



BAV Rundbrief

2022 | Nr. 1 | 71. Jahrgang | ISSN 0405-5497



Bundesdeutsche Arbeitsgemeinschaft für Veränderliche Sterne e.V. (BAV)

Inhaltsverzeichnis

Beobachtungen

G. Maintz	Überarbeitete Elemente des RR-Lyrae-Sterns CM Herculi	1
G. Maintz	Beobachtungsbericht zu RR-Lyrae-Stern NX Lyrae	4
K. Häußler / B. Jacobs D. Hunger / J. Steingrüber	Elemente von V468 Cas	8
M. Geffert	Auswertung historischer Fotoplatten des Observatoriums Hoher List (IV) Lichtkurven von AG Tau und V737 Per	10
M. Kohl	Die Phasen der Nova V1405 Cassiopeiae im Jahr 2021	14
M. Kolb / W. Vollmann	RS Ophiuchi – eine wiederkehrende Nova und ihr schnelles Verschwinden	33
K. Wenzel	Plötzliche Veränderungen in Hind's Variable Nebula – NGC 1555	40
A. Sturm	Begegnungen am Südhimmel	44
M. Ennes / W. Fürtig E. Splittgerber	Betrachtungen zur Apertur bei nicht aufgelöstem Begleiter	46
J. Spelda / V. Wickert	DSLR/DSLM-Photometrie von Veränderlichen mit Fotoobjektiven – ein Update (Teil 3)	54

Aus der Literatur

M. Müksch	Buchbesprechung: George Johnson, Miss Levitt's Star Altas Books, Great Discoveries, W.W. Norton & Company	64
-----------	--	----

Aus der BAV

L. Pagel	Einladung zum BAV-Veränderlichenbeobachter-Treffen am 20. und 21. Mai 2022 in Hartha	67
L. Pagel	Erweiterung der „Lichtenknecker Database of the BAV“	68

Aus den Sektionen

L. Pagel	Auswertung: 1-12/2021	70
----------	-----------------------	----

Überarbeitete Elemente des RR-Lyrae-Sterns CM Herculis

Revised elements of RR Lyrae star CM Herculis

Gisela Maintz

Abstract: *CM Her is a RR Lyrae star of type RRab. Known since 1930 it was long time neglected. 2011 some new observations started. 2 maxima were obtained at my private observatory. More data were found in SWASP, ASAS-SN and ZTF database. The O-C values of the new maxima were about +0.1 d. The elements were revised to: 2459463.409 +0.56273423 *E.*

Einführung

CM Her = AN 212.1929; UCAC4 568-070949, RA = 18:39:11.95; DE = +23° 29' 39.804"; (2000) ist bereits lange bekannt. Seine Veränderlichkeit wurde zuerst von Hoffmeister (1930) entdeckt und veröffentlicht. Eine Periode wurde nicht bestimmt.

Bisher bekannte Perioden sind:

Quelle	Erstepoche	Periode
GCVS	2429050.452	0.5627311
VSX (AAVSO)	2429050.452	0.5627311
ASAS-SN	257676.7249	0.5627406
Gaia	2456920.4082	0.562756
Sesar et al. (2017)	-----	0.562737

Beobachtungen

In meiner privaten Sternwarte in Bonn wurden in 2 Nächten Lichtkurven von CM Her beobachtet und 2 Maxima gewonnen. Das 1. von 2013 ist in Abbildung 1 rechts gezeigt. Die Aufnahmen wurden mit einem 250-mm-Meade-Smith-Cassegrain-Teleskop f/10 und einer ST7 CCD-Kamera gemacht.

Die Helligkeiten wurden mit dem Programm Iraf ausgelesen. Dabei wurden auf jedem Bild der Veränderliche und 2 konstante Sterne photometriert. Vergleichssterne waren GSC 2107 1463, Checkstern GSC 2107 1231. Die Helligkeiten sind instrumentelle Helligkeiten.

Analyse und Ergebnisse

Die Lichtkurven waren regelmäßig und zeigten keinen Blazhko-Effekt. Die (B-R)-Werte dieser Maxima sind stark positiv gegen die Elemente des GCVS. Deshalb war eine Anpassung der Periode notwendig. Diese wurde unter Berücksichtigung aller bekannten Maxima vorgenommen zu:

CM Her: Max: 2459463.4090 + 0.56273423 *E +/- 0.00000005 d

Diese neuen Elemente treffen zurzeit die Maximazeiten sehr gut. Abbildung 1 zeigt links die (O-C)-Werte mit den Elementen des GCVS, der ASAS-SN-Datenbank und den neu bestimmten Elementen.

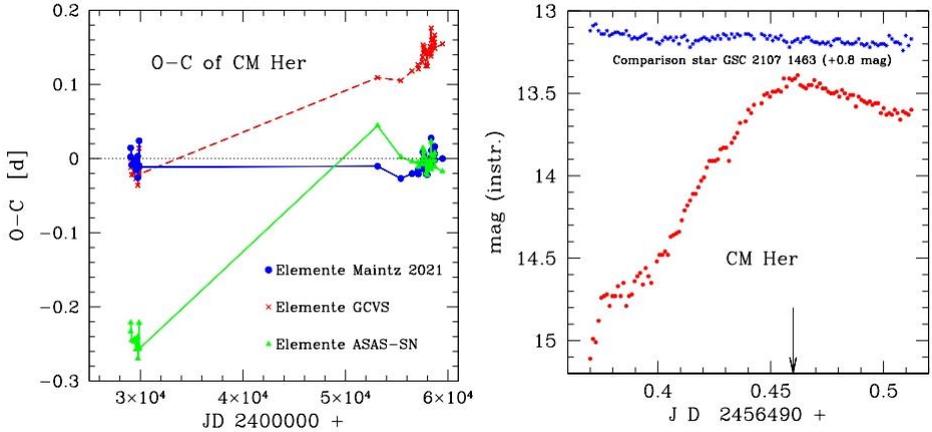


Abb. 1: Links: (B-R)-Werte von CM Her mit den neu bestimmten Elementen, den Elementen des GCVS und denen der ASAS-SN-Datenbank. Rechts: Eine meiner Lichtkurven aus dem Jahr 2013.

Im Internet fanden sich außer bei ASAS-SN auch noch bei Zwicky Transient Factory (ZTF) Daten zu CM Her, die mit 2 Filtern ausgezeichnete Lichtkurven, praktisch ohne Streuung, ergeben. Diese Lichtkurven sind in Abbildung 2 zu sehen. Hier wird deutlich, dass bei den RR-Lyrae-Sternen die Amplitude im roten Wellenlängenbereich (s. Abb.2 rechts) immer kleiner ist, als bei kürzeren Wellenlängen. Auch in der SWASP-Datenbank gibt es Daten zu CM Her, aus denen ein weiteres Maximum bestimmt werden konnte. Dieses Maximum und die meiner Beobachtungen sind in Tabelle 1 aufgeführt.

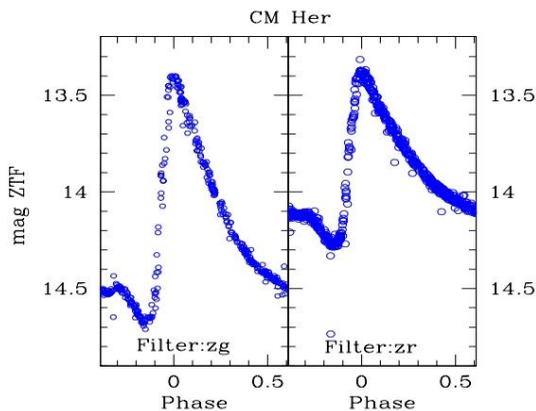


Abb. 2: Die Lichtkurven von CM Her aus der Datenbank von ZTF links mit zg-Filter und rechts mit zr-Filter

Ausblick

Die Maxima von CM Her haben in den (B-R)-Werten um die Zeit von 2006 bis 2014 (JD 2454000-245700) etwas größere negative Werte von circa -0.02 d. Das könnte andeuten, dass die Pulsation von CM Her leichte Schwankungen aufweist und seine Periode etwas variabel ist. Deswegen wird es sich lohnen, den Stern weiterhin zu beobachten.

Tabelle 1:

Das Maximum aus der SWASP-Datenbank sowie meine beiden Maxima von CM Her. Die Angaben für (B-R) beziehen sich auf die neu bestimmten Elemente.

Stern	Maximum	Unsicherheit	(B-R)	Epoche	n	Beobachter
CM Her	2453128.6996	0.003	-0.010	-11257	33	SWASP
CM Her	2456490.4639	0.0013	-0.020	-5283	113	Maintz
CM Her	2459463.4090	0.002	-0.000	0	89	Maintz

Acknowledgements

This paper makes use of data from the DR1 of the WASP data (Butters et al. 2010) as provided by the WASP consortium, and the computing and storage facilities at the CERIT Scientific Cloud, reg. no. CZ.1.05/3.2.00/08.0144 which is operated by Masaryk University, Czech Republic.

Literatur:

C.Hoffmeister, Sonn Mitt N17, 1930.
 SuperSWASP Wide Angle Search for Planets <http://wasp.cerit-sc.cz/search?>
 ASAS-SN, All-Sky Automated Survey for Supernovae Sky Patrol,
 Shappee et al. 2014; Kochanek et al. 2017
 ZTF Zwicky Transient Facility, Systematic Exploration of the Dynamic Sky
 Sesar B., Hernitschik N., Mitrovic S., Ivezić Z., Rix H.-W., Cohen J.G.,
 Bernhard E.J., Grebel E.K., Martin N.F., Schlafly E.F., et al. AJ. 2017
 Simbad database bei CDS Strasbourg Frankreich
 Hübscher J., 2011, IBVS 5984, BAV Mitteilungen No. 215
 Hübscher J., 2013, IBVS 6084, BAV Mitteilungen No. 232

Beobachtungsbericht zu RR-Lyrae-Stern NX Lyrae

About my observations of RR Lyrae star NX Lyrae

Gisela Maintz

Abstract: *New CCD images of NX Lyr were taken at my private observatory. During 12 nights 11 maxima were obtained in 2021. The period determined in 2020 was confirmed. The blazhko period was supposed to be 67 to 70 days. Further observation will be needed to determine the blazhko period.*

Einführung

Über NX Lyr = VV 039; = UCAC4 604-072777; RA = 19 16 17.9; DE = +30° 43' 26.5" (2000) habe ich schon im Rundbrief 1-2021 berichtet und verbesserte Elemente bestimmt zu: 2459114.3119 + 0.49811875*E.

Es wurde auch beschrieben, dass der Stern einen starken Blazhko-Effekt aufweist. Die Periode dieses Effekts konnte damals nicht bestimmt werden. Der Artikel endete mit den Worten: "Leider konnte die Beobachtung von NX Lyr nicht abgeschlossen werden, da nach den 3 Beobachtungen im Sept.2020 eine längere Schlechtwetterperiode folgte und die Maximumszeit des Sterns danach zu früh lag. Deswegen steht er weiter auf meinem Beobachtungsplan".

Beobachtung

Wegen des interessanten Blazhko-Effekts wurde NX Lyr im Sommer und Herbst 2021 weiter beobachtet. In insgesamt in 12 Nächten erhielt ich 11 Maxima. In einer Nacht wurde die Beobachtung durch aufziehende Wolken vorzeitig beendet. Diese Maxima sind in Tabelle 1 aufgeführt.

Die damals bestimmte Periode von 0.49811875 d erwies sich als sehr passend. Diese Periode ist nur wenig kürzer als 12 Stunden. Daraus folgt, dass das Maximum von NX Lyr jede 2. Periode, also jede Nacht 5 Minuten und 27 Sekunden früher kommt, als in der Nacht davor. Von NX Lyr kann dadurch entweder lange Zeit jede Nacht ein Maximum beobachtet werden oder aber sehr lange gar keins. 2021 waren die Maximazeiten ab Ende August günstig.

Abbildung 1 zeigt meine 12 Beobachtungen aus diesem Jahr. Dort ist die Verfrühung der Maxima sehr deutlich zu sehen. Die rechte Lichtkurve ist vom 2.9.2021. Sie hat die späteste Maximumszeit und weist eine geringere Helligkeit im Maximum auf, als bei den späteren Beobachtungen.

Die Maximumshelligkeit erhöht sich mit der Zeit und sinkt aber bei der letzten Beobachtung vom 11.11.2021 wieder deutlich ab. Die Zeitspanne dieser Beobachtungen beträgt 70 Tage.

Von NX Lyr fanden sich zusätzlich gute Daten in der ZTF-Datenbank. Damit konnten 3 weitere Maxima bestimmt werden, die ebenfalls in Tabelle 1 aufgeführt sind. Eine Abbildung der Werte der ZTF-Datenbank mit dem zr-Filter zeigt Abbildung 2 rechts.

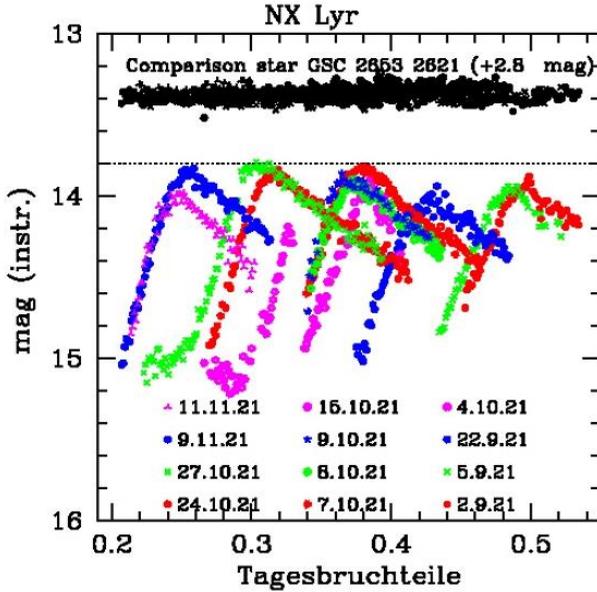


Abb. 1: Meine Lichtkurven von NX Lyr aus 2021. Rechts beginnend mit der 1. Beobachtung vom 2.9.2021 bis zur letzten vom 11.11.2021 ganz links. Weiteres s. Text.

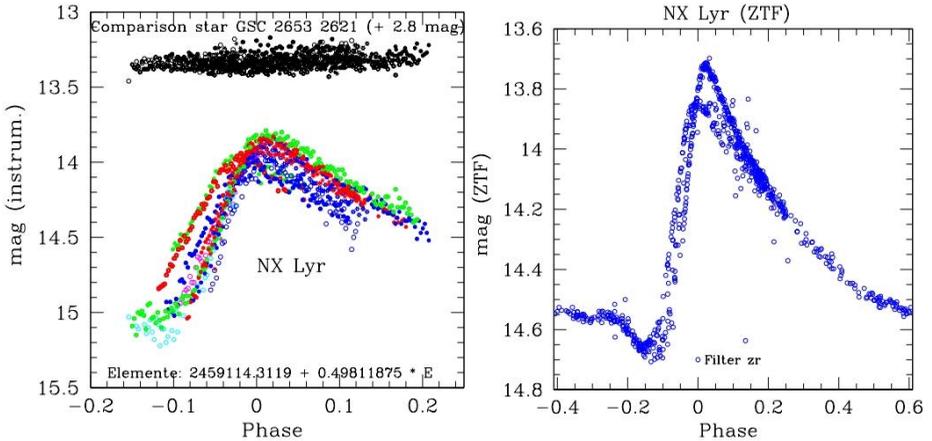


Abb. 2: Links: Meine Lichtkurven von NX Lyr aus 2021. Rechts: Lichtkurven mit Daten aus der ZTF-Datenbank mit zr-Filter. Die Phasen wurden mit den Elementen $2459114.31190 + 0.49811875 * E$ (BAV RB 1-2021) berechnet.

Ergebnis

Die Lichtkurven von NX Lyr zeigen alle deutlich den Blazhko-Effekt des Sterns, aber die Blazhko-Periode konnte auch 2021 noch nicht bestimmt werden. Meine Beobachtungen reichten dazu nicht aus. Auch aus den Daten von ZTF ließ sich keine sichere Blazhko-Periode bestimmen. Das Maximum der Blazhko-Periode war bei meiner 1. Beobachtung bereits vorbei, genauso wie bei der letzten. Mein Beobachtungszeitraum in 2021 betrug 70 Tage. Dies legt den Schluss nahe, dass die Blazhko-Periode zwischen 67 und 70 Tagen liegen wird. Eine genauere Bestimmung bedarf weiterer Beobachtungen.

Sehr interessant sind auch die Lichtkurven von NX Lyr in Abbildung 2. Die Phasen der Lichtkurven sind mit den 2021 bestimmten Elementen berechnet. Beide Abbildungen zeigen deutlich die Helligkeitsunterschiede im Maximum, je nach der Blazhko-Phase. Ebenso zeigen sie die Variation des Zeitpunkts des Maximums mit der Blazhko-Phase.

Die Lichtkurven aus der ZTF-Datenbank (Abb. 2 rechts) zeigen 2 verschiedene Maximahöhen, die 2 unterschiedlichen Phasen der Blazhko-Periode entsprechen. Sie zeigen ebenfalls die Verschiebung des Maximumszeitpunkts. Das hellere Maximum liegt bei Phase 0.0018, das niedrigere bei Phase -0.008. Sie veranschaulichen so, dass die Periodenlänge des Sterns sich mit der Blazhko-Phase etwas ändert. Die angegebene Periode von NX Lyr ist deswegen ein Mittelwert.

Ausblick

NX Lyr steht auch weiter auf meiner Beobachtungsliste. Seine veränderlichen Lichtkurven machen die Beobachtung immer wieder interessant. Allerdings wird seine Beobachtung durch die Periode von fast 12 Stunden sowie die kurzen Nächte im Sommer sehr erschwert. Im Jahr 2022 fallen seine Maxima sehr ungünstig. Nur im Frühjahr (April, Mai) und dann erst wieder Ende Oktober lassen sich Maxima von NX Lyr günstig beobachten.

NX Lyr braucht also viel Geduld. Weil seine Lichtkurve so veränderlich ist und die Bestimmung der Blazhko-Periode noch aussteht, bleibt er weiterhin ein lohnendes Beobachtungsobjekt.

Literatur:

Blazhko, S., 1907, AN, 175, 325

Pagel L. 2020 BAVJ 33

ZTF Zwicky Transient Facility, Systematic Exploration of the Dynamic Sky

Maintz, G., 2021 BAV RB 2021-1

Tabelle 1:

Meine 11 Maxima von NX Lyr aus 2021 sowie die drei Maxima aus der ZTF-Datenbank. Die Angaben für (B-R) beziehen sich auf die neu bestimmten Elemente.

Stern	Maximum JD	Unsicherheit [d]	(B-R) [d]	Epoche	n	Beobachter
NX Lyr	2458345.7224	0.001	0.0078	-1543	117	ZTF zr-Filter
NX Lyr	2458346.7219	0.002	0.011	-1541	105	ZTF zr-Filter
NX Lyr:	2458709.8308	0.003	-0.0086	-813	12	ZTF zr-Filter
NX Lyr	2459460.4964	0.002	-0.008	694	67	Maintz
NX Lyr	2459463.4877	0.0013	-0.0054	700	64	Maintz
NX Lyr	2459480.4295	0.0015	0.0003	734	92	Maintz
NX Lyr	2459492.3855	0.0018	0.0015	758	56	Maintz
NX Lyr	2459495.3784	0.0014	0.0057	764	99	Maintz
NX Lyr	2459496.3738	0.0013	0.0048	766	77	Maintz
NX Lyr	2459497.3670	0.0015	0.0018	768	63	Maintz
NX Lyr	2459512.3136	0.0013	0.0048	799	116	Maintz
NX Lyr	2459515.3036	0.0014	0.0061	805	143	Maintz
NX Lyr	2459528.2531	0.0016	0.0045	831	86	Maintz
NX Lyr	2459530.2449	0.0013	0.0038	835	76	Maintz

Elemente von V468 Cas

Klaus Häußler, Björn Jacobs, Dieter Hunger und Jan Steingrüber

Abstract: *The star was investigated on digital scans of Sonneberg Observatory astrograph plates. Ephemerides have found to be stable for more than 50.000 epochs.*

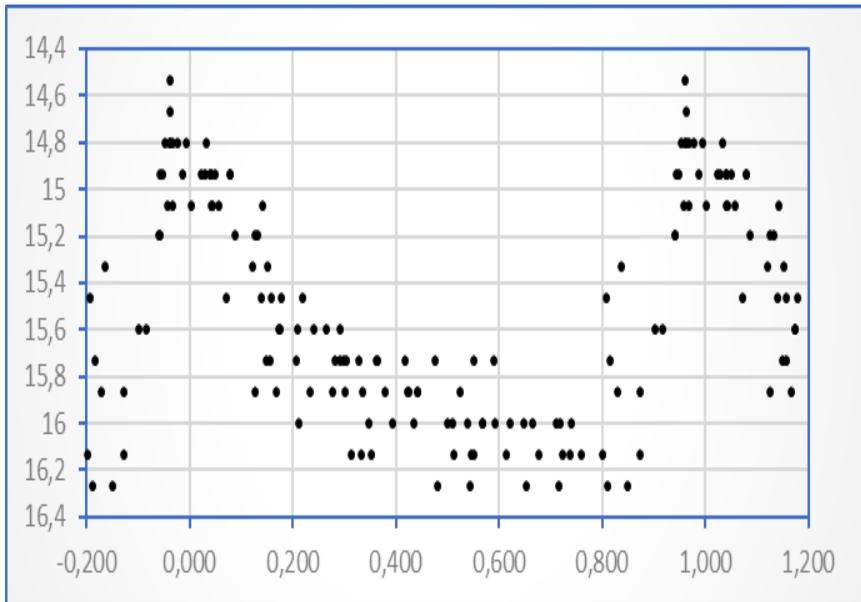
Der Stern V468 Cas = S 10473 wurde von G. A. Richter 1969 als RRab-Stern entdeckt. Als Helligkeiten gibt er 14,0–16,0 mag photographisch an. Richter gibt eine Beobachtung auf JD 39802,24 an, die jedoch kein Maximum darstellt.

Wir hatten zur Untersuchung des Sterns 133 digitalisierte Platten des Sonneberger Feldes phi Cas aus dem Zeitraum JD 2429086 bis JD 2449032 zur Verfügung. Aus unseren Beobachtungen konnten wir 18 Maxima herausfinden. Aus diesen Maxima ergaben sich die folgenden Elemente:

$$\text{Max} = \text{JD } 2429134,521 \pm 0,006 + 0,37380478 \pm 0,00000022 \times E$$

$$\text{Max} = 14^{\text{m}},6 \quad \text{Min} = 16^{\text{m}},1 \quad \text{M-m} = 0^{\text{p}},16$$

Phasen-Lichtkurve:



Als Vergleichssterne haben wir verwendet:

USNO - B 1.0 1432-0054989 14^m,92

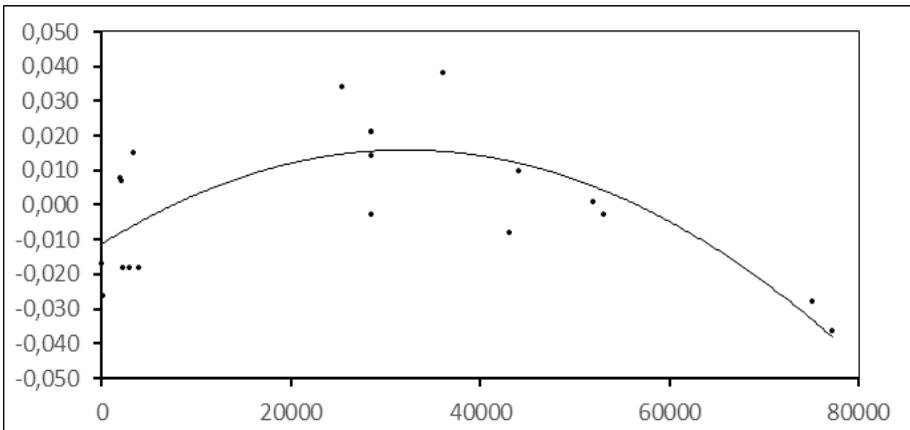
USNO - B 1.0 1433-0052850 15^m,32

USNO - B 1.0 1433-0052712 16^m,47

Beobachtete Maxima:

Max	E	(B-R)	Beob.	Max	E	(B-R)	Beob.
29134,509	0	-0,012	JHS	39792,458	28512	0,015	JHS
29216,363	219	-0,021	JHS	39798,415	28528	-0,009	JHS
29879,526	1993	0,012	JHS	39802,544	28539	0,008	JHS
29923,26	2110	0,011	JHS	42628,529	36099	0,029	JHS
29982,296	2268	-0,014	JHS	45265,299	43153	-0,020	JHS
30261,528	3015	-0,014	JHS	45607,348	44068	-0,002	JHS
30376,319	3322	0,019	JHS	48541,33	51917	-0,014	JHS
30590,476	3895	-0,015	JHS	48985,406	53105	-0,018	JHS
38653,489	25465	0,029	JHS	57198,6109	75077	-0,028	GAIA
39775,637	28467	0,015	JHS	58022,8413	77282	-0,036	ASAS SN

(B-R)-Kurve:



Quelle:

Richter, G. A. Mitteilung Veränderliche Sterne 5, H. 4, S. 69-72, 1969

Unser Team wurde fachlich von unseren aktiven Beobachtern Klaus Häußler und Thomas Berthold unterstützt – vielen Dank dafür!

Wir werden weiterhin die uns zur Verfügung stehenden Plattenaufnahmen auswerten.

Klaus Häußler, Björn Jacobs, Dieter Hunger, Jan Steingrüber

Bruno-H.-Bürgel-Sternwarte

04746 Hartha

info@sternwarte-hartha.de

Auswertung historischer Fotoplatten des Observatoriums Hoher Lists

IV) Lichtkurven von AG Tau und V737 Per

Michael Geffert

Abstract: *We determined historical light curves of AG Tau and V737 Per using 40 plates of the astrograph of Observatorium Hoher List observatory taken from 1969 to 1973. In agreement with recent data our measurements of AG Tau show the typical light curve of a Mira star. According to our data, the period of the W UMa star V737 Per does not vary by more than 5 seconds over nearly 50 years.*

Einleitung

Im Juni 1968 erhielt der Bolivia-Astrograph der Bonner Sternwarte, der seit Juni 1954 am Observatorium Hoher List installiert war, ein neues Objektiv. März 1969 nahmen die Bonner Astronomen das umgebaute Gerät wieder in Betrieb. Das neue Objektiv, ein Sonnefeld Vierlinser ($D=30$ cm, $f = 1.48$ m), konnte ein Feld von etwa $6^\circ \times 6^\circ$ am Himmel auf einer 16 cm x 16 cm Fotoplatte abbilden. Die Abbildungsqualität des neuen Objektivs garantierte die astronomische Nutzung der Aufnahmen bis in die Ecken der Fotoplatte. Mit diesem Teleskop wurden in der Zeit von 1969 bis 1973 Serien von einigen Sternfeldern aufgenommen, um nach veränderlichen Sternen in Sternassoziationen zu suchen (Schmidt & Giesekeing, 1977).

Fotografiert und bearbeitet wurden die Sternassoziationen Cygnus T1, Cepheus OB2 und Perseus OB2. Infolge der damals noch nicht vorhandenen technischen Möglichkeiten des Scannens von Fotoplatten, konnten die Aufnahmen allerdings mit Blinkkomparator und Irisblendenphotometer nur ansatzweise ausgewertet werden.

