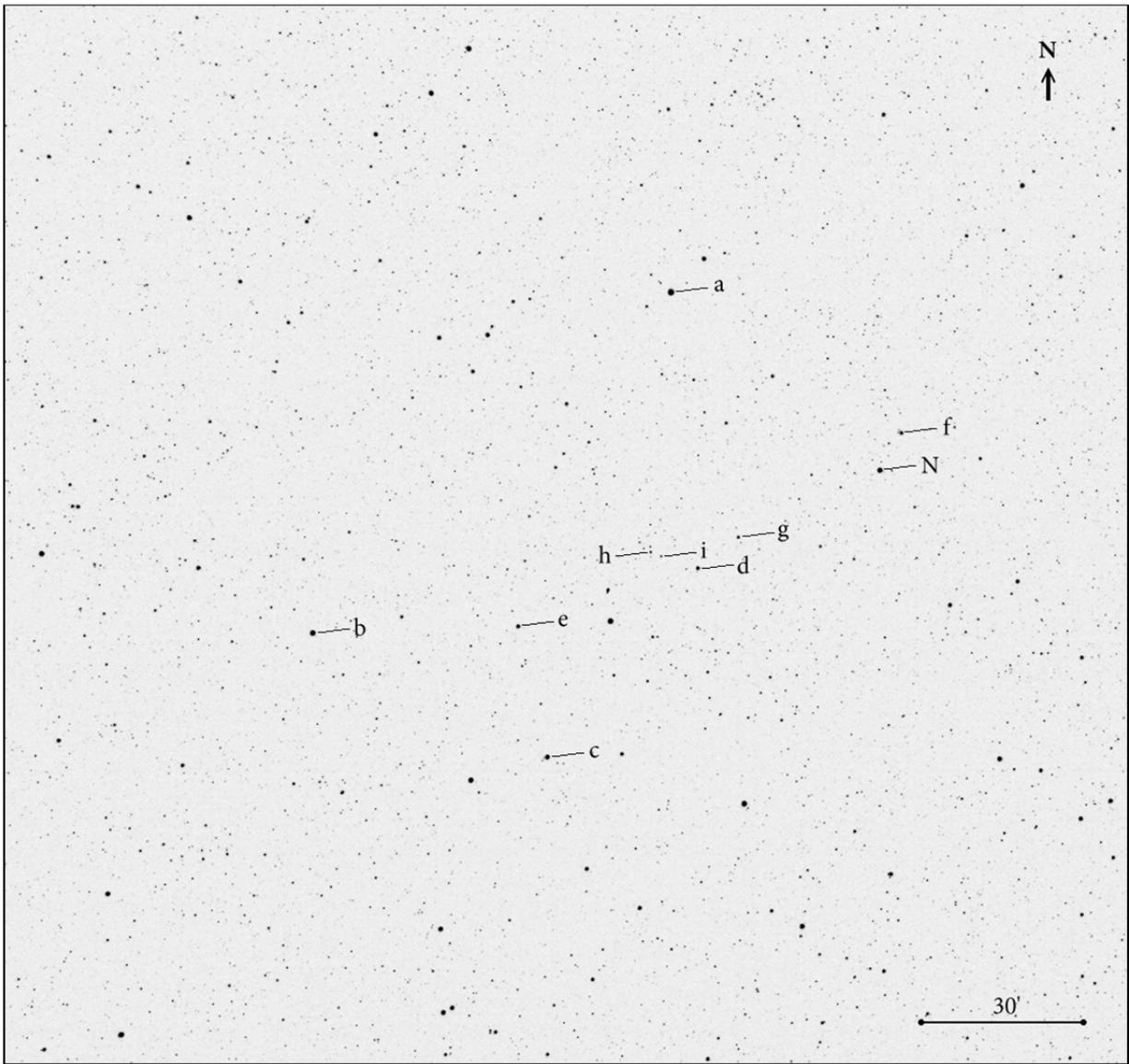


Abbildung 1: Umgebungskarte mit Nova (N) und Referenzsternen (a bis i).

Die B- und V-Helligkeiten entstammen dem Tycho-Katalog und wurden mit Hilfe nachstehender Gleichungen ins Johnson-System umgerechnet (ESA 1997). Die R_J-Helligkeiten wurden dem USNO-Katalog entliehen, die wegen der dort bereits vorgenommenen Umrechnung im Mittel nur 0.25 mag genau sind. Die übrigen Angaben haben eine Genauigkeit von ca. 0.02 mag.

$$V_J = V_T - 0.09 \cdot (B - V)_T \quad (1)$$

$$B_J = B_T - 0.24 \cdot (B - V)_T \quad (2)$$

Der Stern SAO 88610 (f) liegt dicht neben der Nova und ist auf den Spektralaufnahmen ebenfalls vermessbar. Für diesen Zweck wurde die R-Helligkeit von Stern f auf Basis mehrerer Messungen ermittelt, die einen mittleren Fehler von 0.10 mag aufweisen.

3 Umrechnungsfunktion

Die Umrechnungsfunktion wird für jede Beobachtung (Aufnahme) und jede Farbe erstellt. Der mittlere Fehler der linearen oder quadratischen Regression wird als Genauigkeitsmaß für die jeweilige Messung verwendet. Im Folgenden sind ein Beispiel mit einem niedrigen Fehler und ein Beispiel mit einem charakteristischen (typischen) Fehler angegeben.

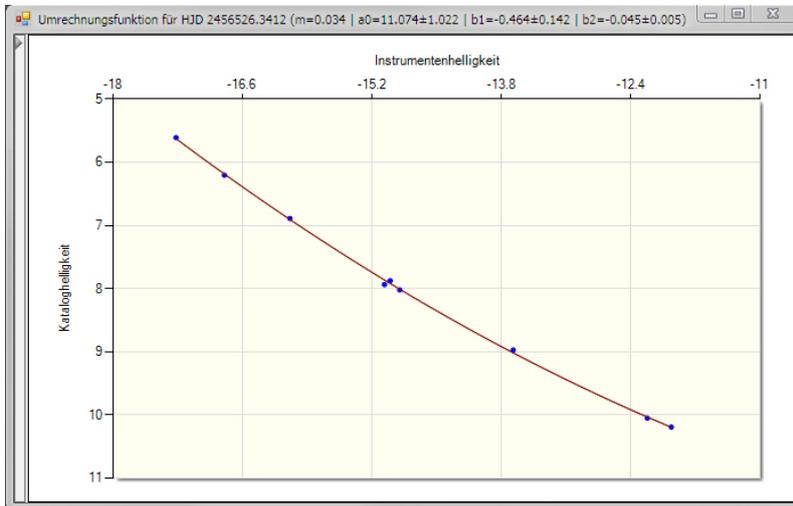


Abbildung 2: V-Helligkeiten der Referenzsterne aus Tabelle 1, aufgetragen gegen Instrumentenhelligkeit des Grünkanals. Die Messungen lassen sich sehr gut durch eine Parabel beschreiben (rote Linie). Diese Umrechnungsfunktion ist die genaueste der gesamten Messreihe.

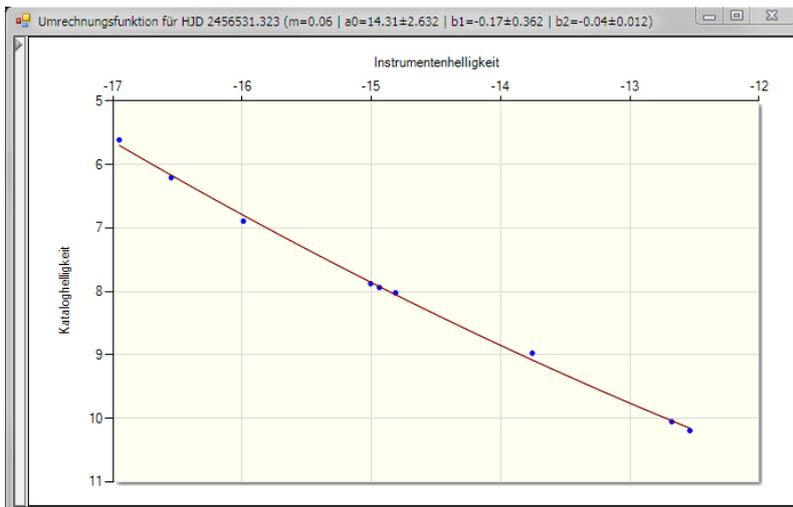


Abbildung 3: V-Helligkeiten der Referenzsterne aus Tabelle 1, aufgetragen gegen Instrumentenhelligkeit des Grünkanals. Die Messungen lassen sich hinreichend gut durch eine Parabel beschreiben (rote Linie). Diese Umrechnungsfunktion ist charakteristisch für die gesamte Messreihe.

4 Einzelmessungen

Die Tabelle 2 enthält die Zenithelligkeiten der Nova in Anlehnung an das Johnson-System. Zenithelligkeit bedeutet, es wurde die differentielle Extinktion berücksichtigt. In Anlehnung an das Johnson-System meint, dass die Helligkeiten der Referenzsterne im Johnson-System vorliegen, aber die RGB-Transmissionskurven der Kamera nicht dem UBVR_I von Johnson oder Johnson-Kron-Cousins entsprechen. Nur der Grünkanal der Canon EOS 60Da entspricht sehr gut der V-Helligkeit nach Johnson (siehe Abbildung 18). Der Blaukanal spiegelt die B-Helligkeit nach Johnson nur sehr schlecht wider, was an späterer Stellen noch ausführlich diskutiert wird. Auch die R-Helligkeit der Canon 60Da entspricht weder R_J nach Johnson noch R_C nach Kron-Cousins. Eine Farbkalibrierung wurde versucht, brachte aber keine besseren Ergebnisse. Sie wurde daher wieder verworfen und soll hier auch nicht diskutiert werden.

Datum	J.D. 2456...	t _{Max.}	B	σ _B	V	σ _V	R	σ _R
14.08.2013	519.50	-1.5	6.27	0.08	6.03	0.02	5.62	0.19
18.08.2013	523.50	2.5	5.44	0.06	5.41	0.05	4.26	0.18
20.08.2013	525.35	4.4	5.86	0.04	5.74	0.08	4.60	0.18
21.08.2013	526.34	5.4	5.65	0.07	5.60	0.03	4.98	0.18
22.08.2013	527.38	6.4	5.96	0.07	5.80	0.06	5.39	0.18
23.08.2013	528.47	7.5	6.31	0.15	6.03	0.07	5.04	0.18
24.08.2013	529.35	8.4	6.38	0.08	6.28	0.11	5.08	0.18
25.08.2013	530.32	9.4	6.36	0.07	6.28	0.11	4.94	0.18
26.08.2013	531.32	10.4	6.28	0.21	6.37	0.06	5.85	0.21
28.08.2013	533.36	12.4	6.68	0.06	6.63	0.08	5.16	0.18
29.08.2013	534.35	13.4	6.71	0.10	6.55	0.08	4.95	0.18
04.09.2013	540.32	19.4	7.38	0.10	7.20	0.08	5.33	0.18
05.09.2013	541.34	20.4	7.16	0.08	7.28	0.10	5.41	0.18
06.09.2013	542.32	21.4	7.17	0.09	7.32	0.07	5.31	0.18
13.09.2013	549.29	28.3	7.56	0.12	7.69	0.11	5.27	0.18
16.09.2013	552.29	31.3	7.72	0.17	7.99	0.13	5.91	0.18
20.09.2013	556.32	35.4	7.91	0.09	8.20	0.10	6.13	0.18
24.09.2013	560.27	39.3	8.40	0.06	8.44	0.04	6.44	0.18
26.09.2013	562.26	41.3	8.47	0.09	8.66	0.07	7.17	0.18
28.09.2013	564.26	43.3	8.68	0.06	8.84	0.04	6.65	0.18
29.09.2013	565.28	44.3	8.81	0.02	9.03	0.09	6.24	0.18
30.09.2013	566.26	45.3	8.86	0.09	9.09	0.08	6.30	0.18
01.10.2013	567.27	46.3	8.80	0.13	9.29	0.07	6.54	0.18
02.10.2013	568.30	47.3	9.31	0.06	9.41	0.07	6.82	0.18
03.10.2013	569.28	48.3	9.32	0.09	9.60	0.05	7.22	0.18
13.10.2013	579.30	58.3	10.33	0.10	10.48	0.09	8.59	0.18
18.10.2013	584.24	63.3	10.71	0.05	10.76	0.06	9.35	0.18

Tabelle 2: Einzelmessungen der Nova V339 Del. Als Julianisches Datum wird in dieser Arbeit nur die Zahl in der Spalte verwenden (ohne J.D. 2456...) und als RJD (*Revidiertes J.D.*) bezeichnet. Die Spalte t_{Max.} enthält die Zeit relativ zum Maximum.

5 Fehler der Messungen

Die mittleren Fehler der Messungen aus Tabelle 2 ergeben folgende Statistik:

	B	V	R
kleinster Fehler	0.02	0.02	0.18
durchschn. Fehler	0.09	0.07	0.18
größter Fehler	0.21	0.13	0.21

Tabelle 3: Statistik der mittleren Fehler der Messungen in Tabelle 2.

Betrachtet man die durchschnittlichen mittleren Fehler in den Farben B und V, so erkennt man, dass diese deutlich größer sind als die Fehler der Tycho-Kataloghelligkeiten (0.012 mag). Dies rührt einerseits von der Umrechnung ins Johnson-System her und spiegelt andererseits die Streuung der Messdaten im Umrechnungsdiagramm wider. Die Werte machen einen vertrauenswürdigen Eindruck.

Bei den R-Helligkeiten ist es anders herum: Die Fehler aufgrund der Umrechnung ins Johnson-System werden im USNO-Katalog mit 0.25 mag angegeben. Eine quadratische Regression über die fünf Referenzsterne e bis i sollte eine statistische Verbesserung um 30% ergeben ($\sqrt{5-3} = 0.7$). Damit sollte der charakteristische Fehler 0.18 mag betragen, wie ihn die Beobachtung auch tatsächlich liefert.

6 Belichtung der Aufnahmen

6.1 Photometrie

Die Aufnahmen für die Photometrie wurden mit dem Canon-Objektiv EF 200mm f/2.8L II USM auf einer Canon EOS 60Da angefertigt. Es wurde vorzugsweise ISO 200 gewählt, in wenigen Fällen auch ISO 400. Die Blende betrug f/2.8 und die Belichtungszeit lag im Bereich 5–10 Sekunden. Die Belichtung wurde für die gesamte Serie konstant gewählt, auch als die Nova schwächer wurde. Dies geschah wegen der Zielsetzung, dass kein Referenzstern in die Sättigung kommen sollte, um für die gesamte Serie eine „einheitliche“ Ausgleichsrechnung durchführen zu können, das heißt immer eine Parabel mit allen Referenzsternen. Bei dem gewählten ISO-Wert und der genannten Belichtungszeit konnte die gesamte Spanne vom hellsten Stern a bis zum schwächsten Stern i abgedeckt werden. Stern a war häufiger ganz knapp in der Sättigung, was bei Verwendung des PSF-Messverfahrens keine Probleme ergab und durch die Ausgleichsparabel sehr gut kompensiert wurde. Stern i besaß immer einen genügenden Rauschabstand. Zur Reduzierung des Rauschens wurden zehn Einzelaufnahmen addiert und jeweils ein gemittelttes Dunkelbild (Masterdark) subtrahiert. Zur Reduzierung der Vignette wurde durch ein gemittelttes Flatframe dividiert.



Abbildung 4: Canon EOS 60Da auf einem 3D-Neigekopf an der Deklinationsachse einer parallaktischen Montierung mit motorischer Nachführung.

6.2 Spektroskopie

Die Aufnahmen für die Spektroskopie wurden mit dem ED-Apochromat und einer Canon EOS 60Da angefertigt. Es wurde vorzugsweise ISO 800 gewählt, ab 03.09.2013 in einigen Fällen auch ISO 1600. Die Belichtungszeit lag zunächst bei ca. 4 Sekunden und ab dem 03.09.2013 bei 8–10 Sekunden. Die spezifische Problematik lag bei der Helligkeitszunahme der $H\alpha$ -Linie, die trotz ständiger Kontrolle leider in drei Fällen so sehr in die Sättigung geraten ist, dass sie nicht mehr vermessen werden konnte (05./06./13.09.2013 = RJD 541/542/549). Um die schwachen Linien und das noch schwächere „Kontinuum“ hinreichend rauscharm zu erhalten, wurden anfänglich 40–60 Einzelbilder und ab 28.09.2013 sogar 80–100 Aufnahmen addiert. Die Addition (Stacking) erfolgte mit Fitswork anhand der nullten Ordnung des Referenzsterns SAO 88610 (f). Dieser Stern befindet sich (glücklicherweise) auf allen Aufnahmen und ist nur ca. 8' von der Nova entfernt. Die Verwendung der Nova selbst schied aus, weil Fitswork beim Stacking nur den Grünkanal verwendet, der in vielen Fällen zu schwach war (Belichtung wurde an die rote $H\alpha$ -Linie angepasst). Zur Reduzierung des Rauschens wurden zehn Einzelaufnahmen addiert und jeweils ein gemittelttes Dunkelbild (Masterdark) subtrahiert. Auf ein Flatframe zur Reduzierung der Vignette musste verzichtet werden.

7 Lichtkurven

Die Helligkeiten der Tabelle 2 wurden gemeinsam in ein Diagramm eingetragen und farblich kodiert. Die B- und V-Helligkeiten liegen im Großen und Ganzen eng beieinander, die R-Helligkeit liegt überwiegend um zwei Größenklassen darüber. In der Nähe des Maximums liegt die R-Helligkeit nur etwa eine Größenklasse über der V-Helligkeit.

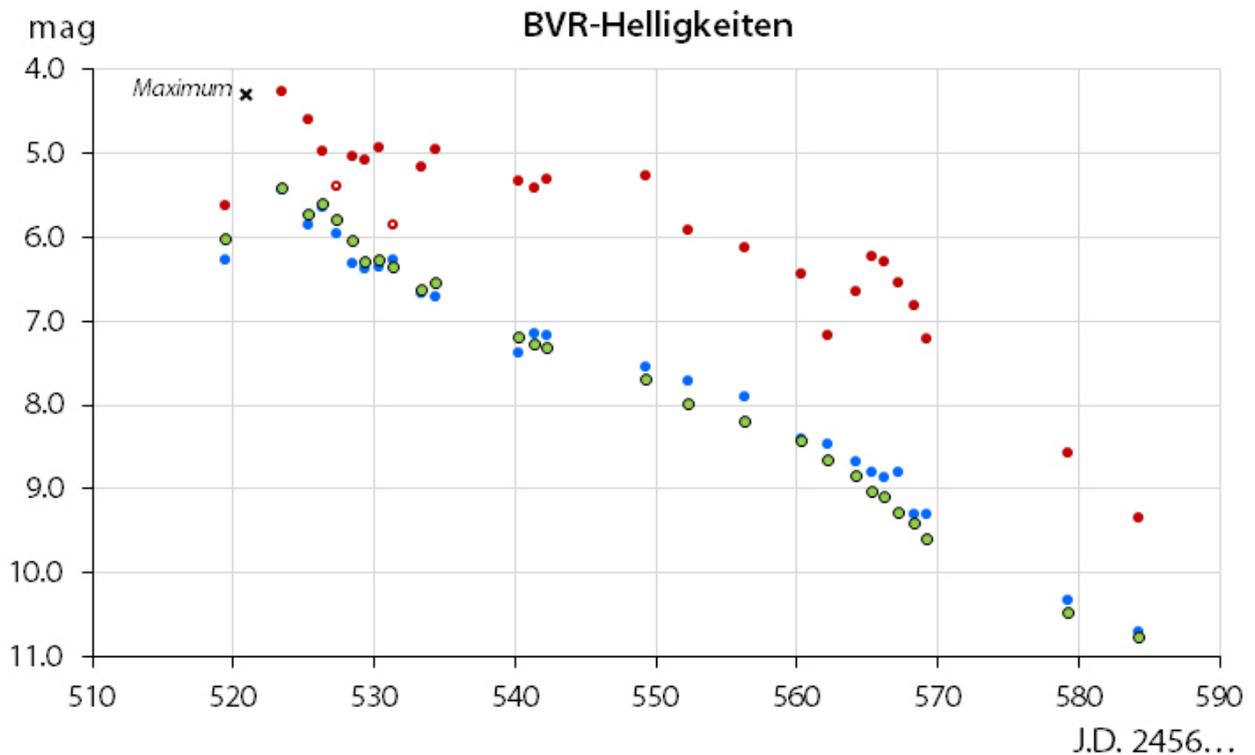


Abbildung 5: BVR-Lichtkurven der Nova V339 Del. Das Kreuz markiert das Maximum der visuellen Helligkeit (gemäß AAVSO). Im Text wird als Zeitangaben nur die Achsenwerte 510 bis 590 zitiert, die nachfolgend als Revidiertes Julianisches Datum (RJD) bezeichnet werden.

