



BAV Rundbrief

2013 | Nr. 1 | 62. Jahrgang | ISSN 0405-5497



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

Table of Contents

G. Maintz	<i>Lightcurve and elements for EX Lyrae</i>	1
R. Gröbel	<i>Lightcurve and period of the RR Lyrae star AT Trianguli</i>	3
E. Wunder	<i>XZ Lacertae: Period Jump and Blazhko effect</i>	9
E. Wunder	<i>GSC 1566-2802 Herculis</i>	14
G. Maintz	<i>Lightcurves and elements of the RR Lyrae stars BR Cas, GM Mon and DL Leo</i>	17
J. Hamsch / T. Krajci	<i>Determination of type and period of RR Lyrae star AS Canis Minoris</i>	20
E. Pollmann / W. Vollmann	<i>Monitoring Hα - equivalent width and brightness of LBV P Cygni</i>	22
N. Reichmann	<i>Multicolor photometry of supernova SN 2012aw in M 95</i>	31

Inhaltsverzeichnis

G. Maintz	Lichtkurve und Elemente von EX Lyrae	1
R. Gröbel	Lichtkurve und Periode des RR-Lyrae-Sterns AT Trianguli	3
E. Wunder	XZ Lacertae: Periodensprung und Blazhko-Effekt	9
E. Wunder	GSC 1566-2802 Herculis	14
G. Maintz	Lichtkurve und Elemente der RR-Lyrae-Sterne BR Cas, GM Mon und DL Leo	17
J. Hamsch / T. Krajci	Bestimmung von Typ und Periode des RR-Lyrae-Sterns AS Canis Minoris	20
E. Pollmann / W. Vollmann	Monitoring des intrinsischen H α - Linienflusses des LBV-Veränderlichen P Cygni	22
N. Reichmann	Mehrfarbenphotometrie der Supernova SN 2012aw in M 95	31

Beobachtungsberichte

F. Walter	Ergebnisse der Beobachtungskampagne AZ Cassiopeiae	40
J. Hamsch	Intensive Beobachtung von RR-Lyrae-Sternen mit Blazhko-Effekt	41
K. Wenzel / C. Gerhard J. Caron / F. Kugel	Neues von TW Vulpeculae	47
T. Bauer	Über die Abhängigkeit des photometrischen Fehlers und die Notwendigkeit der Farb-Kalibration in der Integralphotometrie	49
S. Hümmerich	Datamining Kepler – ein erster Erfahrungsbericht	59

Aus der Literatur

W. Grimm	Aus den IBVS (6031 - 6044)	63
----------	----------------------------	----

Aus der BAV

L. Pagel	BAV-Veränderlichenbeobachter-Treffen am 24. und 25. Mai 2013 in Hartha	65
J. Hübscher	Die neue Gestaltung und Struktur des BAV Rundbriefs	66
L. Pagel	BAV-Calina-Remote-Teleskop - Erfahrungsbericht	67
T. Lange	Einzelbeobachtungsübersicht 2012	70

Aus den Sektionen

T. Lange	Kataklysmische: Aktivitäten zwischen Aug. 2012 bis Jan. 2013	71
J. Hübscher	Bearbeitung: BAV-Mitteilungen und Beobachtungseingang	73
C. Held	Begriffserklärungen zum vorliegenden Heft	76

Lichtkurve und Elemente von EX Lyrae Lightcurve and elements of EX Lyrae

Gisela Maintz

Abstract: *Revision of type and elements of EX Lyr. CCD observations of EX Lyr (RA = 18:37:11.618, DE = 26:09:20.00) were obtained at my private observatory. I received a lightcurve of the whole period. EX Lyr is an eclipsing binary of type EW and its elements are 2456166.4713 + 0.71729 *E for the primary minimum. The secondary minimum is about 0,07 mag less bright at phase 0,5. The GCVS (Samus et al. 2011) gives EX Lyr as a RRc star with a period of 0.3586324 d.*

EX Lyr (GSC 2111 413 RA = 18:37:11.618, DE = 26:09:20.00) ist im GCVS (Samus et al. 2011) als RRc-Stern mit einer Periode von 0.3586324 d angegeben. Ich selbst habe EX Lyr schon öfters beobachtet und Maxima erhalten. In der Literatur wird EX Lyr ebenfalls mehrfach erwähnt und dieser Stern wird genauso oft als RRc-Stern wie auch als Bedeckungsveränderlicher genannt. Im BAV Rundbrief ist EX Lyr ebenfalls schon behandelt worden und dort als EW beschrieben (Achterberg, 2004). Diese Unklarheiten über den Typ des Sterns veranlassten mich, EX Lyr ausführlich zu beobachten.

EX Lyr wurde insgesamt in 11 Nächten mit 1275 Aufnahmen beobachtet. Es konnte die ganze Lichtkurve abgedeckt werden. Reduziert wurden die einzelnen Beobachtungen mit der Periode von Achterberg (2004), welche die Elemente von EX Lyr sehr gut wiedergibt. Abb. 1 zeigt diese Gesamtlichtkurve. Das Hauptminimum ist um 0.07 mag (instrumenteller Helligkeit) tiefer als das Nebenminimum. Dieses liegt bei der Phase 0.5. Die von mir benutzten Elemente von EX Lyr lauten:

EX Lyr, Typ = EW, Min = 2456166.4713 + 0.71729 *E

Ich hoffe, dass diese Lichtkurve dazu beiträgt, EX Lyr endlich richtig zu klassifizieren und ihn nicht weiter als pulsierenden Stern zu betrachten.

Literatur:

- Achterberg, H., 2004 BAV Rundbrief, 53, 5-8
- Diethelm, R., 2006, IBVS.5713
- Diethelm, R., 2001 IBVS.5027
- Hoffman D.I., Harrison, T.E., McNamara, B.J., 2009, Astron. J., 138
- Kemper, E., 1982, Astronomical Journal, 87
- Kreiner, J.M., 2004, Acta Astron., 54
- Samus et al., 2011, GCVS
- Wils, P., Lloyd, C., Bernhard K., 2006 Mon. Not. R. Astron. Soc., 368,

(Anmerkung: Die BAV-Mitteilungen, in denen Maxima von EX Lyr veröffentlicht wurden, sind hier nicht aufgeführt.)

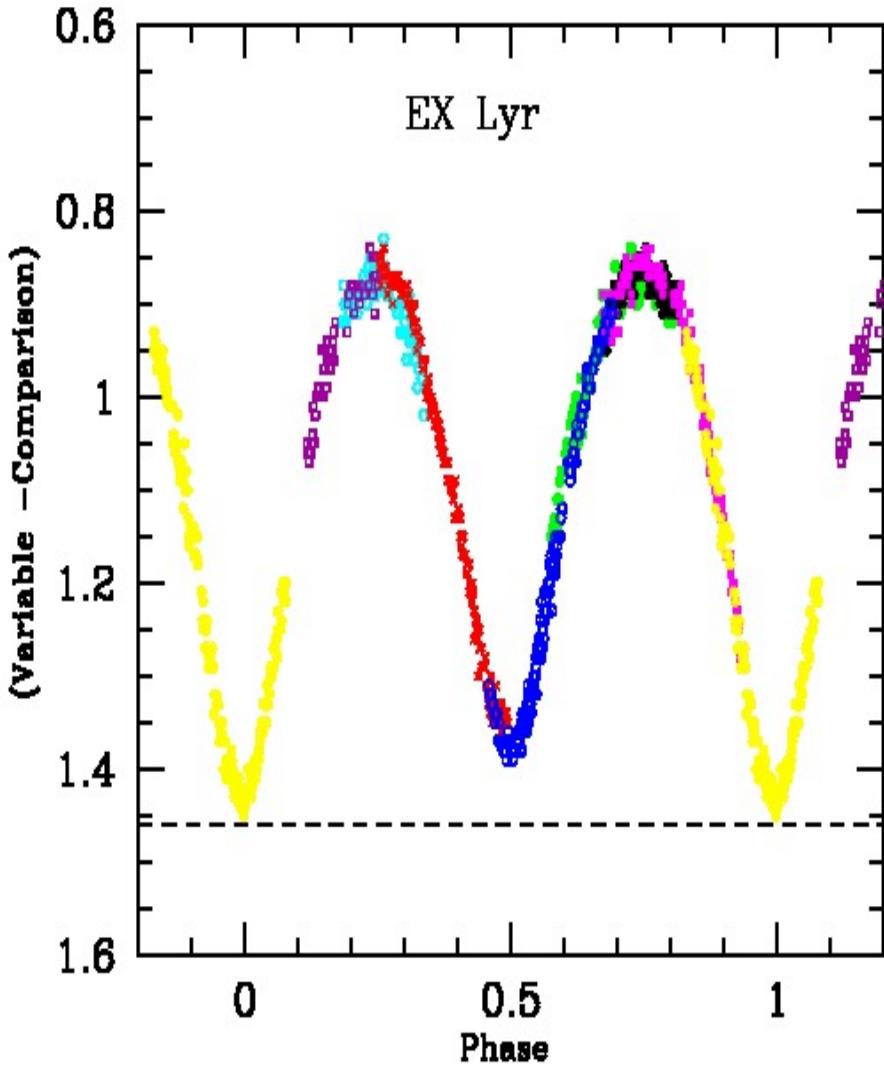


Abb. 1: Die Lichtkurve von EX Lyr über die ganze Periode reduziert mit der Periode von 0.71729d. Die Daten jeder Beobachtung sind in unterschiedlichen Symbolen bzw. Farben angegeben. Die gestrichelte Linie zeigt die Tiefe des Hauptminimums.