Mit den modernen Flachbettscannern und frei verfügbaren Programmen eröffnen sich heute sogar Astronomen mit bescheidenem Budget Gelegenheiten, solch ein Fotomaterial umfassend zu bearbeiten und Lichtkurven von veränderlichen Sternen abzuleiten. Als Beispiel präsentieren wir in dieser Arbeit Lichtkurven der Sterne AG Tau und V737 Per. Diese Sterne können exemplarisch als Vertreter von lang- bzw. kurzperiodischen Veränderlichen angesehen werden.

Beobachtungsdaten und ihre Bearbeitung

Das verwendete Material bestand aus 40 Platten der Perseus-OB2-Assoziation, die mit einem EPSON 4550 Scanner in vier jeweils um 90 Grad gedrehten Lagen digitalisiert wurden. Für diese Untersuchung verwendeten wir nur Platten mit Kodak-Emulsionen. Voruntersuchungen ergaben, dass andere Platten Resultate mit deutlich größeren Ungenauigkeiten von 0.3 - 0.4 lieferten. Aus vier jeweils um 90 Grad gedrehten Messungen entstand für jede Platte eine mittlere Messung. Wegen der höheren Genauigkeit beschränkten wir uns für die Astrometrie auf die x-Koordinaten des Scanners, wobei durch die Drehung der Platte auch die y-Koordinaten der Platten erfasst wurden.

Nach astrometrischer Kalibration mit Astroart 5 benutzten wir eine eigene Software zur Ermittlung jeweils der Helligkeiten des veränderlichen Sterns. Alle Sterne im Helligkeitsintervall des Veränderlichen in einer $15'$ -Umgebung um das Objekt dienten dabei als Referenzobjekte zur Bestimmung der Helligkeit. Auf diese Weise konnten

ortsabhängige Fehler, wie sie bei Astrographen üblich sind, ausgeschlossen werden. Abweichungen von Katalog und Messung ergaben im Mittel ein rms von 0.14 mag. Die Anzahl der Referenzsterne variierte bei unseren Messungen von 60 bis 180.

Lichtkurve von AG Tau

AG Tau ist mit einer Periode von mehr als 200 Tagen und einer Amplitude von drei Größenklassen ein typischer Vertreter der Mira-Sterne. Die große Amplitude macht das Objekt zu einem idealen Anschauungsobjekt z.B. für Schüler und Studenten. Es war deswegen die Frage, ob die Beobachtungszeiten, die ja von Wetter, Mond und persönlichen Umständen abhängen, auch alle Bereiche der Lichtkurve umfassten. Abbildungen 1 und 2 zeigen jeweils einen 15' x 15' Ausschnitt zweier Aufnahmen von AG Tau zu verschiedenen Zeiten. Deutlich ist der Veränderliche etwas links von der Mitte des Feldes zu erkennen.

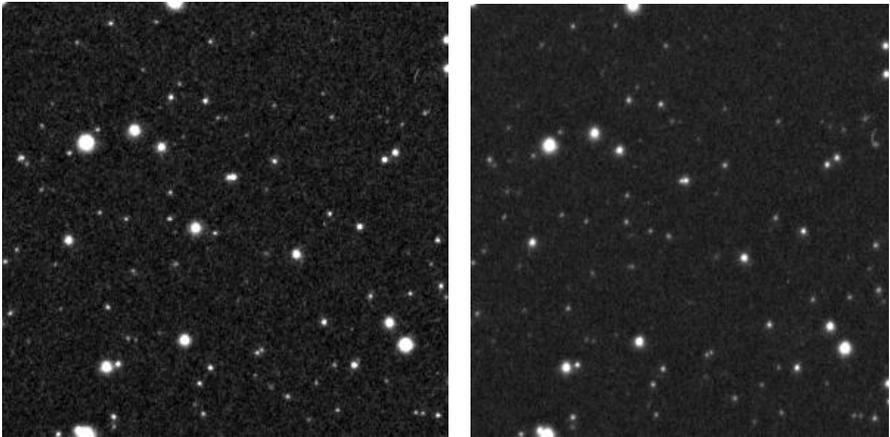


Abb. 1 und Abb 2: Ausschnitte zweier Aufnahmen von AG Tau vom 3. September 1971 (links) und vom 23. Oktober 1971 (rechts).

Abbildung 3 gibt unsere Lichtkurve von AG Tau und Abbildung 4 die zugehörige Phasenlichtkurve wieder. Im Laufe der Untersuchungen zeigte sich, dass die Lichtkurve von AG Tau, wie bei manchen anderen Mirasternen, Sprünge aufweist. Aus diesem Grunde wurden vier Messpunkte aus dem Jahr 1973 in den Diagrammen in Abbildungen 3 und 4 nicht berücksichtigt.

In Abbildung 4 ist gut zu erkennen, dass die Phasenlichtkurve in all ihren Bereichen von unseren Messungen gut abgedeckt ist. Unsere Aufnahmen können deswegen für die Herstellung eines Musterversuchs für Schüler und Studenten zur Bestimmung der Lichtkurve von AG Tau genutzt werden. Wegen der großen Amplitude ist damit auch die Bestimmung der Helligkeiten ohne größere Hilfsmittel mit Stufenschätzung möglich. In dieser Arbeit benutzten wir das Programm Persea (Schwarzenberg-Cerny, 1996; Maciejewski und Niedzielski, 2005; Maciejewski 2017) zur Bestimmung der Perioden der veränderlichen Sterne.

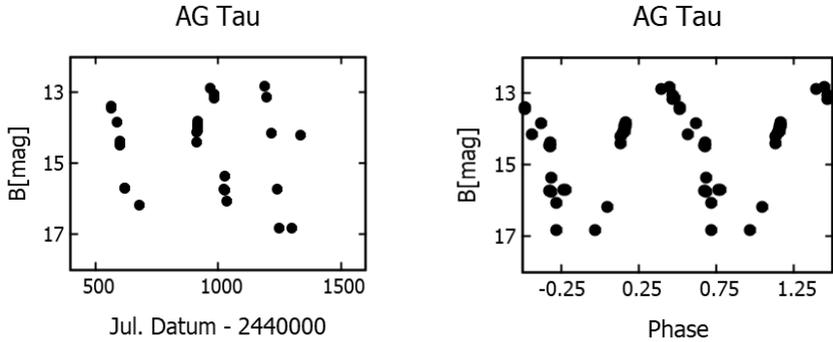


Abbildung 3 und Abbildung 4 zeigen die Licht- bzw. Phasenlichtkurve von AG Tau für eine Epoche von $JD = 2441280.0$ und für eine Periode von 212.77 Tagen.

Lichtkurve von V737 Per

Als Nebenprodukt unserer Messungen des Sterns AG Tau wurden zusätzlich die Daten von V737 Persei ausgewertet und eine Lichtkurve abgeleitet. Die Phasenlichtkurve in Abbildung 5 zeigt die typischen Merkmale eines W-UMa-Sterns. Bemerkenswert ist, dass die von uns bestimmte Periode des W-UMa-Sterns mit $P = 0.366609$ Tagen bis auf wenige Sekunden mit der Periode, die bei ASAS angegeben ist, übereinstimmt.

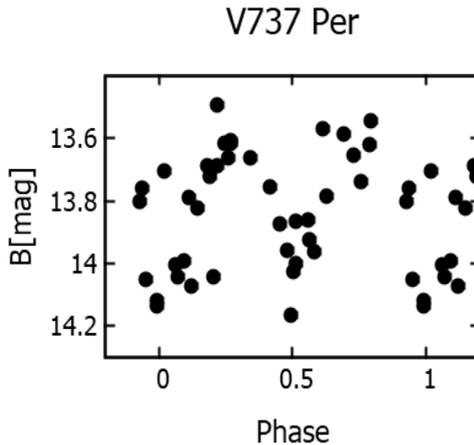


Abbildung 5: Phasenlichtkurve von V737 Per aus unseren Messungen

Der Epochenunterschied zwischen unseren und den ASAS-Daten beträgt knapp 50

Jahre. Außerdem wurden für unsere Lichtkurve Beobachtungsdaten aus etwa drei Jahren verwendet, um eine Lichtkurve mit einer Periode von kleiner als einem Tag abzuleiten. Geht man davon aus, dass die Unterschiede der Perioden auf unsere Messfehler zurückzuführen ist, dann scheint die Bewegung des Begleiters um den Hauptstern sehr konstant zu sein!

Bilder aller Aufnahmen und eine Versuchsbeschreibung zur Helligkeitsmessung mit Hilfe der Stufenschätzmethode werden demnächst auf dem Youtube Kanal des Birtzberg-Observatoriums als Video veröffentlicht werden.

Danksagung

This research was made possible through the use of the AAVSO Photometric All-Sky Survey (APASS), funded by the Robert Martin Ayers Sciences Fund and NSF AST-1412587.

Diese Arbeit verwendet Daten der ASAS-SN Variable Stars Database und der Sky Patrol (Shappee et al., 2014; Kochanek et al., 2017 und Jayasinghe et al., 2019).

This research has made use of the VizieR catalogue access tool, CDS, Strasbourg, France (DOI : 10.26093/cds/vizieR). The original description of the VizieR service was published in 2000, A&AS 143, 23.

Literatur

- Jayasinghe T. et al., 2019, MNRAS 485, 961
- Kochanek C.S. et al., 2017, PASP 129, 104502
- Maciejewski, G., 2017, PerSea 2.7 - period search for Windows
- Maciejewski, G. & Niedzielski, A., 2005, Baltic Astronomy, 14, 205
- Schwarzenberg-Czerny A., 1996, ApJ 460, 107
- Shappee B.J. et al., 2014, ApJ 788, 48

Michael Geffert
Birtzberg-Observatorium
Siefenfeldchen 104
53332 Bornheim
email: birtzberg_obs@posteo.de

Die Phasen der Nova V1405 Cassiopeiae im Jahr 2021

Markus Kohl



Abb. 1: Die Lage der Nova V1405 Cas nahe M 52 und dem Blasennebel NGC 7635 (6.9.2021, 248x30 s)

Einleitung

Eine Nova entsteht nach der gängigen Lehrmeinung meist in einem System zweier sich eng umkreisender Partner eines Doppelsternsystems aus einem Weißen Zwerg und einem eher massearmen Stern, ähnlich unserer Sonne oder einem angehenden Roten Riesen. Beim Weißen Zwerg selbst kann keine effektive Kernfusion mehr stattfinden, weshalb er selbst so gut wie keine Energie mehr erzeugt. Der Begleitstern betreibt dagegen noch Kernfusion und überschreitet wegen seiner Nähe zum Weißen Zwerg seine Roche-Grenze.

Dadurch wird von ihm durch die Gravitation des Weißen Zwergs kontinuierlich Gas (insbes. Wasserstoff) abgezogen, das um den Zwergstern eine Akkretionsscheibe bildet. Aus dieser sinkt durch die Gravitation ständig Gas auf die Oberfläche des Zwergsterns herab. Es bildet sich eine Schicht aus aufgesammlter Materie, deren Druck im Inneren allmählich steigt, bis schließlich bei einer Temperatur von über 10 Mio. Kelvin das „Wasserstoffbrennen“ (Kernfusion: Wasserstoff-Helium) einsetzt. Dieses Gas dehnt sich aufgrund der hohen Gravitation vom Zwergstern nicht sofort wieder aus, was einen sofortigen Druckabfall zur Folge hätte. Vielmehr ist dieses Gas entartet, so bezeichnet, weil über einen sehr großen Temperaturbereich hinweg der Druck lange

Zeit konstant bleibt, so dass die Temperatur stetig ansteigen kann. Die Fusionsreaktionen werden immer heftiger, bis es schließlich zu einer heftigen Explosion kommen kann, wenn der entstehende Druck nicht mehr durch die Gravitation des Weißen Zwergs kompensiert wird. Bei diesem „Thermonuklearen Runaway“ (TNR) wird ein Teil der in der Fusion befindlichen Wasserstoffschicht mit einer Geschwindigkeit von mehreren Tausend km/s ins All geschleudert. Dieser Prozess dauert ca. 100 s. Das ist der Moment, in dem die Nova aufleuchtet [6], [9].

Der physikalische Mechanismus, der den Massenauswurf während der Nova-Eruption selbst und in der Folge dieses „Primärausbruchs“ den weiteren Masseverlust antreibt, ist immer noch nicht vollständig aufgeklärt. Verschiedene Modelle beschreiben ein einzelnes ballistisches Ereignis gefolgt von kontinuierlichen Sternwinden, eine allgemeine Wechselwirkung der beteiligten Sternhüllen oder eine Kombination mehrerer dieser Prozesse [2], [9].

Im späteren Verlauf der Ausbrüche, wenn die anfängliche nukleare Explosion in ein eher stationäres H-Brennen (CNO-Zyklus) übergegangen ist, scheint sich ein strahlungsgetriebener Sternwind von der dann extrem heißen Oberfläche des Weißen Zwergsterns einzustellen, wobei die Rolle des Begleitsterns bei diesen Prozessen noch nicht völlig klar ist. Man nimmt an, dass die Temperatur der Schicht, von welcher der Sternwind angetrieben wird, nach und nach immer höher wird, bis die Fusion aufgrund des dadurch relativ schnell abnehmenden Wasserstoffgehalts schließlich wieder erlischt. Als Folge kühlt das Gesamtsystem rasch wieder ab. Die Endgeschwindigkeit des entstehenden Sternwinds hängt wohl stark von der Temperatur der treibenden Schicht ab [10].

Die Nova V1405 Cassiopeiae

Das Jahr 2021 bescherte allen geeigneten Beobachtern eine recht helle Nova, die über Monate hinweg verfolgt werden konnte. Daher war sie spektroskopisch für Amateur-Astronomen mehr als interessant und ist es (im Januar 2022) immer noch.

Die Nova V1405 Cassiopeiae wurde am 18.3.2021 durch den japanischen Amateurastronomen Yuji Nakamura nahe des Sternhaufens Messier 52 entdeckt, Koordinaten: RA 23h 24min 48s, Dec: +61° 11' 15''.

In Abbildung 1 ist die Lage der Nova mit gelben Linien markiert.

In der folgenden Abbildungen 2 und 3 findet sich ein Vergleich vom 16.11.2014 (lange vor Entdeckung der Nova) und dem 29.3.2021. Das Bild vom März 2021 wurde in der Dämmerung aufgenommen und ist daher viel kürzer belichtet, als das Bild aus dem Jahr 2014, weshalb viel weniger Sterne zu sehen sind.

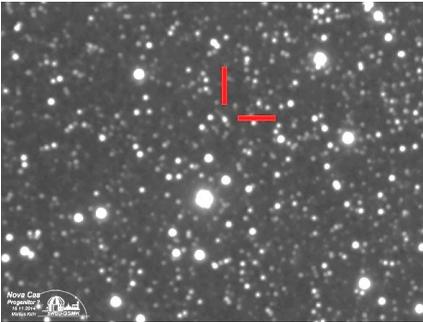


Abb. 2: Region der Nova am 16.11.2014

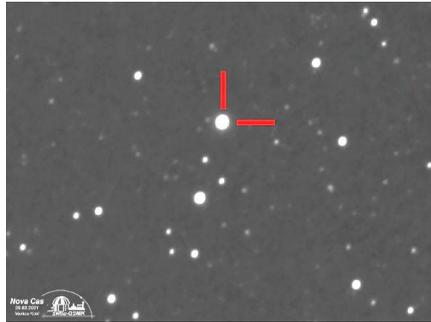


Abb. 3: Die Nova Cas am 29.3.2021, 8.1 mag

Photometrie der Nova

Die Helligkeit der Nova wurde zum Zeitpunkt der Entdeckung auf 9,6 mag geschätzt und zeigte im Laufe der Monate starke Schwankungen mit mehreren Maxima und Zwischenmaxima, deren Peaks im Laufe der Zeit schwächer zu werden schienen. Anhand eigener Messungen in der ersten Beobachtungsphase (März/April) konnte eine schon früher erprobte Messmethode zur Helligkeitsbestimmung mittels zweier Referenzsterne geprüft werden [13]. Diese kam sehr gut an die Helligkeitswerte heran, die von der AAVSO veröffentlicht wurden, so dass sich meine Bemühungen in der Folge auf die spektroskopische Beobachtung beschränkten. Zum Vergleich wird die AAVSO-Helligkeitskurve [11] später noch herangezogen. In der Folge sind drei Bilder dargestellt, anhand derer ich die Helligkeit zu Beginn meiner Beobachtungen messen konnte:



Abb. 4: Zunahme der Helligkeit im April gemessen mit zwei Vergleichssterne außerhalb des Bildfelds

Spektroskopie der Nova

Durch einem Shelyak-Alpy 600 Spektrographen mit Guiding-Modul (Spalt 10μ) an einem Skywatcher Esprit 150 ED-APO und einer ZWO ASI071 Pro-Kamera habe ich die Nova seit 26.3.2021 über 50 Mal spektroskopisch aufgenommen. Dabei wurden jeweils 120-150 Subframes zu je 20 s Belichtungszeit im Programm Fitswork gestackt und nur in

Luminanz entwickelt, um das vorhandene Restrauschen der Farbkamera zu minimieren. Die nichtlineare Wellenlängenkalibrierung erfolgte mit der Software RSpec von „Field Tested Systems“. Als Referenz leisteten aus praktischen Gründen die Emissionslinien des Be-Sterns „Tsih“ (Gamma Cassiopeiae) gute Dienste, weil dessen Dekretionsscheibe 2020/21 ein ausgiebig untersuchtes Objekt einer von mir geleiteten Jugend-forscht-Gruppe war. Dieser Stern ist nicht zuletzt wegen seiner relativ nahen Position zur Nova zur „Ein-Stern-Kalibrierung“ der Montierung gut geeignet.

Ziel war nicht nur, die Spektren qualitativ zu untersuchen, sondern auch die radiale Expansionsgeschwindigkeit v_{rad} der Gashülle zu bestimmen und die zeitliche Entwicklung dieser Geschwindigkeit zu dokumentieren.

Da sich die Gashülle schnell ausdehnt, ist das Spektrum des uns zugewandten Hüllenbereichs blauverschoben, die von uns abgewandte Seite zeigt ein rotverschobenes Spektrum. Es resultiert eine deutliche Verbreiterung der Linien. Als erster Vergleich wurden Linien im Sonnenspektren verwendet, die im Vorfeld zu Testzwecken erstellt wurden. Die schmalsten Linien im Sonnenspektrum kamen auf eine Breite von 1-2 Pixeln, so dass dieser Wert vereinfacht als Instrumentengrenzwert angenommen wurde. Mit einer Dispersion von 2,5 Å/Pixel wurde so ein Wert für die spektrale Auflösung ($R \approx 900$) ermittelt. Ohne Fehlersubtraktion ergibt sich zwar nur eine relative, d.h. immer noch vom Instrument abhängige Verbreiterung. Da aber stets das o.g. Instrumentarium in gleicher Anordnung angewendet wurde, konnte der Verlauf der Entwicklung von v_{rad} recht gut abgeschätzt werden. Dabei waren meine Werte immer etwas kleiner, als Vergleichswerte professioneller Astronomen aus derselben Phase. Ferner ist auch zu beachten, dass die gemessenen Geschwindigkeiten evtl. nicht das Gesamtsystem darstellen, sondern aufgrund wechselnder optischer Dichte verschieden tiefe Gasmedien abbilden (s. später).

Aus der Verbreiterung der Linien gegenüber einer theoretisch „ruhenden“ Linie kann mit dem nicht relativistischen Doppler-Effekt ($v_{rad} \ll c$) die Expansionsgeschwindigkeit berechnet werden:

$$v_{rad} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \cdot c$$

Hierbei gilt mit Maßen in Angström (Å):

v_{rad} = radiale Komponente der Expansionsgeschwindigkeit

$\Delta\lambda$ = einseitige Verbreiterung der Linie in Å (gemessen am sog. PCygni-Profil, s.u.)

λ_0 = Wellenlänge der „ruhenden“ Linie, z.B. H α 6562,8 Å

c = Lichtgeschwindigkeit (299792,458 km/s)

Eine Besonderheit ist bei Sternen mit sich ausdehnender Hülle, dass viele Linien ein sog. P-Cygni-Profil aufweisen:

Es entsteht aus einer Überlagerung der Absorptionslinie in direkter Sichtlinie zum Stern durch die Emissionslinie derselben Wellenlänge, die durch Anregung der Atome der expandierenden Gashülle verursacht wird.

Erklärung: Die abgestoßene Gashülle bewegt sich in alle Richtungen vom Stern fort. Der Doppler-Effekt wirkt sich bei dem Teil, der sich auf den Beobachter zu bewegt in einer Blauverschiebung aus. Hier wird das vom Stern ausgehende Licht weitgehend in der Gashülle absorbiert (und gestreut), weshalb sich eine blauverschobene Absorptionslinie zeigt. Von dem Teil der Hülle, der von uns weg expandiert, wird ein Strahlungsüberschuss in Form einer breiten Emissionslinie empfangen. Von der Emissionslinie bleibt oft nur der rotverschobene Anteil ungestört sichtbar, der blauverschobene Anteil kann die Absorption nicht oder nur teilweise überkompensieren [9].

In RSpec hat man ein Werkzeug, mit dem die Messung der P-Cygni-Profile gut durchgeführt werden kann (Abb. 5). Das Spektrum wurde nach der Wellenlängen-Kalibrierung mit einem Polynom 3. Ordnung durch das geglättete Kontinuum dividiert („Normierung auf 1“). Die dargestellten blauen Messlinien wurden genau auf das Absorptions-Minimum (links) und das Emissions-Maximum (rechts) positioniert und die so gemessene Differenz $\Delta\lambda$ der Wellenlängen als Wert für die Linienverbreiterung verwendet.

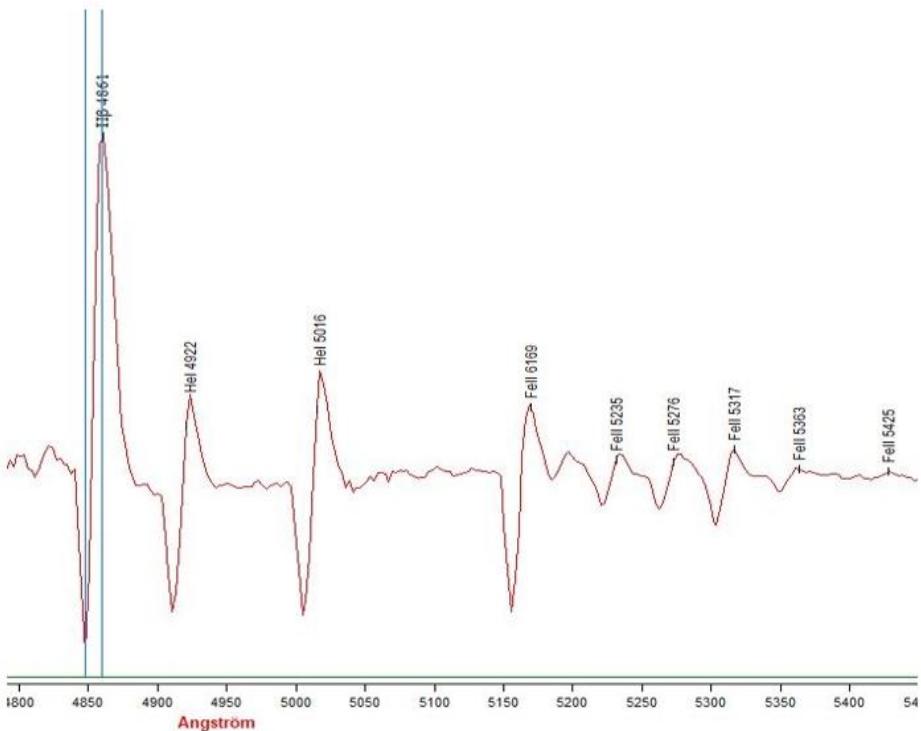


Abb. 5: Messung der Wellenlängen-Differenz $\Delta\lambda$ bei der H-Beta-Linie in RSpec

Neben weiteren Einflussgrößen ist das Radienverhältnis von Stern und abgestoßener Hülle für die Ausprägung des P-Cygni-Profiles ausschlaggebend. Bei Hüllen mit weniger als 1,5 Sternradien überwiegt die Absorption, bei Hüllen größer als etwa 5 Sternradien ist der Absorptionsanteil in der Regel verschwindend klein [9]. Die Absorptionen der P-Cygni-Profile waren bei der Nova Cas in verschiedenen Phasen unterschiedlich ausgeprägt (s. Vergleich später). Das kann somit ein Resultat des Radius der Gashülle sein oder mit einer sich ändernden Dichte der im Spektrum sichtbaren Hüllenregion erklärt werden. Vermutlich blickte man an unterschiedlichen Tagen unterschiedlich „tief“ in die Gashülle. Das würde in erster Erklärung bedeuten, dass die Hüllenbereiche nicht immer gleich dicht oder gleich angeregt waren.

Bei der Berechnung durch Vermessung aller jeweils sichtbaren P-Cygni-Profile wurde für jeden Tag ein Mittelwert gebildet. Dies erfolgte einmal für alle messbaren Balmer-Linien des Wasserstoffs, einmal für alle erkennbaren He I-Linien und schließlich für die Fe II-Emissionen, soweit sichtbar. Dabei schien die H-Alpha-Linie eine Sonderstellung zu haben, weshalb diese in einer Tabelle stets auch einzeln eingetragen und grafisch dargestellt wurde. I.d.R. zeigte diese für sich isoliert gemessen, höhere Werte von v_{rad} , als der Durchschnitt der Balmer-Serie als Ganzes.

Weiterhin konnte dies das Maß des jeweils am weitesten nach unten und nach oben abweichenden Geschwindigkeitswertes als Fehlergrenze verwendet werden.

Interessant ist der Vergleich der gemessenen Geschwindigkeit mit der Helligkeitsentwicklung, für welche die bestmögliche Quelle herangezogen wurde: Die Helligkeitskurve der Nova Cas, die von der AAVSO erhalten werden kann [11]. So ergab sich folgende Entwicklung für die scheinbare Expansionsgeschwindigkeit im Vergleich zur Helligkeit:

Die Geschwindigkeit schien also bereits kurz nach Entdeckung der Nova zunächst abzunehmen. Den ersten beiden Maxima folgte etwas zeitlich versetzt jeweils ein Anstieg der Geschwindigkeit besonders der H-Alpha-Linie. Im November nahm die Helligkeit kontinuierlich ab, begleitet von einem allmählichen Anstieg der gemessenen Expansionsgeschwindigkeit. Für die H-Alpha-Linie ergibt sich, wie oben schon erwähnt, augenscheinlich fast immer ein höherer Wert, als für den Durchschnitt der Balmer-Serie.