Während die Helligkeiten B und V eine recht glatte Lichtkurve aufweisen, gibt es in R einige Auffälligkeiten. Zwar ist der mittlere Fehler mit 0.2 mag nicht gerade gering, aber auch unter Berücksichtigung von 3σ nicht als reine Streuung zu interpretieren. Die R-Helligkeit wird kurz nach dem Maximum fast ausschließlich von der $H\alpha$ -Linie bestimmt. Hier ist bei einer Nova grundsätzlich mit physikalischen Erscheinungen des Sternsystems zu rechnen. Hierzu gehören zum Beispiel Knoten beim Auftreffen der expandierenden Hülle auf zirkumstellare Materie, Staubbildung, Winde, Akkretionsscheibe und zusätzliche Eruptionen. Solche Erscheinungen werden auch durch frühere Novaausbrüche und den Begleitstern mitbestimmt. Gerade die Tatsache, dass die R-Helligkeiten von RJD 565–569 in einem sehr glatten Verlauf wieder auf das „Normalniveau“ zurückfallen, lässt darauf schließen, dass es sich nicht um Messfehler oder Ausreißer handelt. Andererseits sind die beiden R-Werte bei RJD 527 und 531 wohl als Ausreißer zu bewerten, weil es für einen plötzlichen, zeitlich sehr kurzen Einbruch keine physikalische Begründung zu geben scheint. Außerdem scheint die R-Helligkeit im Zeitraum RJD 526 bis 534 (5.–13. Tag nach Maximum) konstant zu bleiben, während B und V weiter abfallen.

8 Aufnahme und Kalibrierung der Spektren

8.1 Aufnahmetechnik

Für die Spektroskopie wurde das Blazegitter StarAnalyser mit 100 Furchen/mm (Linien/mm) vor den Brennpunkt (Primärfokus) des Fernrohres ohne Verwendung eines Spaltes wie ein Filter eingebracht (spaltlos prefokal). Durch geeignete Adapterhülsen wurde ein Projektionsabstand von $d = 139.5$ mm erreicht (ab 01.10.2013 sogar $d = 155$ mm). Daraus ergibt sich bei der Canon EOS 60Da (Pixelgröße = $4.3 \mu\text{m}$) eine lineare Dispersion von 3.1 (2.8) Angström/Pixel.



Abbildung 6: Instrumenteller Aufbau mit Okularauszug, Verbindungsadapter mit eingesetztem Gitter, Distanzhülse und DSLR-Kamera. Die Position des Gitters ist markiert. Die Projektionsdistanz beträgt 155 mm.

Die spektrale Auflösung wird durch das Seeing begrenzt und entspricht der Halbwertsbreite (FWHM) der nullten Ordnung, weitläufig und fälschlicherweise als die Größe des Beugungsscheibchens bezeichnet. Diese lag im Bereich 3.4–6.8 Pixel (im Mittel 4.9) entsprechend 10–21 Angström (im Mittel 15). Das entspricht bei der wichtigen H α -Linie (6563 Å) einer spektralen Auflösungsvermögen von $R = 625\text{--}310$ (im Mittel $R = 440$).¹

¹ In der Statistik wurde das erste, flüchtig erstellte Spektrum und ein weiteres mit sehr starkem Seeing von 9.7 Pixel (30 Å) nicht berücksichtigt. Diese beiden Spektren werden auch in den meisten der nachfolgenden Betrachtungen außer Acht gelassen.

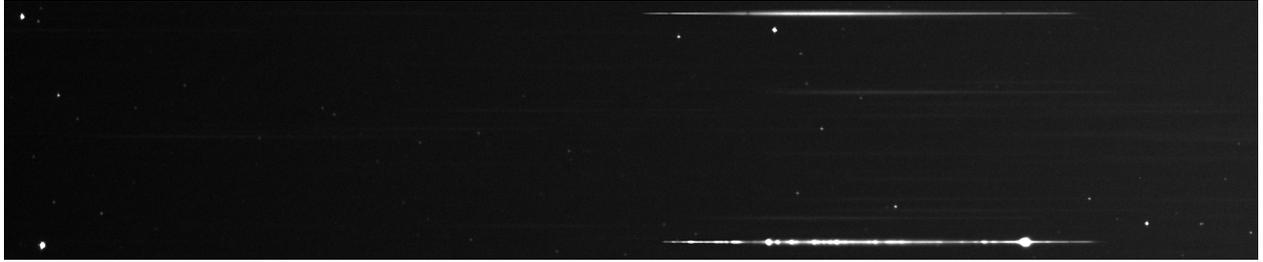


Abbildung 7: Spektren der Nova V339 Del (unten) und des Referenzsterns SAO 88610 (oben), aufgenommen mit StarAnalyser 100 am 13.09.2013.

Die gemäß Abschnitt 6.2 gewonnenen Summenbilder wurde mit Fitswork unter Verwendung der bikubischen Interpolation in die Horizontale gedreht, so dass sich die nullte Ordnung links befindet. Dann wurde die Luminanz gebildet, um ein s/w-Spektrum zu erhalten (Abbildung 7).

Fitswork ermöglicht die Erstellung einer so genannten Pixellinie. Die Werte können in den Zwischenspeicher geladen und so in eine eigene Datenbank kopiert werden. Mit Hilfe des verfasser-eigenen Programms *proMath* lassen sich die Spektralprofile graphisch darstellen, kalibrieren, normieren und vermessen.

8.2 Flusskalibrierung

Software | Das Programm *proMath* ermöglicht, die Intensität zu kalibrieren und normieren, die Halbwertsbreite zu messen und die Äquivalentbreite der Linien einschließlich Fehlerabschätzung zu bestimmen. Ferner kann ein P-Cygni-Profil durch eine modifizierte Doppelgaußfunktion gefittet werden. Für eine radiometrische Flusskalibrierung sind die Kennlinien für die Instrumentenfunktion (*instrumental response*) hinterlegt. Ebenso enthält die Software die Kennlinien einiger Filter wie zum Beispiel nach Johnson, Kron-Cousins oder Strömgren. Damit lässt sich auch die Helligkeit in mag durch Integration des Flusses berechnen, sofern ein geeigneter Referenzstern zur Verfügung steht (siehe Abschnitt 9).

Instrumentenfunktion | Eine Flusskalibrierung ist unter zwei oder drei Gesichtspunkten zu betrachten. Zum einen muss die wellenlängenabhängige Sensorempfindlichkeit kompensiert werden, um Linien innerhalb eines Spektrums hinsichtlich ihrer Intensitäten vergleichen zu können. Zur Empfindlichkeit des Sensors kommt noch die Blaze-Charakteristik hinzu sowie sekundäre Effekte des gesamten Instrumentes, weshalb die Bezeichnung *Instrumentenfunktion* oder *instrumental response* gewählt wurde. Die Instrumentenfunktion wurde anhand eines Spektrums der Wega (A0V) unter Verwendung der Software *RSpec* bestimmt und in *proMath* hinterlegt. Dabei wurde ein reales A0V-Spektrum der Pickles-Datenbank verwendet, womit der Einfluss der Erdatmosphäre (wellenlängenabhängige Extinktion) ebenfalls kompensiert wurde. Allerdings nur bedingt, weil nur am ersten Beobachtungstag ein Referenzspektrum aufgenommen wurde. Zwar war die Zenitdistanz in allen Nächten etwa identisch, aber der atmosphärische Zustand (Wetter) war trotzdem verschieden. Diese Einschränkung könnte die Streuung des Balmerdekrements (negativ) beeinflusst haben.

Zeitreihenkalibrierung | Zum anderen muss aber auch eine unterschiedliche Belichtung innerhalb einer zeitlichen Serie von Spektren ausgeglichen werden. Hierbei genügt es nicht, lediglich dieselbe Belichtungszeit zu verwenden. Die atmosphärische Extinktion muss ebenfalls kompensiert werden. Bei DSLR-Kameras kommt noch die ISO-Verstärkung hinzu. Hierzu wurde im Falle der Nova der Referenzstern SAO 88610 verwendet, der sich glücklicherweise mit auf der Spektralaufnahme befand. Es genügt, durch das Maximum des Referenzspektrums zu dividieren.

Vignette | Für sehr genaue Messungen muss auch die Vignette durch ein Flatframe ausgeglichen werden. Auf diese Maßnahme wurde verzichtet.

Alle Auswertungen erfolgten an flusskalibrierten und auf den Referenzstern SAO 88610 normierten Spektren. Der Strahlungs- und Linienfluss ist relativ kalibriert, eine absolute Kalibrierung, wie sie für energetische Berechnungen notwendig wäre, erfolgte nicht.

8.3 Wellenlängenkalibrierung

Das Spektralprofil von SAO 88610 der Abbildung 7 sieht so aus und dient der Bestimmung der Dispersionskonstanten für diese Aufnahme:

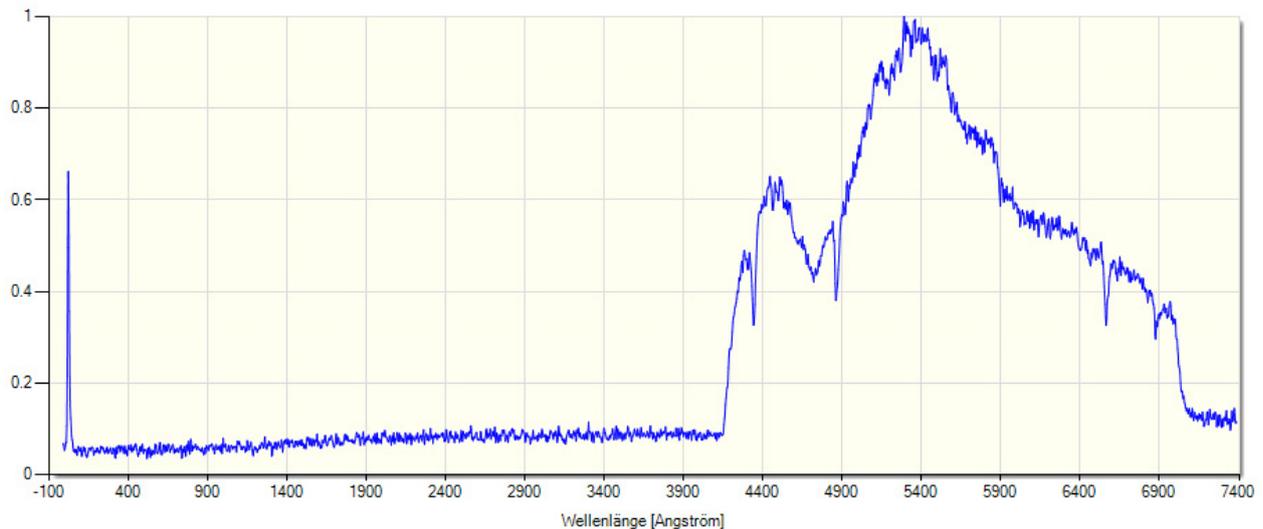


Abbildung 8: Spektrales Profil von SAO 88610 mit nullter Ordnung. Deutlich sind die Hintergrundhelligkeit und das Rauschen erkennbar. Dieses Spektrum dient nur der Kalibrierung der Wellenlänge.

In Abbildung 8 ist die Hintergrundhelligkeit des Himmels gut zu erkennen, ebenso das Rauschen. Beides spielt bei der Wellenlängenkalibrierung keine wesentliche Rolle. Für die weiteren Vermessungen der Linien wurde das Grundniveau im Pixelbereich 1000–1200 (ca. 3100–3700 Å) bestimmt. Für die Kalibrierung wurden nur die drei deutlich hervortretenden Balmerlinien verwendet. Die nullte Ordnung wurde nicht verwendet, weil diese bewusst eher am Rande des Bildfeldes lag, wo stärker mit optischen Verzerrungen zu rechnen ist. Es wurde als wichtiger angesehen, dass der Spektralfaden in der Bildmitte liegt, und zwar sowohl zur Reduzierung von Verzerrungen (z. B. Bildfeldwölbung und Projektion) als auch zur Reduzierung der Vignette. Bei den Spektralaufnahmen musste auf ein Flatframe verzichtet werden, lediglich ein Dunkelbildabzug konnte vorgenommen werden.

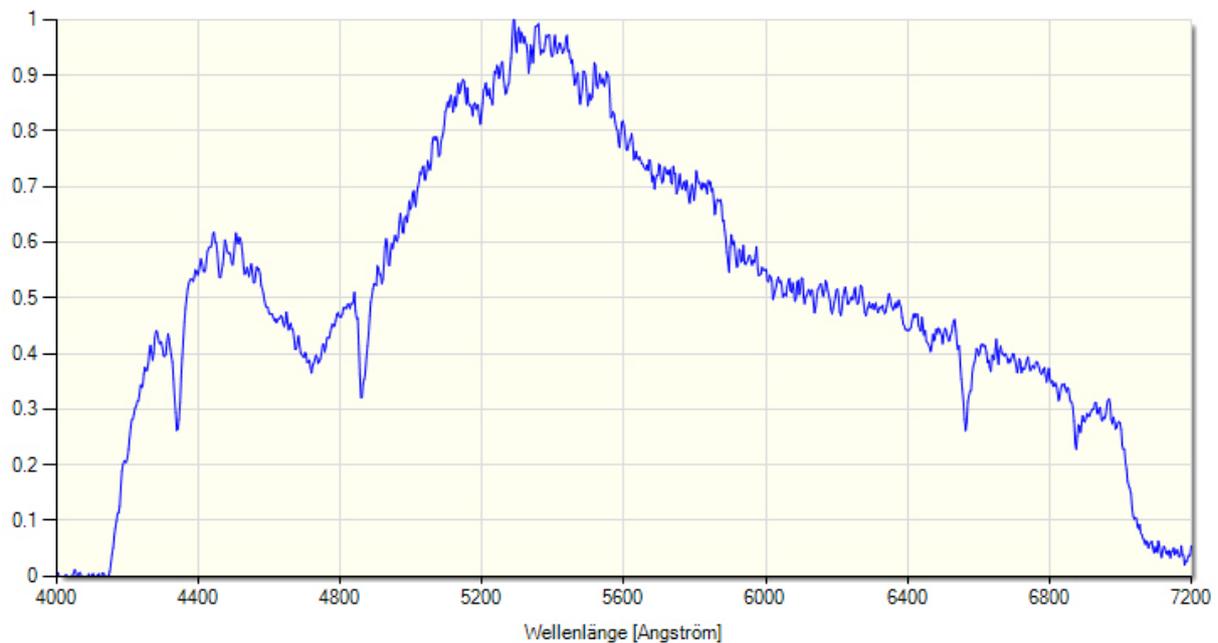


Abbildung 9: Spektrales Profil von SAO 88610 nach Abzug der Hintergrundhelligkeit. Für die Kalibrierung der Wellenlänge wurde anhand der drei Balmerlinien bei 4340, 4861 und 6563 Å eine Parabel berechnet. Der verbleibende Restfehler ist kleiner als 1 Å bzw. nur etwa 5% der spektralen Auflösung.

Die anhand von SAO 88610 bestimmte Kalibrierung wurde für das Spektrum der Nova auf derselben Aufnahme verwendet. Die geringen Unterschiede in der optischen Abbildung (Verzerrungen) liegen im Bereich des Restfehlers.

9 Bestimmung der Helligkeit anhand der Spektren

Die Tatsache, dass sich ein geeigneter Referenzstern und die Nova gemeinsam auf den Spektralaufnahmen befinden, ermöglicht es in einer sehr angenehmen Art, die Helligkeit der Nova anhand der Spektren zu bestimmen. Hierzu werden die in der Datenbank hinterlegten Kennlinien für B und V nach Johnson sowie R nach Kron-Cousins mit dem Flussprofil des Spektrums gefaltet und in Größenklassen umgerechnet. Die so erhaltene Instrumentenhelligkeit wird wie in der Photometrie üblich mit der Helligkeit eines bekannten Referenzsterns verglichen, dessen wahre Helligkeit einem Katalog entnommen wird. Im Falle der Nova V339 Del ist es der Stern SAO 88610, der sich nur 8' entfernt befindet und helligkeitsmäßig ungefähr der Nova entspricht. Eine separate Flusskalibrierung ist unnötig, da dies bei dem Vergleich implizit bereits erfolgt.

Vergleich | Aufschlussreich sind die Abbildung 10 und folgende, die für die Farben B, V und R eine Gegenüberstellung der photometrisch und spektroskopisch bestimmten Helligkeiten präsentieren. Die spektroskopischen Helligkeiten wurden anhand des nicht flusskalibrierten Spektrums berechnet. Für den Vergleich wurden die photometrischen Helligkeiten nur anhand des Sterns SAO 88610 bestimmt.

Die B- und V-Helligkeiten haben mit $R^2 \approx 1$ jeweils eine sehr gute Korrelation. Die R-Helligkeiten haben aufgrund ihres deutlich größeren Fehlers erwartungsgemäß eine schlechtere Korrelation. Diese sollen daher nicht weiter betrachtet werden.

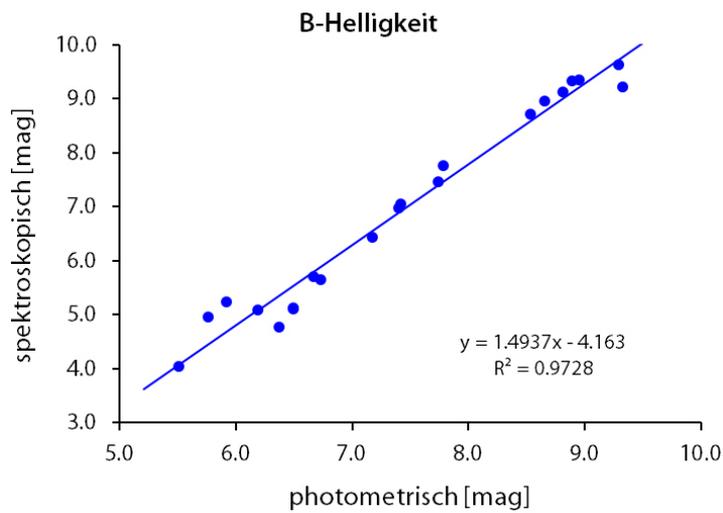


Abbildung 10: Vergleich der photometrisch bestimmten B-Helligkeit und der spektroskopisch berechneten B-Helligkeit anhand des Referenzsterns SAO 88610.