Lichtkurve und Periode des RR-Lyrae-Sterns AT Trianguli Lightcurve and period of the RR Lyrae star AT Trianguli

Rainer Gröbel

Abstract: *Based on data from the SWASP database and on recent observations 31 maxima and 18 minima timings of the little studied RR Lyrae star AT Tri could be derived. An improved ephemeris and a CCD lightcurve are given. In 2004 and 2006 the SWASP lightcurves showed a constant amplitude of 1.0 mag., whereas in 2007 the amplitude was only 0.5 mag. The 2012 lightcurve shows again the greater amplitude, suggesting some sort of long period Blazhko effect. Consistency of the measurements and reliability of the TAMFlux correction on SWASP raw data for different cameras are discussed.*

Dieser Stern wurde aus den von Frau Maintz zur Beobachtung empfohlenen RR-Lyrae-Sternen [1] ausgewählt. Neben der Beobachtung wurden die Daten von SuperWASP [2] ausgewertet. Dabei wurden die Streuung der Messwerte und die Zuverlässigkeit der TAMFlux-Korrektur zum Ausgleich der unterschiedlichen Empfindlichkeit der beteiligten Kameras untersucht, denn seinerzeit kamen bei der Auswertung der Daten von HO Leo [3] Zweifel auf, ob die Helligkeitsskala von einem Datenblock zum anderen zuverlässig übertragbar ist. Dazu wurden die Daten von vier Vergleichs-sternen und zwei NSV Sternen im Feld auf die Konstanz der Helligkeitswerte überprüft.

1) AT Trianguli (GSC 02297-01073): Dieser Stern wurde 1965 von Romano [4] in den Grenzen von 14,3 bis 15,3 mag als veränderlich erkannt und zunächst als NSV 573 registriert. 2006 konnte Khruslov [5] anhand von ROTSE [6] Daten den Stern als RR Lyrae klassifizieren und mit der Ephemeride

$$\text{Max.} = 2451477,010 + 0,6525 \text{ d} \times \text{E}$$

wurde er im GCVS aufgenommen. Im GEOS [7] ist nur ein ebenfalls auf ROTSE Daten beruhendes Max. von Wils et al. [8] verzeichnet mit der Ephemeride

$$\text{Max.} = 2451514,850 + 0,65268 \text{ d} \times \text{E}$$

2) Auswertung der SWASP Daten: Für diesen Stern bietet der Automat ca. 8700 Messpunkte aufgeteilt in drei Blöcke (Tab. 1). Nach Aussortierung aller Messpunkte mit einem TAMFlux error > 0,1 mag. blieben zur Auswertung drei Kameras mit ausreichend langen Messreihen übrig.

JD Anfang	JD Ende	Datum Anfang	Datum Ende	Kamera	Messpunkte
(245)3132	3275	25.06.2004	26.09.2004	1.02	1678
3968	4104	20.08.2006	03.01.2007	1.43	2056
4332	4450	19.08.2007	15.12.2007	1.47	2374

Tabelle 1: Die von den SWASP Daten abgedeckten Zeiträume und die beteiligten Kameras.

Um nicht jede einzelne Nacht zur Auffindung eines eventuellen Extremas durchschauen zu müssen, ist im Blatt der Tabellenkalkulation neben HJD und Helligkeit die Phase verzeichnet, so dass sich auf „interessante“ Lichtkurvenabschnitte konzentriert werden kann. Zur Bestimmung vom Zeitpunkt werden die Extrema

eingegrenzt und je nach Streuung der Lichtkurve (LK) eine Anpassungskurve 5. oder 6. Ordnung darüber gelegt. Die Zeitpunkte der Extrema konnten meistens auf +/- 0,001 d bestimmt werden.

Max.	HJD 245...	Epoch	(O-C)	Max.	HJD 245...	Epoch	(O-C)	Min.	HJD 245...	Epoch	(O-C)
SW	3228.618	-4598	-0.006	SW	4076.363	-3299	0.006	SW	3237.655	-1299	0.000
SW	3241.672	-4578	-0.004	SW	4085.492	-3285	-0.002	SW	3239.618	-1296	0.005
SW	3245.590	-4572	-0.002	SW	4338.708	-2897	0.004	SW	3256.575	-1270	-0.006
SW	3256.692	-4555	0.006	SW	4353.715	-2874	0.001	SW	3258.545	-1267	0.007
SW	3258.632	-4552	-0.012	SW	4355.677	-2871	0.005	SW	3271.582	-1247	-0.009
SW	3260.604	-4549	0.002	SW	4357.628	-2868	-0.001	SW	3994.683	-139	0.006
SW	3262.550	-4546	-0.010	SW	4387.640	-2822	-0.009	SW	3998.580	-133	-0.013
SW	3271.702	-4532	0.006	SW	4389.595	-2819	-0.012	SW	4049.498	-55	0.002
CRTS	3537.954	-4124	-0.005	SW	4393.510	-2813	-0.013	SW	4085.388	0	-0.001
SW	3968.682	-3464	0.005	SW	4406.590	-2793	0.015	SW	4334.690	382	0.006
SW	3970.633	-3461	-0.002	SW	4438.548	-2744	-0.004	SW	4351.651	408	-0.001
SW	3972.593	-3458	0.000	SW	4444.420	-2735	-0.006	SW	4353.608	411	-0.002
SW	3998.702	-3418	0.005	CCD	6229.294	0	-0.004	SW	4355.562	414	-0.005
SW	4002.619	-3412	0.006					SW	4381.660	454	-0.012
SW	4004.572	-3409	0.001					SW	4383.631	457	0.002
SW	4006.528	-3406	0.000					SW	4389.514	466	0.011
SW	4049.610	-3340	0.010					SW	4419.532	512	0.009
SW	4057.435	-3328	0.003					SW	4438.440	541	-0.008

Tabelle 2: Neben den SWASP (SW) Extrema sind ein CRTS und ein neueres CCD Max. verzeichnet.

Insgesamt konnten 29 Maxima und 18 Minima gewonnen werden (Tabelle 2). Zur Ergänzung wurden die Daten von ROTSE (Abb. 1 links) dem Periodensuchprogramm erneut vorgelegt. Die Unsicherheit des so bestimmten „CCD normal max.“ schien so groß, dass er bei der Berechnung der Ephemeride (1) nicht berücksichtigt wurde.

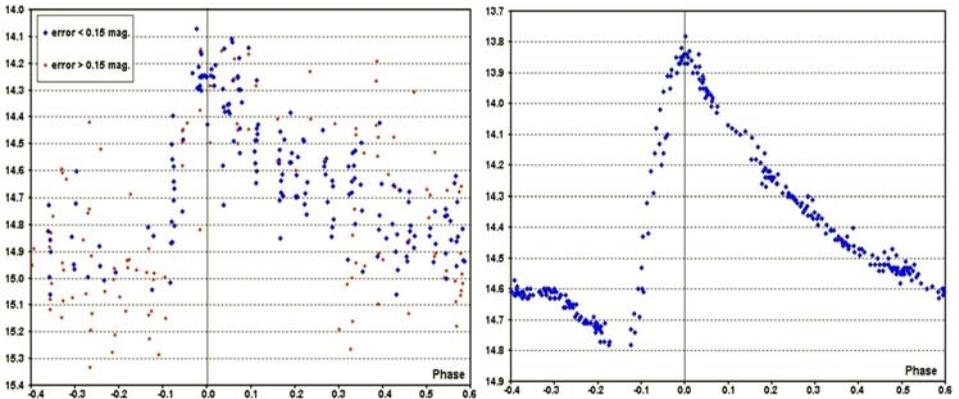


Abb. 1: Die Lks von ROTSE (links) und vom CRTS.