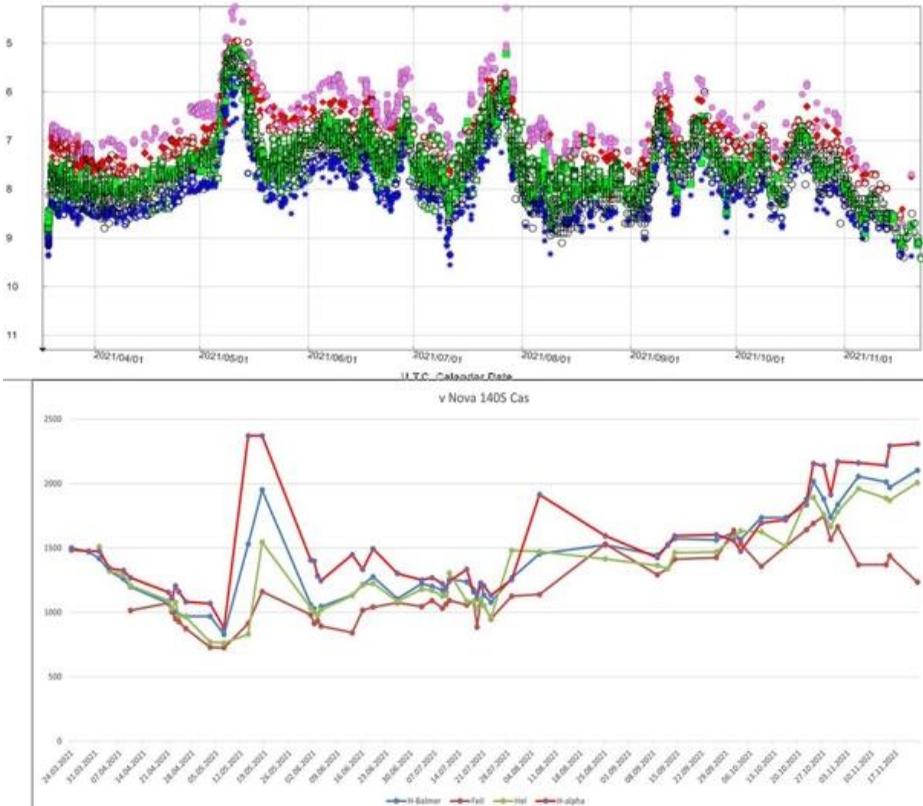


Abb. 6: Evolution der radialen Geschwindigkeit (unten) verglichen mit der AAVSO Helligkeitskurve (oben)

Qualitative spektrale Evolution der Nova

Die über 50 Spektren der Nova sollten aber noch mehr verraten: Wie entwickelt sich das Spektrum der Nova im Laufe der Zeit?

So habe ich die Daten genutzt, um alle Spektren parallel darzustellen. Tom Feld von RSpec war sehr geduldig und hat in dem neu entwickelten „Präsentations-Manager“ von RSpec statt 20 extra bis zu 100 Zeilen programmiert, um alle Spektren zeigen und vergleichen zu können.

In Abbildung 7 ist von unten nach oben chronologisch die gesamte Palette der Spektralkurven von März bis November eingetragen. Hierbei wurden die Spektraldiagramme „auf 1 normiert“, um die Entwicklung der Linien selbst unabhängig vom Kontinuum darzustellen.

Die jeweils Maximum-nächsten Spektraldiagramme sind zur besseren Übersicht gelb eingefärbt. Leider habe ich aufgrund des nicht immer zuverlässigen Wetters nicht alle Maxima 1:1 am gleichen Tag aufnehmen können.

Viele Linien, besonders gut erkennbar bei den Fe II- und He I-Profilen werden im Verlauf mehrmals stärker und schwächer. Ebenso verhält es sich mit den zugeordneten Minima der P-Cygni-Absorptionen.

Es gibt (mit etwas Unsicherheit) gegen Ende evtl. schon eine verbotene [NII]-Linie, die bei 5755 Å auftaucht. Sie ist in der Abbildung in roter Farbe beschriftet.

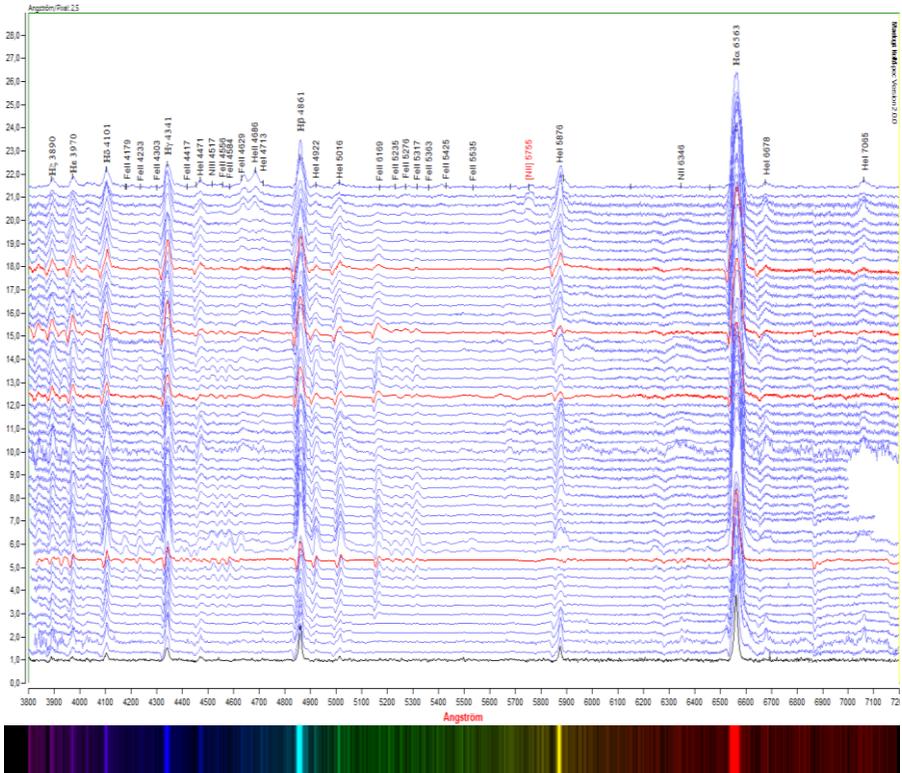


Abb. 7: Spektrale Evolution der Nova Cassiopeiae

Der Helligkeitsverlust im Laufe der Phasen nach den Maxima scheint jeweils durch die abnehmende Intensität des dabei im Spektrum sichtbaren Kontinuums (innere Bereiche der Gashölle) verursacht zu werden, wie später noch gezeigt wird. Die P-Cygni-Absorptionen sind in den letzten Spektren konstant schwach, aber nicht völlig verschwunden, ein Indiz für insgesamt abnehmende Dichte.

Nahe der Helligkeits-Maxima um den 10./11. Mai 2021 und 29. Juli 2021 soll in den folgenden Abbildungen (Abb. 8 und Abb. 9) jeweils das Spektrum vom Maximum (oder am nächsten daran) mit dem darauffolgenden Minimum verglichen werden um damit eine Klassifizierung der Nova Cas vorzunehmen und weitere Effekte darzustellen.

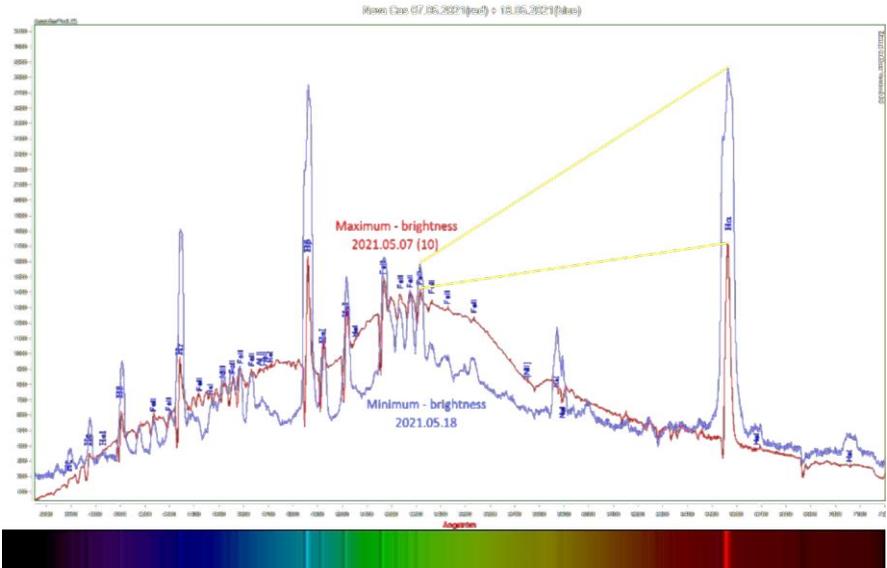


Abb. 8: Spektralvergleich des Maximums (7.5.2021) mit dem folgenden Minimum (18.5.2021)

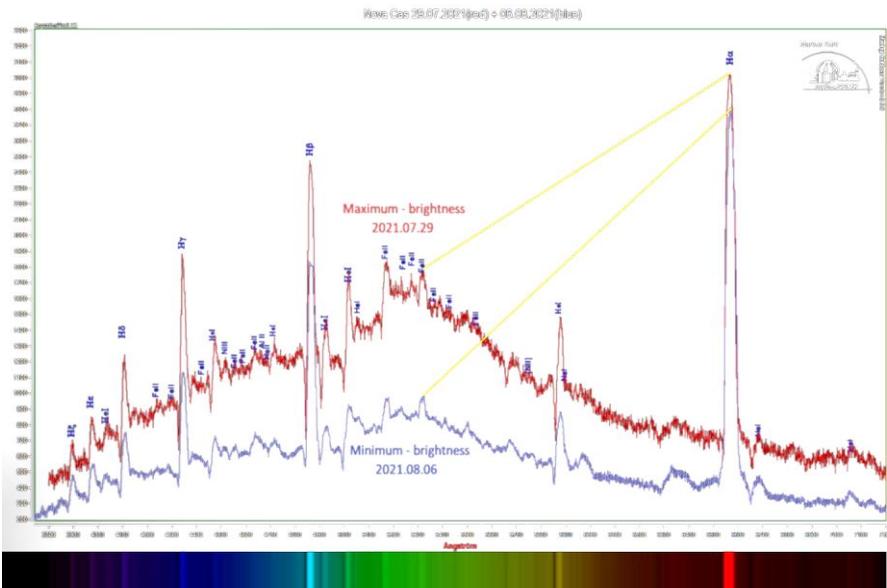


Abb. 9: Spektralvergleich des Maximums (29.07.2021) mit dem folgenden Minimum (06.08.2021)

Klassifizierung der Novae nach ihren Spektrallinien

Eine gängige Einteilung von Novae nennt drei Gruppen:

- *He/N-Novae* mit ausschließlich Linien von Wasserstoff, Helium und Stickstoff mit relativ breiten Linienprofilen (hoher HWZI-Wert = „Half width at zero intensity“)
- *Fe II-Novae*, bei denen neben den Linien des Wasserstoffs und Heliums besonders auffällige Linien des Eisens vorkommen. Deren Linienbreite ist in der Regel geringer als bei den He/N-Novae und charakterisiert durch relativ ausgeprägte -Cygni-Profile.
- *Hybride Novae*, bei denen beide Typen (He/N und FeII) parallel auftreten bzw. sogar mehrmals wechseln.

Gemäß der dokumentierten spektralen Evolution und der Spektralvergleiche Abbildung 7–9 kann die Nova V1405 Cas als *Hybride Nova* klassifiziert werden. Aufgrund der zeitlich recht ausgedehnten und lang andauernden Entwicklung etwa im Vergleich zur Nova Hercules (Juni 2021), die nur wenige Tage gut beobachtbar war und schnell ins Nebelspektrum überging, wird die Nova Cas gemeinhin als „langsame“ Nova eingestuft. Dafür würden auch die Expansionsgeschwindigkeiten sprechen: Bei der Nova Hercules im Jahr 2021 konnten mit der HWZI-Methode Werte von $v_{exp} \approx 5000\text{--}6000\text{ km/s}$ bestimmt werden, während die Werte der Expansionsgeschwindigkeit der Nova Cas im Bereich zwischen 1000 und 2000 km/s lagen. Das erklärt vermutlich, warum die Nova im Hercules schnell an Helligkeit verlor und recht schnell in das diffus nebulöse Stadium mit verbotenen Linien übergehen konnte. Schnell zeigten sich bei dieser Nova neben dem rasanten Helligkeitsverlust Linien des ionisierten Stickstoffs [NII] und Sauerstoffs [OIII] vergleichbar mit einem planetarischen Nebel. Die Nova Cas ist (Januar 2022) immer noch 9-10 mag hell.

Aus den obigen Abbildungen resultiert eine Antwort auf eine schon lang vor mir liegende Frage über die Farberscheinung von Novae (und Supernovae) - bezugnehmend auch auf einen Artikel zur Nova Cas in *Sterne und Weltraum* 01/2021 [6]. Bei Novae scheint die Gesamtfarbe ab dem Maximum jeweils zum nächsten Minimum deutlich in Richtung Rot zu wechseln, während im Maximum ein eher „bläulich-grünlich-weißes“ Sternscheibchen auf den Aufnahmen zu sehen ist (vgl. Abb. 10).

Der Grün-Rot-Farbindex ist gemäß [6] in den Phasen der Maxima am niedrigsten. Grün ist dann im gesamten Spektrum ziemlich dominant, wie die Spektren Abbildung 8 und 9 deutlich darlegen. Nach dem Maximum verringert sich die Helligkeit des Kontinuums, so dass das „Gesamtlicht“ wieder „roter“ wird, weil z.B. die erhabene H-Alpha-Linie die Farbe dominiert. Die vergleichenden gelben Linien in den Abbildungen 8 und 9 zeigen den Grün-Rot-Farbindex qualitativ. Ihre Steigung kann näherungsweise als anschauliches Maß für den Farbindex verwendet werden.

Erklärung: Das Kontinuum bildet vorwiegend die wenig transparenten Teile der inneren Expansionshülle ab. Es hat seine Helligkeit überwiegend im grünen Bereich des Spektrums und überwiegt im Maximum den Gesamteindruck der Farbe. Wird das Kontinuum schwächer erscheint mehr „Rot“.

Eliot Herman, ein Sternfreund aus Arizona, mit dem ich in diesem Zusammenhang in engem Kontakt stehe, hat die Farbänderung im Mai 2021 fotografisch schön abgebildet (Abb. 10).

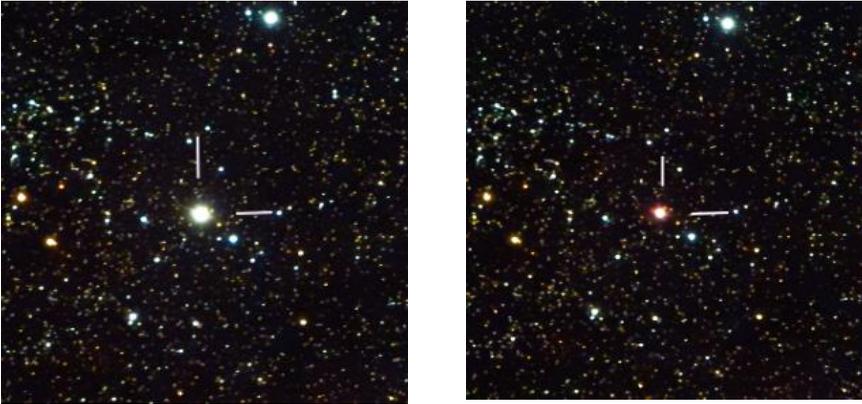


Abb. 10: Farbaufnahmen der Nova vom 11.5.2021 im Maximum mit 5,4 mag (links) und 21.5.2021 im zwischenzeitlichen Minimum bei 7,4 mag (rechts) (Fotos: Eliot M. Herman, Arizona [14]).

Ein weiterer Beleg für die Ursache des Farbeindrucks ist Eliot Herman mit Farbfilter- und Schmalband-Aufnahmen gelungen (Abb. 11).

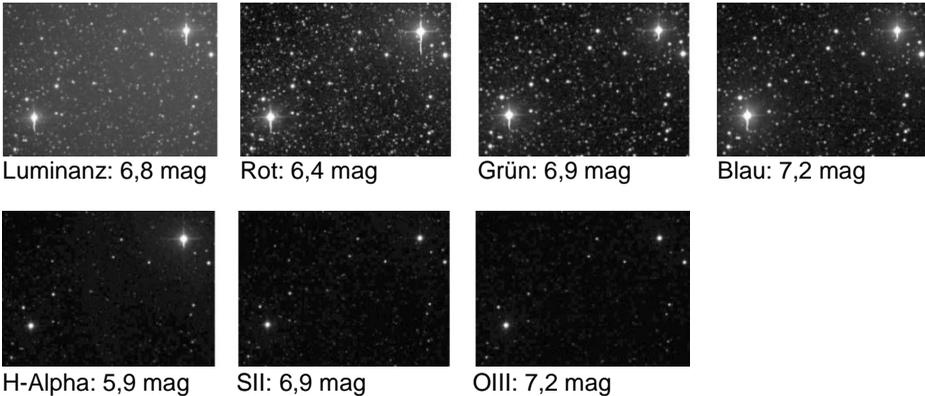


Abb. 11: Filter-Aufnahmen der Nova (rechts oben und Referenzstern HD220819 (linke untere Bildhälfte) (Fotos: Eliot M. Herman, Arizona [14]).

Anhand verschiedener Aufnahmen durch unterschiedliche Filter konnte die Helligkeit in verschiedenen Farbbereichen ermittelt werden. Die photometrischen Messungen vom 4.6.2021 (kleines Helligkeit-Zwischenmaximum, vgl. Helligkeitskurve) wurden mit dem Stern HD220819 als Referenzstern ermittelt.

Besonders bemerkenswert und auch gemäß diesen Aufnahmen ursächlich für die rötliche Gesamtfarbe ist die Dominanz in H-Alpha: Die Helligkeit in H-Alpha war z.B. am 4.6.2021 etwa eine Größenklasse höher, als in den anderen Wellenlängenbereichen.

Die genannten Abbildungen zeigen das Erscheinungsbild der Nova im Vergleich zum genannten Referenzstern in den verschiedenen Farbbereichen und die daraus berechneten Teilhelligkeiten mit der Methode aus [13].

Die Phasen der Nova Cassiopeiae

Im Laufe ihrer Entwicklung hatte die Nova mehrere Helligkeitsmaxima und Zwischenmaxima, die gemäß der Lichtkurve (Abb.6) beinahe periodische Merkmale aufwiesen. Man könnte 3 Hauptmaxima interpretieren, die jeweils von mindestens 3 mehr oder weniger ausgeprägten Nebenmaxima gefolgt wurden. Jeweils nach dem Maximum schien sich der Farbeindruck in Richtung Rot zu verändern.

Jeweils bei den Maxima (Mai, Juli, September) waren die Absorptionen der P-Cygni-Profile am tiefsten.

Nach den Maxima im Mai und Juli schien sich zudem eine beeindruckende Beschleunigung innerhalb der Balmer-Linien einzustellen, sichtbar insbesondere in der deutlichen Verbreiterung der H-Alpha-Linie (vgl. rote und blaue Spektralkurve in Abb. 8). Die mehrmalige Veränderung der scheinbaren Expansionsgeschwindigkeit ist in Abb. 6 dokumentiert.

Stößt ein mehrfach evtl. „pulsierend“ auftretender Prozess, der jeweils zu einem Helligkeitsmaximum führt, bestimmte Teile der Hülle an, so dass mit einer Zeitverzögerung von einigen Tagen nach dem Maximum im Spektrum eine Beschleunigung gemessen wird? Oder handelt es sich um ein Phänomen unterschiedlich dichter Medien, von denen das weniger dichte schneller ist und erst nach Abnahme der Dichte des langsameren Mediums im Spektrum wieder sichtbar wird, so dass dann im Spektrum dessen höhere Geschwindigkeit dominiert?

Das Spektrum zeigt im Vergleich wohl, wie oben schon angedeutet, jeweils gleichzeitig Entwicklungen in inneren und äußeren Bereichen des abgestoßenen Materials.

Handelt es sich physikalisch um mehrere "Abstoßungs-Ereignisse" vom Weißen Zwerg, die besonders im Kontinuum die Gesamthelligkeit der Nova im Laufe der Monate mehrmals erhöhen? Sehen wir eine vermeintliche Periode als Folge der gegenseitigen Umrundung der beiden Sternkomponenten?

Die unterschiedlichen, sich ständig verändernden P-Cygni-Profile (vgl. Abb. 8 und 9) verschiedener Linien sollten jedenfalls ein Indiz für Dichteveränderungen sein.

Im Folgenden sollen mögliche Erklärungen diskutiert werden.

Modelle der zeitlichen Entwicklung von Novae und ihrem Spektrum

1. Hachisu und Kato in Wischniewski [9]:

Nach dem TNR expandiert die äußere Schicht des Weißen Zwergs als optisch dichte (undurchsichtige) Hülle. Die Photosphäre vergrößert sich und damit steigt die Helligkeit rasant um bis zu 10-14 Größenklassen an. Die immer noch heiße Oberfläche des Weißen Zwergs erzeugt in dieser Phase genügend Strahlung, um die Gase der Hülle anzuregen oder zu ionisieren und einen Sternwind zu produzieren. Die Hülle besitzt prinzipiell zwei Bereiche: einen optisch dichten inneren Teil, dessen äußere Grenze die Photosphäre bildet. Das Gas außerhalb ist „dünnere“ und damit mehr oder weniger

durchsichtig [9]. Die Transparenz ist in verschiedenen Wellenlängenbereichen unterschiedlich.

Bei schnellen Novae (z.B. Nova Her 2021) bildet der Sternwind selbst die optisch dichte Hülle mit der Photosphäre. Durch die rasante Expansion (hier 5000 km/s) wird das Maximum schnell erreicht. Ebenso schnell führt die Expansion gleichzeitig mit einer Abnahme der nachströmenden Materie zu einer Dichteabnahme und zunehmenden Transparenz der Hülle, so dass die Helligkeit rasch wieder zurückgeht [9].

Bei einer langsamen Nova ist durch die geringere Massenverlustrate nur der innere Teil optisch dicht und expandiert langsamer. Mit abnehmendem Materiezufuhr von innen wird hier die innere optisch dichte Hülle zunehmend „dünnere“ und transparenter, die Photosphäre kleiner. Die Helligkeit nimmt dadurch eher langsam ab [9].

Dabei zeigen sich im Verlauf des Gesamt ereignisses verschiedene spektrale Phasen, die in der Literatur benannt werden und deren Übergänge fließend sein können, d.h. sie liegen zeitweise simultan vor:

- *Prämaximum-Spektrum* mit P-Cygni-artigen Spektrallinien besonders der Balmer-Serie
- *Hauptspektrum* („*Principal*“) beginnend kurz vor oder nach dem Maximum [2], [9]: charakterisiert durch weiter blauverschobene P-Cygni-Absorptionen und Emissionslinien des Wasserstoffs/Heliums, aber auch von Eisen
- *Diffuses* („*Enhanced*“) [2] oder „*Funkenspektrum*“ [9]: Emissionsanteil der P-Cygni-Profilen nimmt zu, die Absorptionskomponente ist breiter und eher diffus und wird von der Emissionskomponente zunehmend kompensiert. Dabei spielen nach Wischniewski vermutlich „Turbulenzen in der Hülle“ eine Rolle [9].
- *Orionspektrum*: kurze Phase mit Absorptionslinien ähnlich von B-Sternen der Orion-Assoziation
- *Nebelspektrum*: Auftauchen von verbotenen Linien, z.B. [OIII], [NII] wie auch [FeII] bis [FeIV], ähnlich einem planetarischen Nebel.

Diese Phasen werden z.T. auch in den folgenden Modellen abgebildet:

2. Williams (2021) [5]:

Die Ursache der unterschiedlichen spektralen Klassen liegt in unterschiedlichen spektralen Komponenten mit zweierlei Herkunft (Weißer Zwerg und Begleitstern!) sowie dem oben schon erklärten „Optical Depth“-Phänomen (unterschiedliche optische Dichte der Gas-Medien in verschiedenen Phasen).

Williams sieht die Ursache der He/N-Linien im zugrunde liegenden Abstoßungsereignis vom Weißen Zwerg, welches durch den TNR als „Initial-Zündung“ verursacht wird. Die entstehenden Emissionslinien sind demzufolge von Rekombination und Fluoreszenzanregung verursachte H-, He- und N-Linien mit relativ hohem

Ionisationsgrad. Vor dem ersten dokumentierten Maximum der Nova Cas war ein He/N-Spektrum überwiegend, bei dem aber zunehmend auch Fe II-Linien auftraten (Abb. 7).

Die stärker werdenden Fe II-Linien haben nach Williams einen niedrigeren Anregungszustand. Dies deutet auf eine Stoßanregung der Elektronen hin. Die Fe II-Linien resultieren aus einer Kombination von Elektronenübergängen schwererer Elemente. Diese Form der Anregung ebenso, wie die prominenten P-Cygni-Absorptionsprofile, besonders bei den Fe II-Linien, lassen sich mit einer hohen Dichte des expandierenden Gases erklären. Das Vorkommen von Linien schwererer Elemente ist nach Williams typisch für einen stellaren Wind, der mutmaßlich eher vom Begleitstern ausgeht, als vom Weißen Zwerg. Dieser sollte ja eine Spektralklasse ähnlich unserer Sonne (oder später) haben.

Wir hätten es gemäß Williams also mit zwei Effekten zu tun: Dem Initialereignis (TNR vom Weißen Zwerg), welches eine erste Expansionshülle bildet. Trifft diese auf die äußeren Schichten des Begleiters, werden diese durch den Stoß/Schock beim Eintreffen aufgeheizt. Dadurch und angetrieben durch die Strahlung vom Weißen Zwerg wird ein Massenverlust des Begleitsterns initiiert. Der Massenverlust erfolgt gemäß Williams zu einem bedeutenden Teil in Form eines optisch dichten Sternwinds aus Material auch mit schwereren Elementen. Dies wird gemäß Williams durch die im Maximum deutlicher ausgeprägten Fe II-Linien mit klaren P-Cygni-Absorptionen untermauert (vgl. rote und blaue Graphen in Abb. 8 und 9).

Die Helligkeitsmaxima und das Fe II-Erscheinungsbild im Maximum sind gemäß Williams weniger das Resultat einer effektiven Temperatursteigerung, als vielmehr Folge des veränderten Radius der sichtbaren Photosphäre, welcher durch die Dichteverteilung des abgestoßenen Materials im jeweiligen Stadium bestimmt wird. Infolge der Expansion nimmt die optische Dichte dieses Materials ab, optisch weniger dichte Bereiche mit anderen Expansionsgeschwindigkeiten werden (wieder) sichtbar, es entsteht eher wieder der Eindruck einer He/N-Nova, die insgesamt an Helligkeit verliert. Der hybride Charakter der Nova wäre damit geklärt.

Es sei ein eigener Gedanke erlaubt: Folgt man dem Modell von Williams weiter, dürfte sich gemäß der Helligkeitskurve der Nova Cas dieses Szenario der Zu- und Abnahme der optischen Dichte mehrfach wiederholen haben. Entweder war der Sternwind nicht konstant, sondern eher „pulsierend“. Oder auch die Orbitalbewegung beider Sterne hat einen Einfluss auf die unterschiedlichen Bereiche, die im Spektrum erkannt werden können. Das möchte ich im folgenden Schaubild (Abb. 12) vereinfacht in Form eines Orbitalumlaufs darstellen. In Wirklichkeit werden sich bei einer angenommenen Umlaufzeit von viereinhalb Stunden [6] bis zum ersten Maximum zahlreiche gegenseitige Umrundungen abgespielt haben. Ob dabei die Neigung der Orbitalebene bezüglich unseres Blickfelds (Inklination) eine Rolle spielt, möchte ich bewusst offenlassen.

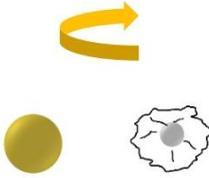


Abb. 12a: Initiale Hüllenabstoßung des Weißen Zwergs (TNR)- Photosphäre dehnt sich aus, die Nova wird sichtbar. Nova vom Typ He/N.