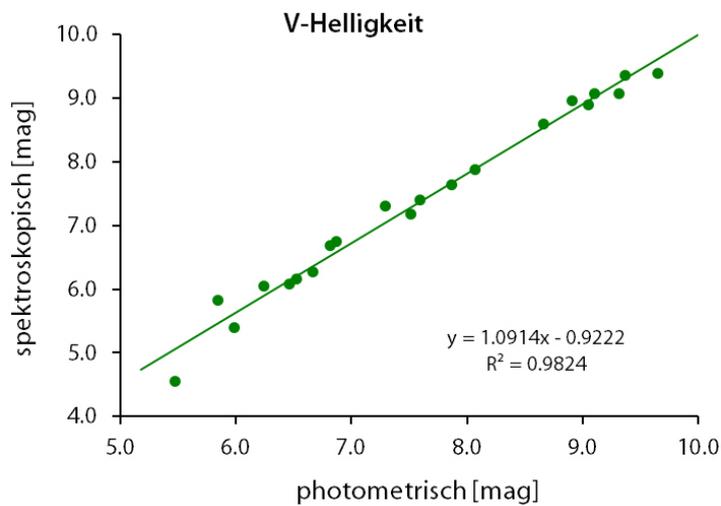


Abbildung 11: Vergleich der photometrisch bestimmten V-Helligkeit und der spektroskopisch berechneten V-Helligkeit anhand des Referenzsterns SAO 88610.

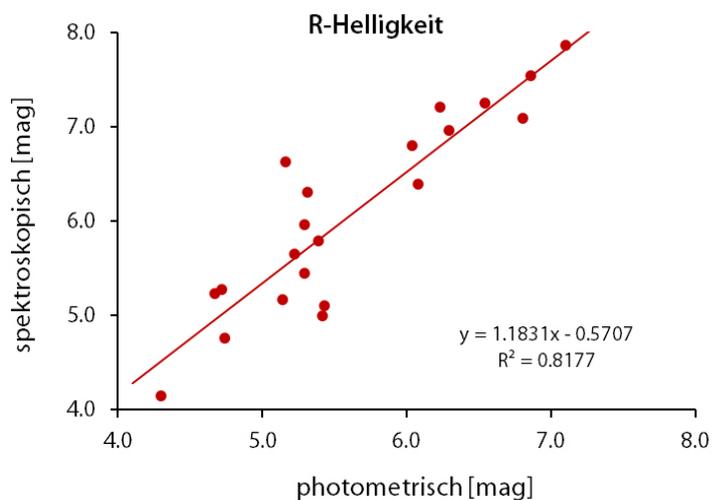


Abbildung 12: Vergleich der photometrisch bestimmten R-Helligkeit und der spektroskopisch berechneten R-Helligkeit anhand des Referenzsterns SAO 88610.

Neben der guten Korrelation fällt auf, dass die Steigung der V-Helligkeit ungefähr 1 ist, die der B-Helligkeit aber 1.5. Dies bedeutet, dass der Grünkanal der Kamera in etwa dem V-Filter nach Johnson entspricht (Abbildung 18). Das bedeutet aber auch, dass der Blaukanal der Kamera nicht unerheblich vom B-Filter nach Johnson abweicht. Hier genügt es also nicht, wenn die Instrumentenhelligkeit B_{60Da} an die Kataloghelligkeiten nach Johnson B_J angebunden werden. Allerdings hat auch eine Farbkalibrierung keine Verbesserung gebracht und wurde deshalb nicht weiter verfolgt.

Lichtkurve | Werden die spektroskopischen Helligkeiten der Nova in das Diagramm der photometrischen Lichtkurve eingetragen, ergibt sich bei V eine brillante Übereinstimmung (Abbildung 14). Bei den B-Helligkeiten zeigt sich die von Abbildung 10 her schon zu erwartende Abweichung in der Steigung. Diese besagt, dass die spektroskopische Helligkeit stärker abfallen sollte als die photometrische Helligkeit (Abbildung 13).

Die unterschiedliche Übereinstimmung der B- und der V-Helligkeiten soll anhand der (B-V)-Lichtkurven näher untersucht werden. In Abbildung 16 sind die (B-V)-Werte der photometrisch bestimmten Helligkeiten einschließlich deren Messfehler aufgetragen. Zwar sieht man eine leichte Tendenz zu niedrigeren Werten hin, aber streng genommen sind die Fehler so groß, dass dieser Tendenz keine Signifikanz zukommt. Dies umso mehr, als dass die beiden letzten Werte sogar wieder gegenläufig sind.

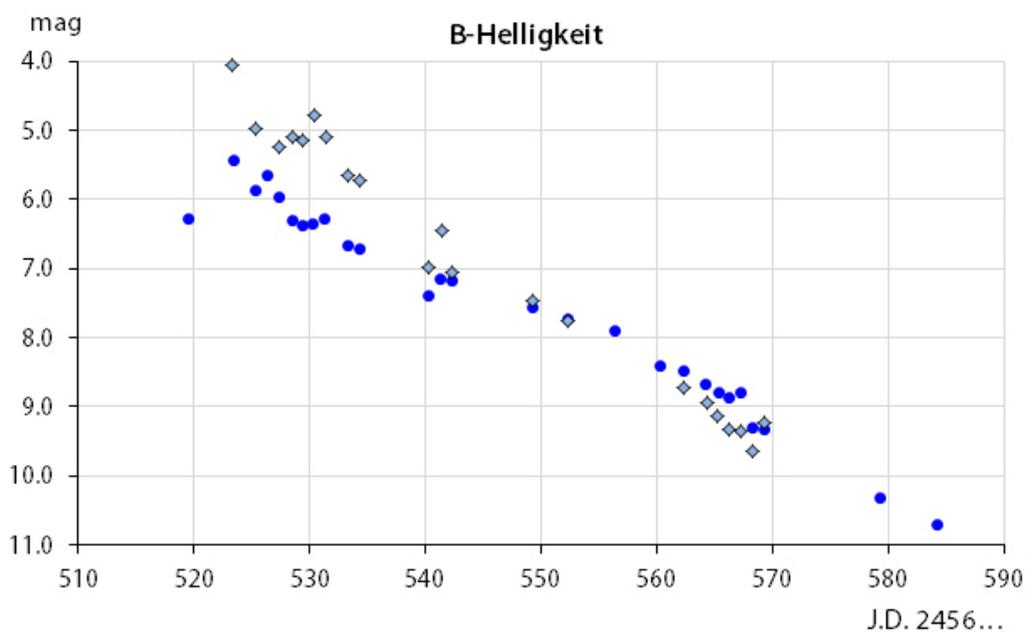


Abbildung 13: Lichtkurve der photometrisch • und spektroskopisch ◇ bestimmten B-Helligkeiten.

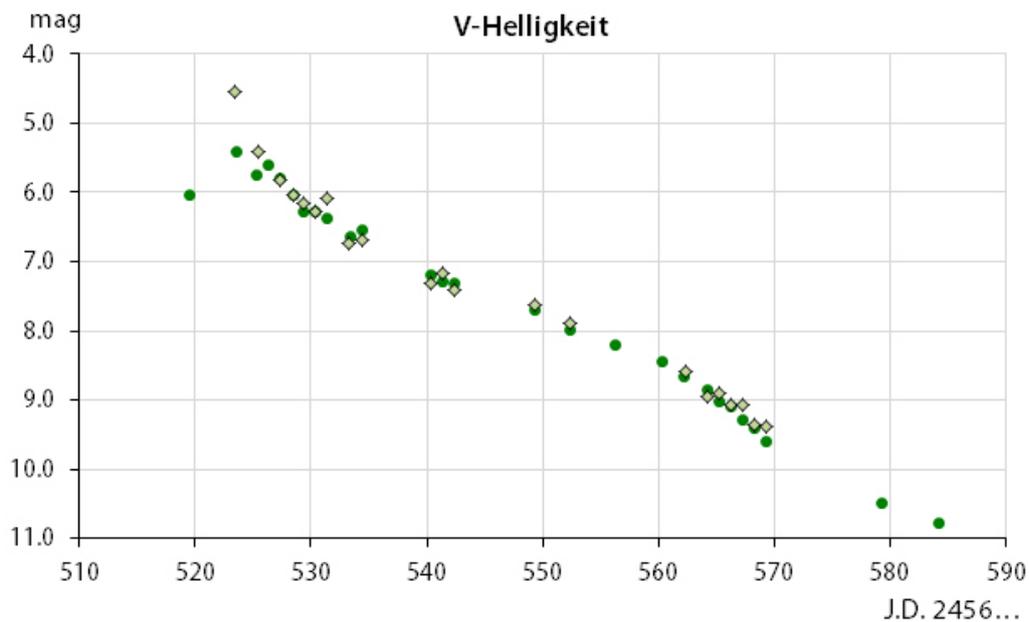


Abbildung 14: Lichtkurve der photometrisch • und spektroskopisch ◇ bestimmten V-Helligkeiten.

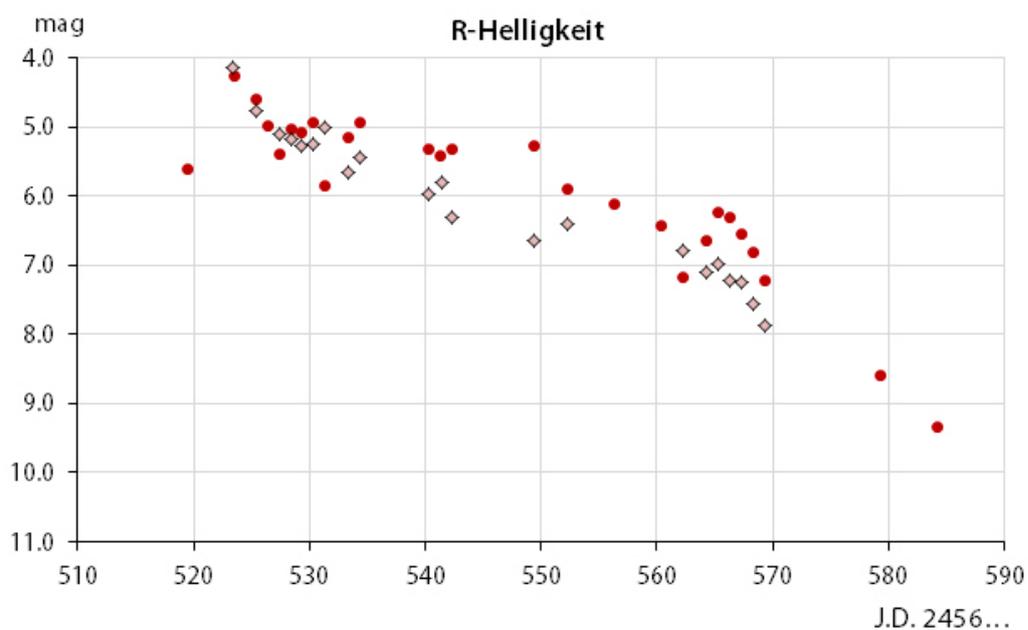


Abbildung 15: Lichtkurve der photometrisch • und spektroskopisch ◇ bestimmten R-Helligkeiten.

Ein völlig anderes Bild ergibt sich beim spektroskopischen Farbindex in Abbildung 17. Dieser nimmt mit der Zeit zu, verschiebt sich also zum Roten hin. Diese Entwicklung ist deutlicher als beim photometrischen Farbindex. Leider konnte keine Fehlerabschätzung durchgeführt werden. Es ist aber zu vermuten, dass die Signifikanz auch nur sehr knapp gegeben sein dürfte.

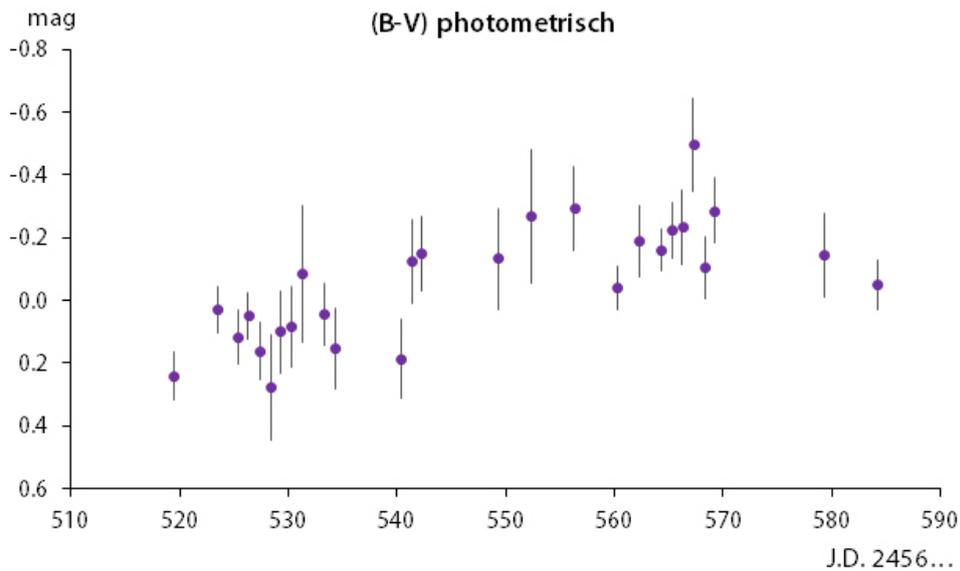


Abbildung 16: B–V der photometrisch bestimmten Helligkeiten mit Fehlerbalken.

Blaukanal der Canon 60Da | Spannend wird der Versuch einer Interpretation, die hier dringend benötigt wird. Dazu betrachten wir zunächst die Abbildung 18. Der Grünkanal stimmt recht gut mit dem Standard V überein. Dies ist beim Blaukanal nicht mehr gegeben. Zum einen liegen die Zentralwellenlängen deutlich auseinander und die Flächen überlappen sich nur zu einem Teil, zum anderen aber besitzt der sogenannte Blaukanal eine geringfügige Transmission im Roten bei 650–680 nm, also genau im Bereich der H α -Linie. Diese geht zu 2.4% in die B-Helligkeit ein. Einerseits nicht viel, andererseits aber im Falle einer Nova mit extrem starker Balmeremission entscheidend.

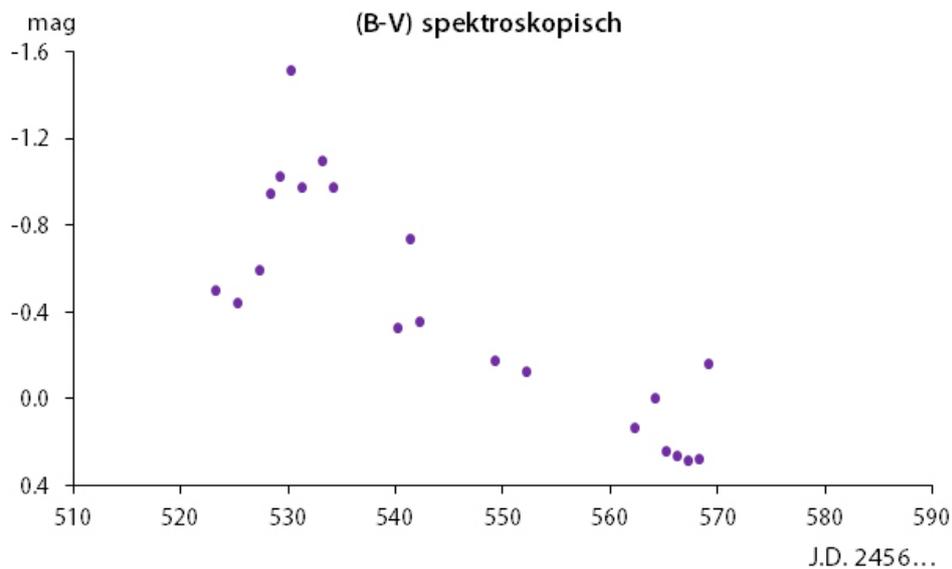


Abbildung 17: B–V der spektroskopisch bestimmten Helligkeiten.

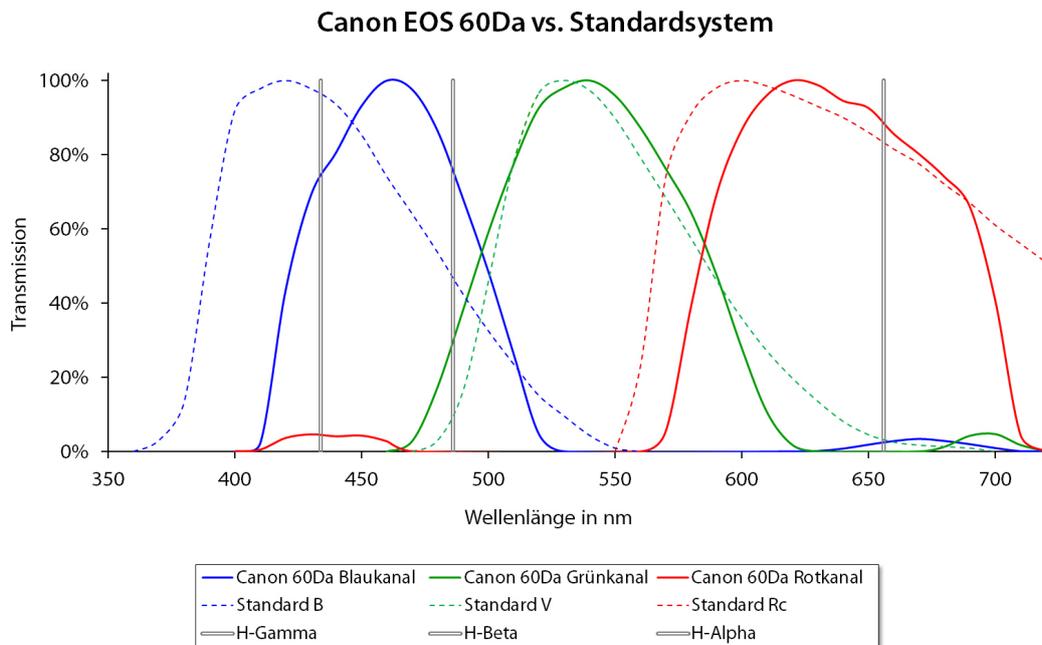


Abbildung 18: Sensorempfindlichkeit der Canon EOS 60Da im Vergleich zu den Transmissionskurven des photometrischen Standardsystems nach Johnson-Kron-Cousins.

Bleiben wir zunächst noch bei der Lage der Kennlinien. Da eine Nova sehr stark in den drei Balmerlinien – und einigen verbotenen Linien vor allem des Sauerstoffs – strahlt, ist eine Überprüfung hinsichtlich dieser Linien aufschlussreich. Man erkennt, dass der Blaukanal der Canon 60Da in den beiden Linien H γ und H β mit 75% gleich sensibel ist. Der Standard-B-Filter aber besitzt bei H γ mit 96% etwa die doppelte Transmission als bei H β mit 47%.

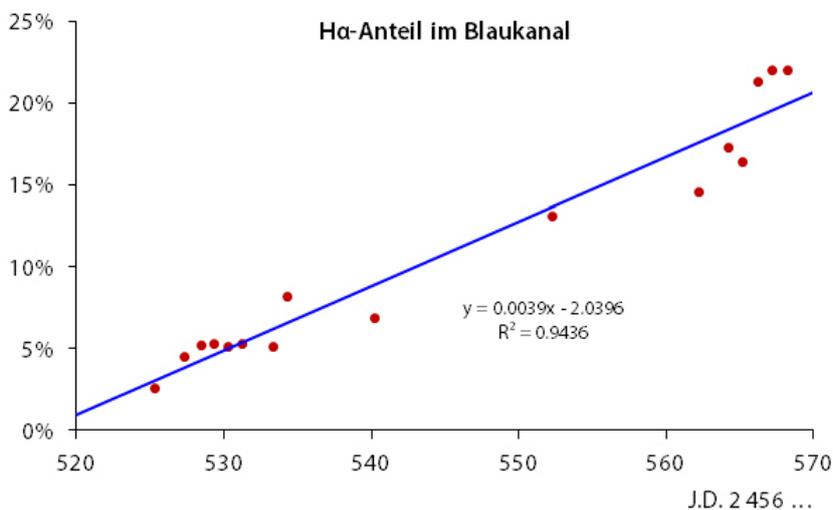


Abbildung 19: Zunahme des H α -Anteils im Blaukanal der Canon EOS 60Da bei der Nova V339 Del.