Dagegen ist die LK vom CRTS [9] gut definiert und mit dem leider einzigen hinzu gekommenen CCD Max. ergibt sich die aktualisierte Ephemeride:

$$\text{Max.} = 2456228,298 (5) + 0,6526041 (13) \text{ d} \times E \quad (1)$$

Für die Minima wurde folgende Ephemeride verwendet:

$$\text{Min.} = 2454085,389 + 0,6526041 \text{ d} \times E$$

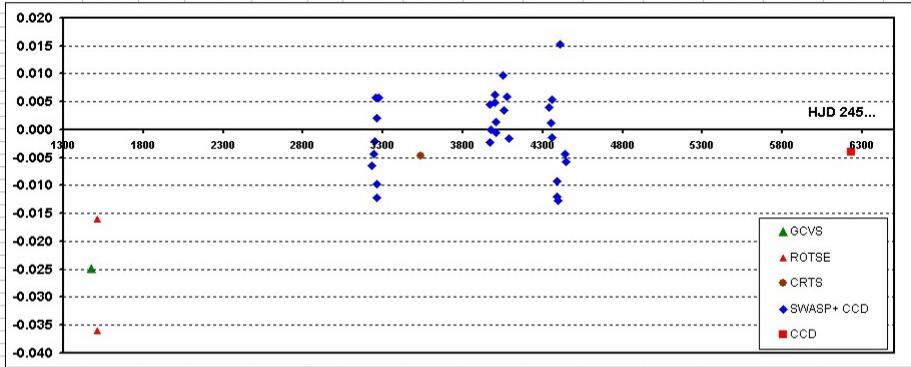


Abb. 3: Das mit Ephemeride (1) gewonnene (B-R)-Diagramm.

3) SWASP Lichtkurven: In den ersten Beobachtungsabschnitten 2004 und 2006 zeigen sich keine über die Streuung hinausgehende Änderungen in Phase und Form

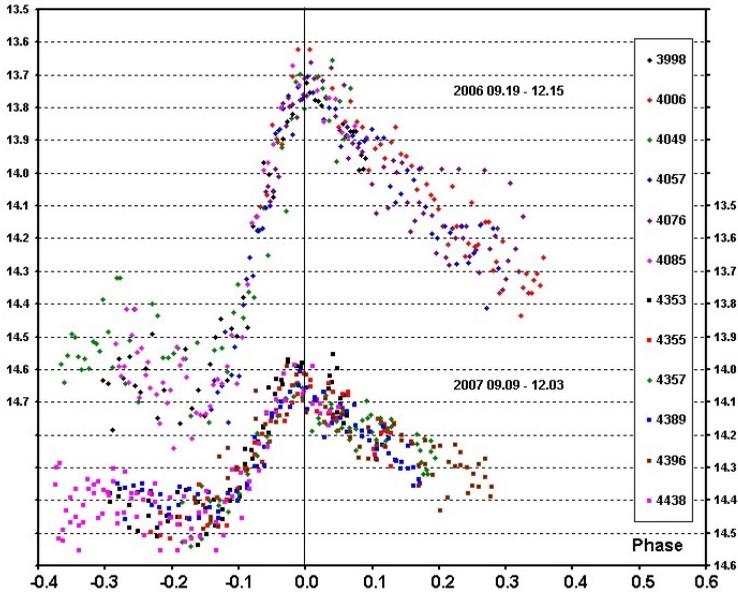


Abb. 4: Zur Verdeutlichung ist die LK von 2007 um 0,6 mag. versetzt eingezeichnet.

der LKs und die Amplitude bleibt mit 1,0 mag konstant. 2007 beträgt die Amplitude nur noch 0,5 mag mit stark abgerundeten Maxima. Über die drei Monate dauernde Beobachtungsperiode blieb auch diese LK konstant.

Da wieder eine andere Kamera als in den vorangegangenen Serien zum Einsatz kam, wurde der Ausgleich (TAMFlux-Korrektur) der unterschiedlichen Empfindlichkeit anhand einiger Referenzsterne und der „Verdächtigen“ im Feld (Abb. 6) überprüft.

Kamera ID	1.02		1.43		1.47	
SWASP	Mw. Tmag.	+/-	Mw. Tmag.	+/-	Mw. Tmag.	+/-
Comp.	14.14	0.05	14.14	0.05	14.12	0.06
Chk 1	13.78	0.06	13.78	0.08	13.78	0.07
Chk 2	14.14	0.05	14.14	0.06	14.15	0.08
Chk 3	13.30	0.04	13.30	0.04	13.31	0.10
Chk 4	13.78	0.06	13.79	0.08	13.80	0.10
NSV 571	12.82	0.03	12.83	0.04	12.82	0.04
NSV 569	14.98	0.06	14.97	0.07	14.43	0.34

Tabelle 3: Vergleich der Mittelwerte der korrigierten Helligkeiten (Tmag)

Der Ausgleich zwischen den Kameras 1.02 und 1.43 gelingt sehr gut (Tabelle 3). Auf den ersten Blick scheint dies in etwa auch für die Kamera 1.47 zu gelten, aber in einer grafischen Darstellung fällt die erhöhte Streuung der Messwerte auf und beim ansonsten konstanten NSV 569 ist die Messreihe gänzlich unbrauchbar. Diese Kamera scheint im Vergleich zu den anderen bei der Zuverlässigkeit nicht ganz mithalten zu können. Dennoch ist der Unterschied in der Amplitude der LKs von AT Tri so groß, dass dieser nicht allein auf instrumentelle Effekte zurückzuführen ist.

4) Die Lichtkurve von AT Tri 2012: Vom 28. 09. bis zum 19.11. 2012 konnten bei meist ungünstigen Bedingungen 7 Aufnahmereihen durch einen 25er SC mit einer ST8 XME Kamera im halbautomatischen Betrieb gewonnen werden.

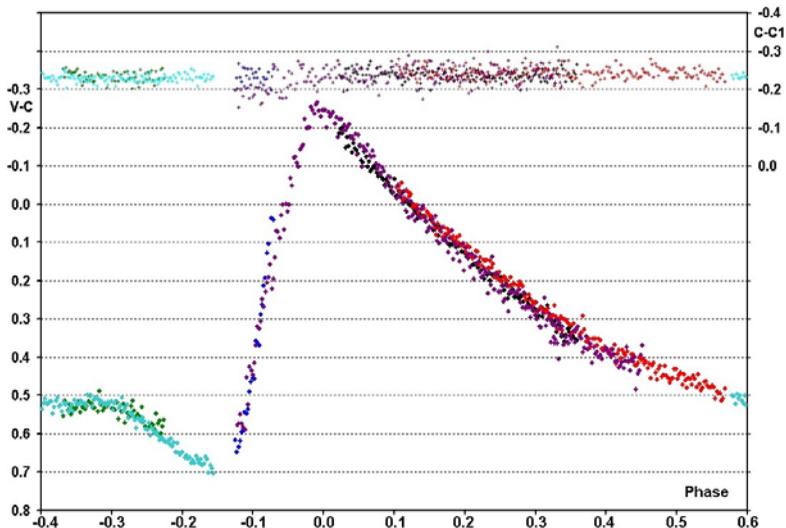


Abb. 5: Die ungünstigen Bedingungen zeigen sich bei der erhöhten Streuung der Messwerte von C-C1

Die Belichtungszeit betrug 120 s und wegen der relativen Schwäche des Sterns wurde wiederum auf den Einsatz eines Filters verzichtet. Besonders bei der Gewinnung des einzigen vollständigen Max. herrschte Vollmond und die Durchsicht war stark variabel. Dies zeigt einmal mehr die Fähigkeit einer CCD Kamera quasi „durch Wolken hindurch“ noch annehmbare Ergebnisse zu liefern.

5) Anmerkungen zu den NSV Sternen: Diese Sterne wurden von H. Smith und D. Hoffleit [10] im Rahmen einer umfangreichen Untersuchung von Harvard Platten zum Helligkeitsverhalten vom optischen Gegenstück der intensiven Radioquelle 3C 48 als Vergleichssterne benützt und als veränderlich verdächtig gemeldet. Sie gingen von einem Supernovaüberrest aus. Es stellte sich aber heraus, dass es sich um einen der hellsten Quasare mit einem z von 0,367 handelt.