Abb. 12b: Begleitstern und Weißer Zwerg umrunden sich. Die abgestoßene Hülle dehnt sich weiter aus. Nova vom Typ He/N.

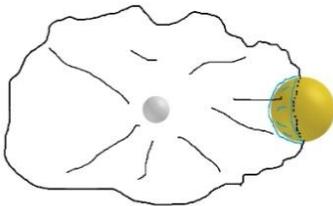


Abb. 12c: Die abgestoßene Hülle erreicht den Begleitstern und erzeugt beim Auftreffen einen Schock und Aufheizung (hellblau dargestellt). Der Sternwind zeigt durch Stoßanregung auch Fe II-Linien. Zunahme der Helligkeit Durch Vergrößerung des optisch dichten Bereichs.

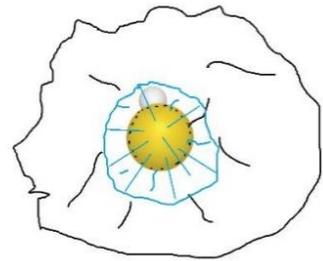


Abb. 12d: Im Spektrum sind beide Komponenten (größte optische Dichte). Das Fe II-Spektrum überwiegt jetzt neben dem immer noch sichtbaren He/N-Spektrum, P-Cygni-Absorptionen der Fe II-Linien sind tief. (Idee und Grafik: Markus Kohl)

Darin steckt vielleicht eine Erklärung für die mehreren fast periodischen Helligkeits-Maxima, die insgesamt aber an Intensität abgenommen haben. Ebenso wäre das mehrmalige Auftauchen und beinahe Verschwinden bestimmter Linien des Fe II-Spektrums (Abb. 7) ein Hinweis auf ein solches Modell.

3. Aydi et al. (2020) [2]:

Unterschiedliche Materie-„Flows“ vom Weißen Zwerg

Aydi et al. stützen sich in ihren Ausführungen auf zahlreiche Beobachtungen von Novae mit z.T. hochauflösender Spektroskopie und widersprechen weitgehend der Beteiligung des Begleitsterns als Ursache der Fe II-Linien. Nach ihren Ausführungen wäre um den Begleiter eine ungewöhnlich hohe Masse- und Energiemenge nötig, damit der von ihm ausgehende Masseverlust im Spektrum mit den eigentlichen Nova-Ejekta konkurrieren oder diese im Spektrum gar übertreffen könnte.

Bei Aydi werden sehr spezielle gemeinsame Merkmale der spektralen Entwicklung vieler Novae herausgestellt und alle im Wesentlichen auf den Weißen Zwerg

zurückgeführt. Dazu gehören drei Materieströme („Flows“), die zeitlich nachfolgend, aber auch simultan auftreten:

Der „Slow flow“: Vor dem eigentlichen Maximum zeigen nach den Ausführungen die Balmer–Linien Emissionsprofile mit blauverschobenen P-Cygni–Absorptions-Linien bei etwa 200–1000 km/s, korreliert mit der Geschwindigkeits-Klasse der Nova. Bei der Nova Cas ergaben sich aus meiner Messung vor dem Maximum aus dem Durchschnitt der Balmer-Linien Werte von $v_{\text{Rad}} = 1500$ km/s, bis zum Maximum gingen diese kontinuierlich auf unter 1000 km/s zurück, was sich gut mit Aydis Daten deckt.

Kurz nach dem optischen Peak erscheint gemäß Aydi et al. eine breite (schnelle) Emissions-Komponente mit Geschwindigkeiten wieder jenseits der 1000 km/s, die den sog. „Fast Flow“ im Spektrum abbildet.

In meiner Messung zeigte sich dies besonders bei H-Alpha, bei über 2300 km/s, während der Rest der Balmer-Linien nur einen geringfügigen Anstieg der Geschwindigkeit verzeichnen ließen. Hierbei sind nach dem Maximum die zugeordneten P-Cygni-Absorptionen eher schwach ausgeprägt (vgl. blaue Kurven in Abb. 8 und 9 sowie 13).

Als Besonderheit lässt sich in Übereinstimmung mit Aydi hier auch erkennen, dass die ursprüngliche langsame Absorption nicht verschwunden ist, sondern unterhalb der Spitze der breiten Emissionslinien als „Delle“ immer noch erkennbar ist (vgl. Abb. 13 für H-Alpha links und Fe II rechts). Dies stellt nach Aydi ein besonders stichhaltiges Argument für die zwei „Flows“ dar: Eine neue schnelle (breite) Emission, verursacht vom „Fast Flow“, mit gering ausgeprägten P-Cygni Absorptionen und die ursprüngliche „langsamere“ Emission (zurückzuführen auf den „Slow Flow“) mit deutlichen P-Cygni-Profilen.

Es handelt sich also um eine „Koexistenz“ zweier Komponenten im Spektrum, die ein Anzeichen für mindestens zwei physikalisch verschiedene Materie-Ströme („Flows“) sind. Einfach gesagt: Die „Delle“ nahe der Spitze zeigt, dass eine signifikante Menge des ursprünglichen Materie-Stroms immer noch vorhanden ist, während sich ein neuer Strom etabliert hat. Weiterhin ist zu bemerken, dass sich die schnelle Komponente vorübergehend sogar noch beschleunigt (vgl. Geschwindigkeitskurve, Abb. 6, bei der ich hier wohl vorwiegend die schnelle Komponente erfasst habe, weil ich mir über die Koexistenz der langsameren Komponente zu dieser Zeit noch nicht bewusst war).

Gestützt auf frühere Arbeiten anderer Autoren wird im Gegensatz zu Williams Artikel nur der Weiße Zwerg als Ursprung beider „Flows“ gesehen. Der langsamere Materiestrom hat seinen Ursprung im TNR als Initialereignis und kann wie eine aspherische Hülle modelliert werden, die sich an der Orbitalebene beider Sterne konzentriert. Innerhalb dieser Materiehülle bildet sich in der Folge ein relativ schneller strahlungs-getriebener Sternwind durch das kontinuierlich weiter „brennende“ nukleare Feuer an der Oberfläche des Weißen Zwergs. Der Sternwind ist bevorzugt bipolar zum Sternsystem orientiert, in der Orbitalebene wird ein Teil nach einer gewissen Zeit aber den äußeren Strom einholen. Die damit einhergehende Schockwelle bei der Kollision beider Ströme erhöht die optische Dichte des Gesamt-Systems und führt zu einem Helligkeitsmaximum. Gleichzeitig stellt sich gemäß Aydi beim optischen Peak eine

weitere Komponente („Intermediate“) ein, deren Geschwindigkeit zwischen der langsamen und schnellen Komponente liegt. Die Fe II-Linien hätten dann ihren Ursprung in der Stoßanregung bei der Kollision der Ströme selbst.

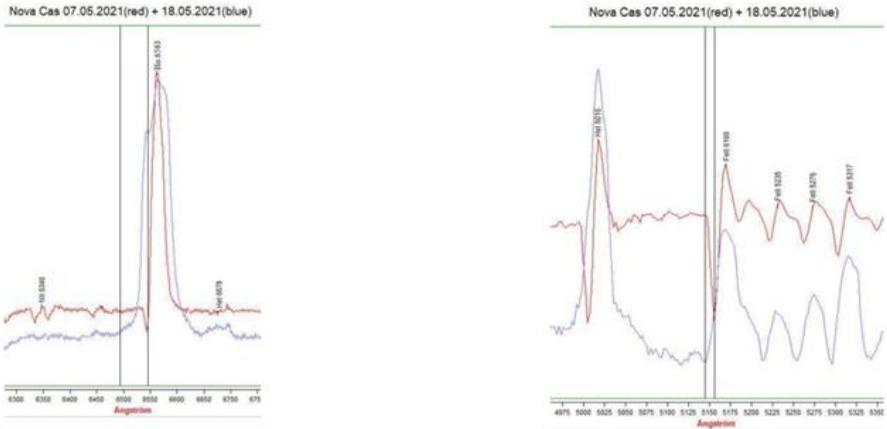


Abb. 13: Spektralvergleich des Maximums (7.5.2021) mit dem folgenden Minimum (18.5.2021): H-Alpha ist hier im Minimum höher, für die Gesamthelligkeit im Maximum überwiegt aber das Kontinuum! Die langsame P-Cygni-Absorptions-Komponente im breiten oberen Teil der blauen Kurve entspricht gut dem tiefen Tal in der roten Kurve. Die breite Basis der blau gefärbten H-Alpha Emission lässt sich nach Aydi auf die schnellere Komponente zurückführen. Auch bei den He I- und Fe II-Linien lassen sich in den P-Cygni-Profilen die schnelle und die langsame Komponente erkennen, wie im rechten Bild gezeigt ist.

Die schnellere Komponente expandiert jenseits des langsamen „Flows“ weiter und erhöht dabei sogar vorübergehend ihre Geschwindigkeit. Durch die Expansion nimmt ihre (optische) Dichte aber wieder ab und gibt den (spektroskopischen) Blick wieder frei auf die weiter innen liegenden langsameren Schichten. Die Helligkeit des Gesamtsystems nimmt in der Folge weiter ab und die Geschwindigkeit scheint sich zu reduzieren.

Sowohl die Helligkeits- als auch die Geschwindigkeitsentwicklung wäre auch hier ein Phänomen vorwiegend der optischen Dichte. Die fast periodischen Zwischenmaxima der Helligkeit der Nova Cas wären dann einer Art pulsierender Schwankung der optischen Dichte geschuldet. Welcher physikalische Prozess könnte das erklären?

Fazit und Grenzen

Alle Modelle sind in den von mir erstellten und aufbereiteten Spektren erkennbar, keines von ihnen aber ausschließlich. Für mich als (eigentlicher) Laie ein Grund, die Ursache in einer Kombination aus beiden Effekten zu vermuten. Mir scheint die Beteiligung des Begleiters insbesondere bei den Fe II-Linien am plausibelsten, das Auftreten der unterschiedlich „schnellen Komponenten“ spricht dagegen eher für das Modell der

verschiedenen „Flows“. Eine weitere tiefere Prüfung übersteigt meine Fähigkeiten und wohl auch die Kapazität meiner Ausstattung.

Weitere Entwicklung der Nova

Nach dem letzten Maximum Mitte Oktober, war die Materiedichte wohl effektiv zu gering, es folgten keine nennenswerten Maxima mehr. Die Nova verliert seitdem kontinuierlich an Helligkeit, die Gasdichte der Hülle(n) nimmt stetig ab und die Nova wechselt mutmaßlich ins Nebel-Stadium mit Linien aus „verbotenen Übergängen“, die auf eine geringe Dichte hinweisen, z.B. [NII] oder [OIII]. Diese Linien deuteten sich auf den zunehmend diffusen Spektren im November auch schon an (vgl. Abb. 14).

Während die Nova Cas sich also von November bis Dezember 2021 zum Nebelspektrum zu entwickeln schien, drohen nun die mutmaßlichen „verbotenen Linien“ von [OIII] bei 4959 A und 5007 A (grün beschriftet) zwischenzeitlich wieder zu verblassen (s. Vergleiche in Abb. 14 und 15). Andererseits entwickeln einige Linien wieder (mehr oder weniger deutliche) Absorptionen von P-Cygni-Profilen. Deutet dies auf eine wieder erhöhte Dichte von Teilen der Hülle hin? Wenn ja, wird die Helligkeit erneut zunehmen?

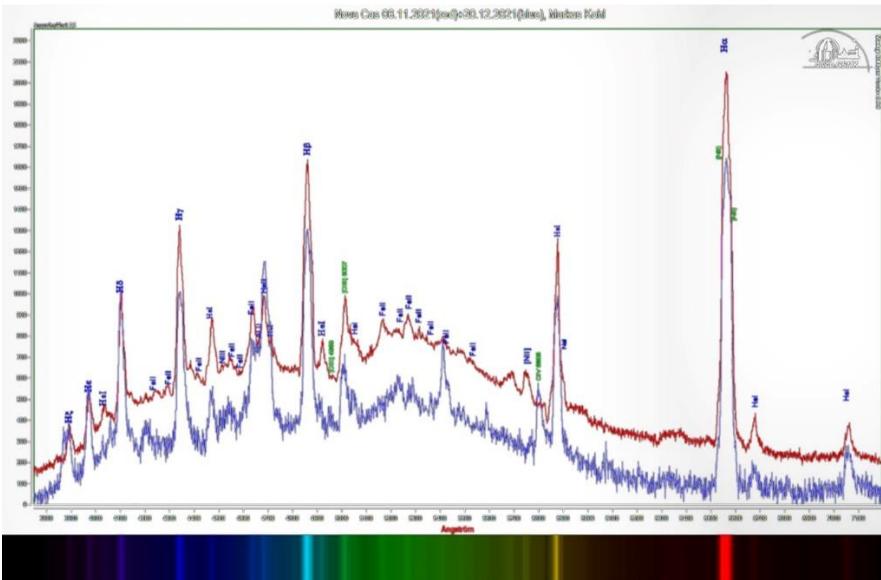


Abb. 14: Vergleich der Spektren vom 6.11.2021 und 20.12.2021: Anzeichen verbotener Linien?

RS Ophiuchi - eine wiederkehrende Nova und ihr schnelles Verschwinden

Matthias Kolb und Wolfgang Vollmann

Abstract: *The outbreak of the recurrent nova RS Oph generated immediately great interest among astronomers, both professional and amateurs. A lot of photometric and spectroscopic observations have been documented in databases like the AID of the AAVSO (visual and photometric) or ARAS (Spectra). The photometric data show a similar fast decline of the light curve compared to the last outbreak in 2006. Spectra show highly ionized atoms up to Fe X. This type symbiotic recurrent novae have a high mass white dwarf with high mass transfer from the donor red giant and could therefore be candidates for supernovae of type Ia.*

Wiederkehrende (Recurrent) Novae (RN) sind in der Milchstraße rar gesät, zumindest die, welche man bisher entdeckt hat. Sie lassen sich an zehn Fingern abzählen: CI Aql, VY Aqr, T CrB, RS Oph, T Pyx, U Sco, V1017 Sgr, RZ Leo, YY Dor und noch einige, die umstritten sind.

Dementsprechend groß war das Interesse der Profi- und Amateurastronomen, als am 8. August 2021 RS Ophiuchi erneut „ausbrach“. Innerhalb eines Tages stieg die sichtbare Helligkeit von Magnitude 11 auf 4,5 an, entsprechend einem Intensitätsanstieg der Strahlung im sichtbaren Licht um den Faktor 400. Aber es ging dann auch schnell wieder bergab: Nach drei Monaten war die Helligkeit wieder auf 11 abgefallen.

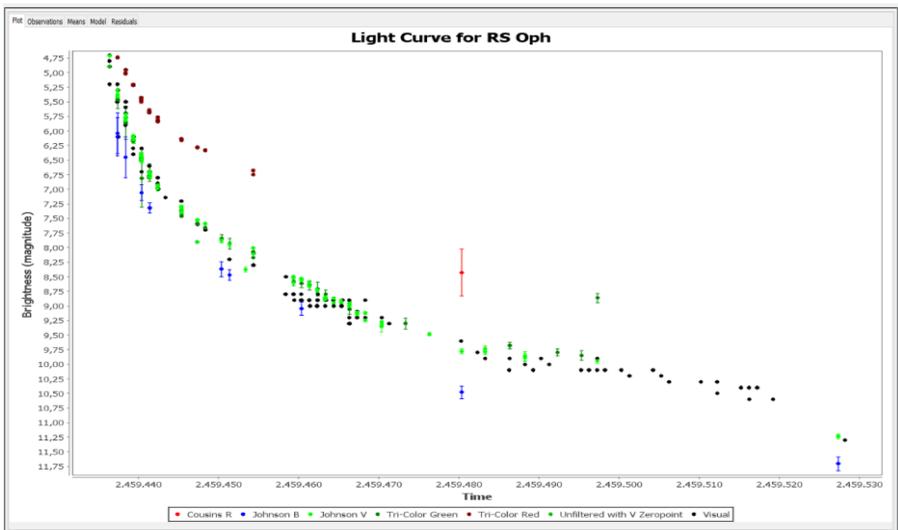


Abb. 1: Beobachterdaten der BAV-Mitglieder in der AAVSO-Datenbank (und einiger anderer Beobachter aus Deutschland bzw. Österreich)

RS Oph gehört zu den RN, von denen bereits relativ viele Ausbrüche (1898, 1933, 1958, 1967, 1985, 2006) dokumentiert wurden. Dennoch setzte natürlich sofort eine intensive Beobachtungstätigkeit ein, an der sich auch etliche Mitglieder der BAV, darunter die Autoren dieses Artikels, beteiligten. Abbildung 1 zeigt alle Meldungen, die von uns bekannten BAV-Mitgliedern an die internationale Datenbank der American Association of Variable Star Observers (AAVSO) gemeldet wurden. Abgesehen von dem ersten Anstieg, zu dem es glücklicherweise Beobachtungen eines chinesischen Astronomen gibt, ist das Maximum und der Abfall der Helligkeit durch BAV-Beobachter gut dokumentiert.

Aber auch die Spektroskopiker nutzten die Gelegenheit, insbesondere die ARAS-Gruppe um Francois Teysnier gemeinsam mit dem professionellen Astronomen Steve Shore. Auf einige Ergebnisse gehen wir weiter unten ein.

Was sind nun RN im Gegensatz zu Klassischen (Classical) Novae (CN)? Oder sind alle Novae wiederkehrende Novae, wir haben sie nur noch nicht mindestens zwei Mal beobachtet? In der Tat spricht vieles dafür, dass die meisten Novae mehr als einmal ausbrechen, aber man geht von Zeitskalen von zehntausenden Jahren aus, nicht von einigen Jahrzehnten, wie wir sie bei den RN beobachten. Allen Novae ist gemein, dass sie aus einem System aus (mindestens) zwei Sternen bestehen: Einem Weißen Zwerg und einem größeren Stern, die gravitativ gebunden sind, also um ihren gemeinsamen Schwerpunkt kreisen. Dabei wird aus der Hülle des größeren Sterns Gas, bestehend aus überwiegend Wasserstoff und Helium, auf eine sogenannte Akkretionsscheibe, die den Weißen Zwerg umgibt und von dort aus auf die Oberfläche des Weißen Zwerges übertragen. Hier wird das Gas extrem komprimiert, da an der Oberfläche des Weißen Zwerges eine enorme Gravitation herrscht: Der Weiße Zwerg hat ja etwa die Masse der Sonne komprimiert auf das Volumen der Erde! Wenn immer mehr Gas auf den Weißen Zwerg gelangt, steigen Dichte und Temperatur auf dessen Oberfläche immer weiter an, bis die resultierende Temperatur hoch genug ist, um eine thermonukleare Reaktion auszulösen: Die Protonen des Wasserstoffes verbinden sich zu Helium und dabei wird enorme Energie frei, analog der Energiegewinnung im Kern der Sterne. Die Hülle aus dem Wasserstoff, teilweise vermischt mit Atomen aus dem Oberflächenbereich des Weißen Zwerges wird abgestoßen und das führt dann zu dem, was wir als Eruption der Nova sehen. Die Prozesse sind im Detail natürlich sehr kompliziert und hängen von verschiedenen Parametern ab. Entsprechend vielfältig können die Lichtkurven und Spektren von Novae auch aussehen und wären einen eigenen Artikel Wert (siehe z.B. Strobe, 2010 oder Della Valle, 2020).

Bei den wiederkehrenden Novae ist das im Prinzip auch so, aber die Masse des Weißen Zwerges und die Massenübertragungsrate vom Partnerstern sind größer als bei Klassischen Novae. Durch die größere Masse des Weißen Zwerges (etwa 1-1,3 Sonnenmassen) ist die Gravitation auf der Oberfläche besonders hoch und es bedarf weniger Gas vom Partner, um die nukleare Zündtemperatur zu erreichen. Wenn dann auch noch die Massenübertragungsrate hoch ist, wird der Abstand zwischen zwei Ausbrüchen besonders klein, eben mindestens zweimal pro hundert Jahre, denn so ist eine RN definiert.

Einige RN haben noch eine Besonderheit: Der Partnerstern ist ein roter Riesenstern! Dessen Hülle ist weit ausgedehnt und ein stetiger Sternwind weht auf den Weißen Zwerg zu. Daher spricht man auch von symbiotischen wiederkehrenden Novae. RS

Oph aber auch T CrB gehören zu dieser Klasse. Sind nun RN wirklich so selten? Vermutlich nicht, aber die Entdeckungswahrscheinlichkeit ist deutlich geringer (Della Valle, 2020; Pagnotta, 2014). Schätzungen gehen davon aus, dass immerhin 10-30% aller Novae wiederkehrend sind. Wir müssen wohl Geduld haben, um weitere zu identifizieren.

Lichtkurven

In wie weit unterscheiden sich die Lichtkurven zweier Ausbrüche denn nun? Im Maximum waren die Ausbrüche mit ca. 4.5-5 mag nahezu gleich. Um den zeitlichen Verlauf zu vergleichen, sind in Abbildung 2 die photometrischen Messungen im V-Band, das im grünen Bereich des sichtbaren Lichtes liegt und daher der visuellen Beobachtungen am nächsten kommt, für die Ausbrüche 2006 und 2021 übereinandergelegt und zwar jeweils mit dem Tage des Maximums und dem Wert als gemeinsamer Nullpunkt. Die Daten stammen aus der Datenbank der AAVSO und stellen Tagesmittel aller dort eingegebenen Messwerte dar. Der Abfall ist im ersten Monat nahezu identisch: Die Helligkeit nimmt rasch ab, nach etwa 6 Tagen ist sie schon um 2 Magnituden gesunken, nach 14 Tagen um 3 Magnituden. Im weiteren Verlauf war der aktuelle Ausbruch etwas schneller als der letzte. Die Schulter bzw. das Plateau um den Bereich 50-70 Tage nach Maximum war 2006 deutlich stärker ausgeprägt.

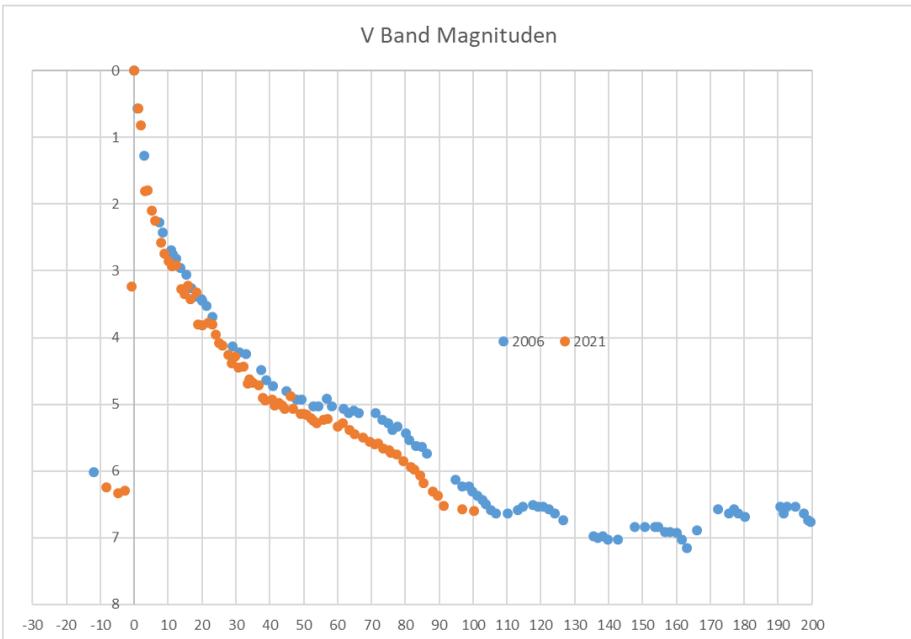


Abb. 2: V-Band-Lichtkurven der beiden Ausbrüche 2006 und 2021 im Vergleich

Nach einer Theorie von Kato und Hachisu, zwei der führenden Nova-Forscher, kommt die Lichtkurve aus verschiedenen Bereichen des Nova-Systems: Der Abfall nach dem Maximum stellt eine sogenannte „free free emission“ dar, also eine Strahlung, die aus einer optisch dünnen Schicht des ausgestoßenen Materials außerhalb der eigentlichen Photosphäre stammt. Die Photonen des Plateaus hingegen kommen aus der optisch dicken Akkretionsscheibe, sind also „thermal“ mit einem Spektrum vergleichbar einer Schwarzkörperstrahlung, wie sie auch bei Sternen selbst auftritt. Die Akkretionsscheibe ist bei RS Oph besonders groß, da der Abstand der beiden Sterne groß ist (> 1 AE Astronomische Einheit). Das sieht man am einfachsten an der Umlaufzeit von 453.6 Tagen.

Wie sieht es denn in anderen Wellenlängenbereichen aus? Im blauen Band (Johnson B) ist die Helligkeit schwächer, im roten und infraroten (Cousins I) stärker als im Johnson V-Band. Das ist normal bei Novae aller Art. Die Frage ist aber, ob sich die Unterschiede, also z.B. das B-V-Verhältnis signifikant im Laufe der Abklingkurve ändern? Abbildung 3 zeigt, dass B-V leicht linear steigt und V-I durch ein kleines Minimum geht. Die zeitlichen Unterschiede sind aber in beiden Fällen nicht beträchtlich.

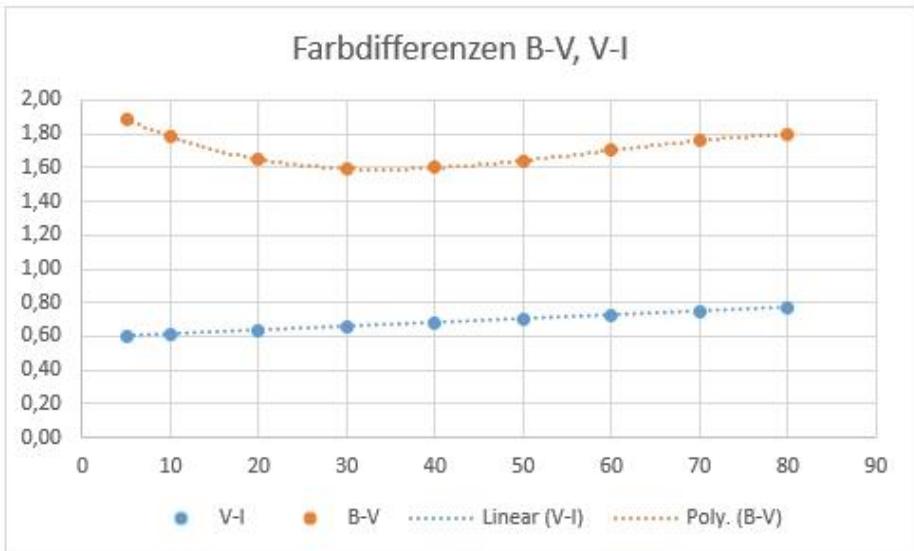


Abb. 3: Farbdifferenzen der Tagesmittelwerte nach dem Maximum der Lichtkurve in mag

Natürlich ist der optische und Nahinfrarotbereich nur ein kleiner Ausschnitt des elektromagnetischen Spektrums. Und tatsächlich kommt es bei vielen Novae, und speziell auch bei RS Oph, zusätzlich zu einer sog. „Supersoft X Ray“ Emission, also einer Röntgenstrahlung mit einer Energie kleiner 1 keV. Diese Strahlung tritt erst auf,

wenn die optische Aktivität schon deutlich abgeklungen ist, im Falle von RS Oph war es Anfang September. (ATel #14894).