Betrachten wir nun die H α -Linie. Die Transmission des Blaukanals liegt bei 656.3 nm bei ca. 2.4%. Diese machen bei der sehr starken Emissionslinie einen sehr großen Anteil am Blaukanal aus, wie in Abbildung 19 deutlich wird. Dieser Anteil steigt im Laufe der Zeit auf 25% an. Das bedeutet somit, dass die B-Helligkeit durch einen nicht zugehörigen Fremdanteil zunimmt (B $_{60Da}$ wird heller als B $_J$). Dies wird noch dadurch verstärkt, dass die ebenfalls helle H β -Linie bei B $_{60Da}$ stärker eingeht als bei B $_J$ (Standard B).

10 Strahlungsfluss der Spektrallinien

Die Spektren erlauben eine umfangreiche Auswertung der Linien, insbesondere der Balmerreihe, hinsichtlich Strahlungsfluss, Äquivalentbreite und Halbwertsbreite.

Zentralwellenlänge | Ferner wurde versucht, die Zentralwellenlänge der Balmerlinien zu bestimmen und daraus die Radialgeschwindigkeit zu ermitteln. Leider ergaben die Daten in dieser Sache keine signifikanten Ergebnisse. Die Werte streuen sehr stark um Null herum und zeigen nicht annähernd eine 3σ -Signifikanz, eventuell mit viel Wohlwollen eine 1σ -Signifikanz. Um wissenschaftlich nicht haltbaren Spekulationen vorzubeugen, wird auf die Veröffentlichung einer Graphik verzichtet.

10.1 Methodik

Bei genügend hochauflösenden und rauscharmen Spektren können die Pixelwerte meistens direkt ausgewertet werden, indem man diese durch einen Polygonzug verbindet. So lassen sich Linienfluss, Halbwertsbreite und auch Äquivalentbreiten bestimmen.

Bei niedrigauflösenden Spektren und ganz besonders beim spaltlos prefokal verwendeten Star-Analyser kommen einige Erschwernisse hinzu. Um dennoch wissenschaftlich nutzbare Ergebnisse zu erhalten, sind einige Dinge zu beachten.

Gaußfit | Zum einen ist die lineare Dispersion (Angström/Pixel) deutlich geringer und somit werden die Linien oftmals von nur wenigen Messpunkten gekennzeichnet. Damit gelangen Berechnungen mittels Polygonzug an ihre Grenzen. Aus diesem Grunde wurden die Spektrallinien durch einen speziellen Gaußfit approximiert. Der Gaußfit liefert direkt die Amplitude der Linienintensität I_{\max} und die Halbwertsbreite FWHM (engl. *full width at half maximum*). Ferner lassen sich durch Integration leicht die Äquivalentbreite berechnen sowie der manchmal verwendete Werte HWZI (engl. *half width at zero intensity*).

Signal-Rausch-Verhältnis | Als Genauigkeitsmaß wird das Signal-Rausch-Verhältnis S/N an einer linienfreien Stelle des Kontinuums bestimmt.

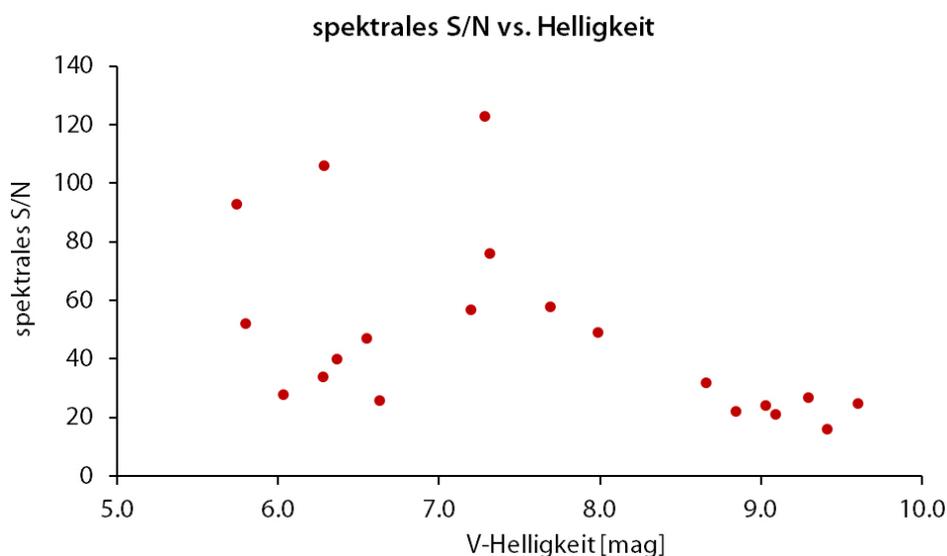


Abbildung 20: Signal-Rausch-Verhältnis S/N der Spektren aufgetragen gegen die visuelle Helligkeit.

Wie Abbildung 20 erkennen lässt, wird das S/N mit abnehmender Helligkeit wie erwartet schlechter. Allerdings gibt es auch im helleren Stadium der Nova einzelne Spektren mit niedrigem S/N. Das zeigt die andere Problematik des StarAnalysers. Da er spaltlos verwendet wird, kommt die Luftunruhe voll zur Wirkung. Nicht nur, dass die Auflösung durch das Seeing begrenzt wird, sondern auch die Streuung der Messungen nimmt zu. Das ist der zweite, sehr wichtige Grund, warum physikalische Parameter, die mittels Fit bestimmt werden, genauer sind als direkt aus den Pixelwerten abgeleitete Werte.

Ausreißer | Mehr als bei hochauflösenden, rauscharmen Spektren muss man beim StarAnalyser mit erkennbar unbrauchbaren Werten und unmotiviert erscheinenden Ausreißern rechnen. Dieser Thematik muss besondere Aufmerksamkeit gewidmet werden, damit aussagefähige Ergebnisse erzielt werden. Im vorliegenden Fall der Nova Delphini 2013 wurden folgende Punkte beachtet:

- Die Spektren vom RJD 541, 542 und 549 sind überbelichtet, sodass die H α -Linie voll gesättigt ist. Damit erreicht sie nicht ihre korrekte Höhe (Peakintensität zu klein) und wird dafür breiter (FWHM zu groß). Diese Werte sind somit unbrauchbar, ebenso deren Äquivalentbreiten. Die übrigen Linien sind davon nicht betroffen.
- Das Spektrum vom RJD 533 wurde bei sehr schlechtem Seeing aufgenommen und weist ein sehr niedriges Auflösungsvermögen auf (30 Å). Dadurch sind zahlreiche Messungen, insbesondere der Halbwertsbreiten, unbrauchbar. Davon betroffen ist auch die Flusskalibrierung.
- Einige Linien von N III 4641, Fe II 5018, [N II] 5755 zeigen an einigen Tagen und H γ an allen Tagen ab RJD 564 schlecht definierte Linienprofile und wurden daher als unsicher markiert. Sobald ein Wert dieser markierten Linien außerhalb der übrigen Zeitreihe lag, wurde er nicht berücksichtigt.
- Wenn Werte auf die oben genannte Weise nicht aufgefallen sind und trotzdem deutlich als Ausreißer im Gesamtbild erscheinen, wurden sie ebenfalls weggelassen. In einigen Fällen war dies gleichzeitig mit einer großen Fehlerangabe verbunden (z. B. in Abbildung 23).

10.2 Äquivalentbreite

Die Äquivalentbreite EW (engl. *equivalent width*) einer Spektrallinie ist definiert durch

$$EW = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \left(\frac{I_C - I_\lambda}{I_C} \right) d\lambda = \frac{\text{Profilflaeche}}{I_C}. \quad (3)$$

Je nach Situation werden die Integrationsgrenzen λ_1 und λ_2 verschieden festgesetzt. Zum einen ist dies bei Linien verschiedener Wellenlänge ohnehin selbstverständlich, aber auch bei der am häufigsten vermessenen H α -Linie schwankt der Integrationsbereich. So wird bei P Cygni der Bereich 6520–6610 Å verwendet, bei der Nova aber 6505–6650 Å, um die hohe Expansionsgeschwindigkeit und die damit verbundene Linienverschiebung und Linienverbreiterung entsprechend zu berücksichtigen. Bei den übrigen Linien wurde darauf geachtet, dass benachbarte Linien, die sich mit der zu messenden Linie überschneiden („Blends“), so wenig wie möglich ins Ergebnis einfließen.

Methode | Zur Bildung des Integrals werden die Pixelwerte, die einen Polygonzug repräsentieren, addiert. Bei Spektren mit dem StarAnalyser muss mit einer größeren Streuung gerechnet werden, die zusammen mit der geringen Zahl von Messpunkten innerhalb einer Linie, oft zu sehr ungenauen Ergebnissen führt. Deshalb wurde in dieser Arbeit ein alternatives Verfahren erfolgreich angewendet, nämlich die Integration eines Gaußfits.

Ein Vergleich der Ergebnisse zeigt, dass bei der H α -Linie die Werte mittels Gaußfit niedriger ausfallen als mittels Polygonzug (Abbildung 21). Idealerweise sollten die Werte auf der Diagonalen mit der Steigung 1 liegen. Die Werte liegen im unteren Bereich nur knapp unterhalb der Steigung 1, im oberen Bereich aber deutlich darunter. Bei der H β -Linie findet man das erwartete Idealverhalten (Abbildung 22), wengleich die Streuung größer ist.

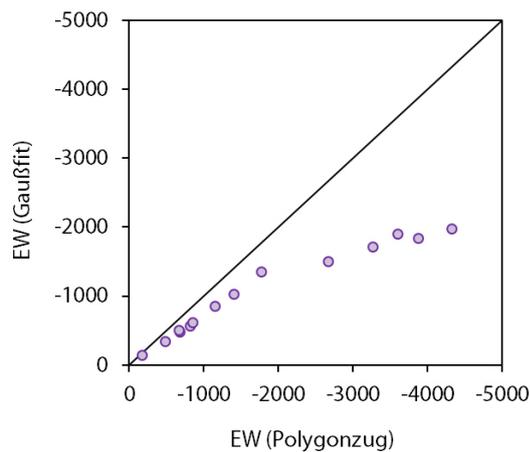


Abbildung 21: Vergleich der Äquivalentbreite EW der H α -Linie, ermittelt auf Basis des Gaußfits und als Summe des Polygonzugs.

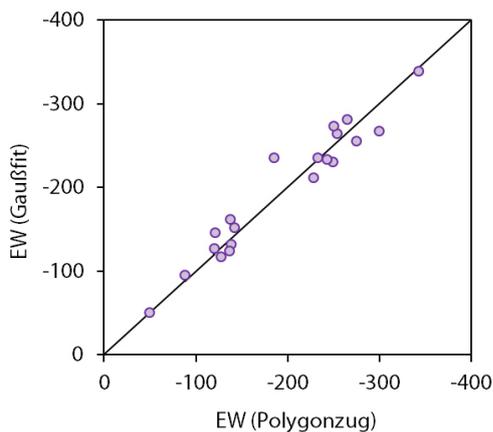


Abbildung 22: Vergleich der Äquivalentbreite EW der H β -Linie, ermittelt auf Basis des Gaußfits und als Summe des Polygonzugs.

Die nachfolgenden Diagramme zeigen die Äquivalentbreite der H α - und der H β -Linie, berechnet auf Basis des jeweiligen Gaußfits im eingangs erwähnten Integrationsfenster. In Abbildung 23 sind rechts oben zwei Ausreißer zu erkennen, die aufgrund einer visuellen Bewertung des Spektrums nicht als ausnahmeverdächtig aufgefallen sind. Dennoch aber liegen sie abseits des allgemeinen Trends. Sie besitzen gleichzeitig die größten Fehler, was sie als Ausreißer bestätigt.

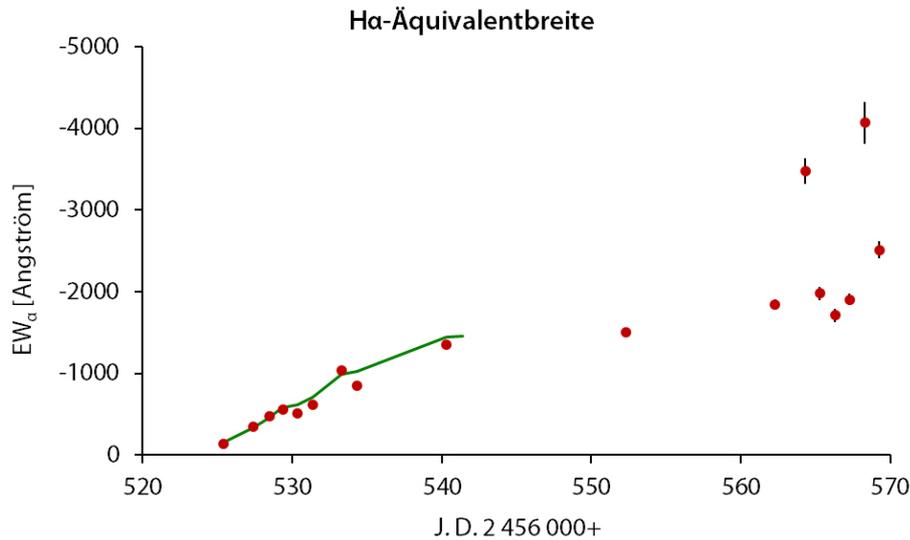


Abbildung 23: Zeitliche Entwicklung der H α -Äquivalentbreite mit Vergleichswerten (grüne Linie) von O. Thizy et al (ARAS) und zwei Ausreißern mit sichtbarem Fehlerbalken.

Ferner sind zum Vergleich die Messungen von O. Thizy, C. Buil, J. Edlin und F. Teyssier als grüne Linie angegeben. Der Vergleich zeigt zweierlei: Zum einen liegen die StarAnalyser-Werte des Verfassers genau im Niveau der mit deutlich höherer Genauigkeit bestimmten Werte. Zum anderen zeigt der leichte Knick am rechten Ende der grünen Kurve die neue Richtung, in der es weiter zu gehen scheint. Diese zielt genau auf die übrigen Messpunkte des Verfassers ohne die beiden erwähnten Ausreißer.

Die Abbildung 24 zeigt die Messwerte des Verfassers noch einmal, aber ohne Ausreißer und Fehlerbalken.

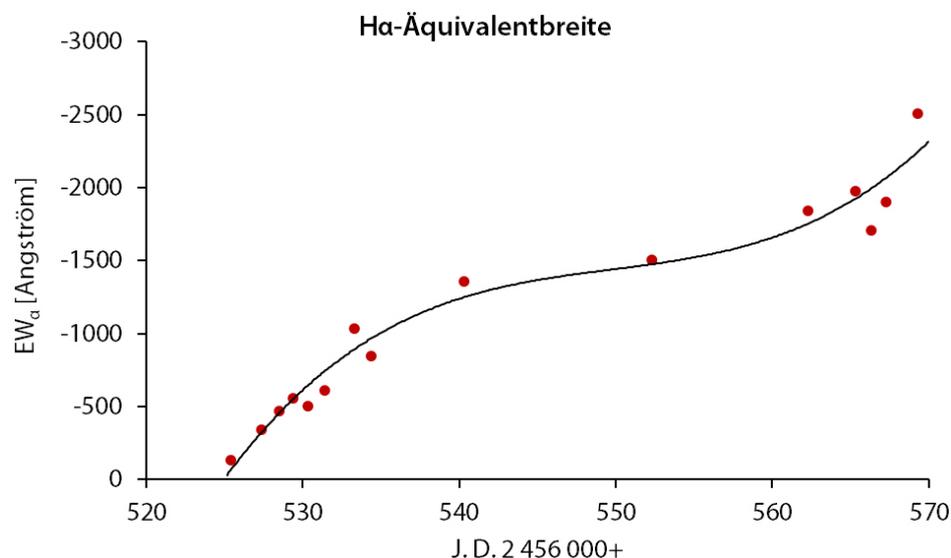


Abbildung 24: Zeitliche Entwicklung der H α -Äquivalentbreite ohne Ausreißer.

Interessanterweise zeigt die zeitliche Entwicklung der Äquivalentbreite bei der H β -Linie zum Ende der Messkampagne hin einen Abfall, während bei H α ein wachsender Anstieg zu beobachten ist. Eine ähnliche Trendumkehr zeigt sich auch bei der Halbwertsbreite (siehe Abschnitt 12).

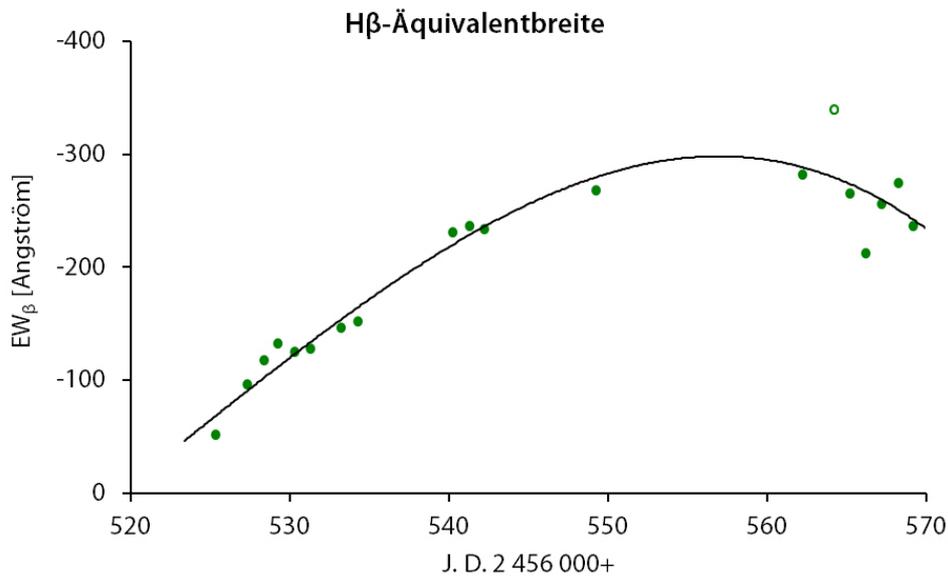


Abbildung 25: Zeitliche Entwicklung der H β -Äquivalentbreite.

10.3 Linienfluss

Um eine Aussage über den Energiefluss der Nova zu erhalten, misst man die Äquivalentbreite EW der H α -Linie. Darüber hinaus wird aber auch die Intensität gemessen, meistens zum Vergleich der Intensitäten verschiedener Linien.

In Abbildung 26 ist die zeitliche Entwicklung des H α -Intensität (I_{\max}/I_C) im Verhältnis zum Kontinuum. Sie besitzt (erwartungsgemäß) den qualitativ gleichen Verlauf wie die Äquivalentbreite in Abbildung 24.

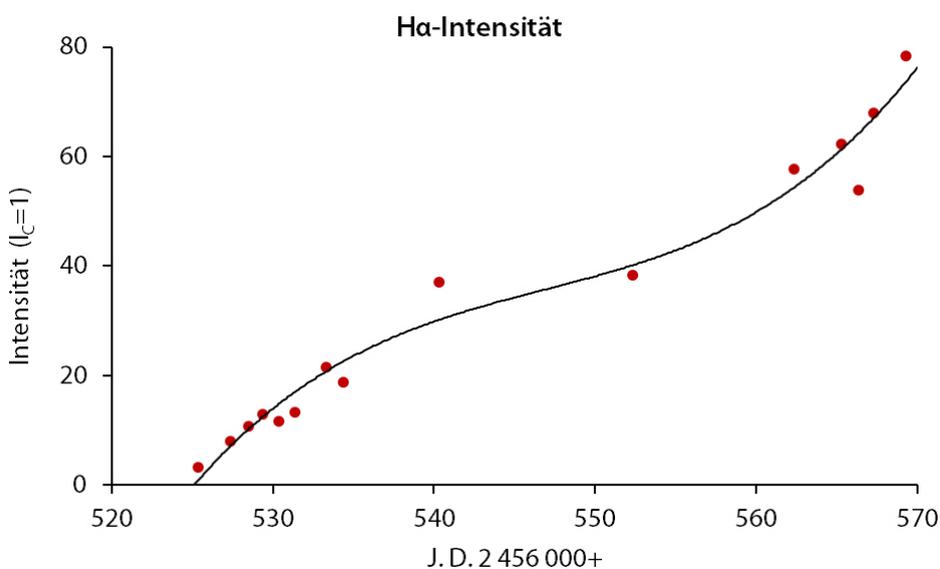


Abbildung 26: Zeitliche Entwicklung der H α -Intensität relativ zum Kontinuum.