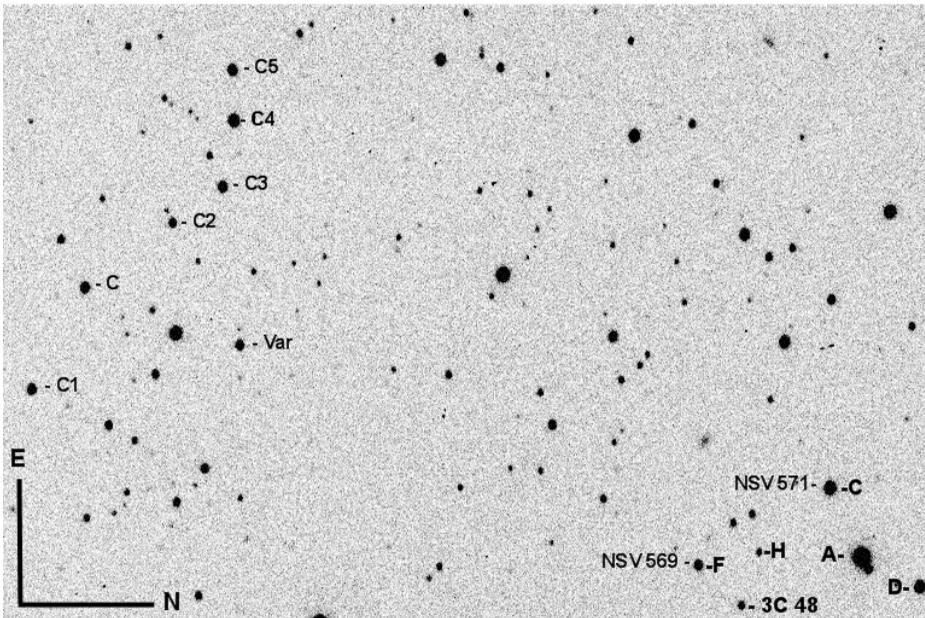


Abb. 6: Das Feld der Kamera mit einigen der Referenzsterne von AT Tri, die zwei „veränderlich verdächtigten“ und den Quasar 3C 48. Die Buchstaben markieren einige der von Smith & Hoffleit gewählten Vergleichssterne.

Im Feld konnte dieses Objekt am äußersten Rand identifiziert werden (Abb. 6), leider nur in wenigen Serien. Die Messpunkte vom CRTS (Abb. 7) suggerieren eine langsame Variabilität der Quelle mit einer Amplitude von 0,2 mag. Leider lässt sich die Qualität der Messungen bei diesem relativ schwachen Objekt trotz einer Fehlerangabe von $\pm 0,05$ mag nicht abschätzen. Die sehr unterschiedliche Qualität der Daten zeigt sich bei NSV 569, dessen V-Helligkeit konstant 14,35 mag beträgt bei nur $\pm 0,01$ mag Streuung. Der hellere NSV 571 dagegen zeigt bei 12,82 mag eine Standardabweichung von $\pm 0,08$ mag. Dies könnte ein Indiz für eine leichte Variabilität sein, aber die ausgedehnten Messreihen von SWASP (Tabelle 3 unten) sprechen eher für eine konstante Helligkeit.

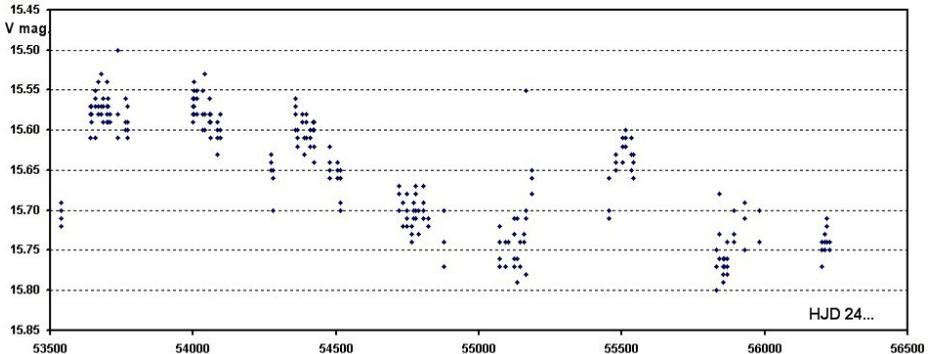


Abb. 7: Die optische Variabilität von 3C 48 vom CRTS gesehen.

Auf jeden Fall wird AT Tri in die „Favoritenliste“ aufgenommen und vielleicht lässt sich bei leicht veränderter Einstellung des Feldes auch etwas über eine mögliche optische Variabilität von 3C 48 aussagen, wenn das Wetter mitspielt...

Literatur:

- [1] Maintz, G., <http://www.astro.uni-bonn.de/~gmaintz/>
- [2] SuperWASP Public archive, <http://www.wasp.le.ac.uk/public/lc/index.php>
- [3] Gröbel, R., Ein neuer Blick auf den RR Lyrae Stern HO Leo, RB 61, 4(2012), 246
- [4] Romano, G. 1965, Coelum, 33, Nos. 3-4
- [5] Khruslov, A.V. 2006, IBVS, No. 5699
- [6] The ASAS all stars catalogue, <http://www.astrouw.edu.pl/asas/?page=aasc>
- [7] Le Borgne et al., 2007, Astronomy and Astrophysics 476, 307
http://rr-lyr.ast.obs-mip.fr/dbrr/dbrr-V1.0_0.php
- [8] Wils et al., 2006, Catalogue of RR Lyrae from NSVS, J/MNRAS/368/1757
- [9] The Catalina Surveys, <http://nesssi.cacr.caltech.edu/DataRelease/>
- [10] H.Smith, D.Hoffleit, Photographic History and suggested Nature of the Radio Source 3C 48, PASP 73, 292, 1961.

Danksagung:

Für diesen Artikel wurde das "WASP public archive" verwendet, das durch die University of Cambridge, Keele University, University of Leicester, The Open University, The Queen's University Belfast, St. Andrews University und die Isaac Newton Group erstellt wurde. Diese Arbeit wurde durch die SIMBAD-Datenbank am CDS, Strasbourg, ermöglicht.

XZ Lacertae: Periodensprung und Blazhko-Effekt XZ Lacertae: Period Jump and Blazhko effect

Edgar Wunder

Abstract: *This investigation studies the pulsational behavior of the RRab star XZ Lac based on 63 times of maxima since 1927. A sudden period jump of 4.7 seconds in 1988 is evident. The following elements are valid:*

$$1927 \text{ to } 1988: \quad \text{HJD (Max)} = 24\,25361.57 + 0.63044503 * E$$

$$\text{since } 1988: \quad \text{HJD (Max)} = 24\,56167.513 + 0.6303909 * E$$

New CCD-observations (filter V) show brightness variations between 12.4 in maximum and 13.6 in minimum. The amplitude may be even higher in the most extreme phase of the Blazhko cycle. The "rise time" (M-m) is typically 0.21 of the main period but varies through the Blazhko cycle. A strong Blazhko effect evokes O-C variations of more than ± 1 hour. The data is still insufficient to determine the length of the Blazhko period for sure. Most probably the Blazhko period is approximately 76 or 84 days.

XZ Lac ist schon seit 1928 als Veränderlicher bekannt. Dennoch ist die Periode dieses RR-Lyrae-Sterns nach einschlägigen Datenbanken (VSX, GCVS etc.) nur auf vier Nachkommastellen genau ermittelt (0.6302 Tage). Angeblich sei die Periode veränderlich. Dieser recht unbefriedigende Kenntnisstand veranlasste mich zu eigenen Beobachtungen und Recherchen sowie zur vorliegenden Arbeit.

Forschungsstand

Entdeckt wurde XZ Lac durch Hofmeister (1928a; 1928b), ohne dass dieser eine Periode oder den Typ des zunächst unter der Bezeichnung AN 91.1927 geführten Veränderlichen angeben konnte. 36 Jahre später meldete Brun (1964) die vermeintliche Neuentdeckung des Veränderlichen „Brun 41“, der durch Kholopov et al. (1982) die Bezeichnung NSV 14114 erhielt und von Martignoni (1996) schließlich als mit XZ Lac identisch identifiziert werden konnte. Brun (1964) war der erste, der RR-Lyrae-Lichtwechsel in den Grenzen 12.7-13.8 p diagnostizierte.

Eine nicht besonders genaue Periode (0.6302 Tage) wurde erstmals von Gessner (1966) ermittelt, aufgrund von Reihenaufnahmen, die sich über einen Zeitraum von 156 Tagen erstreckten. Dass die Periode veränderlich sei, gehe aus 15 weiteren Erhellungen auf früheren Fotoplaten seit der Entdeckung durch Hofmeister (1928a) hervor, deren Darstellung durch eine konstante Periode für den Gesamtzeitraum Gessner (1966) offenbar nicht gelang. Das schaffte erst Häußler (1986), der auf der Grundlage von 37 fotografischen Maxima zwischen 1927 und 1980 den Lichtwechsel durch folgende Elemente beschrieb:

$$\text{HJD (Max)} = 24\,25361.57 + 0.63044503 * E \quad (I)$$

Aus welchem Grund auch immer fand diese Erkenntnis von Häußler (1986) aber keinen Eingang in die spätere Literatur, weder in elektronische Datenbanken (z.B. VSX der AAVSO; GEOS; aktualisierte Versionen des GCVS) noch in Veröffentlichungen anderer Autoren. Somit blieb es bei der ungenauen Periode von 0.6302 Tagen als dem weiter kolportierten, vermeintlich letzten Forschungsstand. Allerdings waren alle nach 1986 veröffentlichten Beobachtungen (Schmidt 2002; Wils

et al. 2006; Hübscher & Lehmann 2012) mit Häußlers Elementen auch nicht darstellbar.