Spektroskopie

Viele Amateur-Spektroskopiker haben RS Oph beobachtet und in der ARAS-Datenbank alleine sind derzeit 464 Spektren. Im September hat Francois Tessier zusammen mit dem professionellen Astronom Steven Shore einen Workshop durchgeführt (siehe Link), auf dem die Ergebnisse der ersten Tage diskutiert wurden (siehe auch Shore et al., ATel #14868). Einer der wichtigsten Befunde: Es kommt zu einer Art Zusammenrall der vom Weißen Zwerg ausgestoßenen Materiewolke mit dem Sternwind des Roten Riesen (Begleitstern). In diesem Bereich bildet sich eine Ionisationsfront hoher Temperatur. Entsprechend finden sich in den Spektren zahlreiche hochionisierte Elemente wie z.B. He II oder O VI (fünf-fach ionisierter Sauerstoff). Im September zeigten sich Fe X und Ne V Linien (ATel #14895). Um dies einordnen zu können: Fe ist neun-fach ionisiertes Eisen. Alleine die Ionisierungsenergie für das letzte der neun Elektronen beträgt 233.6 eV, verglichen mit 13.6 eV für die Ionisierung von neutralen Wasserstoffatomen (H I) oder 54,4 eV für die Ionisierung von bereits einfach-ionisiertem He II.

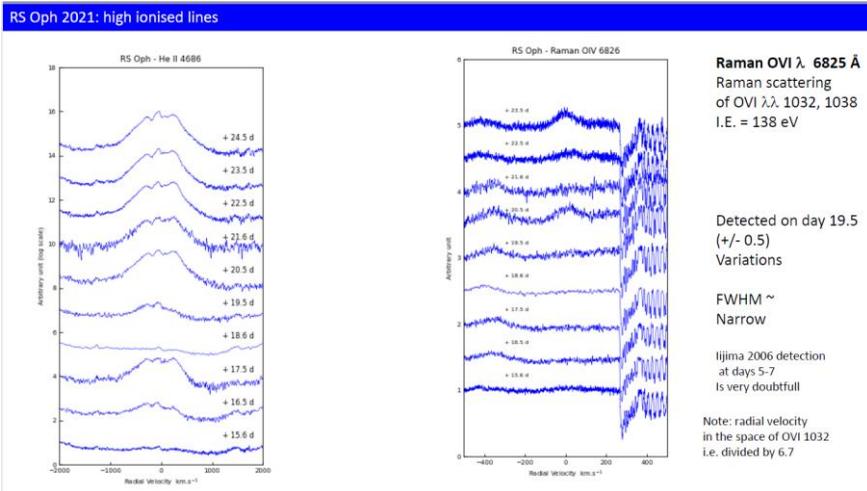


Abb. 4: Emission hoch ionisierter Atome – aus Workshop Tessier

Besonders auffällig ist aber auch das Linienprofil der Ha-Emission, dass aus einer Überlagerung einer breiten Emission mit einer sehr schmalen Emission mit P-Cygni-Profil, also blauverschobener Absorption, besteht (Abbildung 4, Kasten rechts). Die Quelle der jeweiligen Emissionen und Absorption sind dabei

- die vom Weißen Zwerg ausgestoßene Materiewolke (breite Emission)
- der Bereich der Ionisationsfront (scharfe Emission)
- der Bereich jenseits der Front in Richtung zum Roten Riesen (schwache Absorption, blauverschoben zum Beobachter).

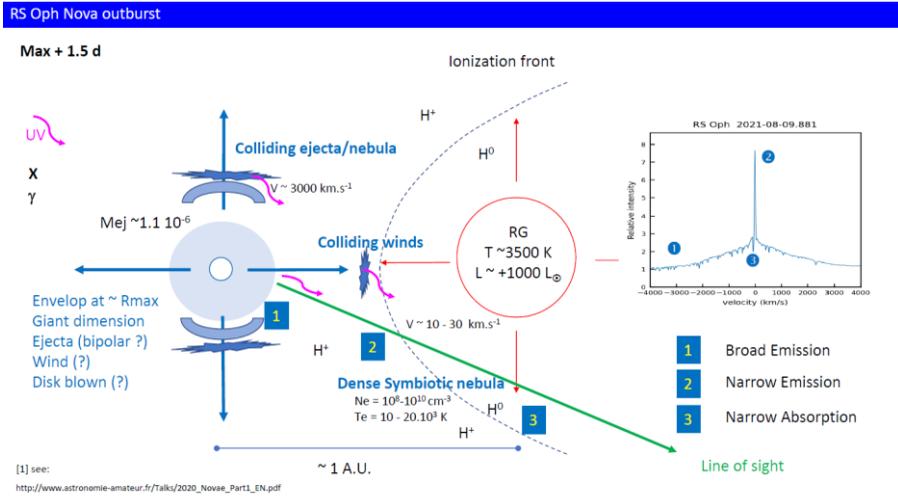


Abb. 5: H-Emission und Schema des Novaausbruchs – aus Workshop Tessier

Ausblick:

Müssen wir jetzt wieder 15-30 Jahre warten, um eine RN beobachten zu können? Vielleicht nicht, denn T Coronae Borealis könnte in den nächsten Jahren „fällig“ sein. Darauf deuten bereits jetzt Veränderungen in der Lichtkurve hin, die dem letzten Ausbruch auch vorangingen (Schaefer, 2019). Und dann wird es hell. Bei den letzten beiden Ausbrüchen (1866, 1946) lag die sichtbare Helligkeit bei etwa 3, und damit war T CrB nur eine Magnitude dunkler als Gemma (alpha CrB), dem Juwel in der Nördlichen Krone.

Könnte denn auch eine Supernova Ia entstehen, wenn die Masse des Weißen Zwerges durch den Massenzufluss die Chandrasekhar-Grenze überschreitet? Das ist ein Szenario für die Entstehung solcher Supernovae, aber es ist momentan nicht mehr favorisiert. Man geht davon aus, dass in den meisten Fällen zwei Weiße Zwerge dafür nötig sind. Aber auszuschließen ist es nicht und wenn, dann sind wahrscheinlich die symbiotischen RN am ehesten Kandidaten für solche Supernovae. Vielleicht wird es dann beim nächsten Mal richtig hell.

Danksagung:

Dank allen Beobachtern, deren Daten zu den Lichtkurven beigetragen haben, darunter aus Deutschland und Österreich die Beobachter (und zumeist BAV-Mitglieder) Gerold Holtkamp, Andreas Kammerer, Matthias Kolb, Wolfgang Kriebel, Jörg Neumann, Otmar Nickel, Hans-Georg Purucker, Peter Reinhard, Ralph Rogge, Ralf Schönfeld, Robin Schmidt, Matthias Schubert, Edwin Van Dijk, Frank Vohla, Wolfgang Vollmann, Klaus Wenzel. Sorry, falls jemand übersehen wurde.

We acknowledge with thanks the variable star observations from the AAVSO *International Database* contributed by observers worldwide and used in this research.

Kafka, S., 2021, Observations from the AAVSO International Database, <https://www.aavso.org>

Francois Teyssier für die Auswertung der Spektren der ARAS Datenbank in der Internet-Publikation:

„RS Oph 2021 – The 25 first days off he nova event“ unter <http://www.astronomie-amateur.fr/Documents%20Novae/RSOph-2021.pdf> .

Ein Workshop der Fa. Shelyak Instruments TV, in dem diese Präsentation vorgestellt wurde, findet man unter <https://www.youtube.com/watch?v=7Z4GRxoKFRI>

Literatur:

M. Della Valle, L. Izzo, Observations of galactic and extragalactic novae. *Astron Astrophys Rev* 28, 3 (2020). <https://doi.org/10.1007/s00159-020-0124-6>

U. Munari, P. Valisa, P. Ochner, <https://www.astronomerstelegam.org/?read=14895>

K.L. Page (2021), <https://www.astronomerstelegam.org/?read=14894>

A. Pagnotta and B.E. Schaefer 2014 *ApJ* 788 164

B.E. Schaefer, American Astronomical Society Meeting #234, id. 122.07. *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 51, No. 4

S. Shore et. al (2021), <https://www.astronomerstelegam.org/?read=14868>

R. J. Strobe, B. E. Schaefer, A. A. Henden, 2010, *The Astronomical Journal*, 140:34-62

Plötzliche Veränderungen in Hind's Variable Nebula - NGC 1555

Klaus Wenzel

Als ich am ersten Tag des Jahres 2022, also der 1.1.2022 abends, eine Überwachungsaufnahme von T Tauri belichtete, wusste ich noch nicht, dass mir diese Aufnahme eine Überraschung bereiten sollte. 27 Tage später, am 28.1.2022 belichtete ich erneut die Region um T Tauri und war erstaunt, es zeigte sich unmittelbar südwestlich des Sterns ein kleiner kompakter und relativ heller Nebel, der auf der Aufnahme vom 1.1.2022 fehlte und irgendwann in diesen 27 Tagen aus dem Dunkel auftauchte. Da er unmittelbar südwestlich von T Tauri postiert ist, nenne ich ihn mal das "Südwest-Fragment". Der größere, aber diffusere Teil des Nebels, befindet sich ja westlich von T Tauri.

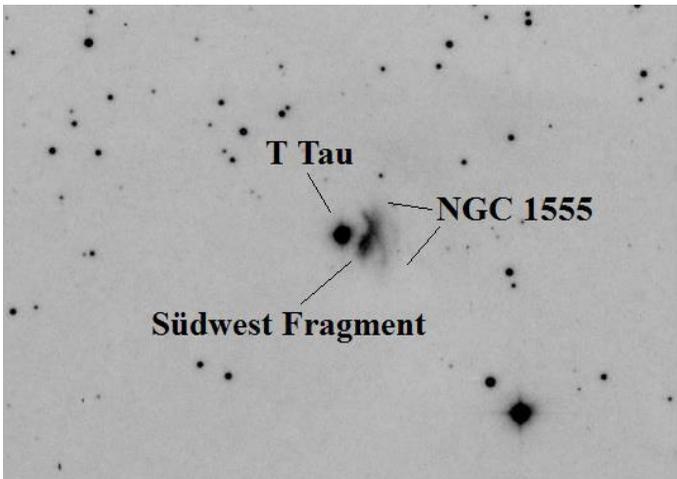


Abb. 1: Ausschnitt (10' x 15') aus dem POSS I (R) der Region um T Tauri. Der markanteste Teil von NGC 1555 ist das "Südwest-Fragment", das längere Zeit unbeobachtbar war und Ende Januar 2022 wiederauftauchte.

Kurzer geschichtlicher Überblick

NGC 1555 und T Tauri wurden am 11. Oktober 1852 von John R. Hind in London mit dem 7-Zoll-Refraktor des George Bishop Observatory visuell entdeckt und gleich darauf in den Astronomischen Nachrichten veröffentlicht [1]. Hind beschrieb seine Beobachtung zusammengefasst: „*Last night (Oct. 11) I noticed a very small nebulous looking object. It was south – preceding a star of 10th mag which to my surprise, possibly it may be variable.*“ Weitere frühe Beobachter waren 1854 J. Chacornac in Paris und 1855 Heinrich D'Arrest in Kopenhagen, („*sogar bei hellem Mondschein*“). Am 3. Feb. 1861 führte Eduard Schönfeld, der ebenfalls die Veränderlichkeit von T Tauri erkannte, mit dem 6-Zöller auf der Turmsternwarte in Mannheim einen Beobachtungsversuch des Nebels durch – „*nicht mit Sicherheit zu sehen.*“ Weitere Versuche mit ähnlichem Resultat wurden am 4. Feb. 1861 und im Februar des

folgenden Jahres durchgeführt – „*unklare Beobachtung (glaube ab und zu Spuren des Nebels zu sehen)*“ [2]. 1868 war der Nebel schließlich selbst im 15-Zoll-Refraktor von Otto Struve in Pulkowa, eines der leistungsfähigsten Teleskope dieser Zeit, nicht mehr sichtbar. An der Veränderlichkeit des Reflexionsnebels im Zusammenhang mit T Tauri gab es kaum noch Zweifel., doch dessen Lichtschwankungen laufen offensichtlich nicht parallel mit dem Nebel ab.

Mit dem 72-Zöller von Birr Castle wurden insgesamt 3 Beobachtungsversuche unternommen. Am 11. Oktober 1872 versuchte R. Copeland den Nebel, allerdings ohne Erfolg, aufzusuchen. Zwei weitere Versuche wurden am 12. Dezember 1876 und am 9. Januar 1877 von J. E. Dreyer durchgeführt. Doch auch Dreyer konnte den Nebel nicht auffinden: „*I looked especially south preceding, but could not seen anything*“ [3]. Trotzdem nahm er ihn in den NGC unter der Nummer 1555 auf. Eine ausführliche Beschreibung der Geschichte von NGC 1555 kann man in [4] nachlesen.

T Tauri selbst, ist ein junges Dreifachsystem mit etwa 3 Sonnenmassen, in einer Entfernung von etwa 500 Lichtjahren [5]. Der Hauptstern ist veränderlich zwischen der 9. und 14. Größe, wobei er seit 1933 nur noch Variationen zwischen 9,3 und 10,7 mag zeigt. Seit 1910 wurde kein tiefes Minimum (~ 14 mag) von T Tauri mehr beobachtet.

Der veränderliche Nebel

Bei NGC 1555 handelt es sich um die Überreste der Mutterwolke, aus welcher der Stern (bzw. die Sterne) entstanden sind, die von diesem angestrahlt wird. Schiebt sich aus der inneren Staubschale Staub vor die äußeren Bereiche, leuchtet der Nebel schwächer oder er wird unsichtbar. Entsteht eine Lücke in der inneren Schale, fällt das Licht durch diese und erleuchtet die äußeren Bereiche, die nun für uns sichtbar sind. Genau das scheint im Januar 2022 geschehen zu sein. Wir beobachten hier also keinen Emissionsnebel, sondern einen Reflexionsnebel.

Der helle, 2022 aufgetauchte kompakte Nebelteil südwestlich von T Tauri ("Südwest-Fragment") war auch früher schon sichtbar, was auf älteren Aufnahmen wie zum Beispiel auf dem POSS I und II klar belegt ist. Vermutlich gehen viele visuelle Amateurbeobachtungen auf die Sichtung dieses Teils von NGC 1555 zurück, da er meist der dominanteste ist. Bei insgesamt fünf visuellen Beobachtungen, die ich im Rahmen von Helligkeitsschätzungen an T Tauri durchführte, konnte ich den Nebel eindeutig erkennen. Auf einer eigenen Zeichnung (12.9.2008), die ich nach visuellen Beobachtungen an meinem 12,5-Zöller angefertigt habe, ist eindeutig dieser kompakte südwestliche Bereich eingezeichnet.

Seit 2016 beobachtete ich T Tauri, neben den visuellen Beobachtungen, auch immer wieder mit der CCD-Kamera (CV) an meinen beiden Newton-Teleskopen (6 Zoll f/6 und 8,3 Zoll f/3,9). Da es sich hierbei um Überwachungsaufnahmen eines relativ hellen Sterns handelt, sind die Belichtungszeiten (15-30 s) relativ kurz gewählt. Auf allen diesen Überwachungsaufnahmen ist der westlich von T Tauri postierte Nebelbereich erkennbar, aber das südwestliche, nun wieder aufgetauchte kompakte Nebelfragment unsichtbar, was aber nicht ausschließt, dass sich das "Fenster" immer wieder mal geöffnet hat und der Nebel sichtbar wurde.

Hier wären Informationen sehr interessant, ob andere Beobachter in dem fraglichen Zeitraum die Region um T Tauri aufgenommen haben.

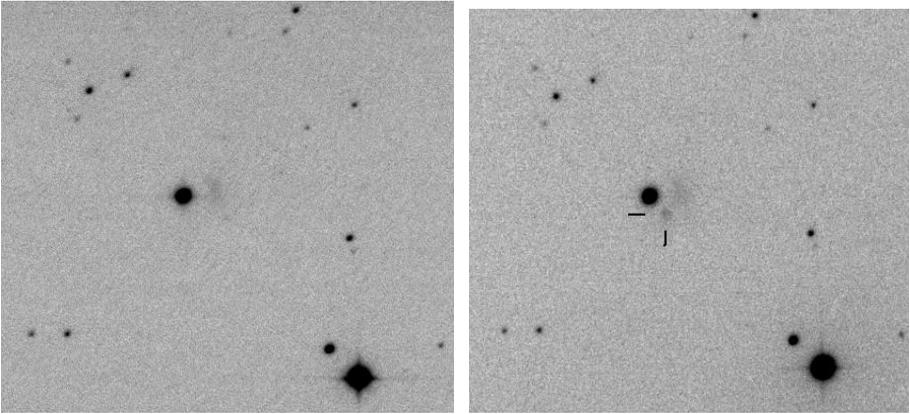


Abb. 2: Ausschnitt (10') der beiden Überwachungsaufnahmen vom Januar 2022. Die Helligkeit von T Tauri betrug jeweils 10,7 mag. Aufgenommen mit dem 8,3-Zoll-Newton (6x40 s) meiner Dachsternwarte.

Links: T Tauri mit NGC 1555 - das "Südwest Fragment" fehlt (1.1.2022).

Rechts: Das "Südwest-Fragment" (markiert) ist als kompakter und hellster Teil von NGC 1555 aufgetaucht (28.1.2022).

Bei weiteren Beobachtungen wurde das "Südwest-Fragment" zunehmend schwächer. Bei meiner letzten Beobachtung am 23.2.2022 war es dann schließlich wieder, zumindest in meinem Instrumentarium, vollständig verschwunden. Das Fenster hat sich wieder geschlossen.

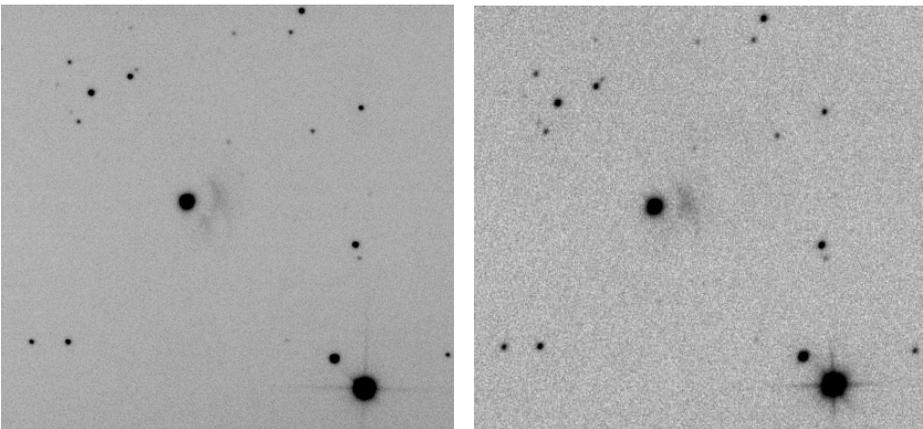


Abb 3: Zwei weitere Aufnahmen der Region um T Tau vom Feb. 2022

Links: Das "Südwestfragment" wird wieder schwächer (5.2.2022).

Rechts: Das Nebelfragment ist wieder verschwunden (23.2.2022).

Die Lichtkurve von T Tauri

Seit 2002 beobachtete ich T Tauri immer wieder gelegentlich visuell (Newton, 12,5 und 16 Zoll) zu einer Helligkeitsschätzung, die, wie bereits erwähnt, ab 2016 durch CCD-Beobachtungen ergänzt wurden. In dieser Zeit konnte ich unregelmäßige Helligkeitsschwankungen im Bereich zwischen 10 und 11 mag beobachten.

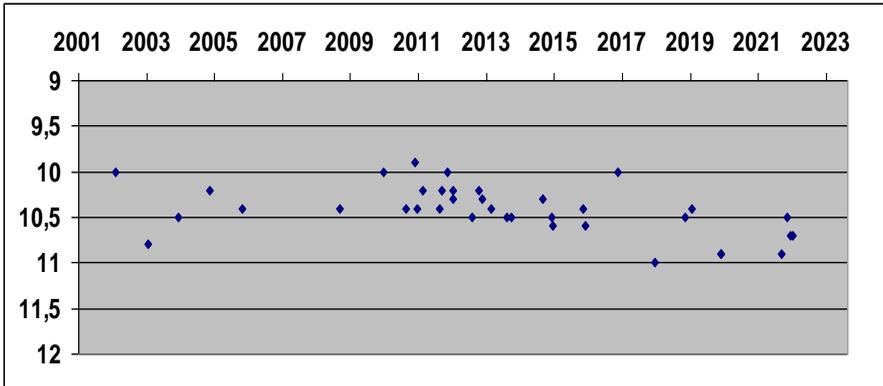


Abb 4: Die Lichtkurve von T Tauri von 2000-2022 nach visuellen und CCD-Beobachtungen in der Dachsternwarte Wenigumstadt. Ab etwa 2015 ist ein leichter Rückgang der Helligkeit zu erkennen.

Literatur:

- [1] AN (1852) Nr. 839, Seite 371 - J. R. Hind - Auszug aus einem Schreiben des Herrn Hind an die Redaktion
- [2] E. Schönfeld (1862) Astronomische Beobachtungen auf der Großherzoglichen Sternwarte zu Mannheim – 1. Abteilung (Seite 110)
- [3] Observations of Nebulae and Clusters of Stars at Birr Castle (1848 – 1878) Scientific Transactions of the Royal Dublin Society II
- [4] W. Steinicke (2009) Nebel und Sternhaufen: Geschichte ihrer Entdeckung, Beobachtung und Katalogisierung; ab Seite 525 NGC 1555
- [5] SuW 6/2010, 38, R. Köhler - T Tauri – der junge Dreifachstern
- [6] SuW 12/2021, 68, M. Fritz, K. P. Schröder - NGC 1555: Der veränderliche Nebel des jungen Sterns T Tauri

Begegnungen am Südhimmel

Arthur Sturm

Die Möglichkeit, remote zu beobachten, ermöglicht heute auch die ständige Beobachtung von Veränderlichen jenseits unseres mitteleuropäischen Horizontes. Dieser Beitrag berichtet von Beobachtungen am anderen Ende der Möglichkeiten. Für mich persönlich bleibt Beobachtung auch Begegnung mit der Natur. Dies ist auch ein Grund dafür, dass ich bei der visuellen Beobachtung bleibe. Die Sterne des Südens betreffend heißt das logischerweise, dass meine Anwesenheit zur Beobachtung notwendig ist und nur sporadisch sein kann.

Ich war bisher in 2006 und 2017 in Namibia und hatte auch die Gelegenheit, S Doradus und eta Carinae visuell zu beobachten. 2020 hat Corona meine dritte Reise „storniert“.

Die beiden Sterne muss man einfach mal angeschaut haben. Es hatte natürlich keinen wissenschaftlichen Wert, aber zwei Dinge waren für mich doch recht interessant.

S Doradus

S Dor ist ein außergewöhnlicher Stern und zählt zu den Luminous Blue Variables (LBVs) (4). Daher ist er auch mit kleinen Instrumenten zu sehen, obwohl er in der Großen Magellanschen Wolke beheimatet ist. Er liegt in der „Nähe“ des Sternhaufens NGC 1910. Ich habe ihn mit einem Fernglas 90x20 mm und einem Dobson 200 mm beobachtet bzw. Skizzen der Umgebung gemacht.

Die Kunst ist, ihn visuell zu identifizieren. Die Karte der AAVSO zeigt nicht, wie er zu dem Sternhaufen NGC 1910 positioniert ist und alle Bilder sind Photos von sehr großen Instrumenten, die vor Sternen nur so wimmeln. Visuell hergestellte Zeichnungen von NGC 1910 und seiner Umgebung, die ich mit meinen Skizzen hätte vergleichen können, habe ich nicht gefunden.

Die Lösung ergab sich so: In Vorbereitung zu meiner geplanten Reise 2020 habe ich meine alten Beobachtungen hervorgekramt und festgestellt, dass ein Stern der in Frage kommenden Objekte in meinen Aufzeichnungen von 2006 bis 2017 deutlich heller geworden war. Jetzt gelang mir auch die Identifizierung auf den Photos. In der Tat ist die Helligkeit von S Dor im Laufe der Jahre unregelmäßig aber stetig angestiegen.

Ein ähnlich helles Objekt der gleichen Klasse ist AG Car. Der Stern liegt in unserer Galaxis und ist leicht zu finden.

Eta Carinae

Der Stern ist leicht zu finden. Aber auch hier gibt es nur professionelle Photos, entweder eta Car in seiner Umgebung oder individuell und damit aus dem Zusammenhang des Sternfeldes gerissen, in allen Fällen aber extrem überbelichtet, so dass keine Farbe zu erkennen ist.

Eine visuelle Beobachtung ist abgedruckt in LITTRÖW, Wunder des Himmels, Stuttgart 1842, 2. Auflage, im Nebel in der „Karlseiche“, damals war eta Car sehr hell.

Der Stern zeigt visuell im Instrument eine „schöne“ orange Färbung. Warum das so ist, wird in meinen literarischen Quellen nicht erwähnt bzw. erklärt. Manchmal wird auf Emissionslinien hingewiesen, aber kein direkter Zusammenhang mit der Farbe hergestellt.

KALER 1989: „ ... it's once F-type spectrum has been replaced by one of pure emission“ (1)

und „ ... all we currently see in its optical spectrum are nebular emission lines. (2)

HOFFMEISTER, RICHTER, WENZEL weisen nur auf das „sehr komplizierte Spektrum mit Emissionslinien“ (3) hin.

SCHOLZ ordnet eta Car in der Gruppe der LBVs (s.o.) „ ... - sichtbar anhand einer entsprechenden Drift des Spektraltyps zwischen A und B.“ ein. (4)

PETIT deutet die Spektralklasse O oder B an. (5)

PERCY geht auf die Spektralfarbe überhaupt nicht ein, obwohl der dem Stern ein ganzes Kapitel widmet (6).

Soweit aus der Literatur, die mir vorliegt. Auf eine Rotfärbung durch Gas und Staub wird übrigens In keiner Quelle eingegangen.

Also warum ist der Stern dann so schön orange-farben? Eine Erklärung fand ich an einem versteckten Ort: Es ist das „Museum of Applied Arts & Sciences“ in Australien. Unter www.maas.museum und der Abteilung „Powerhouse“ und „Harry“ by Nick Lomb, nov 10, 2010, „Harry provides a guide on what to look for when viewing eta Carinae „findet sich unter anderem folgender Satz:

„... chief of the stars is bright ORANGE Eta, the orange colour seems to result from emission lines in the stars spectrum – mainly red H-alpha and blue-green H-beta.

Na also, keine optische Täuschung. Ein Hinweis für Andere, die vielleicht auch zuerst ihren Augen nicht trauen.

- 1) KALER, James B.; Stars and their Spectra, Cambridge University Press, 1989, S. 163
- 2) ders, S. 241
- 3) HOFFMEISTER, RICHTER, WENZEL; Veränderliche Sterne, 3. Auflage, Leipzig, 1990, Seite 179
- 4) SCHOLZ; Die Physik der Sterne, Berlin, 2018, Seite 609 ff.
- 5) PETIT; Les Etoiles variables; Paris, 1982, Seite 141
- 6) PERCY; Understanding Variable Stars, Cambridge, 2011, S. 309 f.