Die H β -Intensität nimmt zunächst ebenfalls zu, dann aber mit Beginn der Nebelphase um RJD 560 wieder ab. Eine Erklärung wurde noch nicht gefunden.

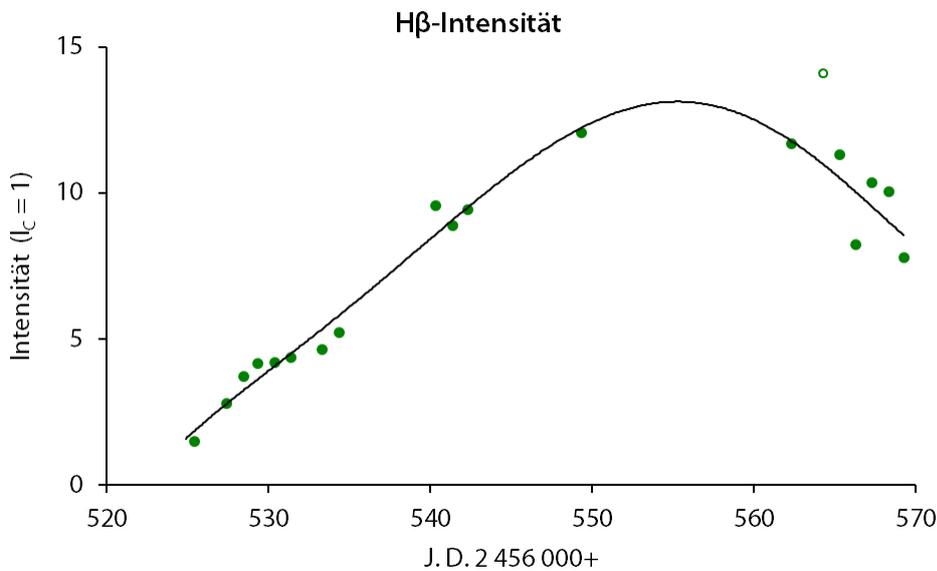


Abbildung 27: Zeitliche Entwicklung der H β -Intensität relativ zum Kontinuum.

Visuelle Helligkeit vs. Äquivalentbreite | Ist kein geeigneter Referenzstern auf den Spektralaufnahmen vorhanden, was leider der Normalfall ist, so lässt sich die Intensität nicht für die gesamte Messperiode vergleichbar berechnen. Insbesondere lassen sich nicht die Ergebnisse verschiedener Instrumente und Beobachter zu einer Gesamtaussage zusammenfassen. In diesem Fall wählt man eine andere Methode. Instrumentenunabhängig lässt sich die Äquivalentbreite EW der Linien, speziell der H α -Linie, berechnen. In diese geht im Nenner auch der Kontinuumsintensität I_c ein. Dieser steht in guter Korrelation zur allgemeinen Helligkeit, die idealerweise als R-Helligkeit gemessen werden sollte. Da man aber wesentlich leichter an (visuelle) V-Helligkeiten kommt, verwendet man diese zur Berechnung des Strahlungsflusses.

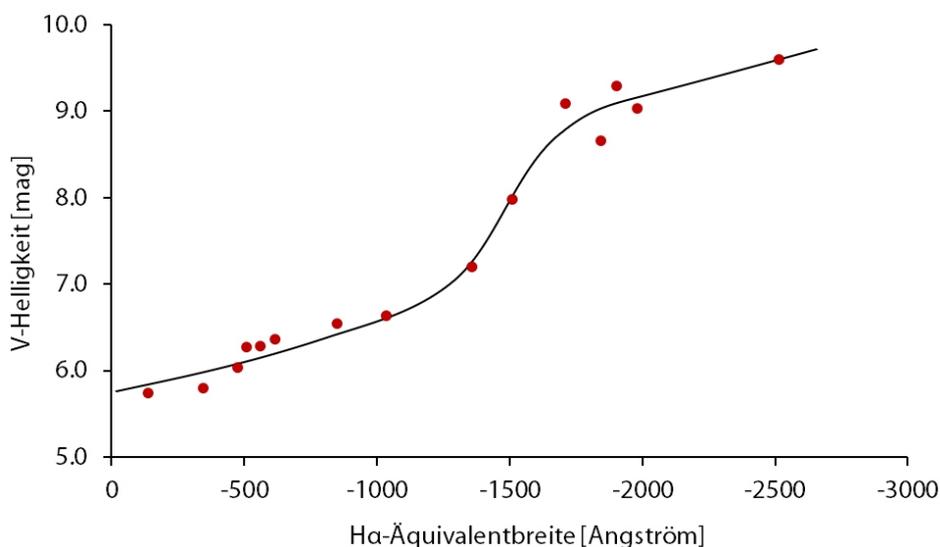


Abbildung 28: Visuelle Helligkeit (V) in Abhängigkeit von der Äquivalentbreite der H α -Linie.

In Abbildung 28 ist die Korrelation zwischen der V-Helligkeit und der H α -Äquivalentbreite für die Nova V339 Del graphisch dargestellt.

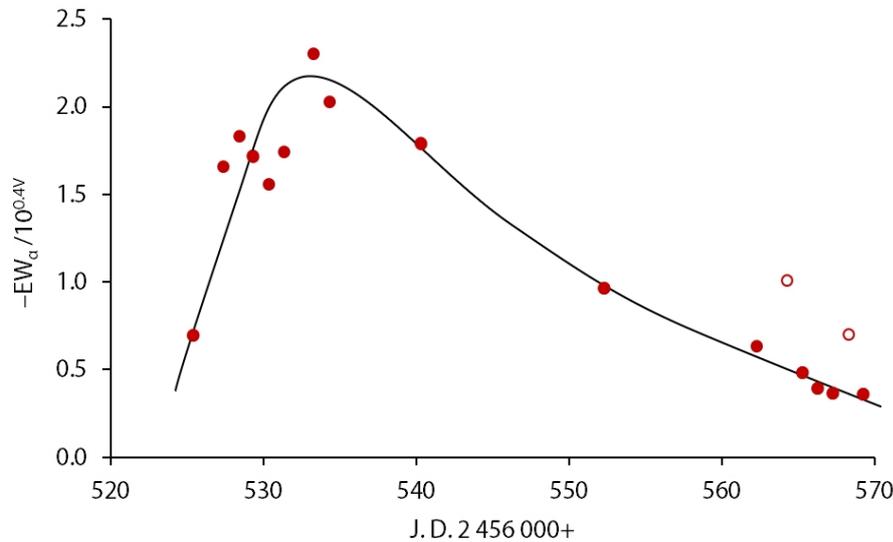


Abbildung 29: Zeitliche Entwicklung des H α -Strahlungsflusses, ermittelt aus der Äquivalentbreite EW und der visuellen Helligkeit V.

Wenn die V-Helligkeit mit dem H α -Kontinuumsfluss korreliert, dann sollte man aus der Gleichung (3) die Profilfläche als Maß für den Strahlungsfluss der Linie ausrechnen können, indem man für I_C den Betrag $2.512^V = 10^{0.4V}$ einsetzt. Mit $-EW/10^{0.4V}$ ergibt sich ein auf die Kontinuums-helligkeit normierter H α -Strahlungsfluss (Abbildung 29).

11 Balmerdekrement

Das Verhältnis der kontinuumsnormierten Strahlungsintensitäten von H α und H β lässt sich theoretisch aus den Übergangswahrscheinlichkeiten in (geringer) Abhängigkeit von Temperatur und Dichte berechnen. Es lässt sich aber auch aus dem beobachteten Spektrum bestimmen. Aus der Diskrepanz beider lassen sich Rückschlüsse auf die Materie zwischen Stern und Beobachter ziehen. Im Falle der Nova sind dies die zirkumstellare und die interstellare Absorption.

Das H α -Dekrement ist definiert als

$$D_{H\alpha} = \frac{I_{H\alpha}}{I_{H\beta}}. \quad (4)$$

Abbildung 30 zeigt das H α -Balmerdekrement basierend auf den Linienintensitäten (Abbildung 26 und Abbildung 27).

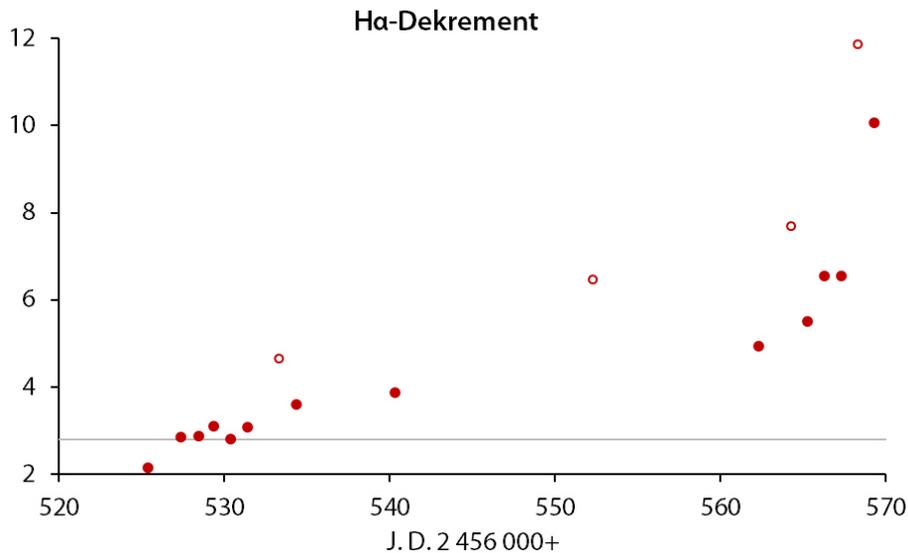


Abbildung 30: Zeitliche Entwicklung des flusskalibrierten Balmerdekrements für H α .

Was sehr deutlich ins Auge fällt, ist die Tatsache, dass das Dekrement mit der Zeit steigt. Es beginnt um $D_{H\alpha} \approx 3$, nimmt zunächst langsam zu und zeigt mit Beginn der Nebelphase bei etwa RJD 570 einen deutlichen Anstieg. Ob dieser real, messtechnisch oder atmosphärisch bedingt ist, konnte noch nicht geklärt werden.

Da die interstellare Absorption während dieser Beobachtungswochen sicherlich konstant geblieben ist, muss die zirkumstellare Absorption stark zugenommen haben. Numerische Ergebnisse werden zusammenfassend in Abschnitt 13 hergeleitet und in Abschnitt 15.1 interpretiert.

12 Expansionsgeschwindigkeit

Bis zum Helligkeitsmaximum expandiert die Photosphäre der Nova mit hoher Geschwindigkeit. Anschließend schrumpft sie aufgrund des nachlassenden Massenverlustes und er sich damit verringenden Dichte der Hülle. Die Photosphäre dringt in Gebiete geringerer Windgeschwindigkeiten vor. Das effektive H α -Emissionsgebiet weist damit einhergehend abnehmende Expansionsgeschwindigkeiten auf.

Es gibt mehrere Möglichkeiten, die Geschwindigkeit dieser Expansion zu bestimmen. In dieser Arbeit wird die charakteristische Geschwindigkeit der Expansion auf Basis der Halbwertsbreite FWHM (engl. *full width at half maximum*) bestimmt. Diese Geschwindigkeitswerte beziehen sich immer auf die effektiven Emissionsgebiete der Spektrallinien innerhalb der zirkumstellaren Hülle.

Allerdings muss man die gemessene Halbwertsbreite b_{mess} noch um die instrumentell bedingte Linienverbreiterung b_{instr} korrigieren, um die instrinsische Linienbreite b_{korrr} zu erhalten. Es gilt:

$$b_{\text{korrr}} = \sqrt{b_{\text{mess}}^2 - b_{\text{instr}}^2} \quad (5)$$

Neben der Halbwertsbreite FWHM wird in der Fachwelt häufig auch die halbe Liniengesamtbreite HWZI (engl. *half width at zero intensity*) verwendet. Zum Vergleich wurden beide Größen bestimmt und verglichen.

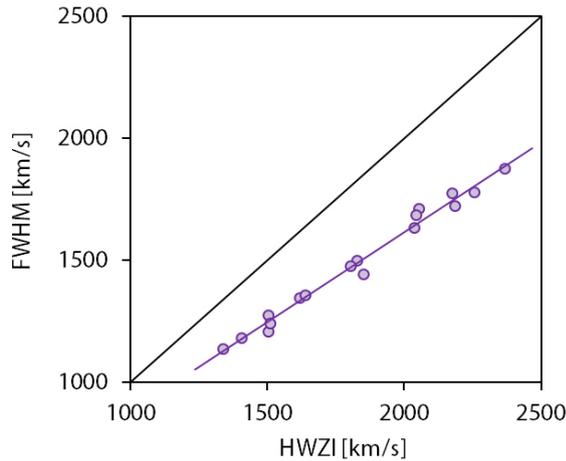


Abbildung 31: Vergleich von FWHM und HWZI der H α -Linie.

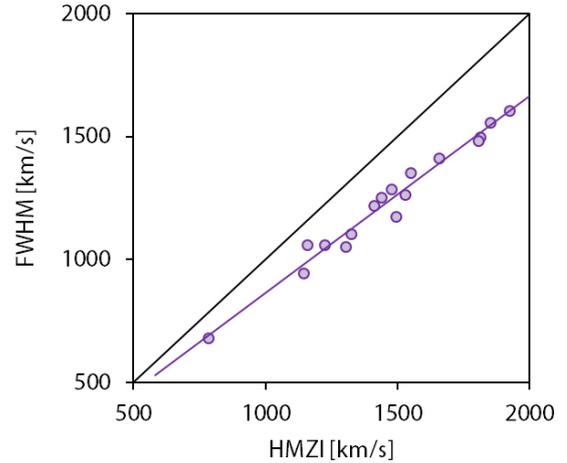


Abbildung 32: Vergleich von FWHM und HWZI der H β -Linie.

Wegen der allmählich auslaufenden Flanken der Linien ist HWZI erwartungsgemäß größer als FWHM. Für H α und H β ergeben sich folgende Beziehungen:

$$HWZI_{\alpha} = 1.354 \cdot FWHM_{\alpha} - 190, \quad (6)$$

$$HWZI_{\beta} = 1.100 \cdot FWHM_{\beta} - 80. \quad (7)$$

In Abbildung 32 wurden zwei Ausreißer in der Nähe von 2000 km/s außer Acht gelassen und im Diagramm nicht dargestellt.

Man kann die Linienbreite in Angström darstellen oder auch in km/s umrechnen. Die Umrechnung erfolgt nach folgender Gleichung:

$$b \left[\frac{km}{s} \right] = \frac{b[\text{\AA}]}{\lambda_0[\text{\AA}]} \cdot 299\,792 \text{ km/s}. \quad (8)$$

Aus den spektralen Auflösungsvermögen von 10–21 Å (Abschnitt 8.1) ergibt sich eine Nachweisgrenze für die Expansion von H α -Regionen der Nova von ca. 500–1000 km/s, im Mittel von knapp 700 km/s (15 Å).

Abbildung 33 zeigt die Expansion des effektiven H α -Emissionsgebietes, wie es sich aus der Halbwertsbreite FWHM ergibt. In *The Astronomer's Telegramm* #5295, #5304 und #5493 findet man einige professionelle Vergleichswerte, die als Kreuze eingetragen wurden. Einerseits sind die Fehlerbalken beachtlich, andererseits ist sowohl ein eindeutiger Trend festzustellen als auch eine grobe Übereinstimmung mit den Vergleichswerten.

Interessanterweise beginnt die Expansion des H β -Gebietes mit etwa derselben Geschwindigkeit wie die H α -Region und nimmt zunächst genauso ab. Etwa vier Wochen nach dem Maximum scheint die Expansion der H β -Region wieder zuzunehmen. Dies wird in Abbildung 35 besonders anschaulich. Eine Erklärung konnte bisher nicht gefunden werden. Messfehler können nicht ausgeschlossen werden. Synchron dazu nehmen Intensität und Äquivalentbreite ab.

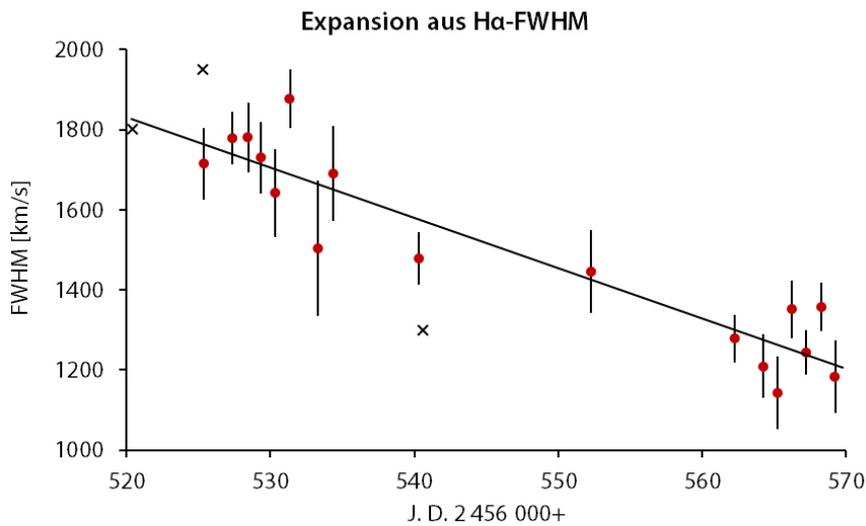


Abbildung 33: Zeitliche Entwicklung der Expansionsgeschwindigkeit des effektiven H α -Emissionsgebietes. Zum Vergleich sind drei Ergebnisse (Kreuze) anderer Beobachter eingetragen (ATel #5295, #5304 und #5493).

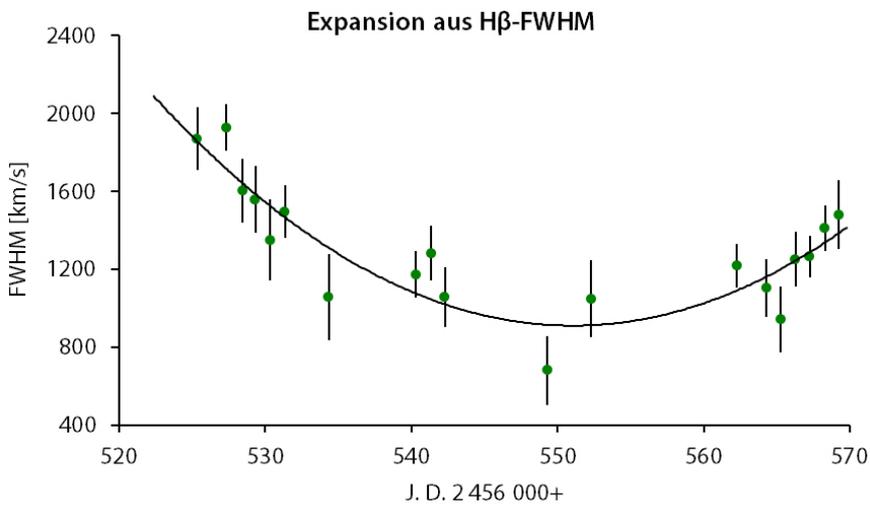


Abbildung 34: Zeitliche Entwicklung der Expansionsgeschwindigkeit des effektiven H β -Emissionsgebietes. Bemerkenswert ist der Wiederanstieg.