Häußler (1986) hat bereits darauf hingewiesen, „dass die Maxima unterschiedlich hoch sind“. Er vermutete einen Blazhko-Effekt mit einer Periode von etwa 21.2 Tagen.

Methoden

Um eine Klärung herbeizuführen, wurde XZ Lac im August/September 2012 in insgesamt acht Nächten mit einem 35.5cm-Reflektor und einer DSI Pro III-CCD-Kamera am Standort Neckarhausen bei Heidelberg beobachtet. Insgesamt wurden N=1042 Messungen mit V-Filter mit in der Regel jeweils 60 Sekunden Belichtungszeit realisiert. Als Vergleichssterne dienten GSC 3615-2829 ($V=12.17$) und GSC 3615-2826 ($V=12.45$; beide Helligkeitsangaben nach GSC 2.3.2).

Weiterhin wurden aus den Rohdaten von Schmidt (2002) ein weiteres Maximum sowie aus den SWASP-Daten drei weitere Maxima rekonstruiert. Aus den NSVS-Daten hatten bereits Wils et al. (2006) ein weiteres Maximum abgeleitet. Alle Auswertungen der Daten erfolgten mit der Software Peranso 2.0.

Maxima und Elemente

Aus den eigenen Beobachtungen konnten insgesamt fünf Maxima abgeleitet werden. Eines davon (HJD 2456167.491) ist unsicher, weil lediglich sowohl der Aufstieg als auch der Abstieg vom/zum Maximum beobachtet werden konnten, während zur Zeit des Maximums selbst der Stern vorübergehend durch Wolken bedeckt war.

Somit sind bisher insgesamt 63 valide Maxima von XZ Lac bekannt, die in Tabelle 1 zusammengestellt wurden. Darunter ist auch ein Maximum von Franz Agerer (veröffentlicht in: Hübscher & Lehmann 2012) sowie 15 Maxima der GEOS-Gruppe (Beobachter: De Ponthière, Marchini, Papini, Ruocco, van den Abbeel), die erst vor kurzem, nach Abschluss meiner Beobachtungsserie, in der GEOS-Datenbank (<http://rr-lyr.ast.obs-mip.fr>) verfügbar gemacht wurden (vgl. Le Borgne 2007).

Table 1: Compilation of all known valid times of maxima of XZ Lac.

Data Source	HJD (Max)	Data Source	HJD (Max)
Häußler 1986	24 24979.58	Häußler 1986	24 37934.53
Häußler 1986	24 25361.57	Häußler 1986	24 37936.37
Häußler 1986	24 25650.28	Häußler 1986	24 37939.54
Häußler 1986	24 25883.57	Häußler 1986	24 37941.43
Häußler 1986	24 26627.43	Häußler 1986	24 37944.55
Häußler 1986	24 29880.57	Häußler 1986	24 37946.47
Häußler 1986	24 29966.25	Häußler 1986	24 37960.35
Häußler 1986	24 30374.26	Häußler 1986	24 37962.27
Häußler 1986	24 36844.46	Häußler 1986	24 37970.47
Häußler 1986	24 37888.54	Häußler 1986	24 37972.36
Häußler 1986	24 37905.56	Häußler 1986	24 38044.24
Häußler 1986	24 37907.48	Häußler 1986	24 41604.399
Häußler 1986	24 37910.61	Häußler 1986	24 41647.237
Häußler 1986	24 37917.54	Häußler 1986	24 41957.361

Häußler 1986	24 43431.432	GEOS	24 55850.4208
Häußler 1986	24 44103.443	GEOS	24 55852.313
Häußler 1986	24 44115.425	GEOS	24 55857.364
Häußler 1986	24 44132.452	GEOS	24 55867.4547
Häußler 1986	24 44134.343	GEOS	24 55869.3437
Häußler 1986	24 44144.403	GEOS	24 55876.287
Häußler 1986	24 44166.449	GEOS	24 55879.442
Häußler 1986	24 44173.389	GEOS	24 55881.3318
Häußler 1986	24 44257.234	GEOS	24 55884.4869
Schmidt 2002	24 50656.618	GEOS	24 55886.373
Wils et al 2006	24 51353.840	GEOS	24 55891.359
SWASP	24 54284.5709	GEOS	24 55891.418
SWASP	24 54339.3808	GEOS	24 55944.362
SWASP	24 54373.4705	Wunder	24 56167.491 :
Franz Agerer	24 55799.396	Wunder	24 56179.4924
GEOS	24 55833.348	Wunder	24 56184.5335
GEOS	24 55836.510	Wunder	24 56186.4230
		Wunder	24 56193.3601

Die Maxima vor JD 2450000, ausnahmslos basierend auf Fotoplatten und bereits zusammengestellt von Häußler (1986), lassen sich alle sehr gut durch die oben zitierten Elemente (I) darstellen.

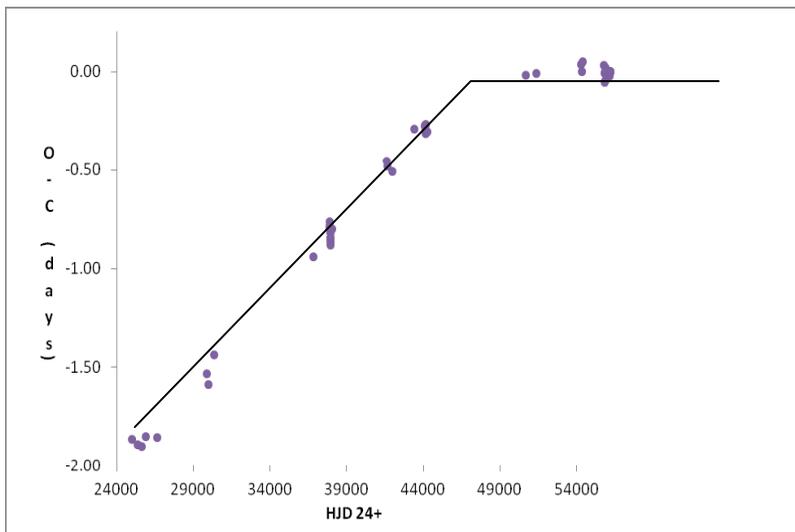


Figure 1: (O-C)-diagram for XZ Lac, based on elements (II)

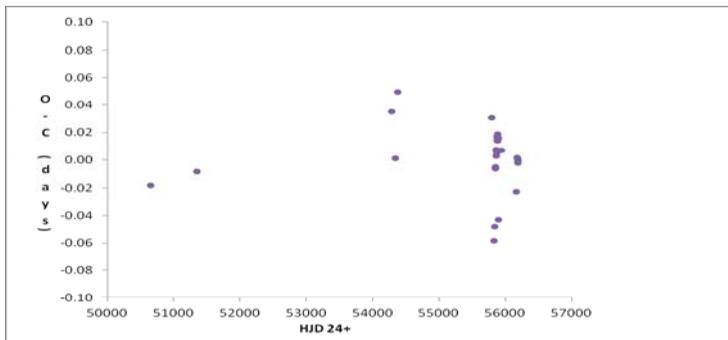


Figure 2: A closer look on the (O-C)-diagram for XZ Lac, JD 24 50000–57000, based on elements (II).

Die Maxima nach JD 2450000, ausnahmslos CCD-Beobachtungen, wurden für die weitere Auswertung entsprechend ihrer Genauigkeit gewichtet: die Normalmaxima von Schmidt (2002), des NSVS (Wils et al. 2006) und des SWASP sowie das zeitlich unsichere Maximum 2456167.491 1-fach, alle weiteren Maxima 3-fach. Auf dieser Grundlage ergeben sich folgende Elemente:

$$\text{HJD (Max)} = 24\,56167.513 + 0.6303909 * E \quad (\text{II})$$

$$\pm 3 \qquad \qquad \pm 20$$

Daraus folgt, dass sich die Periode im Jahr 1988 sprunghaft um etwa 4.7 Sekunden verkürzt haben muss. Weitere Periodenänderungen sind nicht aufgetreten (jedenfalls ist deren Annahme nicht notwendig, um sämtliche Beobachtungen befriedigend darzustellen), wie das (O-C)-Diagramm (Abbildung 1) zeigt.