Betrachtungen zur Apertur bei nicht aufgelöstem Begleiter

Mario Ennes, Walter Fürtig und Eberhard Splittgerber

Abstract: *Specially for short and medium focal length images crowded fields or nearby optical companions of variables are a challenging situation when using apertures for photometry. Several sophisticated methods are in use to bypass the known problems. We try to get an estimate of the deviations from exact results derived from higher resolution images.*

Die Ergebnisse der Apertur-Photometrie sind abhängig von der geeigneten Wahl der Blendendurchmesser, welche die Berechnung des Veränderlichensignals und des Himmelshintergrundes ermöglichen. Angeregt durch die Frage, ob Aufnahmen mit kurzbrennweitigen Teleskopen oder Objektiven zur Aperturphotometrie prinzipiell und für GP And im Besonderen geeignet sind, werden einige Überlegungen zu diesem Thema angestellt.

Einleitung

Nach der Vorstellung des Feldes GP And wird anhand einer konkreten Beobachtungsreihe von GP And mit einer "nichtauflösenden" Optik dargestellt, welche photometrischen Ergebnisse prinzipiell damit erzielt werden können. Es folgen kurze mathematische Betrachtungen, die die prinzipiellen Grenzen in solchen Fällen ausleuchten und anhand von GP And verifizieren. Abschließend wird ein Ausblick auf mögliche beobachtungstechnische Anwendungen gegeben.

Beobachtungsreihe GP And

Neben vielen anderen Feldern wird auch das Feld GP And regelmäßig an der Sternwarte Sonneberg (WF) photographiert. Zum Einsatz kommt dabei ein Tessar 80/360 mit einer Canon EOS 5D Mark I mit 4386x2920 Pixeln, was zu einer rechnerischen Auflösung von 4.73"/px führt. Als Belichtungszeit wird bis auf wenige Ausnahmen 180 s bei ISO 400 im Raw-Format (CR2) gewählt. Die Feldmitte liegt bei etwa $\alpha=0^{\text{h}} 54^{\text{min}}$ und $\delta=+23^{\circ} 22'$. Die bei gutem Himmel erreichbare Grenzhelligkeit beträgt ca. 14mag.

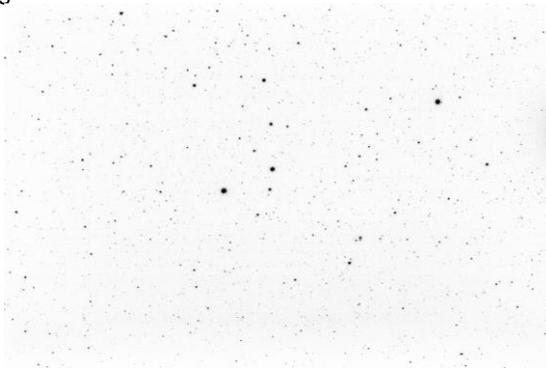


Abb. 1: GP And - Aufnahme: 1.1.2020

Detaildarstellungen der astrometrierten Version in Aladin gestatten es z.B. einen der Gaia-Kataloge ([ESA20]) zu überblenden und mit einem Filter für die Grenzhelligkeit nur die sichtbaren Katalogsterne anzuzeigen. Die Abbildung 2 zeigt die Umgebungskarte als Ausschnitt des Komplettfeldes. Trotz der theoretischen Auflösung von knapp $5''/\text{px}$ der Chip-Objektiv-Kombination (bei $1.66''$ des Tessars) können GP And und sein "optischer Begleiter" TYC 1739-1526-2 in $11''$ nicht getrennt werden. Eine etwas länglichere Form des Sternbildchens in Richtung S-O-O ist bei der Verwendung der oben genannten Aufnahmeoptik allenfalls in extremer Vergrößerung zu erahnen.

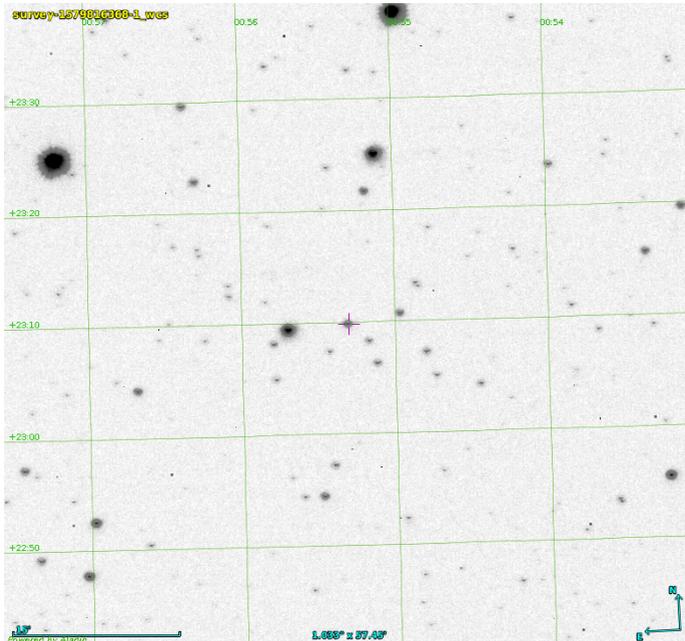


Abb. 2: GP And Umgebung – Detail-Ansicht (Aladin)

Auswertung mit Muniwin

Um der Frage auf den Grund zu gehen, was trotz dieses nichtaufgelösten Begleiters auswertbar ist und wie sich der nahestehende TYC 1739-1526-2 auf die Ergebnisse konkret auswirkt, wurde eine Zeitreihe des Feldes GP And mit Muniwin analysiert. Eine Aufnahmereihe von GP And, die vor zwei Jahren am 1.1.2020 entstand (WF), wurde mit Muniwin für diese Untersuchung ausgewertet (ES). Als Grundlage für die Auswertung standen Aufnahmen zw. 17:30 und 00:00 UTC zur Verfügung. Die zeitliche Veränderung der Helligkeit lässt selbst in dieser einfachen Darstellung die einfachsten Lichtkurvenelemente bereits sehr gut erkennen (siehe Abb. 3). Die Periode lässt sich auf ca. 1h 50min abschätzen und die Amplitude der Helligkeit liegt bei ca. 0.55 mag. Dargestellt ist die Differenz der instrumentellen Helligkeit zw. GP And und einem Vergleichssterne (V-C).

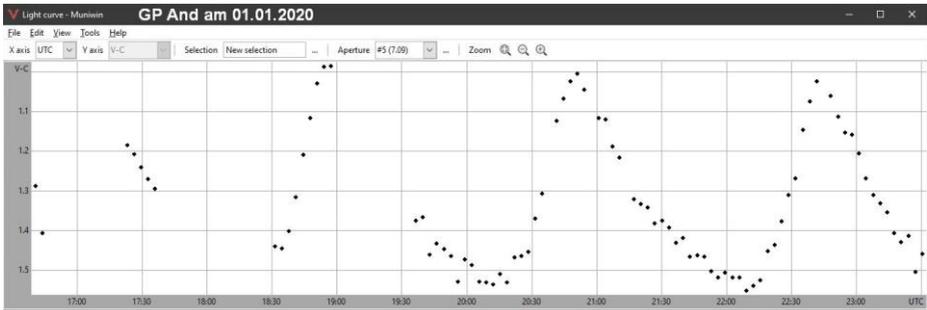


Abb. 3: GP And - Muniwin, Filter: TG

Mathematische Betrachtung

Die in der obigen Lichtkurve beobachtete Amplitude der Helligkeitsschwankung ist durch den mitgemessenen Strahlungsfluss des optischen Begleiters natürlich verfälscht. Im Folgenden wird versucht, eine Abschätzung der Verfälschung im vorliegenden Fall vorzunehmen, als auch eine allgemeingültige Formel für solch eine Abschätzung herzuleiten.

Dazu werden zwei Grenzfälle betrachtet. Fall A beschreibt das System GP And ohne optischen Begleiter, Fall B berücksichtigt den optischen Begleiter von GP And. Fall A und B gehen also von einer *kompletten Einbeziehung* oder *Nichteinbeziehung* des zusätzlichen Strahlungsflusses des Begleiters aus. Dann gilt für die Differenz von Helligkeitsminimum und Helligkeitsmaximum von GP And:

$$\Delta m_A = m_{0A} - m_{1A} = -2.5 \cdot \left(\frac{\phi_0}{\phi_0 + \Delta \phi} \right) \quad (1)$$

$$\Delta m_B = m_{0B} - m_{1B} = -2.5 \cdot \left(\frac{\phi_0 + \phi_B}{\phi_0 + \phi_B + \Delta \phi} \right) \quad (2)$$

m_{0A} Helligkeit GP And im Minimum (ohne Begleiternelligkeit)

m_{1A} Helligkeit GP And im Maximum (ohne Begleiternelligkeit)

m_{0B} Helligkeit GP And im Minimum (mit Begleiternelligkeit)

m_{1B} Helligkeit GP And im Maximum (mit Begleiternelligkeit)

m_B Helligkeit des Begleiters

ϕ_0 Photonenfluss GP And im Minimum

$\phi_0 + \Delta \phi$ Photonenfluss GP And im Maximum

ϕ_B Photonenfluss Begleiters

Um die beiden Fälle A und B quantitativ miteinander vergleichen zu können, wird der Flussquotient in Gleichung (2) durch den Flussquotienten in Gleichung (1) mittels

eines multiplikativen Faktors R beschrieben. Er gibt die Veränderung von $\frac{\phi_0}{\phi_0 + \Delta \phi}$ durch die Anwesenheit eines (oder mehrerer) Begleiters an:

$$\frac{\phi_0 + \phi_B}{\phi_0 + \phi_B + \Delta \phi} \stackrel{!}{=} R(\phi) \cdot \left[\frac{\phi_0}{\phi_0 + \Delta \phi} \right] \quad (3)$$

Auflösen der Gleichung (3) nach R liefert:

$$R(\phi_B) = \left[\frac{\phi_0 + \phi_B}{\phi_0 + \phi_B + \Delta \phi} \right] \cdot \left[\frac{\phi_0 + \Delta \phi}{\phi_0} \right] \quad (4)$$

Setzt man Gleichung (3) in (2) ein, erhält man die gewünschte Darstellung und die Berechnungsformel für die anzubringende Korrektur im Gegensatz zum Fall ohne die Beeinflussung durch einen Begleitstern.

$$m_{0B} - m_{1B} = \underbrace{-2.5 \cdot \log(R(\phi_B))}_{\text{Korrektur}} - 2.5 \cdot \log\left(\frac{\phi_0}{\phi_0 + \Delta \phi}\right)$$

$$\Delta m_B = \underbrace{-2.5 \cdot \log(R(\phi_B))}_{\text{Korrektur}} + \Delta m_A$$

$$\Delta m_A = \Delta m_B + \underbrace{2.5 \cdot \log(R(\phi_B))}_{\text{Korrektur}} \quad (5)$$

Die Richtigkeit der Formel (5) kann z.B. für die beiden Extremfälle kein Begleiter oder ein extrem heller Begleiter überprüft werden.

Der erste Grenzfall liefert: $R(\phi_B=0)=1 \Rightarrow \text{Korrektur}=0 \Rightarrow \Delta m_B = \Delta m_A$

Falls also kein Begleitstern einen Photonenfluss beisteuert, sind Fall A und Fall B wie erwartet identisch, was der idealen Apertur-Photometrie ohne störenden Begleiter entspricht.

Für den zweiten Fall liefert die Gleichung (4) zunächst den $\lim_{\phi_B \rightarrow \infty} R(\phi_B) = \frac{\phi_0 + \Delta \phi}{\phi_0}$
Eingesetzt in (5) ergibt das:

$$\Delta m_B = -2.5 \cdot \log\left(\frac{\phi_0 + \Delta \phi}{\phi_0}\right) - 2.5 \cdot \log\left(\frac{\phi_0}{\phi_0 + \Delta \phi}\right)$$

$$\Rightarrow \Delta m_B = -2.5 \cdot \left(\log\left(\frac{\phi_0 + \Delta \phi}{\phi_0}\right) + \log\left(\frac{\phi_0}{\phi_0 + \Delta \phi}\right) \right)$$

$$\Rightarrow \Delta m_B = -2.5 \cdot \log(1)$$

$$\Rightarrow \Delta m_B = 0$$

Falls der Begleitstern also sehr viel heller als der betrachtete Veränderliche ist, spielt die Helligkeitsschwankung des Veränderlichen keine Rolle und es ist keine Änderung im Photonenfluss beobachtbar. Zur Abschätzung der Größenordnung des Korrektur-

terms im Falle von GP And in den Formeln (4) und (5) werden drei relative Photonenflüsse ϕ_b, ϕ_0 und $\Delta\phi$ benötigt. Mögliche Quellen für die im Folgenden verwendeten Werte sind Online-Kataloge und AAVSO-Lichtkurven. Setzt man für $\phi_B=1$ und für die Helligkeiten des Begleitsterns 12.31 mag, von GP And im Minimum ca. 11.1 mag und im Maximum 10.4 mag an, dann kommt man mit (1) zunächst auf folgende relative Flüsse $\phi_B=1, \phi_0=3.05$ und $\phi_0+\Delta\phi=5.82$.

Insgesamt lässt sich damit die Korrektur zu 0.14 mag ermitteln. Die Amplitude der Helligkeitsschwankung von GP And ist im Falle einer gemeinsamen Apertur-Photometrie des Begleitsterns und von GP And also um ca. 0.14 mag zu gering. Geht man ungefähr von den oben aus der Lichtkurve grob abgeschätzten 0.55 mag (Fall B) aus, landet man bei ca. 0.69 mag (Fall A), was mit den beiden jüngsten Lichtkurven von GP And bei der AAVSO (28.10. / 9.11.21, TG) sehr gut übereinstimmt. An dieser Stelle sei nochmal betont, dass die beiden Formeln (4) und (5) nur bei (z.B. aus Katalogen) bekannten Werten für ϕ_b, ϕ_0 und $\Delta\phi$ eine Abschätzung der ungestörten Amplitude zulassen.

Damit ist zunächst nichts gewonnen. Mit der Beobachtung der Helligkeitsdifferenz Δm_B in Anwesenheit eines (oder mehrerer) Begleiter gelingt es, den Wert für $\Delta\phi$ zu berechnen und damit nur noch zwei Kataloggrößen zu benötigen um die ungestörte Amplitude abzuleiten. Gleichung (2) umgestellt ergibt:

$$\Delta\phi = (\phi_0 + \phi_B) \cdot \left(10^{\frac{\Delta m_B}{2.5}} - 1\right) \quad (6)$$

Zusammenfassend lässt sich also sagen: mithilfe zweier Katalogwerte (ϕ_0, ϕ_B sind berechenbar aus m_{0A}, m_B) und zweier Messwerte (m_{0B}, m_{1B}) lässt sich auch mit einer nichtauflösenden Optik die "wahre" Amplitude eines Veränderlichen mittels Aperturphotometrie berechnen. Bei den gerade gemachten Abschätzungen wurde z.T. mit Werten gearbeitet, die zu verschiedenen Zeitpunkten gewonnen wurden. Wegen des δ -Scuti-Typs von GP And sind Amplitudenwerte über längere Zeiträume nicht vergleichbar und zur Verifikation eines Zusammenhangs nicht geeignet.

GP And zeitgleich mit zwei verschiedenen Optiken

Um die Formel (5) für GP And genauer zu überprüfen, sollte in einem definierten Zeitfenster mit zweierlei verschiedenen Optiken (a und b) eine Lichtkurve über 4-5 h gewonnen werden. Eine der beiden Optiken (a) sollte den optischen Begleiter nicht trennen, die andere (b) hingegen schon. Mit den Reihenaufnahmen der beiden werden dann jeweils die Lichtkurven und insbesondere deren Amplituden bestimmt. Bei der Auswertung der Bilder von (a) sollte darauf geachtet werden, die Apertur so groß zu wählen, dass auch der Begleitstern in die Photometrie von GP And komplett mit eingeht. Die Apertur von (b) sollte möglichst so gewählt werden, dass nur GP And einen photometrischen Beitrag leistet. Mit den so erhaltenen instrumentellen Helligkeiten und den daraus abgeleiteten Lichtkurven kann dann Gleichung (5) überprüft werden. Zusätzlich entsteht in diesem Fall die Möglichkeit die "wahre" Amplitude aus zwei Messungen zu erhalten. Direkt über die Photometrie des aufgelösten Bildes einerseits und mit den ebenfalls daraus enthaltenen Werten für

ϕ_0 und ϕ_B und den Weg über die "reduzierte" Amplitude (Gleichung (6), (4) und (5)) andererseits.

FG Sge als Extrembeispiel

Ein extremes und zugleich prominentes Anwendungsbeispiel für Formel (5) ist der Veränderliche FG Sge ([HRW70], [Ric60]). Entdeckt von Cuno Hoffmeister (S 3702), bekam der Veränderliche die vorläufige Bezeichnung 1943.0377 und erhielt in der 41. Benennungsliste der AG seine endgültige Bezeichnung. Durch zahlreiche photometrische und spektroskopische Eigenmessungen, sowie durch Hinzunahme anderer Messungen konnten W.Fürtig, W.Wenzel sowie G.H.Herbig und A.A.Boyarchuk den Helligkeitsanstieg von FG Sge beginnend ab ca. 1890 bis 1970 sehr genau dokumentieren ([W F71], [HB68]). Ab 1992 zeigte FG Sge dann teilweise sehr starke Helligkeitsschwankungen, die ihn z.T. bis unter 17 mag fallen ließen.

In Abbildung 4 sind die Einzel-Helligkeiten und Einzel-Intensitäten verschiedener Komponenten und Teilsysteme von FG Sge dargestellt. Die Gaia-EDR3-Helligkeit von 19,35 (phot_g_mean_mag) wird als Bezugspunkt der Intensitäten willkürlich auf 1 gesetzt. Alle Begleitsterne in weniger als 10" Entfernung sind in der Intensitätsberechnung berücksichtigt. Den größten Beitrag zur Gesamtintensität von 1069 leistet der Nachbarstern in 8" Entfernung mit 1067. Das Gesamtsystem FG Sge hat damit eine scheinbare Helligkeit von 11,7 mag (der Planetarische Nebel Helixe 1-5 ist dabei nicht berücksichtigt). Soll die minimale Helligkeitsänderung von 0,05mag, die mit dem oben genannten Equipment noch auflösbar ist, detektiert werden, d.h. das Gesamtsystem wäre dann 11,72 mag hell, müsste das Gesamtsystem eine Intensität von 1127 besitzen, d.h. um 57-58 Intensitätsstufen heller sein. Eingesetzt in die Formel für den Korrekturwert ergibt sich $R(\phi_B)$ zu 4,37 mag. D.h. der wahre Helligkeitsunterschied von FG Sge beträgt bei angenommenen beobachteten 0,05 mag in Wirklichkeit schon 4,42 mag, d.h. hier liegt eine große "Untersetzung" der tatsächlichen zur beobachteten Helligkeit vor. FG Sge sollte deshalb, falls möglich, mit einer auflösenden Optik fotografiert und photometriert werden, um Helligkeitsänderungen an der Detektionsgrenze des eingesetzten Systems messen zu können.

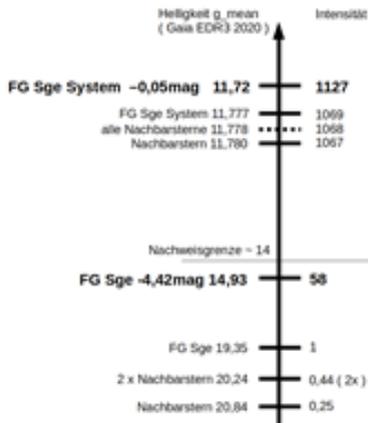


Abb. 4: FG Sge - Helligkeiten und Intensitäten

Andere optische Doppelsterne mit einem oder mehreren Veränderlichen

Die Überprüfung der Gleichung (5) ist natürlich nicht auf GP And und FG Sge beschränkt, sondern sollte mit anderen optisch engen Paaren im Abstand von ca. 10-30" ebenfalls möglich sein. Idealerweise ist der veränderliche Teil dieses Paares ein Kurzperiodischer, damit innerhalb einer Beobachtungsnacht die Amplitude der Lichtkurve bestimmt werden kann. Ob und wie viele andere geeignete solcher Paare es gibt, hängt u.a. von der Reichweite der verwendeten Optiken ab. Interessant sind auch optische Doppelsterne, bei denen der veränderliche Teil, wie bei FG Sge momentan, den wesentlich leuchtschwächeren Teil darstellt. Dort bietet die Formel (5) die Möglichkeit einer Vorabschätzung der tatsächlichen Helligkeitsschwankung des "überstrahlten" Veränderlichen zu bekommen, d.h. eine quantitative Einschätzung, ob sich ein Helligkeitsabfall detektieren lässt und sich eine Beobachtung lohnt.

Eine Liste der Kandidaten, die für Verifizierungsbeobachtungen in Frage kommen, lässt sich automatisiert mit der untenstehenden ADQL (AstronomicalDataQueryLanguage)-Abfrage erstellen. Es werden zu allen Kandidaten aus dem GCVS-Katalog, die im Maximum heller als 12 mag sind, eine Periode kürzer als 0.25d und eine Deklination größer als -20° haben, alle Nachbarn des GaiaEDR3-Katalogs ([ESA20]) im Umkreis von 25" herausgesucht. Die resultierende Liste führt in den ersten drei Spalten GCVS-Informationen (Name, Rektaszension und Deklination) zu dem Veränderlichen evtl. auch mehrfach auf (wenn dieser einen oder mehrere optische Begleiter hat). Es schließen sich fünf Spalten mit Informationen zu dem optischen Begleiter an (Rektaszension und Deklination aus GaiaEDR3, der berechnete Abstand zum Variablen in Bogengrad, die Gaia-Helligkeit im grünen Bereich, sowie eine eindeutige Identifikation im GaiaEDR3-Katalog ([ESA20])). Die jeweils erste Zeile zu einem Variablen ist der Variable selbst mit seinen GCVS und Gaia-Daten. Erkennbar ist dies an der Entfernung im Bereich von 10^{-5} - 10^{-6} ["] (spiegelt die minimal unterschiedlichen Rektaszension- und Deklinations-Werte für den Variablen in beiden Katalogen wieder). Die gemachten Einschränkungen auf Seiten des GCVS-Katalogs entsprechen dem Bildfassungssystem, das an der Sternwarte Sonneberg für die Feldaufnahmen verwendet wird. Sie können durch Abändern der Werte jederzeit an andere Gegebenheiten angepasst werden ([Uni22]).

```
SELECT t1.VarName AS GCVS_NAME,
t1.RAJ2000 AS GCVS_RA_DEG,
t1.DEJ2000 AS GCVS_DE_DEG,
t2.RAJ2000 AS GAIA_RA_DEG,
t2.DEJ2000 AS GAIA_DE_DEG,
DISTANCE(POINT('ICRS',t1.RAJ2000,t1.DEJ2000),POINT('ICRS',t2.RAJ2000,t2.DEJ
2000)) AS DIST_DEG,
t2.Gmag AS GAIA_GMAG,
t2.Source AS GAIA_ID
FROM "B/gcvs/gcvs_cat" t1, "I/350/gaiaedr3" t2
WHERE t1.magMax<=12.0
AND t1.Period<=0.25
AND t1.DEJ2000>=-20.0
AND 1=CONTAINS(POINT('ICRS',t1.RAJ2000,t1.DEJ2000),
CIRCLE('ICRS',t2.RAJ2000,t2.DEJ2000, 25/3600.))
ORDER BY GCVS_RA_DEG ASC, GCVS_DE_DEG ASC, DIST_DEG ASC;
```

Von den insgesamt 374 Variablen, die die Selektionsbedingungen erfüllen, haben 71 keinen optischen Begleiter, 202 2-9 Nachbarn, 93 10-50 Begleiter und 8 mehr als 50(!). Der Spitzenreiter ist V369 Sct mit 118 optischen Nachbarn (siehe folgende Query):

```
SELECT t1.VarName AS GCVS_NAME, COUNT (*) AS N_NEIGHB
FROM "B/gcvs/gcvs_cat" t1, "I/350/gaiaedr3" t2
WHERE t1.magMax<=12.0
AND t1.Period<=0.25
AND t1.DEJ2000>=-20.0
AND 1=CONTAINS(POINT('ICRS',t1.RAJ2000,t1.DEJ2000),
CIRCLE('ICRS',t2.RAJ2000,t2.DEJ2000, 25/3600.))
GROUP BY t1.VarName
ORDER BY N_NEIGHB DESC;
```

Danksagung

Dieser Artikel verwendet Bilder der Sternwarte Sonneberg aus der laufenden Himmelsüberwachung und deren Auswertung (Feld GP And).

Dieser Artikel verwendet das SW-Paket Muniwin in der Version 2.1.29, David Motl et.al.

This research has made use of "Aladin sky atlas" developed at CDS, Strasbourg Observatory, France (see 2000A&AS..143...33B).

Dieser Artikel verwendet das Service Protokoll TAP und die Query-Language ADQL für den Zugriff auf Vizier Tabellen.

Literatur

[Ric60] G. Richter. "Der Nova-ähnliche Veränderliche 377.1943 Sagittae". In: *Astronomische Nachrichten* 285 (Aug. 1, 1960), S. 274

[HB68] G. H. Herbig and A. A. Boyarchuk. "The Peculiar Variable FG Sagittae". In: *The Astrophysical Journal* 153 (Aug. 1, 1968). S. 397

[HRW70] C. Hoffmeister, N. Richter, und W. Wenzel. "Veränderliche Sterne", S. 192,193.

[W F71] W. Wenzel und W. Fürtig. "FG Sagittae". In: *MVS* 5 (Apr. 22, 1971), S. 165.

[ESA20] ESA. Gaia EDR3, cosmos.esa.int/web/gaia/earlydr3.

[Uni22] Université de Strasbourg/CNRS. Tap Vizier. Jan. 2022. URL: <https://tapvizier.cds.unistra.fr/adql/>.

Mario Ennes, Mario.Ennes@t-online.de

Walter Fürtig, w.fuertig@t-online.de

Eberhard Splittgerber, ebing.splitti@web.de

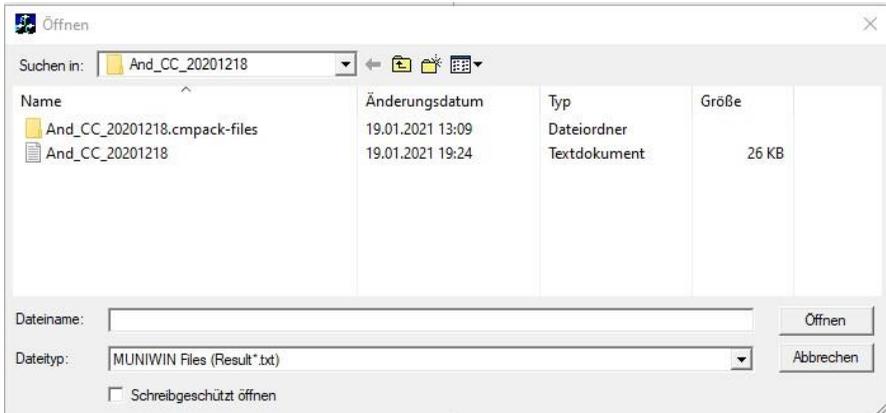
Die Rundbrief-Redaktion:

3. Teilabdruck der Anleitung zur Photometrie von J. Spelda und V. Wickert

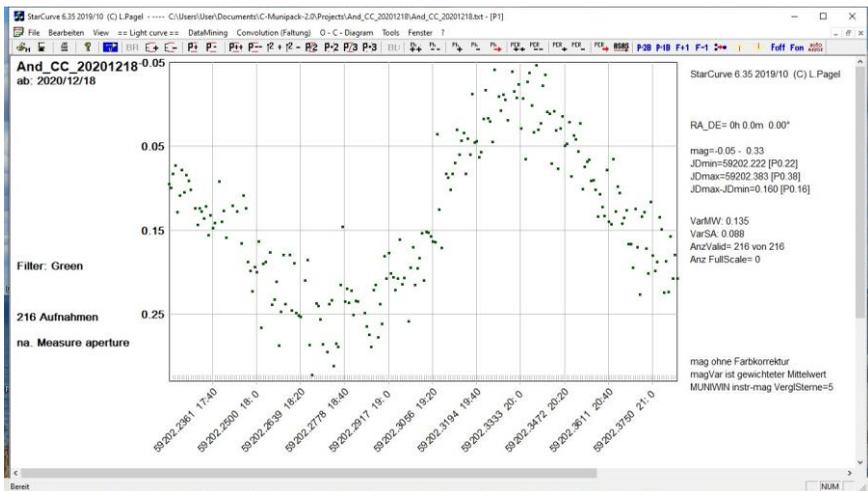
1. Teil Rundbrief 3-2021, S. 164 und 2. Teil Rundbrief 4-2021, S. 237

DSLR/DSLML-Photometrie von Veränderlichen mit Fotoobjektiven – ein Update

Jörg Spelda und Volker Wickert



Die mit Muniwin erstellte Lichtkurve wird nun auf der StarCurve-Oberfläche angezeigt.