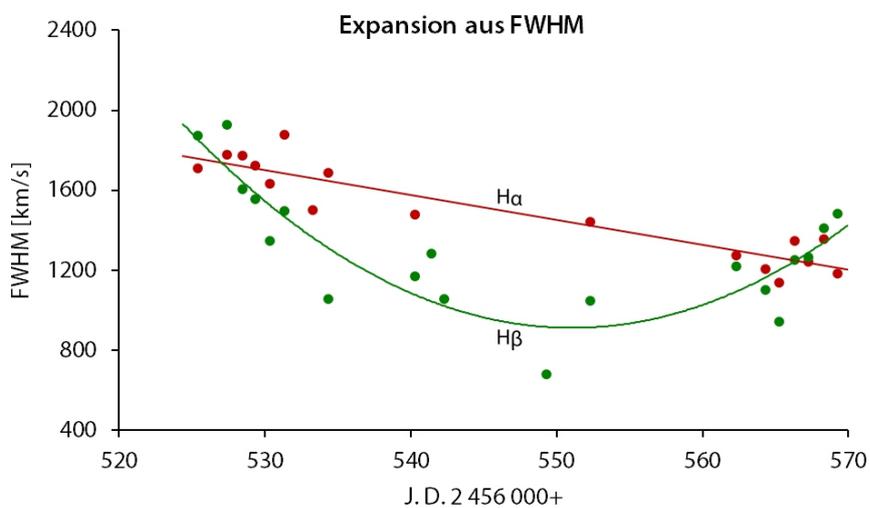


Abbildung 35: Vergleich der Expansionsgeschwindigkeiten des H α - und des H β -Gebietes.

13 Berechnungen

Aus den zuvor präsentierten Messungen werden nachfolgend einige physikalische Parameter der Nova abgeleitet.

13.1 Entfernung

Die Distanz der Nova ergibt sich aus der Gleichung

$$m_V - M_V = 5 \cdot \lg d - 5 + A_V. \quad (9)$$

M_V bezogen auf das Maximum lässt sich nach Cohen (1988) oder Downes & Duerbeck (2007) aus der Zeit berechnen, in denen die Nova um 2 bzw. 3 mag gegenüber dem Maximum dunkler geworden ist.

$$M_V = -10.66 + 2.31 \cdot \log(t_2). \quad (10)$$

$$M_V = -11.99 + 2.54 \cdot \log(t_3). \quad (11)$$

Aus den V-Helligkeiten der Abbildung 5 lassen sich die benötigten Zeiten t_2 und t_3 ermittelt. Aus $t_2 = 9.0$ Tage und $t_3 = 21.0$ Tage ergeben sich die absoluten Helligkeiten $M_V = -8.46 \pm 0.41$ und $M_V = -8.63 \pm 0.73$. Es wird der gewichtete Mittelwert von

$$M_V = -8.5 \pm 0.4 \text{ mag}$$

verwendet.

Um die Distanz der Nova zu berechnen, muss die interstellare Absorption A_V abgeschätzt werden. Die mittlere interstellare Extinktion der Milchstraße beträgt 0.3 mag/kpc, in der Sonnenumgebung sind es 1.0 mag/kpc, in der galaktischen Ebene sogar 2.0 mag/kpc. Andererseits haben Santangelo et al (ATel #5313) einen Wert von $A_V = 0.55 \pm 0.1$ mag ermittelt, was einer mittleren Extinktion von ca. 0.2 mag/kpc entspräche. Für diesen Werte der interstellaren Extinktion ergibt sich eine Entfernung der Nova von

$$d = 2900 \pm 450 \text{ pc} = 9200 \pm 1400 \text{ Lj}.$$

Die angegebene Fehlerabschätzung ergibt sich in erster Linie aus den Gleichungen (10) und (11). Der Fehler in der Bestimmung von t_2 und t_3 sind dabei untergeordnet. Hinzu gesellen sich die Fehler der beobachteten Maximalhelligkeit und der interstellaren Absorption A_V .

13.2 Leuchtkraft

Für die Berechnung der Leuchtkraft ist die bolometrische Helligkeit zu verwenden. Da die bolometrische Korrektur B.C. für diese Nova unbekannt ist, wird die Leuchtkraft auf Basis der visuellen Helligkeit abgeschätzt.

Aus $M_V = -8.5$ ergibt sich bei $M_{V\odot} = +4.8$ größenordnungsmäßig eine Leuchtkraft der Nova im Maximum von

$$L_{\text{Max.}} \approx 200000 \pm 80000 L_{\odot}.$$

Mit $L_{\odot} = 3.85 \cdot 10^{33}$ erg/s entspricht dies einer Leuchtkraft der Nova im Maximum von

$$L_{\text{Max.}} \approx 8 \cdot 10^{38} \text{ erg/s} \approx 10^{39} \text{ erg/s}.$$

Die Leuchtkraft ist nach 63 Tagen dabei auf größenordnungsmäßig

$$L_{63 \text{ d}} \approx 500 L_{\odot}$$

abgesunken.

13.3 Energie

Integriert man diese Leuchtkraft

$$L(t) = L_{Max} \cdot 10^{0.4 \cdot [V_{Max} - V(t)]}, \quad (12)$$

so erhält man die abgestrahlte Energie. Etwa 30 Tage nach dem Maximum sind bereits 90% der Energie abgestrahlt und 63 Tage nach dem Maximum beträgt die abgestrahlte Energie $0.5 \cdot 10^{45}$ erg. Hierbei wurde der Helligkeitsverlauf von V zugrunde gelegt. Legt man hingegen die R -Helligkeit zugrunde, die vom 5. bis zum 13. Tag nach dem Maximum ungefähr konstant bleibt, so ergibt sich mit $1.0 \cdot 10^{45}$ erg eine größere Energiemenge. Dieser Betrag ergibt sich auch, wenn man für V und R gleichermaßen eine konstante Helligkeitsabnahme über den Beobachtungszeitraum annimmt:

$$E_{Nova} \approx 1.0 \cdot 10^{45} \text{ erg.}$$

13.4 Praenova

Die visuelle Helligkeit der Praenova betrug 17.6 mag, d. h. die Helligkeit ist um 13.3 mag entsprechend einem Faktor von 209000 angestiegen. Damit besaß der Weiße Zwerg eine Leuchtkraft von $L_{WD} = 0.96 L_{\odot}$.

Setzt man den mittleren Radius für Weiße Zwerge $R_{WD} = 10000$ km an, so errechnet sich eine Temperatur der Praenova von $T_{WD} = 48000$ K. Diese Temperatur ist typisch und glaubwürdig.

13.5 Radius

Bei einer Temperatur von $T_{\text{eff}} = 9000$ K (Friedjung & Duerbeck) ergäbe sich als Radius des so genannten Feuerballs im Maximum nach dem Stefan-Boltzmann-Gesetz

$$R_{\text{Max.}} = 184 R_{\odot} \approx 0.86 \text{ AE.}$$

13.6 Extinktion

Die Extinktion setzt sich zusammen aus:

- zirkumstellare Extinktion
- interstellare Extinktion
- atmosphärische Extinktion
- instrumentelle Extinktion

Durch die radiometrische Flusskalibrierung anhand eines Standardsterns sind die atmosphärische und instrumentelle Extinktion näherungsweise kompensiert. Über die Abschätzung der interstellaren Extinktion wurde bereits in Abschnitt 13.1 berichtet. Für den Zeitpunkt des Maximums ergibt sich eine Absorption von $A_V = 0.55$ mag. Damit ist eine Aussage über die zirkumstellare Absorption möglich.

Aus dem Balmerdekrement lässt sich die Extinktion bestimmen und aus der Differenz zur interstellaren Extinktion lässt sich die zirkumstellare Extinktion abschätzen.

Die Messungen in Abbildung 30 zeigen, dass kurz nach dem Maximum das Balmerdekrement bei $D = 3.0 \pm 0.1$ liegt und ist damit nur 0.2 größer als der theoretische Wert für $T \approx 10000$ K und $N_e \approx 10^6 / \text{cm}^3$. Er variiert geringfügig mit der Dichte und etwas stärker mit der Temperatur. Erwartet wird aufgrund der gemessenen interstellaren Absorption A_V ein Wert von $D = 3.4\text{--}3.5$. Die Diskrepanz löst sich auf, wenn man eine deutlich höhere Temperatur und Dichte annimmt. Dann würde ein Wert um 3.3 oder knapp darunter genügen. Das läge dann gerade noch im 3σ -Bereich. Wichtiger aber ist der Anstieg des Balmerdekrements und damit der Gesamtabsorption deutlich.

Zum Zeitpunkt RJD 570 beträgt das Balmerdekrement: $D_{\text{H}\alpha} \approx 8 \pm 2$.

Das Balmerdekrement steht in unmittelbarem Zusammenhang mit der Extinktion, weil diese bekanntlich wellenlängenabhängig ist. $\text{H}\alpha$ wird weniger geschwächt als $\text{H}\beta$, was dazu führt, dass das Dekrement D größer wird.

Verschiedene Arbeiten befassen sich mit dem Zusammenhang der interstellaren Rötung und dem Balmerdekrement. Die teils unterschiedlichen Ergebnisse lassen sich zu folgender Gleichung zusammenfassen:

$$A_V \approx 6.4 \cdot \log(D) - 2.9 . \quad (13)$$

Zum Zeitpunkt RJD 570 beträgt die inter- und zirkumstellare Absorption: $A_V \approx 2.9 \pm 0.7$ mag.

Im Laufe der Zeit baut sich offenbar eine stark absorbierende Hülle auf, die nach sieben Wochen (RJD 570) eine *zirkumstellare Extinktion* von

$$A_V \approx 2.3 \text{ mag}$$

erreicht. Das bedeutet, dass nur noch ein Achtel der Strahlung durch die Hülle gelassen wird. Der Rest wird in der Hülle absorbiert und zu einem Großteil in Form von Emissionslinien ausgestrahlt, wie z. B. den verbotenen Nebellinien des Sauerstoffs.

13.7 Expansion

Die Expansion des effektiven $\text{H}\alpha$ -Emissionsgebietes wurde bereits in Abschnitt 12 diskutiert. Aus der Regression in Abbildung 33 lässt sich zurückrechnen, dass zum Zeitpunkt des Maximums die Expansionsgeschwindigkeit $v_{\text{Max.}} \approx 1800$ km/s betragen haben muss. 49 Tage später ist sie auf 1200 km/s abgefallen. Mit $v = 1800$ km/s wäre der in Abschnitt 13.5 berechnete Radius des Feuerballs nach 20 Stunden erreicht. Zur Interpretation wird auf das Fazit am Schluss verwiesen.

14 Spektralklassifikation

Insgesamt wurden 21 Spektren im Zeitraum vom 18.08.2013 bis 03.10.2013 (RJD 525–566) aufgenommen. Eine Auswahl von sechs wird nachfolgend abgebildet. Diese repräsentieren die spektrale Entwicklung der Nova und erlauben eine Klassifikation. Die Abbildungen enthalten neben dem Datum auch den Zeitpunkt t nach dem Maximum der visuellen Helligkeit (RJD = 521.0), den Helligkeitsabfall Δm in mag (V) und die spektrale Auflösung $\Delta\lambda$ in Å.

14.1 Tololo-System

Die Klassifikation erfolgt im Tololo-System (Williams 1991, 1994). Auf Basis des Spektrums im Maximum oder kurz danach werden die Novae in zwei Klassen unterteilt: den *FeII*-Novae (60%) und den *He/N*-Novae (40%). Entscheidend hierfür und für die weitere Klassifikation sind die stärksten Nicht-Balmer-Emissionslinien. Wodurch diese beiden Typen physikalisch begründet sind, ist ungeklärt. Manche meinen, die Masse des Weißen Zwergs sei entscheidend, andere halten die chemische Zusammensetzung der Hülle für relevant. Der Verfasser möchte noch den Hinweis ergänzen, dass auch der Sichtwinkel auf die Akkretionsscheibe Einfluss haben kann, die überwiegend aus H und He besteht.

Die beiden Klassen zeigen neben den anfänglich dominierenden Linien einige weitere Unterschiede:

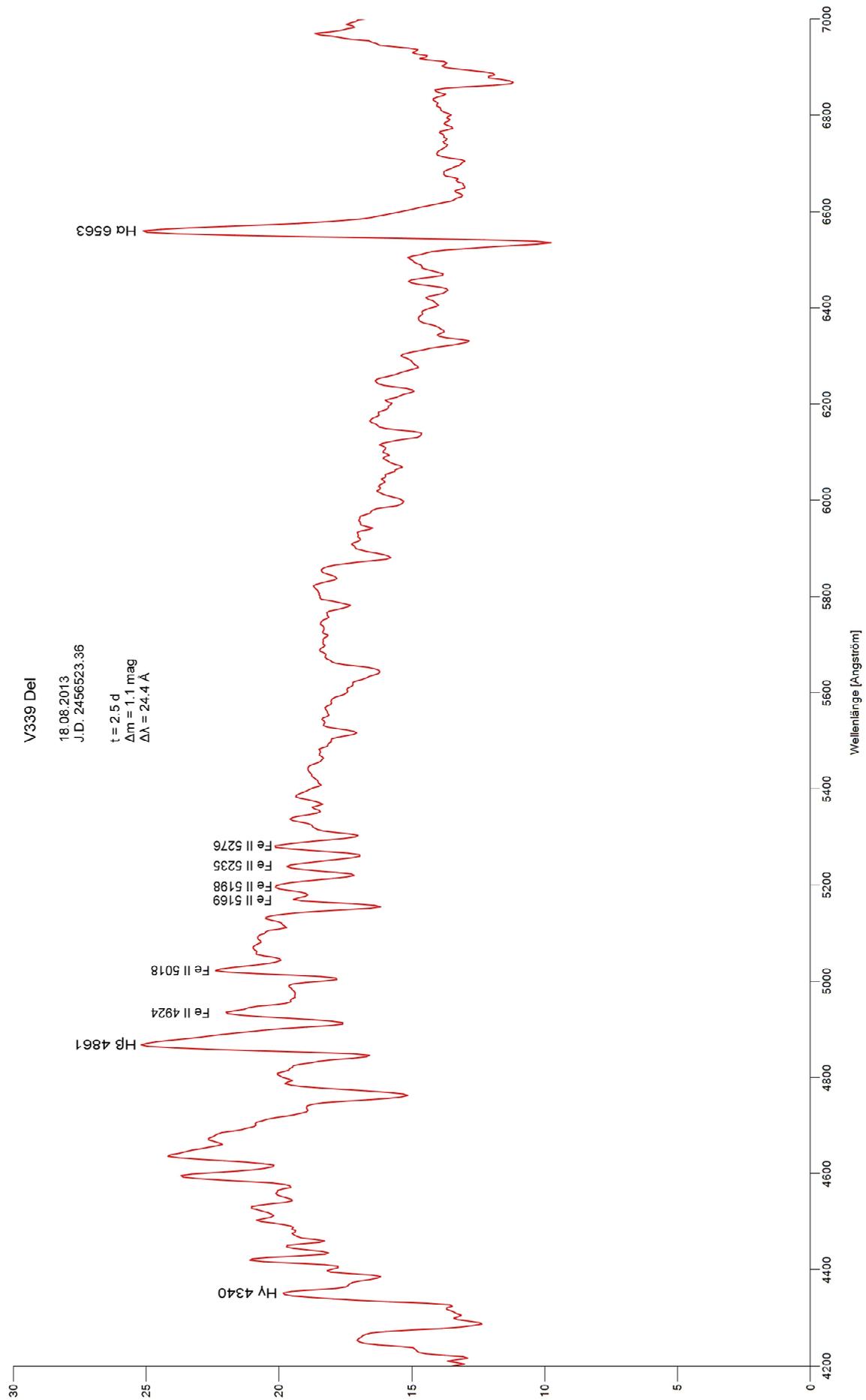
FeII-Novae: schmale Linien mit HWZI < 2500 km/s
langsame spektrale Entwicklung über Wochen ($t_3 \gtrsim 10$ Tage)

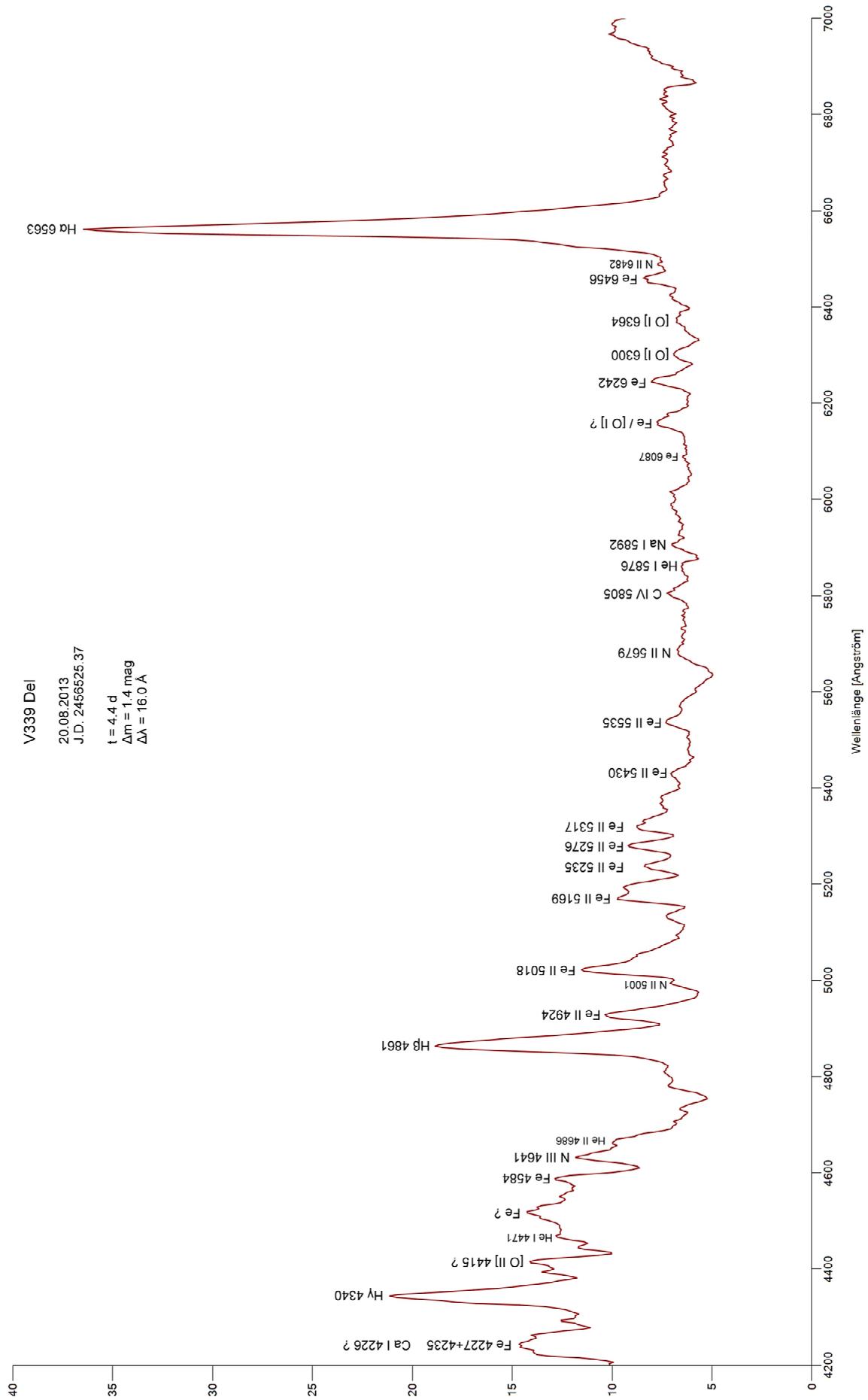
He/N-Novae: breite Linien mit HWZI > 2500 km/s
schnelle spektrale Entwicklung in Tagen ($t_3 \lesssim 10$ Tage)