Blazhko-Effekt und Lichtkurve

Durchgehend ist die Streuung der (O-C)-Werte erheblich, auch bei den jüngeren CCD-Beobachtungen, wie Abbildung 2 als Ausschnittvergrößerung des O-C-Diagramms belegt. Die Werte streuen um gut ± 1 Stunde um den Mittelwert. Es kann unterstellt werden, dass dies die Ursache dafür war, warum die exakte Periode des Sterns so schwierig zu bestimmen war. Mit hoher Wahrscheinlichkeit sind hier erhebliche Veränderungen der Lichtkurve im Sinne eines Blazhko-Effekts im Gange, wie bereits Häußler (1986) annahm. Dies demonstriert schon der Vergleich der Lichtkurven aus zwei nur neun Tage auseinander liegenden Nächten in Abbildung 3.

Meine bisherigen Beobachtungen schwanken zwischen V-Helligkeiten von 12.4 bis 13.6 mag. Wahrscheinlich ist die Amplitude aber sogar noch etwas größer als diese 1.2 mag, weil keineswegs schon ein gesamter Blazhko-Zyklus abgedeckt wurde und die maximale Amplitude möglicherweise zu einer anderen Blazhko-Phase erreicht wird. Der Wert für M-m liegt meist bei etwa 0.21, ist aber aufgrund des Blazhko-Effekts mit Sicherheit variabel. Für M-m und die Amplitude müssen weitere Beobachtungen über die gesamte Blazhko-Periode abgewartet werden, um die Spannweite abschätzen zu können.

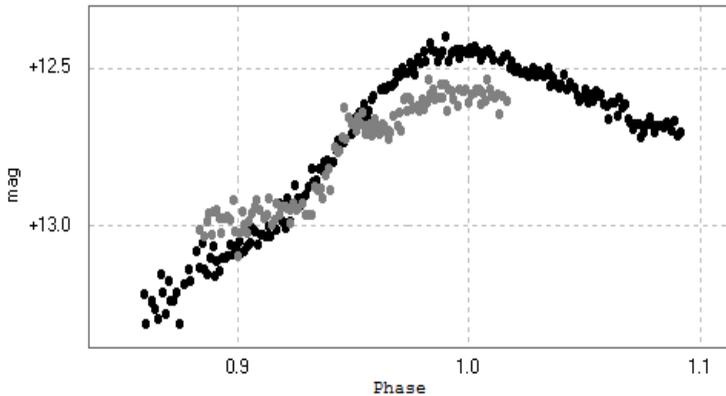


Figure 3: The light curve (V filter) of XZ Lac in two different nights.
 Black: September 13th 2012; Grey: September 22nd 2012.

Wie lange ist die Blazhko-Periode? Häußler (1986) vermutete 21.2 Tage. Eine Reanalyse der (O-C)-Werte zu den Elementen (I) im Zeitraum 1927-1988 mittels verschiedener Methoden der Periodensuche (insb. ANOVA und Lomb-Scargle) ergibt tatsächlich einen kleineren Peak bei 21.8 Tagen, aber mehrere deutlich stärkere Peaks im Bereich von 60-100 Tagen, den stärksten bei 75.9 Tagen (sowie einen kleineren bei 83.9 Tagen). Eine Analyse der (O-C)-Werte zu den Elementen (II) im Zeitraum 1988-2012 mit den gleichen Methoden findet keine relevanten Peaks um 21 Tage herum, aber wiederum mehrere im Bereich 60-100 Tage, den stärksten davon bei 83.6 Tagen (sowie einen kleineren bei 75.6 Tagen).

Im Ergebnis erscheint die von Häußler (1986) vermutete Blazhko-Periode von 21 Tagen als nicht zutreffend. Die wahre Blazhko-Periode dürfte irgendwo zwischen 60 und 100 Tagen lokalisiert sein, am wahrscheinlichsten bei etwa 76 oder 84 Tagen. Dies wird sich nur durch eine größere Zahl weiterer Beobachtungen aufklären lassen.

Literatur

- Brun, A. (1964): 37 étoiles variables nouvelles dans Lacerta. *Journal des Observateurs* 47 (3), 45.
- Gessner, H. (1966): Die veränderlichen Sterne der nördlichen Milchstraße, Teil XIII. *Veröffentlichungen der Sternwarte in Sonneberg* 7 (2), 100.
- Häußler, K. (1986): Feld 2 Lacertae. *Veröffentlichungen der Sternwarte in Sonneberg* 10, 251.
- Hoffmeister, C. (1928a): Durchforschung eines Feldes in Lacerta nach veränderlichen Sternen. *Astronomische Nachrichten* 232 (9), 153.
- Hoffmeister, C. (1928b): Örter, Vergleichssternefolgen und Karten für 54 Veränderliche in der Umgebung von 3 Lacertae. *Mitteilungen der Sternwarte Sonneberg*, No. 12.
- Hübscher, J., Lehmann, P. (2012): BAV-results of Observations. Photoelectric Minima of Selected Eclipsing Binaries and Maxima of Pulsating Stars. *Information Bulletin on Variable Stars*, No. 6026.

- Kholopov, P.N. et al. (1982): New Catalogue of Suspected Variable Stars. Moscow, Nauka Publishing House.
- Le Borgne, J.F. (2007): Stellar evolution through the ages: period variations in galactic RRab stars as derived from the GEOS database and TAROT telescopes. *Astronomy and Astrophysics* 476, 307.
- Martignoni, M. (1996): XZ Lac = NSV 14114. *Information Bulletin on Variable Stars*, No. 4385.
- Schmidt, E.G. (2002): The Intermediate-Period Cepheid Strip Stars. *Astronomical Journal* 123, 965.
- Wils, P., Lloyd, C., Bernhard, K. (2006): A Catalogue of RR Lyrae stars from the Northern Sky Variability Survey. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 368, 1757.

GSC 1566-2802 Herculis

Edgar Wunder

Abstract: *GSC 01566-02802 in the constellation of Hercules is identified as a High Amplitude Delta Scuti-star (HADS), varying between $V=13.000$ in maximum and $V=13.585$ in minimum ($M-m=0.27$). Based on 15 times of maxima the following elements are valid at least since 1999: $HJD (Max) = 24\ 56157.3785 + 0.060465324 * E$*

Forschungsstand

GSC 1566-2802 (= ASAS 180252+2131.9) im Sternbild Herkules wurde von Pojmanski et al. (2005) als Veränderlicher entdeckt und als Delta-Scuti-Stern oder enger Kontakt-Bedeckungsveränderlicher mit einer Periode von etwa 0.06 Tagen klassifiziert.

Methoden

Im August/September 2012 wurde der Stern in insgesamt sechs Nächten mit einem 35.5cm-Reflektor und einer DSI Pro III - CCD-Kamera am Standort Neckarhausen bei Heidelberg beobachtet. Insgesamt wurden N=887 Messungen mit V-Filter mit in der Regel jeweils 30 Sekunden Belichtungszeit realisiert. Als Vergleichssterne dienten GSC 1566-3001 ($V=12.490$) und GSC 1566-3377 ($V=13.638$; alle Helligkeitsangaben nach dem NOMAD-Katalog).

Zur genaueren Bestimmung der Periode wurden weiterhin die Datenarchive des NSVS (Wozniak et al. 2004) und des ASAS3-Programms (Pojmanski et al. 2005) ausgewertet. Vom Catalina Sky Survey oder dem SWASP wurde das Objekt bis jetzt nicht erfasst. Alle Auswertungen der Daten erfolgten mit der Software Peranso 2.0.

Maxima und Periode

Aus den genannten Datenquellen wurden die in Tabelle 1 zusammengestellten Maxima abgeleitet.

Table 1: Times of maxima for GSC 1566-2802

Data Source	HJD (Max)	Data Source	HJD (Max)
NSVS	24 51323.902	ASAS	24 54257.681
NSVS	24 51427.720	ASAS	24 54646.653
ASAS	24 52841.700	Wunder	24 56157.3792
ASAS	24 53490.796	Wunder	24 56157.4399
ASAS	24 53848.814	Wunder	24 56158.3459

Data Source	HJD (Max)
Wunder	24 56158.4069
Wunder	24 56167.3549
Wunder	24 56167.4145
Wunder	24 56175.3371
Wunder	24 56187.3072

Die von mir selbst beobachteten letzten acht Maxima haben eine Genauigkeit von jeweils etwa ± 0.008 Tagen, die zwei NSVS-Maxima von jeweils etwa ± 0.002 Tagen und die fünf ASAS-Maxima von jeweils etwa ± 0.006 Tagen.

Mit der Methode der kleinsten Quadrate ergeben sich aus den in Tabelle 1 aufgelisteten Maxima folgende lineare Elemente, wobei die Maxima aufgrund der unterschiedlichen Genauigkeit bei den ASAS-Daten 1-fach, bei den NSVS-Daten 5-fach und bei den Daten von Wunder 10-fach gewichtet wurden:

$$\text{HJD (Max)} = 24\,56157.3785 + 0.060465324 * E \quad (I)$$

$$\pm 1 \qquad \qquad \qquad \pm 3$$

Die Periode beträgt also nur etwa 1 Stunde und 27 Minuten.