Weiter werden unter -> == *Light curve* == -> *Setting Lichtkurve* die notwendigen Parameter eingetragen.

Settings: StarCurve

Stars

VarName Her AR
And_CC_20201218

BAV Name: Type:

RAh RA m DE h m +
 Minimum Maximum
 Secondary minima

C-Stars mag
MUNIWIN instr-mag Vergf: val

VergfStern1 0
VergfStern2 0
VergfStern3 0
VergfStern4 0
VergfStern5 0

Farbkanaele
 BLUE B-V
 VISUAL (G) V-R
 RED

Estimated error
 5 for MAX
 5 for MIN
 Minutes Days

Photo
 Chip Temperature
 Exposure time
 1 Measure Aperture

Cam + Tel

Camera
 Chip size
 Pixel distance
 Binning
Green Filter= CV(none), TG, Jr, TRITGTB, RGB=Farbkorr.
 Telescope
 Focal length

Observer
 Observer+BAV-abbr
 Location

Ausreißer beim lesen eliminieren 0 Sigma 0,1,2,3
Elimination low values 0,01 0..1,0
E elimination of errors

Display
 -0,05 mag minimal fix big points
 0,33 mag maximal -colored conv. -Vergleich
 Fourier Approx. 1.+2. derivation
 3 Coeff. 1...20
 1 Period (days) AnzBereich x2
 Moving average
 49 Number of values for moving average (odd number)
 1 Katalog-Periode 0 Kat-Epoche

Color Correction + AAVSO average of day Tb 0
 0,1 MAG ERROR (mag) Tg 0
 na KNAME (check star) Tr 0
 use Tbv Tvr Tbv 1 Cbv 0
 Cbv Cvr Tvr 1 Cvro 0
 na Chart yymmdd

DETAILS allowed
 Daylight saving
 0 Time difference(h)
 1 max Error

Eingabemaske von StarCurve in der Grundeinstellung,

Settings: StarCurve

Stars

VarName Her AR
And CC

BAV Name: WKT Type: HADS

RAh RA m DE 00 h 43 m 42 +
 Minimum Maximum
 Secondary minima

C-Stars mag
MUNIWIN instr-mag Vergf: val

HD 3639 8.753
UCAC4-656-002727 9.2
UCAC4-652-002691 9.326
BD+40 145 9.319
UCAC4-652-002713 9.462

Farbkanaele
 BLUE B-V
 VISUAL (G) V-R
 RED

Estimated error
 5 for MAX
 5 for MIN
 Minutes Days

Photo
 10 Chip Temperature
 30 Exposure time
 1 Measure Aperture

Cam + Tel

Canon EOS M5 Camera
 6000x4000 Chip size
 3.7um Pixel distance
 1 Binning
TG Filter= CV(none), TG, Jr, TRITGTB, RGB=Farbkorr.
 Festbrennweite 135 mm f:4 Telescope
 Focal length

Observer
 V. Wickert WKT Observer+BAV-abbr
 Mülheim Location

Ausreißer beim lesen eliminieren 0 Sigma 0,1,2,3
Elimination low values 0,01 0..1,0
E elimination of errors

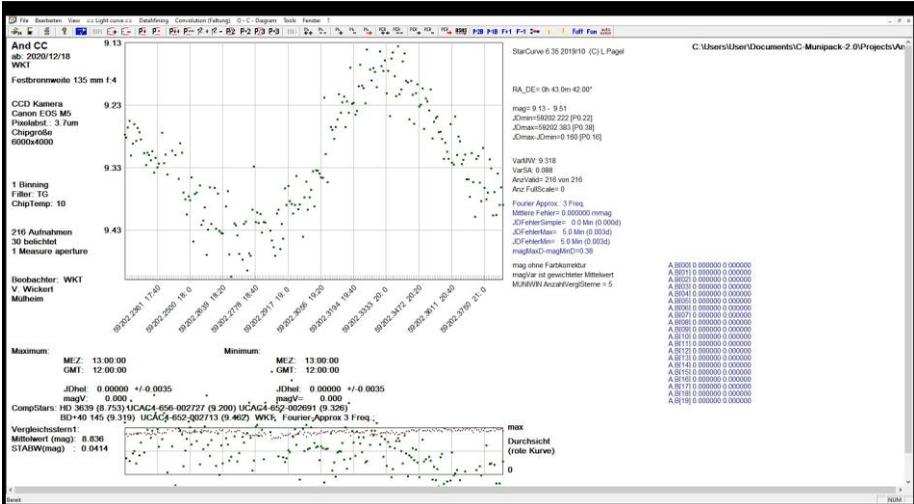
Display
 -0,05 mag minimal fix big points
 0,33 mag maximal -colored conv. -Vergleich
 Fourier Approx. 1.+2. derivation
 3 Coeff. 1...20
 0,1249078 Period (days) AnzBereich x2
 Moving average
 49 Number of values for moving average (odd number)
 1 Katalog-Periode 0 Kat-Epoche

Color Correction + AAVSO average of day Tb 0
 0,1 MAG ERROR (mag) Tg 0
 na KNAME (check star) Tr 0
 use Tbv Tvr Tbv 1 Cbv 0
 Cbv Cvr Tvr 1 Cvro 0
 na Chart yymmdd

DETAILS allowed
 Daylight saving
 0 Time difference(h)
 1 max Error

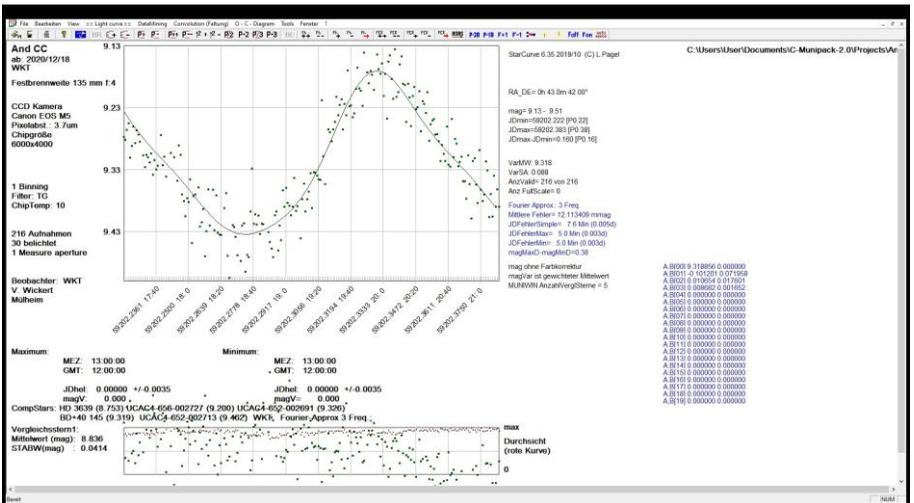
dieselbe Maske im ausgefüllten Zustand

Wurde die StarCurve-Settings-Maske mit den Parametern ausgefüllt und mit \rightarrow Calculation \rightarrow OK bestätigt so ergibt sich die folgende Ansicht:



Um einen Lichtkurvenzug zu erhalten, gibt es einen Menüpunkt \rightarrow = Light curve = \rightarrow > Fourier Approximation oder als Shortcut die Taste *f*.

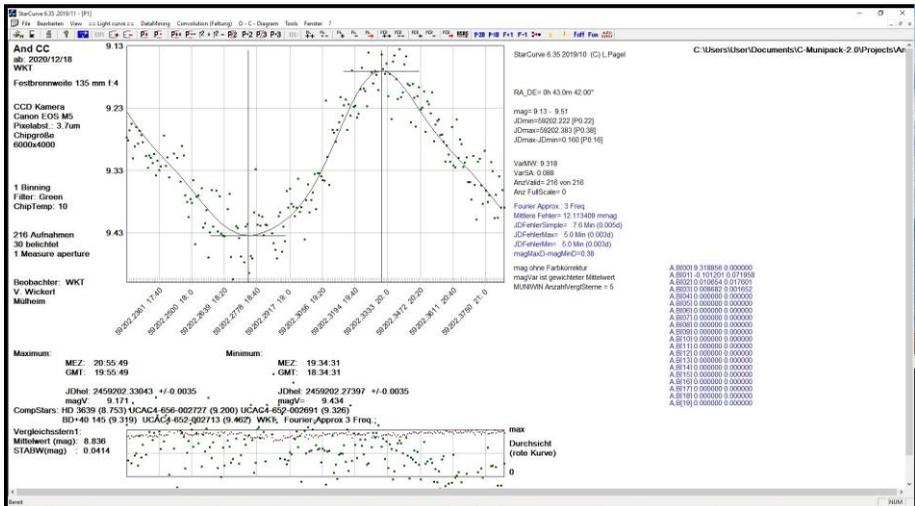
Daraufhin ergibt sich die folgende Grafik:



Die im Beispiel gezeigte Lichtkurve wurde mit einer Fourier Approximation mit drei Frequenzen erstellt.

Eventuell kann hier eine andere Einstellung der Frequenzen erforderlich sein. Eine solche Änderung kann über das Menü, aber auch mit den in der oberen Menüleiste vorhandenen Befehlen $F+1$ und $F-1$ erfolgen. Die Lichtkurve passt sich dann den Messwerten an, selbst wenn diese einer starken Streuung unterliegen. Wird die Frequenz geändert, so wird diese Änderung mit Drücken der Taste f in der Grafik aktualisiert.

Um die Minima und Maxima in den kalibrierten Helligkeiten und zu den zugehörigen Zeitpunkten zu ermitteln, kann das Menü \equiv *Light curve* \rightarrow *Search Maximum* oder \rightarrow *Search Minimum* angeklickt werden oder man benutzt das Icon mit dem roten senkrechten Strich auf der gelben Kurve in der oberen Menüleiste.



Anhand von 216 Aufnahmen, aufgenommen mit einer spiegellosen APS-C-Kamera (Canon EOS M5) und einem 135-mm-Teleobjektiv, nachgeführt auf einer Skywatcher Star Adventurer Reisemontierung, konnte so eine Lichtkurve des Veränderlichen CC Andromedae mit Maximumzeitpunkt, Maximumshelligkeit, Minimumszeitpunkt und Minimumshelligkeit erstellt werden.

Der Aufnahmeort für diese Aufnahmen war ein Feldweg in einer ländlichen Region mitten im lichtverschmutzten Ruhrgebiet.

Bildüberlagerung und Ausrichtung von Fotoserien

(unter Alinierung wird hier das Ausrichten der Aufnahmen zueinander verstanden)

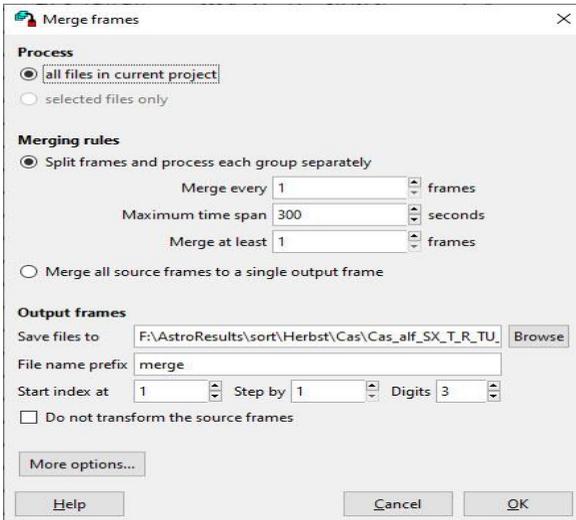
In den neueren Versionen von Muniwin ist ein weiterer Menüpunkt hinzugekommen: das *Frame merging*, auch Bildüberlagerung oder Stapelung (Stacking) genannt. Damit kann man eine beliebige Anzahl von Bildern zusammenfassen, z. B. wenn man nur kurz belichtete Aufnahmen vorliegen hat; weil die Qualität der Nachführung oder das Fehlen einer solchen keine längere Belichtungszeit erlaubt. Durch Stacking entstehen Summenbilder, die sich wie länger belichtete Aufnahmen verhalten. Das Rauschen ist deutlich reduziert (Wischniewski 2021, S. 203) und das Signal-Rausch Verhältnis verbessert, wodurch die Sterne besser erkannt bzw. Störungen seltener als Sterne

identifiziert werden. Zudem sind genauere Messungen möglich (Wischnewski 2013). Werden die Summenbilder im Gleitkomma-Zahlenformat gespeichert (in Muniwin: *single precision FP (8 bytes)*), so kommen die Pixelwerte im Gegensatz zu lang belichteten Einzelaufnahmen nicht in die Sättigung (Wischnewski 2021, S. 204). Dadurch lassen sich auf solchen Fotos Sterne eines wesentlich weiteren Helligkeitsbereiches vermessen als auf vergleichbar lang belichteten Einzelaufnahmen. Um das Stacking korrekt ausführen zu können muss Muniwin die einzelnen Aufnahmen nach dem Referenzbild ausrichten (= alinieren). Daher kann man den Menüpunkt *Frame merging* verwenden, um eine Serie genau ausgerichteteter Fotos zu erzeugen. Aus einer solchen Serie lässt sich mit einem astronomischen Bildbearbeitungsprogramm wie Fitswork ein Teilbereich ausscheiden. Eine solche Teilbereichsserie kann dann wieder als neues Projekt in Muniwin geladen werden. In solchen Teilbereichsserien erfolgen die Rechenvorgänge, wie Rauschfilter, Sternerkennung, Matching und Photometrie wesentlich schneller als bei voller Bildgröße. Auch ist es auf Teilbereichen einer Aufnahme wesentlich leichter die gesuchten Sterne zu finden, speziell wenn es sich um lichtschwache Sterne handelt.

Um das „Frame merging“ nutzen zu können, muss man für die Photometrie anstatt der Projektkategorie *Light curve* die Kategorie *CCD frame merging* auswählen. Ansonsten ist wie oben angegeben bei *Light curve* zu verfahren. Die Kategorie *CCD frame merging* hat zur Folge, dass ein weiteres Menü unter dem Drop-down-Menü mit der Bezeichnung *Make* erscheint. Dieses trägt die Bezeichnung *Merge frames*. Zusätzlich erscheint ein entsprechendes, funktionsgleiches Symbol in der Symbolleiste.

Aufpassen muss man, wenn als Quelldateien in Fitswork kalibrierte Grünkanal-FITS-Dateien Verwendung finden. In diesem Fall sollte der Parameter *Min. pixel value* auf einen sehr kleinen Wert (bewährt hat sich -1000) Ansonsten besteht die Gefahr, dass die resultierenden Summenbilder (s.u.) wie gesprenkelt aussehen, weil Muniwin den Pixelwert des Summenbildes auf 0 setzt, wenn eines der Quellbilder an der entsprechenden Position einen unzulässigen Pixelwert (bad pixel) aufweist. Bezüglich *Max. pixel value* beachte man zudem das Kapitel *Auswertung von Fotoserien langperiodischer Veränderlicher*. Zudem kann man den Wert von *Max. stars* deutlich vermindern (z.B. auf 1000 oder 50). Dies beschleunigt den bei großen Bildformaten und umfangreichen Serien oft beträchtlichen Zeitaufwand für die Berechnungen.

Zunächst wird wie oben bei *Light curve* beschrieben eine *Express reduction* durchgeführt. Anschließend wählt man aber nicht *Plot* -> *Light curve*, sondern *Make* -> *Merge frames*. Nun erscheint ein Menü, in dem man die Parameter für die Bildverschmelzung eingeben kann.



Im oben dargestellten Beispiel wurden die Parameter so gewählt, dass keine Bilder zusammengefasst werden (*merge every 1 frames, Maximum time span 300 seconds, merge at least 1 frames*). Stattdessen werden ausgerichtete Bilder gespeichert, was dann an mehr oder weniger großen dunklen Rändern an manchen Seiten erkennbar ist. Sind bei diesen Bildern die schwarzen Randbegrenzungen nicht rechtwinklig zueinander ausgerichtet oder sind die Bilder gänzlich schwarz, so erfolgte nur ein unzureichendes Matching. In diesem Fall muss entweder der Matchingvorgang wiederholt werden (eine Erhöhung des FWHM-Wertes z.B. von 4 auf 6 wirkt oft Wunder) oder es müssen, beim Stacken mehrere Bilder, unzureichend erkannte Bilder aus dem Projekt entfernt werden.

Vor allem bei durch nebeliges Wetter sternarmen Aufnahmen erlaubt ein geringerer Wert von *Max. stars* (50) oftmals das Ausspielen korrekter Summenbilder, wenn dies bei einem Wert von 1000 nicht möglich ist. Ein Wechsel des Matching-Algorithmus brachte demgegenüber keinen Fortschritt. Als Faustregel kann gelten, dass auf den einzelnen Frames beim Matching mindestens 15-20% der Sterne erkannt werden sollten, damit die Bildüberlagerung korrekte Summenbilder liefert.

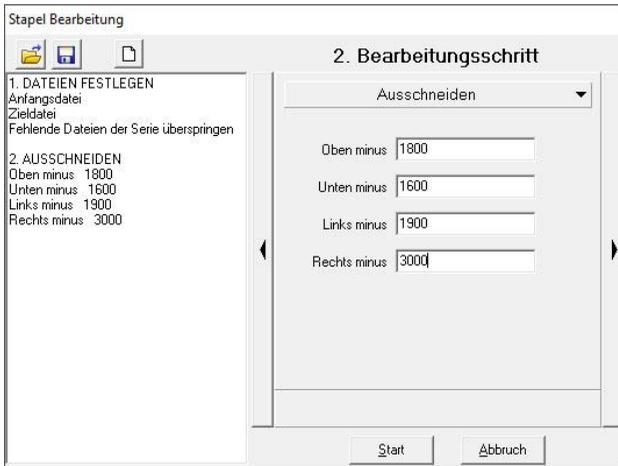
Leider spielt Muniwin die Bilder auf den Kopf gestellt (vertikal gespiegelt) aus. Entweder verzichtet man daher beim Einlesen der Originalbilder auf die Option „*flip vertically*“, oder man unterzieht die ausgerichteten Ausgabebilder in Fitswork einer erneuten Stapelbearbeitung: *Datei -> Stapelbearbeitung (Anfangsdatei wählen, Alle Dateien im Ordner aktivieren) -> Funktion wählen -> Bild spiegeln-> Funktion wählen -> Bild rotieren: Grad: 180.*

Man kann den Rotationswinkel auch so wählen, dass die Bilder wie auf den Sternkarten ausgerichtet sind. Bei der Wahl des richtigen Winkels hilft ein vorangegangenes Erkennen der fotografierten Himmelsregion mit *All Sky Plate Solver* (Benitende o. J. [2021]).

Diese in einem eigenen Verzeichnis abgespeicherte Bildserie kann nun in Fitswork geladen werden, um eine interessierende Region (ROI) auszuschneiden. Im vorliegenden Beispiel wollen wir die Umgebung des Veränderlichen VV Cas ausschneiden, der sich auf unserer Fotoserie mit den Abmessungen 6016 x 4016 Pixel bei Position 2237, 2112 befindet. Wir wählen den Ausschnitt so, dass alle notwendigen Vergleichssterne auf dem Bildausschnitt enthalten sind.

In Fitswork sind dazu folgende Menüpunkte zu wählen:

Datei -> Stapelbearbeitung (Anfangsdatei wählen, Alle Dateien im Ordner aktivieren) -> Funktion wählen -> Bildgeometrie -> Ausschneiden



Wir erhalten jetzt eine verkleinerte Bilderserie der Ausmaße 1116 x 716, die Fitswork zur Unterscheidung von den Originalbildern mit dem Präfix *FW_[Bildname]* versieht. Diese verkleinerte Bilderserie können wir nun als neues Projekt (*Light curve*) wieder in Muniwin laden. Bezüglich der Wahl der Parameterwerte (speziell *Max. pixel value*) beachte man das nächste Kapitel „Auswertung von Fotoserien langperiodischer Veränderlicher“. Bei der *Express reduction* werden nun wesentlich weniger Sterne gefunden, nämlich 3340 in Frame #21, welches wir als Referenzframe ausgewählt haben. Wir begrenzen daher die maximale Anzahl der zu ermittelnden Sterne auf 3400 und erhalten die folgende Ausgabe:

Cas_VV_2020 - Muniwin

Project Frames Reduce Plot Tools Help

Frame #	Date and time (UTC)	Exposure	Filter	Stars found	Stars matched	Original file
1	2020-08-26 21:43:00	0.000		3400	2527	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
2	2020-09-04 22:36:00	0.000		3400	2458	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
3	2020-09-07 20:19:00	0.000		3400	2514	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
4	2020-09-08 21:34:00	0.000		3400	2308	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
5	2020-09-09 21:45:00	0.000		3400	2302	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
6	2020-09-09 23:12:00	0.000		3400	2396	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
7	2020-09-10 20:08:00	0.000		3400	2236	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
8	2020-09-11 23:38:00	0.000		3400	2986	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
9	2020-09-11 23:42:00	0.000		3400	2316	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
10	2020-09-12 21:04:00	0.000		3400	2269	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
11	2020-09-13 19:28:00	0.000		3400	2720	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
12	2020-09-13 20:50:00	0.000		3400	2446	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
13	2020-09-14 22:58:00	0.000		3400	2574	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
14	2020-09-15 22:25:00	0.000		3400	2472	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
15	2020-09-18 21:54:00	0.000		3400	2574	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
16	2020-09-19 21:20:00	0.000		3400	2560	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
17	2020-09-22 19:55:00	0.000		3400	2450	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
18	2020-09-27 21:41:00	0.000		3400	2525	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
19	2020-10-19 19:41:55	10.000		1085	940	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
20	2020-10-19 19:42:00	0.000		3400	2301	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
21	2020-10-24 21:02:12	10.000		3340	3340	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
22	2020-10-25 17:40:18	10.000		3400	2299	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
23	2020-10-27 19:45:21	10.000		3400	2520	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC
24	2020-10-27 23:48:10	10.000		3400	2357	F:\AstroResults\sort\Herbst\Cas\Cas_del_VV_RW_W_VZ_AC

Natürlich kann man auch mehrere Bilder zusammenfassen, z. B. immer 10, indem man den Wert von *merge every...frames* z. B. auf 10 setzt. Hat man aber einzelne Frames gelöscht, weil diese z. B. verackelt waren, so kann man verhindern, dass Bilder eines längeren Zeitraums vereinigt (gestackt) werden, indem man den Parameter *maximum time span ... seconds* begrenzt. Wählt man bei einer Aufnahmefolge (Einzelbelichtungszeit und Totzeit) von 30 Sekunden einen Wert von 300, so werden bei Bildausfällen entsprechend weniger Bilder vereinigt. Vorteilhaft ist, dass Aufnahmedatum und -zeit auf den Mittelwert der Einzelaufnahmen korrigiert werden, der Fitsheader also im Sinne von AAVSO und BAV korrekt geschrieben wird.

Es ist auch möglich, alle Bilder zu einem einzigen Summenbild zu vereinigen. Im Beispiel unserer oben aufgeführten Serie von CC And ergibt sich dann ein dekoratives, tief belichtetes Bild der Andromedagalaxie.

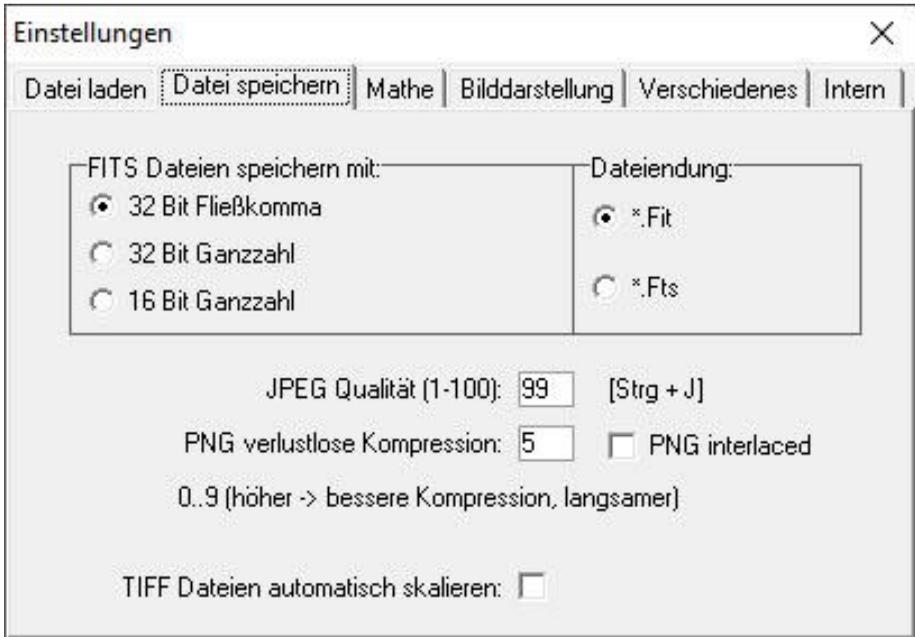
Auswertung von Fotoserien langperiodischer Veränderlicher

Möchte man langperiodische Veränderliche mit Muniwin photometrieren, so ergeben sich gegenüber „normalen“ Fotoserien einige Besonderheiten. Zum einen sind die einzelnen Aufnahmen nicht gleich ausgerichtet, sondern oft um einige Bogenminuten oder Grade gegeneinander verschoben und verdreht. Dabei sind die Bilder im Unterschied zu Serienaufnahmen nicht um einen etwa gleichbleibenden Abstand verschoben, sondern zufallsbestimmt. Auch in anderen Aufnahmeparametern unterscheiden sich Aufnahmen einzelner Nächte bzw. Nachtstunden sich beträchtlich z.B. bezüglich Durchsicht (Nebel) oder Mondschein. Daher ist es empfehlenswert die Aufnahmen vor der Photometrie richtig auszurichten.