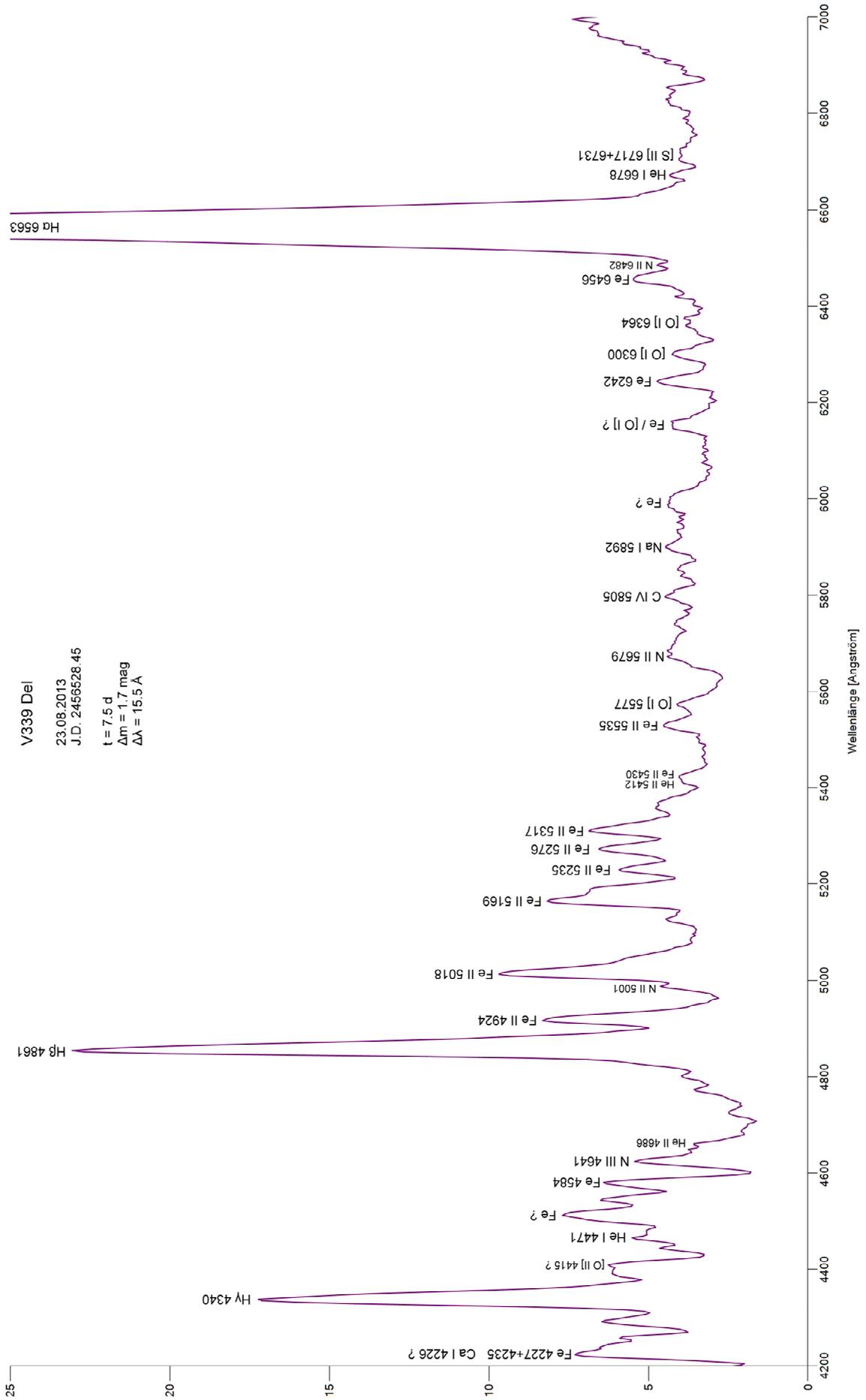
Zudem zeigen *FeII*-Novae anfänglich ausgeprägte P-Cygni-Profile. Beide Klassen zeigen schließlich typische Nebelspektren mit verbotenen Linien (Williams 1992).

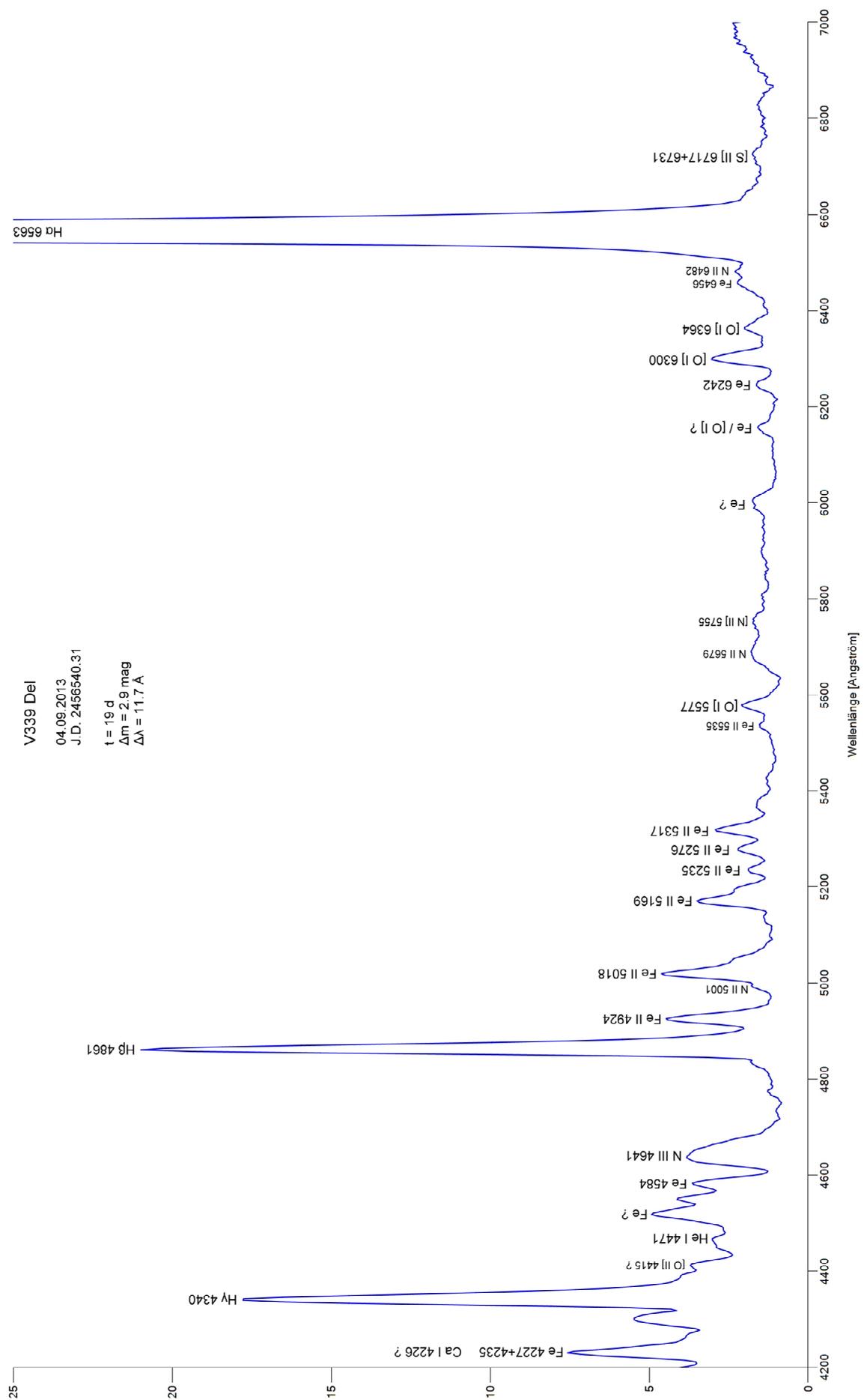
Das Tololo-Schema kennt vier Klassen, denen bestimmte Dichten und Temperaturen zuzuordnen sind (Teyssier 2011). Als Klassifizierungsmerkmal dienen die stärksten Emissionslinien außerhalb der Balmerreihe. Es beginnt mit der Phase P (erlaubte Linien, engl. *permitted*) und endet im Normalfall mit der Phase N (verbotene Nebellinien). Dazwischen können die Phasen A (Linien des Polarlichts, engl. *auroral*) und C (Linien einer Korona, engl. *coronal*) auftreten.

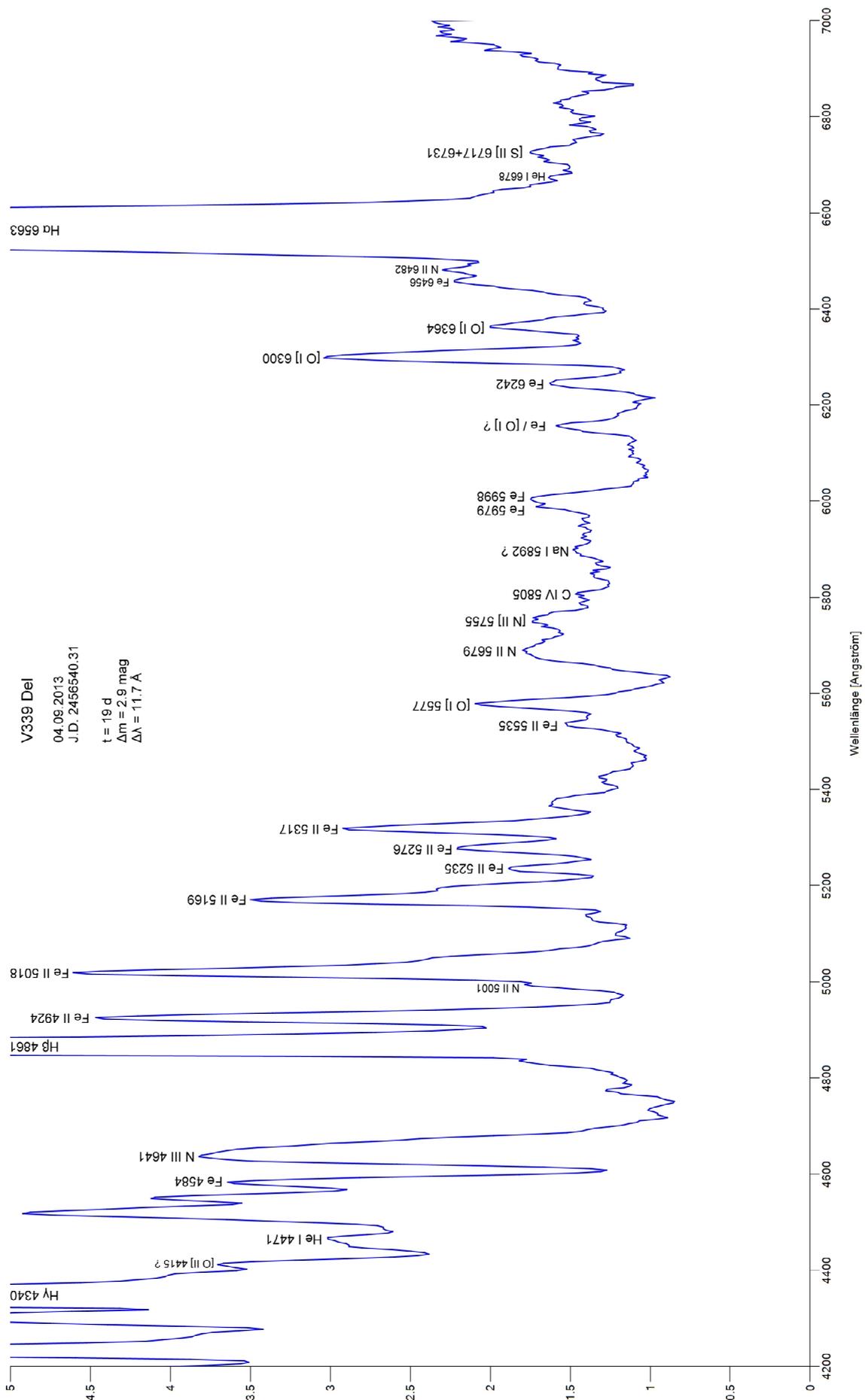
Ferner werden diese Phasen in Unterklassen gegliedert, angelehnt an die jeweils stärksten Linien. So kennt man beispielsweise P_{Fe} oder P_{He} , A_{Ne} oder N_{O} (Williams 1991).

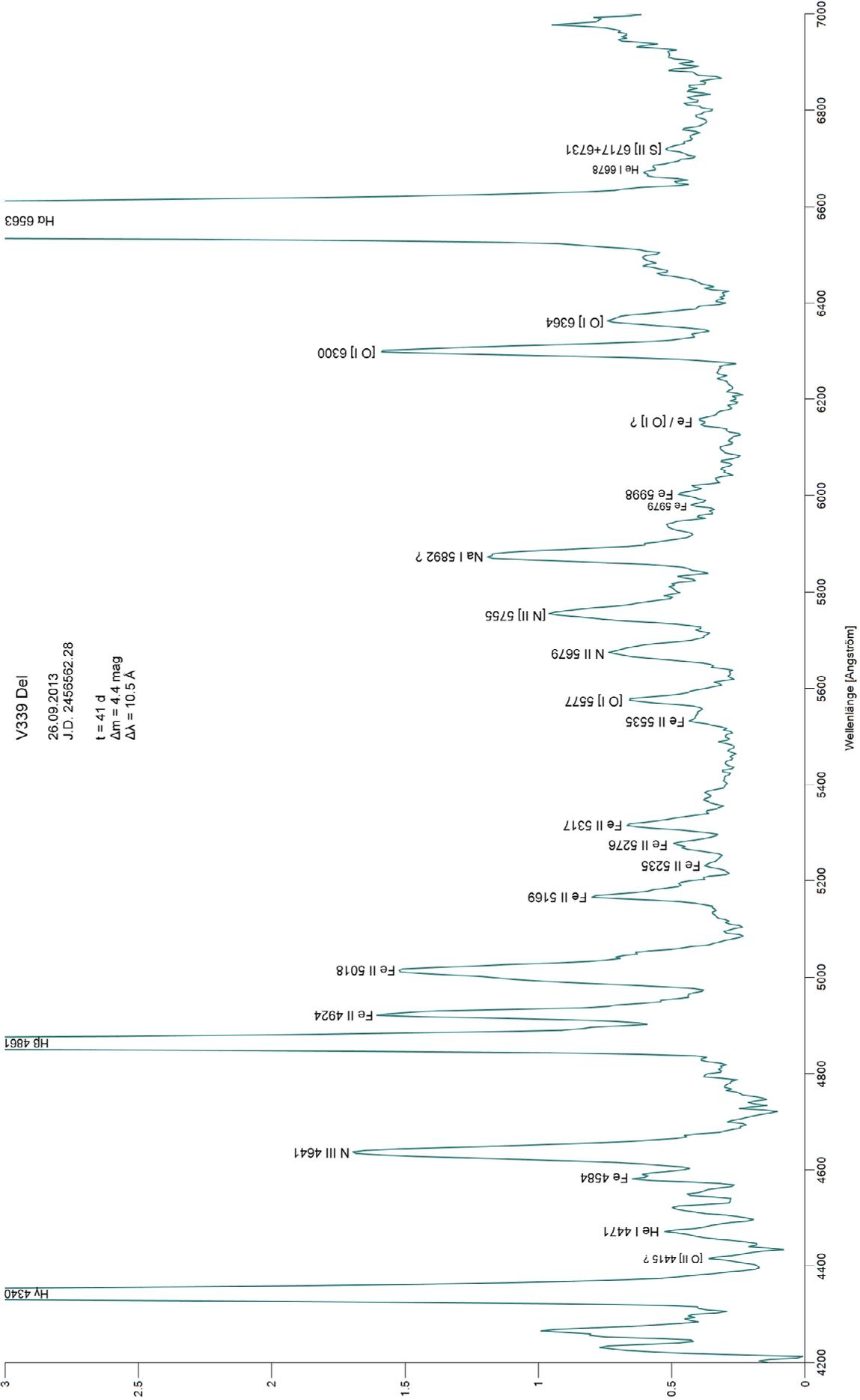


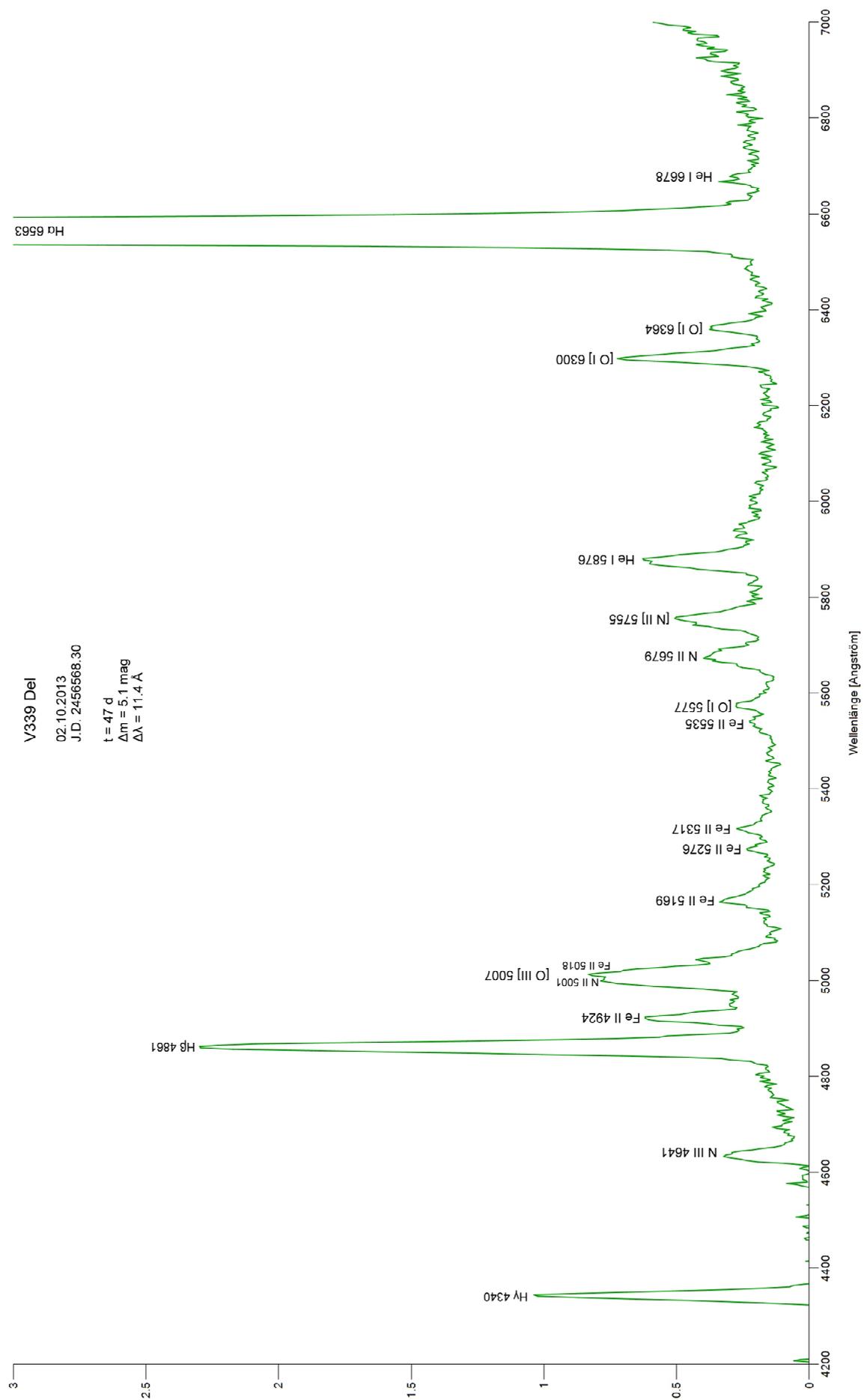












14.2 Klassifikation

Ein erster Blick ins Spektrum vom 18.08.2013 identifiziert die V339 Del sofort als *FeII*-Nova. Es sind zahlreiche Emissionslinien von Fe II erkennbar. An den folgenden Tagen dominieren diese so deutlich, dass eine Einstufung in die Phase P, Unterklasse fe eindeutig ist (kurz P_{fe}).