Im (O-C)-Diagramm (Abbildung 1) ist keine Veränderung der Periode für den Zeitraum 1999-2012 erkennbar, die Periode ist also konstant.

Lichtkurve

Abbildung 2 zeigt die aus allen 887 Einzelmessungen reduzierte Gesamtlichtkurve auf der Basis der ermittelten Elemente (I). Es ist deutlich erkennbar, dass es sich um keinen engen Kontakt-Bedeckungsveränderlichen handeln kann, sondern um einen Delta-Scuti-Stern mit großer Amplitude (HADS), schwankend zwischen $V=13.000$ im Maximum und $V=13.585$ im Minimum. Der Zeitpunkt des Minimums und damit der Wert für $M-m$ (0.27) ist nicht ganz einfach zu bestimmen, da der Stern im Minimum längere Zeit bei einer fast konstanten Helligkeit verharrt. Die ersten zehn Minuten des Helligkeitsanstiegs sind sehr zögerlich aber nachweisbar in einer Größenordnung von etwa 0.05 mag. Darauf folgt eine rapide Zunahme der Helligkeit um mehr als 0.5 mag in nur 23 Minuten bis zum Maximum.

Um zu prüfen, ob der Hauptperiode weitere Perioden überlagert sind, wurden die 887 Helligkeitsmessungen einer ANOVA-Periodensuchanalyse mittels der Prewhitening-Methode unterzogen. Im Ergebnis ist festzustellen, dass GSC 1566-2802 monoperiodisch pulsiert.

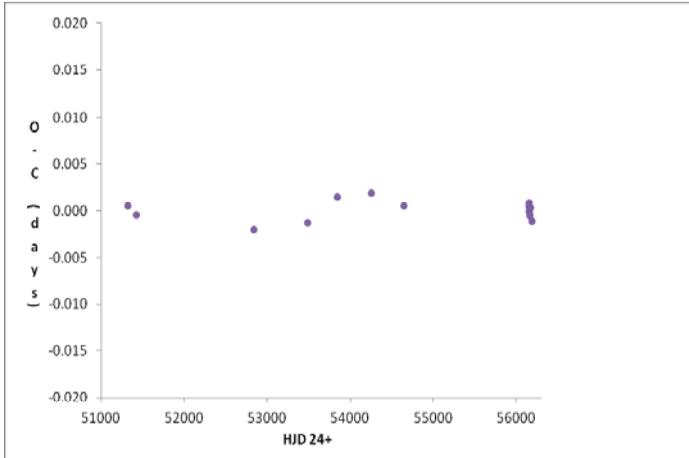


Figure 1: (O-C)-diagram for GSC 1566-2802, based on elements (I)

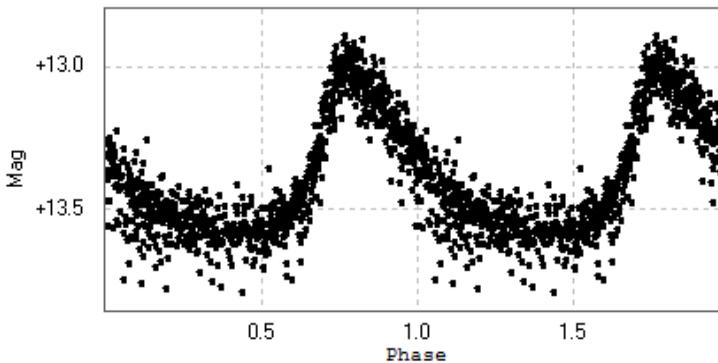


Figure 2: The light curve of GSC 1566-2802 (V filter phase diagram).

Literatur

- Pojmanski, G., Pilecki, B., Szczygiel, D. (2005): The All Sky Automated Survey. Catalog of Variable Stars. Declinations 0° - 28° of the Northern Hemisphere. Acta Astronomica 55, 275.
- Wozniak, P R. et al. (2004). Northern Sky Variability Survey (NSVS): Public data release. Astronomical Journal 127, 2436.

Lichtkurve und Elemente der RR-Lyrae-Sterne BR Cas, GM Mon und DL Leo

Lightcurves and elements of the RR Lyrae stars BR Cas, GM Mon and DL Leo

Gisela Maintz

Abstract: CCD observations of BR Cas, GM Mon and DL Leo were obtained at my private observatory. For BR Cas a lightcurve of the whole period was received. Revised periods of this 3 RRAb stars are given:

BR Cas Max = 2456201.344 + 0.6082776 * E +-0.0000001 d

GM Mon Max = 2455591.33 + 0.332697946 * E +-0.00000002 d

DL Leo Max = 2455672.41 + 0.673855 * E +-0.000002 d

BR Cas = GSC 4038 14, alpha = 01:21:39.77 delta = +65:36: 51.4 wurde 1931 von Belkawski als AN 365.1931 entdeckt. Er wurde auch mehrfach von Schmidt (2002, 1993) beschrieben. Da von diesem Stern aber nur 2 Maxima bekannt waren, erweckte er mein Interesse. Von 2008 bis 2012 gelangen mir 11 Beobachtungen mit 8 Maxima und zusammen 1143 Aufnahmen. Aus diesen Beobachtungen wurde eine verbesserte Periode bestimmt.

BR Cas, Typ = RRAb, Max = 2456201.34400 + 0.6082776 * E +-0.0000001 d

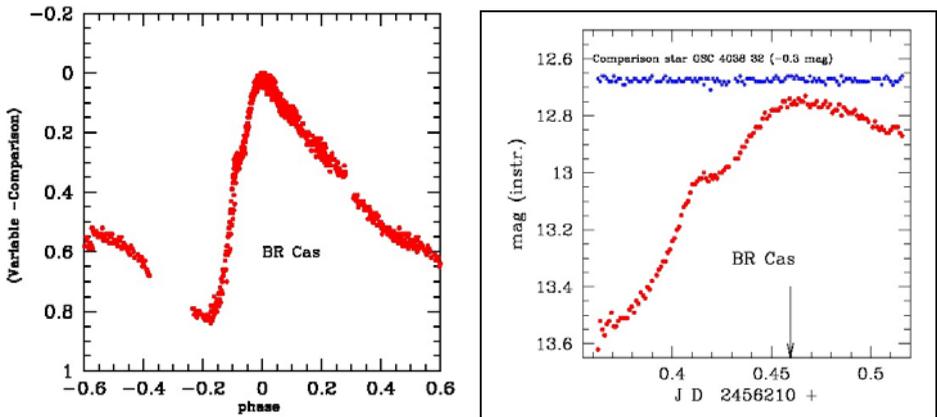


Abb. 1: Links: Gesamt-Lichtkurve von BR Cas aus Beobachtungen von 2008 bis 2012 in differentieller Magnitude reduziert mit der neu bestimmten Periode von 0.6082776 d.

Rechts: Lichtkurve von BR Cas vom 9.10.2012.

Abbildung 1 zeigt links die Lichtkurve von BR Cas über die ganze Periode. Die Lichtkurve weist bei 0.05 d bzw. bei Periode -0.01 einen deutlichen Hubbel auf, der auch in der Gesamtllichtkurve sichtbar ist (s. Abb. 1 links). Klarer erscheint er allerdings, wenn nicht die ganze Periode abgebildet wird wie in Abb. 1 rechts. Die (B-R)- Werte mit der Periode des GCVS und der neuen Periode zeigt Abb. 2 rechts.

Für BR Cas gibt es eine Lichtkurve im INTEGRAL-OMC Catalogue (siehe <http://sdc.cab.inta-csic.es/omc/var/4038000058.html>) mit einer etwas kürzeren Periode von 0.608276 d und auch die AAVSO gibt eine kürzere Periode von 0.60827569 d an. Nach meiner Rechnung sind aber bei beiden Perioden die Residuen der (B-R)-Werte größer als bei meiner Periode.

BR Cas ist ein RRab-Stern mit relativ langer Periode, interessantem Hubbel im Aufstieg aber regelmäßigem Lichtwechsel ohne Blazhko Effekt.

GM Mon = GSC 0732 1978, $\alpha = 06:23:22.8$ $\delta = +07:39:54.1$ ist ein stark vernachlässigter RR-Lyrae-Stern vom Typ RRab. Er wurde von Hoffmeister als S 3988 entdeckt und von Schmidt et al. (1995) beschrieben, der auch eine Periode bestimmte. Da sonst wenig über GM Mon bekannt war und der GCVS sowie die AAVSO keine Periode angibt, beobachtete ich GM Mon in 2011 und 2012 sechs mal mit insgesamt 526 Aufnahmen und erhielt 2 Maxima. Aus neuen Beobachtungen von Herrn Steinbach zusammen mit meinen, konnten jetzt verbesserte Elemente abgeleitet werden, welche die Maxima des Sterns zur Zeit gut vorhersagen.