Bei langperiodischen Sternen werden üblicherweise kurze Aufnahmeserien von 9 Bildern aufgenommen, die durch Bildüberlagerung (siehe oben) zu einem Summenbild zusammengefasst werden. Dies geschieht einerseits, um schwächere Sterne erfassen zu können und andererseits (aufgrund der längeren Gesamtbelichtungszeit) das Rauschen (Szintillationsrauschen) zu vermindern und die Messgenauigkeit zu erhöhen (PSF-Funktion kann besser angepasst werden, vgl. (Wischnewski 2021, S. 202–204), (Wischnewski 2013)). Neun Bilder sind bei handelsüblichen DSLR-Kameras die maximal mögliche Anzahl von Einzelaufnahmen bei der Verwendung des internen Selbstauslösers. Je Beobachtungsnacht werden bei langperiodischen Sternen meistens nur wenige Aufnahmeserien angefertigt. Bei Sternen mit Perioden von einigen Wochen erfolgt nur eine Aufnahme pro Nacht. Bei kürzer periodischen Sternen, deren Lichtwechsel sich im Verlauf weniger Tage abspielt, können auch Aufnahmen im Abstand von wenigen Stunden oder viertelstündlich sinnvoll sein. Wenn mehrere Objekte parallel erfasst werden sollen, wird das fotografierte Objekt von Aufnahmeserie zu Aufnahmeserie gewechselt. Aus diesem Grund ist es effizienter, für die Kalibrierung der Bilder das Programm Fitswork (Dierks o. J. [2014]) zu verwenden. Die fertig bearbeiteten Bilder werden dann bis zur photometrischen Auswertung in für die Beobachtungobjekte erstellten Unterverzeichnissen gesammelt.

Gute Einführungen zu Fitswork finden sich im Grundlagenwerk von Erik Wischnewski (Wischnewski 2021, 204-209, 251-252, 268-270, 409-410) sowie auf den Webseiten von Klaus Hohmann (Hohmann o. J. [2021a]). Dort ist auch eine Anleitung von Carsten Przygoda verlinkt (Przygoda o. J. [2009]).

Da bei Addition im Ganzzahl-System Information verloren geht, sollten alle Summenbilder im 32-Bit-Gleitkomma-Fits-Format gespeichert werden (Wischnewski 2021, S. 204). Daher muss dies zunächst in den Grundeinstellungen von Fitswork festgelegt werden: *Einstellungen -> Datei speichern*.



Nachdem, wie oben beschrieben, die Lights, Darks und gegebenenfalls auch Flats aufgenommen wurden, werden die RAW-Dateien in Fitswork verarbeitet. Dazu erzeugt man zunächst einmal Masterdarks und Masterflats, was sich in Fitswork in einem einzigen Arbeitsschritt durchführen lässt:

Datei -> Masterdark/-flat erstellen

**Buchbesprechung: George Johnson, Miss Leavitt's Star
Atlas Books, Great Discoveries, W. W. Norton &
Company, New York, London**

Zum 100. Todestag von Henrietta Swan Levitt am 12. Dezember 2021.

Die Dorfbewohner eines Dorfes tief in einem Canyon fabulieren über die Entfernungen von Gebirgen, die sie weit draußen über dem Canyon sehen und machen sich auf, diese zu erkunden. Der Autor spricht dann selbst von einem Buch, das er in der Jugend gelesen hat und welches ein Science-Fiction-Erlebnis beim Betrachten der Unendlichkeit des Himmels schildert. In einem weiteren Kapitel wird das Harvard-Observatorium beschrieben, seine Mitarbeiter*innen, die „Computer-Frauen“ und die Arbeiten und Forschungen des Direktors Edward Charles Pickering beim Aufbau des Observatoriums in Cambridge und auf der Süd-Halbkugel.

Henrietta Swan Levitt war eine der „Computer-Frauen“, 1868 als Tochter eines Reverend in Cambridge und Cleveland, Ohio geboren, besuchte sie mit 16 ein Musik-Konservatorium. Sie sang gerne Lieder und entwickelte mit der Zeit eine Schwerhörigkeit bis zur Taubheit. Sie wechselte zum College und belegte dort Mathematik und später am Radcliffe-College Astronomie, Physik und Mathematik in einem Vier-Jahres-Kurs mit Einführung zum nahegelegenen Observatorium, wo sie 1892 als „Computer“ für die Verarbeitung astronomischer Daten eingestellt wurde.

Nach mehreren familiären Reisen, auch nach Europa, blieb sie dann von 1902 bis zu ihrem Tod 1921 als Mitarbeiterin am Observatorium. Ohne jemals durch ein Teleskop geschaut zu haben, wertete Henrietta Sternaufnahmen auf Glasplatten, aufgenommen vom Nord- und Südhimmel aus, unter der Leitung von Edward Pickering. Ihre Auswertungen erfolgten durch Auflegen einer Glasplatte mit photographischen Stern-Aufnahmen auf einem Rahmen, der von hinten durch einen Spiegel das Tageslicht auf die Aufnahmen warf.

Sie arbeitet eng zusammen mit Williamina Fleming und Annie Jump Cannon, die selbst an Spektral-Klassifikationen von Sternen und Veränderlichen arbeiteten.

Neben routinemäßigen Helligkeitsmessungen testete sie Aufnahmen von verschiedenen Teleskopen unterschiedlicher Größe, u. a die kleiner Fernrohrtypen des Havard-Observatoriums als auch große Typen wie den 60-cm-Mount-Wilson Reflektor. Henrietta verwendete verschiedene Methoden zur Veränderlichen-Bestimmung, einmal durch die Überlagerung von positiven mit konsekutiv negativen Aufnahmen, dann mit einer Maske („fly-Spanker“) von Sternen bekannter Helligkeiten. Zur Zählung der Objekte bediente sie sich auf einer Glasplatte mit aufgetragenen Netzmaschen. In den Sternumgebungen von Orion und den Magellanschen Wolken vermutete sie nach 16 kompletten Helligkeitskurven von Veränderlichen einen Zusammenhang zwischen der Periode und der Leuchtkraft, die sog. Cepheiden, deren Prototyp seit 1785 bekannt war. Nach einer Krankheit während eines Besuchs ihrer Eltern kehrte sie zum Observatorium zurück und beobachtete weiter 25 Veränderliche, deren kompletten Lichtverlauf sie aufzeichnen konnte.

Aus diesen Kurven folgerte sie dann endgültig den Zusammenhang: Je länger die Periode eines Cepheiden ist, desto heller ist er. Insgesamt gelang es ihr, 1777 Variable und Cepheiden in den Magellanschen Wolken zu entdecken.

Der Autor blickt dann zurück auf astronomische Entfernungsbestimmungen mittels Triangulation, wie er es nennt, womit er die Parallaxenmethode mittels Erdbahndurchmesser beschreibt. Bei weit entfernten Sternen versagt die Methode und so war Henriettas „Leuchtkraft-Entfernungsmethode“ ein willkommener Anlass für einige Astronomen, diese auf neue Entfernungsmessungen anzuwenden. Nach dem Tod von Pickering traten neue Köpfe auf wie Harlow Shapley, ehemaliger Doktorant von George Ellery Hale, sein Freund Heber Curtis vom Lowell Observatorium und vor allem Ejnar Hertzsprung mit Henry Norris Russel, der von den Arbeiten der Harvard-„Computer-Frauen“ nichts hielt, im Gegensatz zu Shapley, der später Nachfolger von Pickering wurde.

Während sich Shapley mit Curtis über Entfernungen der Galaxien und Größe der Milchstraße stritt und versuchte, Henriettas Gesetz auf Veränderliche in Sternhaufen anzuwenden, machten ihm die beiden Hertzsprung und Russel diese Methode streitig. In der Tat kam dabei auch nichts heraus. Nachdem sie gesehen hatten, dass man mit Henriettas Gesetz wenig anfangen konnte zur Bestimmung der Entfernungen von Galaxien, Sternhaufen innerhalb und außerhalb der Milchstraße, bedienten sie sich der Spektralsequenzen von Annie Jump Cannon und wollten mit B-Typ Sternen (bläulich) die Entfernungen bestimmen.

In diesem Zusammenhang kreierten sie das bis heute gültige Hertzsprung-Russel-Diagramm von Spektraltyp/Leuchtkraft/Temperatur. Curtis schlug anstelle von B-Typen Sonnenähnliche Sterne vor. Alle kamen zu unterschiedlichen Entfernungen und diskutierten, ob die Galaxien innerhalb der Milchstraße oder als Inseln außerhalb lägen. Hale verstieg sich zu der Äußerung „Einstein in einige Regionen des Universums der „Vierten Dimension“ zu verbannen“, um ihn endlich los zu werden.

Dann kam Melvin Slipher vom Lowell-Observatorium und bediente sich des Doppler-Effekts, um Geschwindigkeit und Entfernung aus der Rotverschiebung von Sternen und Galaxien abzuleiten. Als dann um 1917 eine Nova in der Galaxie NGC 6946 (Feuergalaxie) auftauchte, glaubte man jetzt eine Möglichkeit zur Entfernungsbestimmung nach Henriettas Prinzip gefunden zu haben. Da Shapley auch an Henriettas Prinzip glaubte und die Computer-Frauen protegierte, schloss er sich dieser Entfernungsbestimmung von Novae in Sternhaufen und Galaxien an, obwohl hin und wieder, wenn es mal nicht klappte, er dann von „falschen Cepheiden“ sprach.

Da tauchte ein Astronom vom Mount-Wilson-Observatorium namens Adrian van Maanen auf, ein ehemaliger Student des Holländers Jakobus Kapteyn, der die Milchstraße für eine Spiralgalaxie hielt. Dieser ehemalige Student behauptete, die Milchstraße drehe sich wie die bekannten Whirlpool- und Pinwheel-Nebel und Shapley behauptete, dass sie nichts anderes seien, als kleine Streifen von stellarem Gas und mittendrin lägen, weil sich die Sternhaufen in Richtung Sagittarius befinden, dem Zentrum dieser Rotation. Diese z.T. wirre Vorstellung der „Grand Debate“ erlangte ihren Höhepunkt mit Edwin Hubble, der Cepheiden und Novae in der Andromeda-Galaxie fand und damit die Entfernung berechnete. Und in der Tat: es klappte. Curtis hatte recht, ebenso van Maanen, und alle ändern und Shapley stimmte letztlich auch

zu. 1924 wussten alle Astronomen, dass die Milchstraße eine Galaxie war und die anderen eigne Inseln.

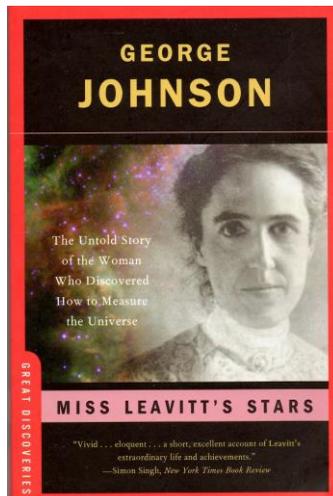
Nach den Erfolgen seiner Entfernungsbestimmungen mit Cepheiden am Andromeda-Nebel, begann Edwin Hubble zusammen mit Milton Humason weitere Beobachtungen anzustellen und sie fanden heraus, dass das Verhältnis von Geschwindigkeit aus der Rotverschiebung zur Entfernung aus den Cepheiden immer einen relativ konstanten Betrag von 150 km/sec/Lichtjahr ergab. Man nannte diese Konstante K, später H (H₀), die sog. Hubble-Konstante. In der folgenden Zeit reduzierte sich die Hubble-Konstante von ursprünglich 500 km/sec/parsec auf 250, dann auf 75, und zum Schluss auf 50.

Henriettas Gesetz wurde jetzt zweigeteilt in die Population I, Einzel-Cepheiden und die Population II, Cepheiden in Sternhaufen, eine Erfindung von Shapley (Shapley's Sequenz). Er wollte sich Jahre nach Henriettas Tod - der dem Nobel-Preis-Komitee nicht bekannt war – den ihr zukommenden Nobel-Preis selbst einverleiben. Posthum ging das aber nicht.

Der Autor blickt dann in weiteren Kapiteln auf Forschungen bis heute und verweist durch die Erforschung von Quasaren und Gravitationslinsen auf die heute immer noch vorhandene Unsicherheit im Aufbau des Universums, Alter, Ausdehnung, und Expansion bis zum Zweifel am sog. Urknall. (Anm.: S+T, March/2022, The Hubble Constant, Tension and Release).

Die Rezensentin beobachtet Veränderliche seit den 1960er Jahren mittels der "Kapteinschen Eichfelder" der Harvard Selected Areas)

Michaela C. Müksch



Einladung zum BAV-Veränderlichenbeobachter-Treffen am 20. und 21. Mai 2022 in Hartha

Lienhard Pagel

Am 20. und 21. Mai 2022 kommen BAVer sowie alle an veränderlichen Sternen interessierten Sternfreunde zum alljährlichen Treffen in Hartha und Waldheim zusammen. Wir bieten Themen für Anfänger und Fortgeschrittene.

Veranstaltungsorte sind die Bruno H.-Bürgel-Sternwarte in 04746 Hartha Kreis Döbeln, Töpelstr. 49 und das Hotel „Goldener Löwe“ in Waldheim.

Freitagabend (20.5.) ab 20 Uhr sind Präsentationen oder Tutorials im Konferenzraum des Hotels "Goldener Löwe" in Waldheim vorgesehen.

Am Sonnabend (21.5.) ab 9:30 Uhr bis etwa 17 Uhr findet in der Sternwarte Hartha ein Vortragsprogramm statt.

Es besteht wieder die Möglichkeit, Daten auf den BAV-Festplatten zu sichern.

Übernachtung und nach Schluss des Treffens:

Für Übernachtungen nutzen wir das Hotel "Goldener Löwe" in 04736 Waldheim, Niedermarkt 42. Im Hotel sind Zimmer vorgemerkt. Bitte bei der Bestellung unbedingt auf die BAV beziehen. Pro Nacht wird einen Preis von 74,- € für ein Einzelzimmer und 99,- € für ein Doppelzimmer berechnet, jeweils inklusive Frühstück. Hotel-Tel. (034327) 666 000, E-Mail: info(at)goldener-loewe-waldheim.de. Die Entfernung zur Sternwarte Hartha beträgt etwa 8 km.

Die Zimmer sind bis 31. März 2022 unter dem Namen "Sternwarte Hartha" reserviert. Teilnehmer, die nicht gleich nach dem Treffen abreisen, nutzen üblicherweise das Restaurant des Hotels zu einem abendlichen Plausch.

Anmeldung zur Tagung:

Die Anmeldung findet auf unserer Website <http://www.bav-astro.eu> im Service-Menü unter BAV-Veranstaltungen stat. Alternativ nehme ich Anmeldungen auch per e-mail lienhard.pagel@t-online.de entgegen.

Vortragsanmeldungen:

Die Vorträge sollten ca. 30 Minuten dauern. Ein Laptop und ein Beamer sind vorhanden. Das Vortragsprogramm möchte ich im April veröffentlichen. Deshalb bitte ich die Vorträge bis Mitte April anzumelden (E-Mail: lienhard.pagel@t-online.de).

Erweiterung der „Lichtenknecker Database of the BAV“

Lienhard Pagel

Die „Lichtenknecker Database of the BAV“, kurz LkDB, ist eine Sammlung von Minima-Zeiten von Bedeckungsveränderlichen und der jeweils dazugehörigen Quellenangaben. Sie wurde von Dieter Lichtenknecker erstellt und nach seinem Tode 1990 ihm zu Ehren LkDB benannt. Sie wurde hauptsächlich durch Franz Agerer und Frank Walter gepflegt und erweitert. Die Visualisierung der Daten erfolgt durch den (B-R)-Kurven-Generator, den Wolfgang Grimm und Thorsten Lange programmiert haben. Der (B-R)-Generator kann unter Veröffentlichungen / Lichtenknecker Database auf der BAV-Website aufgerufen werden. Frank Walter hat im Frühjahr 2021 die Betreuung der LkDB abgegeben. Seitdem wird sie nicht mehr erweitert.

Für Beobachter ist die LkDB von praktischer Bedeutung. Durch die Eingabe eigener Minima-Zeiten kann auf einfache Weise geprüft werden, ob die ermittelten Zeiten in die (B-R)-Kurve passen und sich einfügen. Außerdem ist erkennbar, wie frequentiert der Stern ist und wann und ob sich Beobachtungen lohnen.

Der Vorstand der BAV hatte am 12.5.2021 beschlossen: „Die LkDB wird auf pulsierende Sterne erweitert. Sie wird weiterhin ‚Lichtenknecker Database of the BAV‘ genannt. Der Vorstand versteht dies als eine Erweiterung der Datenbank ganz im Sinne von Dieter Lichtenknecker“. Damit sollte Dieter Lichtenknecker geehrt werden.

Der BAV-Ehrenvorsitzende Werner Braune wendet sich in einem Schriftsatz vehement gegen eine Bezeichnung der erweiterten Datenbank mit dem Namen „Lichtenknecker“. Er verwendet eine sehr starke und klare Formulierung, die nicht ignoriert werden kann. Eine Diskussion darüber, was Dieter Lichtenknecker zu einer Erweiterung seiner Datenbank gesagt hätte, wäre sehr spekulativ und sollte aus meiner Sicht nicht geführt werden.

Der Vorstand der BAV arbeitet an dem Projekt der Erweiterung der Datenbank und wird diese erweiterte Datenbank nun nicht mehr mit dem Namen Lichtenknecker verbinden. Die „alte“ LkDB bleibt aber so, wie sie ist, auf der BAV-Website sichtbar und erreichbar.

Die LkDB ist weltweit bekannt, so ist die Benennung der erweiterten LkDB recht schwierig, weil im neuen Namen die Abstammung von der LkDB erkennbar sein sollte. Der Vorstand hat am 27.3.2022 beschlossen, die erweiterte Lichtenknecker Database „Lightcurve Database of the BAV“, abgekürzt „LcDB“, zu nennen. Weil die LkDB nicht mehr aktualisiert wird, ihre Daten aber vollständig in der neuen erweiterten Datenbank enthalten sind, wird die LkDB wohl kaum noch genutzt werden und leider an Bedeutung verlieren. Die erweiterte Datenbank wird unter neuem Namen LcDB in den Fokus der Nutzung rücken.

Die Übertragung der MiniMax-Daten in die Datenbank funktioniert und das Ergebnis wird auf der BAV-Website (unter User Menu / LcDB) getestet. Die erweiterte Datenbank ist in einem ersten Schritt mit den Minima und Maxima der BAV-

Beobachter aus den Jahren 2017 bis 2021 „aufgefüllt“ worden. Das sind über 10.000 Datensätze. In diesem ersten Schritt wurden mehr als 2000 neue Veränderliche hinzugefügt, auch Nicht-GCVS-Sterne. Damit hat sich die Anzahl der Veränderlichen in der LcDB verdoppelt.

Die neuen Veränderlichen, die im GCVS enthalten sind, werden auch im (B-R)-Generator angezeigt. Für die Nicht-GCVS-Sterne wird eine Lösung erarbeitet werden. In StarCurve können jetzt bereits von allen Veränderlichen der LcDB die (B-R)-Kurven erstellt werden.

Lienhard Pagel, 18311 Klockenhagen, lienhard.pagel@t-online.de

BAV-Publikationen und aktueller Beobachtungseingang

Lienhard Pagel

Posteingang der Sektion im Zeitraum 01 bis 12 2021

Er werden jeweils der Monat des Eingangs, das BAV-Beobachterkürzel sowie Anzahl der Lichtkurvenblätter angegeben.

Monat 01:	AG 123	HOC 8	MS 180	MZ 15	SM 14	SWZ 1
Monat 02:	AG 149	FR 300	HOA 5	MS 134	MZ 4	RAT 6
	SCB 20	WKT 2				
Monat 03:	FR 100	MS 344	MZ 4	NMN 9	VLM 2	WKT 8
Monat 04:	BER 7	BSH 6	FR 100	HOC 27	MS 126	MZ 6
	SCI 16	TH 11	WKT 2			
Monat 05:	AG 250	BSH 4	MS 86	SM 7		
Monat 06:	AG 159	BSH 3	FR 100	MS 59		
Monat 07:	BSH 1	BR 1	MS 17	RAT 37	SCI 8	SM 10
	SPI 1	SWZ 1	WNZ 5			
Monat 08:	BSH 3	FBG 1	FIR 3	MS 128	RCR 4	SM 7
	WNZ 7	WKT 1				
Monat 09:	PUR 10	AG 152	BSH 5	FBG 2	FIR 3	MS 165
	SCI 16	SIR 4				
Monat 10:	BSH 3	FBG 2	FIR 7	FR 200	MS 174	SM 4
	VOH 162	WKT 6				
Monat 11:	AG 174	FIR 2	MS 213	MZ 4	WKT 3	
Monat 12:	PUR 4	AG 123	BER 5	MS 189	MZ 15	SCI 12
	WNZ 4	WKT 1				

Anzahl Licht-Kurven-Dateien:	4296
Anzahl MiniMax-Dateien:	227
Anzahl MiniMax-Datensätze:	5187
Anzahl anderer Dateien:	106

Minima und Maxima im Kalenderjahr 2021 (Basis MiniMax-Datensätze):

Beobachter			Summe	vis	CoF	CmF	Exo
AG	Agerer, F.	Zweikirchen	1130	0	1130	0	0
BER	Berthold, T.	Waldheim	12	0	2	10	0
BSH	Bösch, G.	Nagold	29	0	28	1	0
BR	Braune, W.	Berlin	1	1	0	0	0
DMT	Dumont, M.	Bailleau l'Eveque	9	9	0	0	0
FBG	Freudenberg, R.	Graupe	5	0	0	5	0
FIR	Fischer, M.	Emskirchen	23	0	23	0	0
FR	Frank, P.	Velden	1344	0	1333	11	0
HOA	Howell, A.	Gainesville, FL	5	0	0	5	0
HOC	Hoecherl, M.	Roding	49	0	0	49	0
MS	Moschner, W.	LenneStadt	2111	0	102	2009	0
MZ	Maintz, G.	Bonn	48	0	48	0	0
NMN	Neumann, J.	Leipzig	9	9	0	0	0
PUR	Uni-Rostock, P.	Rostock	15	0	3	12	0
RAT	Raetz, M.	Herges-Hallenberg	79	0	32	10	37
RCR	Raetz, K.	Herges-Hallenberg	4	4	0	0	0
SCB	Schubert, M.	Stralsund	20	20	0	0	0
SCI	Schmidt, U.	Karlsruhe	52	0	52	0	0
SIR	Schirmer, J.	Harsefeld	5	0	4	1	0
SM	Sturm, A.	Saarburg	42	42	0	0	0
SPI	Spiess, W.	Ertingen	1	1	0	0	0
SWZ	Schwarz, B.	Laubach	2	2	0	0	0
TH	Thomas, A.	Nieder-Olm	11	0	4	7	0
VLM	Vollmann, W.	Wien	2	0	0	2	0
VOH	Vohla, F.	Altenburg	158	158	0	0	0
WNZ	Wenzel, B.	Wien	19	0	0	19	0
WKT	Wickert, V.	Essen	39	0	0	39	0
027	Beobachter	Summen	5224	246	2761	2180	37

Summe photo Maxima: 1607
Summe photo Minima: 3334

Summe visueller Maxima: 162
Summe visueller Minima: 84

Aus der Sektion 72

Gesamtanzahl Minima/Maxima: 5187

Davon:

Minima: 3418

Maxima: 1769

Anzahl E, GS, usw.: 2421

Anzahl RR: 239

Anzahl DSCT: 339

Anzahl CEP: 4

Anzahl M: 137

Anzahl SR: 74

Anzahl Kataklys.: 12

Anzahl Exoplaneten: 37

und andere ...

Abkürzungen:

vis Visuelle Beobachtungen

CoF CCD/CMOS ohne Filter

CmF CCD/CMOS mit Filter

Exo Exoplaneten

Anmerkungen:

Es ist erfreulich, dass die Zahl der Beobachtungsdaten und auch deren Qualität zunimmt. Die Anzahl der Max/Min war 2021 so hoch wie nie. Einige Hinweise sollen hier dennoch gegeben werden:

Wir bitten darum, in den MiniMax-Datensätzen dem mittleren Fehler für das Max/Min mehr Aufmerksamkeit zu schenken. Manchmal fehlt er gänzlich, manchmal ist er viel zu gering angegeben; das betrifft hauptsächlich visuelle Beobachtungen.

Gelegentlich fehlen MiniMax-Datensätze zu den Lichtkurvendateien oder sie können nicht zugeordnet werden, weil die Daten in der MiniMax-Datei nicht mit den Daten im Dateinamen der Lichtkurve übereinstimmen. Insbesondere die Sternbezeichnungen im Dateinamen und in der MiniMax-Datei müssen exakt übereinstimmen.

Abbildung auf der Titelseite

Hier sei noch einmal die Nova V1405 Cassiopeiae gezeigt, eingebettet in ihrer wunderschönen Milchstraßenumgebung. Markus Kohl belichtete 248 x 30 Sekunden lang (siehe seinen Artikel in diesem Rundbrief). Das Bild ist wegen des Rundbrief-Formats gedreht (Norden links, Osten unten).

Wir freuen uns über Ihre Fragen und Wünsche

Schreiben sie uns:

per Post: Dietmar Bannuscher, Burgstr. 10, 56249 Herschbach
(Rundbrief, visuelle Lichtkurven, Mitgliedsanträge, ...)

oder Andreas Barchfeld, Hummelsbüttler Hauptstr. 56, 22339 Hamburg
(Unterlagen für die Geschäftsführung)

per E-Mail: zentrale@bav-astro.de

BAV-Mitgliedschaft

Fordern Sie einfach bei den obigen Anschriften ein Aufnahmeformular an, oder laden es herunter: http://www.bav-astro.de/vorstand/BAV_Aufnahmeantrag.pdf. Der Jahresbeitrag beträgt bis zum vollendeten 18. Lebensjahres 10 €, sonst 21 €. Wir freuen uns auf Ihre Anfrage.

Redaktionsschluss

BAV Rundbrief vierteljährlich 1. Februar, 1. Mai, 1. August, 1. November

Einsendung von

Lichtkurvenblättern

CCD-Beobachtungen

Visuelle Beobachtungen

Für die Veröffentlichung ist der Zeitpunkt der Einsendung/des Uploads maßgeblich

Veranstaltungen (nicht nur der BAV)

Würzburger Frühjahrstagung 2022

nur digital

30. April 2022

BAV-Beobachtertreffen und Tagung

Hartha bei Döbeln

20./21. Mai 2022

Impressum

Herausgeber und Vertrieb:

Internet:

Registergericht:

Redakteur:

Beiträge bitte an:

Bezug:

Bankverbindung:

Hinweis:

Druck:

Redaktionsschluss:

BAV Rundbrief

Bundesdeutsche Arbeitsgemeinschaft für Veränderliche Sterne e.V. (BAV)
Munsterdamm 90 12169 Berlin Germany zentrale@bav-astro.de
www.bav-astro.de

Amtsgericht Berlin-Charlottenburg in 14046 Berlin, Nummer: VR 3317 Nz

Dietmar Bannuscher (V.i.S.P.)
Dietmar Bannuscher Burgstr. 10 56249 Herschbach
dietmar.bannuscher@t-online.de

Der BAV Rundbrief erscheint viermal pro Jahr und ist für BAV-Mitglieder im Mitgliedsbeitrag enthalten. Er kann für 21 € pro Jahr abonniert werden.

Postbank Berlin, Konto 163750102, BLZ 10010010
IBAN DE34 100100100163750102, BIC PBNKDEFF

Die abgedruckten Beiträge geben weder die Meinung des Redakteurs noch die der BAV wieder.

CopyKing Unter den Eichen 57 12203 Berlin
1. Februar 2022



www.bav-astro.eu