Ferner sind die Linien schmal (HWZI < 2500 km/s). Mit einer Helligkeitsabnahme von $t_2 = 9^d$ und $t_3 = 21^d$ liegt die Nova im Grenzbereich zwischen „sehr schnell“ und „schnell“. Außerdem zeigt das Spektrum vom 18.08.2013 deutliche P-Cygni-Profile.

Bis zum 04.09.2013 dominieren die FeII-Linien, wenngleich einige verbotene Linien des neutralen Sauerstoffs [O I] erkennbar sind. Diese Spektren werden alle als P_{fe} klassifiziert.

Die prominenten Nebellinien des zweifach ionisierten Sauerstoff [O III] treten erst einen Monat später hervor. Das Spektrum vom 02.10.2013 möchte der Verfasser daher als N_o einstufen.

Im Spektrum vom 26.09.2013 wird die Dominanz von Fe II allmählich in Frage gestellt. Sowohl die Linien von Sauerstoff [O I] als auch die des Stickstoffs N II und N III gewinnen an Intensität. Da aber die [O III]-Linien noch nicht auftreten, wäre eine Einstufung als P_n am sinnvollsten.

14.3 Entwicklung der Spektrallinien

Der Ausbruch einer Nova ist mit dynamischen Veränderungen im Sternsystem verbunden, die laufende Veränderungen der Spektren zur Folge haben. Dies wird an drei Ausschnitten des visuellen Wellenlängenbereiches sehr deutlich.

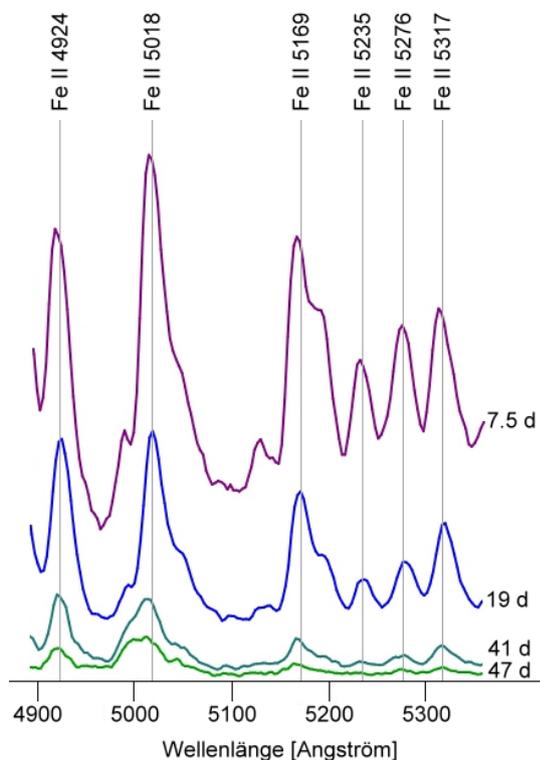


Abbildung 36: Veränderungen der Spektrallinien im Bereich von 4900–5300 Å innerhalb der ersten Wochen nach Ausbruch der Nova. Deutlich präsentieren sich die Linien des einfach ionisierten Eisens und ihr Verschwinden beim Übergang ins Nebelstadium.

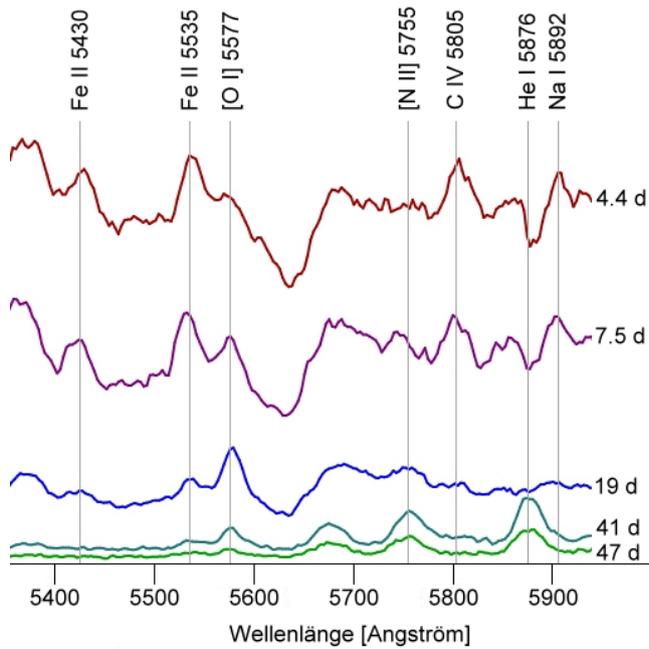


Abbildung 37: Veränderungen der Spektrallinien im Bereich von 5400–5900 Å innerhalb der ersten Wochen nach Ausbruch der Nova. Gut erkennbar ist der Rückgang der Eisenlinien bei 5430 Å und 5535 Å, während gleichzeitig die Linien [O I] 5577, [N II] 5755 und He I 5876 zunehmen. Das kennzeichnet den Übergang vom Hauptspektrum (Phase P) zum Nebelspektrum (Phase N).

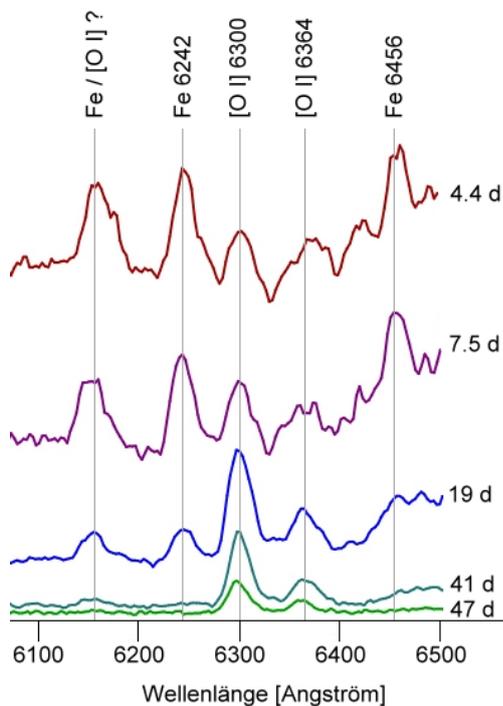


Abbildung 38: Veränderungen der Spektrallinien im Bereich von 6100–6500 Å innerhalb der ersten Wochen nach Ausbruch der Nova. Der Doppelpeak bei 6364 Å im Spektrum 7.5 d nach dem Maximum könnten die Si II-Linien bei 6347 Å und 6371 Å sein. Der kleine Peak ganz rechts bei 6482 Å in den Spektren 4.4 d und 7.5 d nach dem Maximum ist wahrscheinlich vom einfach ionisierten Stickstoff.

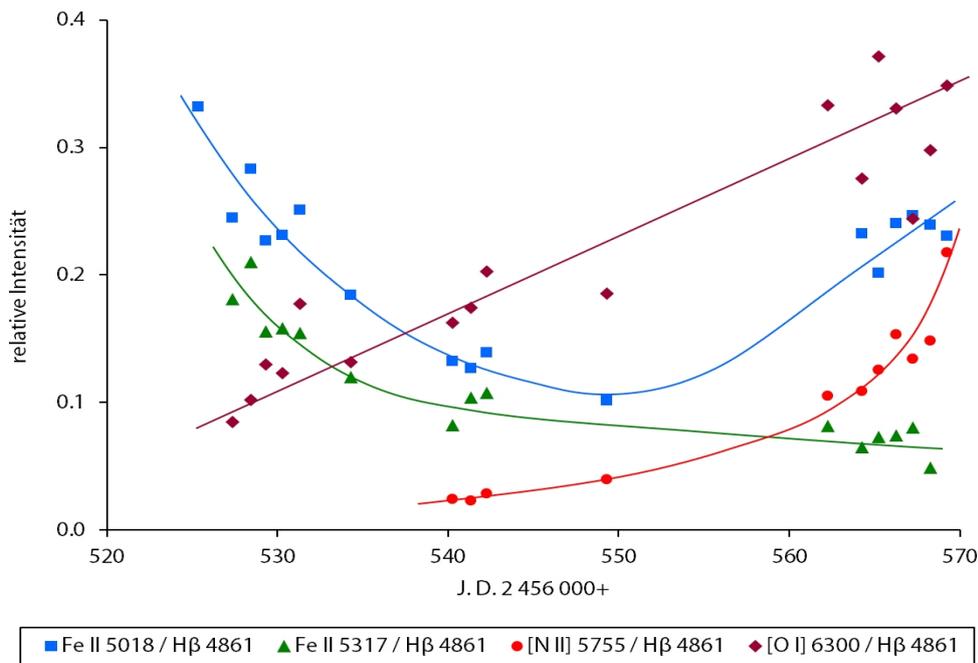


Abbildung 39: Intensitäten einiger Linien im Verhältnis zu H β .

Ein Blick auf Abbildung 39 zeigt: Während die erlaubten Linien des Eisens (blau u. grün) relativ zu H β schwächer werden, werden die verbotenen Nebellinien (rot u. rotbraun) kräftiger. Interessanterweise nimmt die Intensität von Fe II 5018 relativ zu H β zu Beginn der Nebelphase ab RJD 550 hin wieder zu.

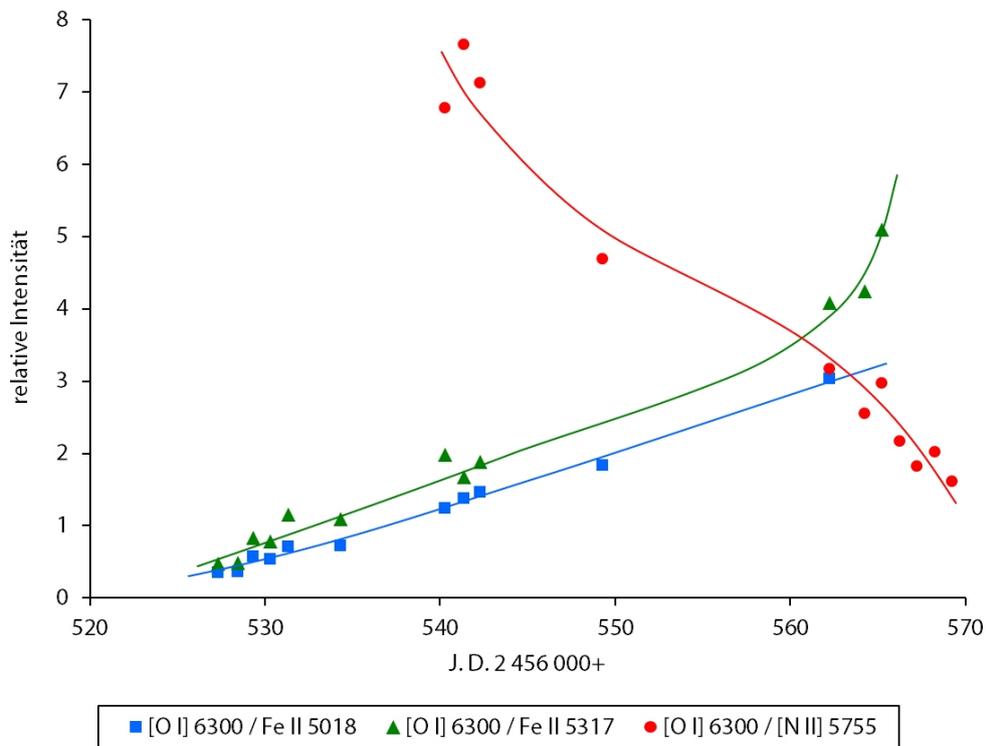


Abbildung 40: Verhältnis der Intensitäten von [O I] 6300 relativ zu den oben dargestellten Linien.

Abbildung 40 präsentiert das Verhalten der verbotenen Sauerstofflinie [O I] 6300 relativ zu den anderen in Abbildung 39 gezeigten Linien. Hier nimmt die relative Intensität bei den erlaubten Linien des Eisens (blau u. grün) deutlich zu. Auffallend ist ferner die Abschwächung der Sauerstofflinie um einen Faktor fünf innerhalb von einem Monat gegenüber der ebenfalls verbotenen Linie des Stickstoffs [N II] 5755.

Die beiden Abbildungen demonstrieren die Veränderungen der Intensitäten beim Übergang vom Hauptspektrum (Phase P) zum Nebelspektrum (Phase N).

15 Schlussfolgerungen

15.1 Fazit zur Nova

Eine Nova ist gekennzeichnet durch eine expandierende Hülle, durch Sternwinde und durch zirkumstellare Materie früherer Ausbrüche. Alle diese Komponenten ergeben beeinflussen Helligkeit und Spektrum im Laufe von Tagen, Wochen und Monaten.

FeII-Novae zeigen langsame Sternwinde (unter 2500 km/s), *He/N*-Nova expandieren schneller (über 2500 km/s). Die Winde werden strahlungsgetrieben beschleunigt. Der Massenverlust und damit auch die Dichte der Hülle nehmen allmählich. Dadurch nimmt der Radius der Photosphäre ab. Gleichzeitig beobachtet man geringere Linienbreiten (Williams 1992).

Die vorliegenden Untersuchungen zeigen, dass die Nova V339 Del zur Klasse der *FeII*-Novae gehört. Die anfängliche charakteristische Expansionsgeschwindigkeit beträgt 1800 km/s (FWHM H α) und nimmt innerhalb der von sieben Wochen auf 1200 km/s ab.

Während sich das effektive H α -Emissionsgebiet nach innen verlagert (geringere Geschwindigkeiten), vergrößert sich die Region außerhalb des Emissionsgebietes, dessen Strahlung nun immer mehr Materie der Hülle durchlaufen muss. Zusätzlich wird die Hülle durch nachfolgende Winde massereicher und die zirkumstellare Absorption nimmt zu. Aus dem Balmerdekrement ergibt sich sieben Wochen nach Maximum eine zirkumstellare Absorption von $A_V = 2.3$ mag.

Aus der Helligkeitsabnahme ergibt sich eine absolute Helligkeit im Maximum von $M_V = -8.5$ mag. Hieraus kann eine Entfernung von 9200 Lj abgeleitet werden.

Die maximale Leuchtkraft betrug $200\,000 L_{\odot} \approx 10^{39}$ erg/s. Der Radius der Photosphäre betrug im Maximum $184 R_{\odot} \approx 0.86$ AE, ausgehend von einer effektiven Temperatur $T_{\text{eff}} = 9000$ K.

15.2 Fazit zur Technik

Die vorliegenden Ergebnisse zur Nova Delphini 2013 wurden mit einfachem, amateurastronomischem Instrumentarium ermittelt. Für die Photometrie wurde eine DSLR-Kamera mit 200 mm f/2.8 Objektiv verwendet, welche auf einer motorisierten parallaktischen Montierung nachgeführt wurde. Dieselbe Montierung trägt einen ED-Apochromat mit 127 mm f/7.5, der für die Spektralaufnahmen verwendet wurde. Für die Spektren wurde der einfache *StarAnalyser* mit 100 Linien/mm (ca. 115.- €) verwendet, der wie ein Farbfilter in den Strahlengang prefokal und spaltlos eingebracht wurde. Benutzt wurde ferner die H α -empfindliche Spiegelreflexkamera Canon EOS 60Da. Zum Erreichen eines optimalen Abstandes des Gitters von der Sensorebene der Kamera wurden vorhandene, handelsübliche Distanzhülsen und Adapter verwendet.

Um eine optimale Auflösung zu erreichen, müssen zwei Voraussetzungen erfüllt sein: Zum einen muss das Seeing möglichst niedrig sein, da bei spaltlosen Spektrographen die Luftunruhe voll zur Wirkung kommt und die spektrale Auflösung bestimmt. Zum anderen muss die lineare Dispersion in Angström/Pixel möglichst klein sein. Das erste „Setup“ ergab eine Dispersion von 3.1 Å/Pixel, eine verbesserte Variante bringt es auf 2.8 Å/Pixel. Hierzu sind drei Dinge notwendig:

- Die Pixelgröße des Sensors muss möglichst klein sein. Die verwendete DSLR-Kamera besitzt eine Pixelgröße von 4.3 µm.
- Der Abstand d zwischen Gitter und Sensor muss möglichst groß sein. Dieser betrug im ersten Messaufbau 139.5 mm und in der verbesserten Version 155 mm.
- Die Ausleuchtung des Gitters muss möglichst groß sein. Die Zahl der ausgeleuchteten Linien entspricht dem theoretischen Auflösungsvermögen. Der *StarAnalyser* besitzt einen nutzbaren Durchmesser von 24 mm bei 100 Linien/mm. Damit beträgt der optimale Gitter-Sensor-Abstand $d = 24 \text{ mm} \cdot f/D$. Bei einem Öffnungsverhältnis von 1:5 (1:7.5, 1:10) beträgt der optimale Abstand $d = 120$ (180, 240) mm. Im verwendeten Aufbau reichte der Backfokus des Okularauszugs nicht aus, um bei $d = 180$ mm noch fokussieren zu können. Unter Beachtung verschiedener Reserven wurde mit Distanzhülsen ein „Setup“ mit 155 mm realisiert.

Um das Signal-Rausch-Verhältnis S/N zu verbessern, wurden bis zu 100 Aufnahmen gemittelt. Für ein möglichst geringes S/N wird man eine niedrige ISO-Zahl wählen, was allerdings die Belichtungszeit verlängert. Diese wird durch die Qualität der Nachführung begrenzt. Bei Autoguiding wird man deutlich länger belichten können als bei einfacher motorischer Nachführung einer mobil aufgestellten Montierung, zumal vorhandene Schneckenfehler zusätzlich begrenzen. So lag im vorliegenden Fall die Grenze bei 10 s, was zwangsläufig zu ISO-Werten von 800–1600 führte.

Literatur

- Anupama, G.C.: *Classification of nova spectra*. ASI Conference Series, 2012, Vol. 6, 143–149
- Cohen, Judith G.: *Nova Expansion Parallaxes*. ASPC 4 (1988), 114–127
- Downes, Ronald A. und Hilmar W. Duerbeck: *Optical Imaging of Nova Shells and the Maximum Magnitude-Rate of Decline Relationship*. AJ120 (2000), 2007–2037
- ESA Publications Division: *The Hipparcos and Tycho Catalogues* (1997), 39–53
- Friedjung, M. und Hilmar W. Duerbeck: *Models of Classical Recurrent Novae*. NASSP (1993), 371–412
- Hachisu, Izumi und Mariko Kato: *The UBV Color Evolution of Classical Novae*. arXiv:1401.7113v1 (2014)
- Leadbeater, Robin: *Nova Del 2013 H alpha flux*. Astronomical Ring for Access of Spectroscopy (ARAS)
- Teyssier, Francois: *Novae & Spectroscopie*. L’Astronomie 45 (2011), 52–57
- Santangelo, M.M. et al: *Distance of nova Del 2013 from MMRD relations*. ATel #5313
- Walker, Richard: *Analyse und Interpretation astronomischer Spektren*. Version 9.1 (2013)
- Williams, Robert E. et al: *The Evolution and Classification of Postoutburst Novae Spectra*. ApJ 376 (1991), 721–737
- Williams, Robert E. : *The Formation of Novae Spectra*. AJ 104 (1992), No.2, 725–733
- Williams, Robert E. et al: *The Tololo Nova Survey: Spectra of Recent Novae*. ApJS 90 (1994), 297–316
- Wischniewski, Erik: *Astronomie in Theorie und Praxis*, 6. Auflage (2013)
- Wischniewski, Erik: *Vermessung eines P-Cygni-Profiles*. Astronomical Bulletin Wischniewski Nr. 13 (2013)