GM Mon, Typ = RRab, $\text{Max} = 2455591.33 + 0.332697946 * E + 0.000000002 \text{ d}$

GM Mon scheint nach dem Dezember 2006 seine Perioden geändert zu haben, da die (B-R)-Werte mit der Periode von Schmidt et al., (1995) nach diesem Zeitpunkt steil ins Negative abfallen (s. Abb. 3 rechts). Wann genau diese Änderung stattfand lässt sich wegen fehlender Beobachtungen nicht sagen. Schmidt et al. (1995) vermuten bei GM Mon wegen der Streuung ihrer Daten einen Blazhko-Effekt, diesen finde ich in meinen Daten nicht bestätigt.

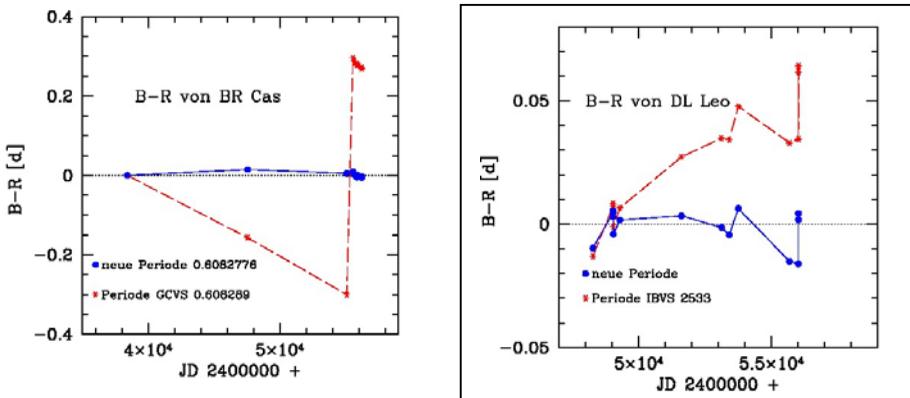


Abb. 2: (B-R)-Diagramm mit alter und neuer Periode, links BR Cas, rechts DL Leo

DL Leo = GSC 831 206, RA = 09:43:03.58 DE = +10:19:01.3 ist ebenfalls ein RRab-Stern. Er wurde von M.Huruhata (1983) gefunden und seine Periode wurde von Huisong (1984) bestimmt. DL Leo wurde mehrfach in der Literatur und in Surveys erwähnt. Mit der Periode von Huisong weisen die (B-R)-Werte von DL Leo zunehmend positive Werte auf.

Auch die Perioden-Vorschläge des Catania Surveys überzeugen nicht völlig. Nach den mir bekannten Maxima von DL Leo passen am besten die folgenden Elemente:

DL Leo, Typ = RRab, Max = 2455672.410 0.673855 * E +/- 0.000002~d

Abb. 2 rechts zeigt die (B-R)-Werte von DL Leo mit den beiden Perioden.

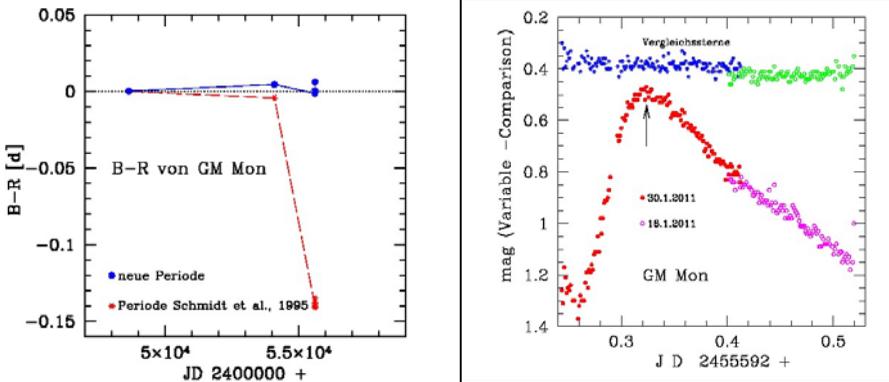


Abb. 3: Links: (B-R)-Werte von GM Mon mit der Periode von Schmidt (1995) und der neu bestimmten Periode. Rechts: Eine Lichtkurve von GM Mon aus dem Jahr 2011.

Literatur:

- Belkowsky, S., 1931 *Astron. Nachr.*, 243, 115-116
 Alfonso-Garzon, J., 2012 arXiv1210.0821
 s. <http://sdc.cab.inta-csic.es/omc/var/4038000058.html>
 Schmidt, E.G., 2002, *AJ*, 123, 965
 Schmidt E.G., & Reiswig, D.E., 1993, *AJ* 106, 2429S
 Schmidt, E. G., et al., 1995 *AJ.*, 109, 1239
 Huruata, M., 1983, *IBVS* 2402
 Huisong T., 1984, *IBVS* 2533
 Wils, P., et al., 2006, *MNRAS* 368, 1757
 Maintz, G., 2005, *A&A* 442, 381
 Kinemuchi, K., et al., 2006, *AJ* 132, 1202
 D. I. Hoffman, D. I., et al., 2009, *AJ* 138 466
 Drake, A. J., 2013, *ApJ* 763, 32
 SzczygieÅ., D. M., 2009, *AcA* 59, 137

Bestimmung von Typ und Periode des RR-Lyrae-Sterns AS Canis Minoris Determination of type and period of RR Lyrae star AS Canis Minoris

F.-J. (Josch) Hamsch und T. Krajci

Abstract: *The star AS CMi was observed during 4 nights in December 2012 and January 2013 to determine its type and elements as no elements are given in the GCVS. Based on the received data covering the full light curve the RR Lyr type is RRab and the elements are $HJD = 2456282.825 + (0.49339 \pm 0.00064)d * E$.*

Am 13 Dezember 2012 wurde im BAV-Forum von G. Maintz wieder eine Liste lohnender RR-Lyr-Sterne gepostet, welche in den letzten Jahren sehr wenig Beachtung gefunden haben. Darunter befand sich der Stern AS CMi, bei dem sowohl der Typ als auch die Elemente nicht bekannt waren. Es gibt 2 Maxima in der GEOS Datenbank von J. Hübscher aus dem Jahre 2005 [1], aber scheinbar keine Elementbestimmung.

Mit meinem Partner Tom Krajci in New Mexico habe ich deshalb begonnen, diesen Stern zu beobachten. Das Wetter in New Mexico ist doch etwas besser als in Mitteleuropa und schon in der ersten Nacht am 20.12.2012 gelang uns die Beobachtung eines Maximums dieses Sterns. Insgesamt wurde der Stern in vier Nächten (20.12.12, 2.01.13, 4.01.13 und 5.01.13) beobachtet, was ausreichte, um die gesamte Lichtkurve abzudecken und die Periode und Epoche zu bestimmen.

AS CMi befindet sich bei RA 07h 44m 10.32s und Deklination +08° 17' 15.0" im Sternbild Canis Minor, also für die Winterzeit in günstiger Beobachtungsposition.

Zum Einsatz kam ein Celestron C11 mit ST8XME CCD Kamera im 1x1 bin Modus. Belichtet wurde durch einen Sloan r-Filter mit 120 Sekunden. Die Rohbilder wurden mittels MAXIM DL aufgenommen und mit Dunkel- und Flatfieldbildern korrigiert. Als Vergleichsterne dienten GSC 0778-1346 als Referenzstern und GSC 0778-1137 als Checkstern. Die V- und B-Helligkeiten wurden dem UCAC4 Katalog [2] entnommen und in Sloan r und g Bandhelligkeiten umgerechnet. Dazu wurde das Programm LesvePhotometry von Pierre de Ponthierre, einem Amateurastronomen aus Belgien verwendet [3]. In Peranso V2.5 [4] wurden das Phasenbild berechnet und die Periode bestimmt. Das Ergebnis ist:

$$HJD = 2456282.825 + (0.49339 \pm 0.00064)d * E$$

Die Periode kann natürlich noch durch weitere Beobachtungen verbessert werden.

Aus dem Phasendiagramm ist meiner Meinung ersichtlich, dass AS CMi keinen oder nur einen geringen Blazhko-Effekt zeigt. Der Typ des RR-Lyr-Sterns ist eindeutig ein RRab.

Somit konnten mit nur vier Nächten Beobachtung Elemente und der Typ von AS CMi bestimmt werden. Abb. 1 zeigt das zugehörige Phasendiagramm.

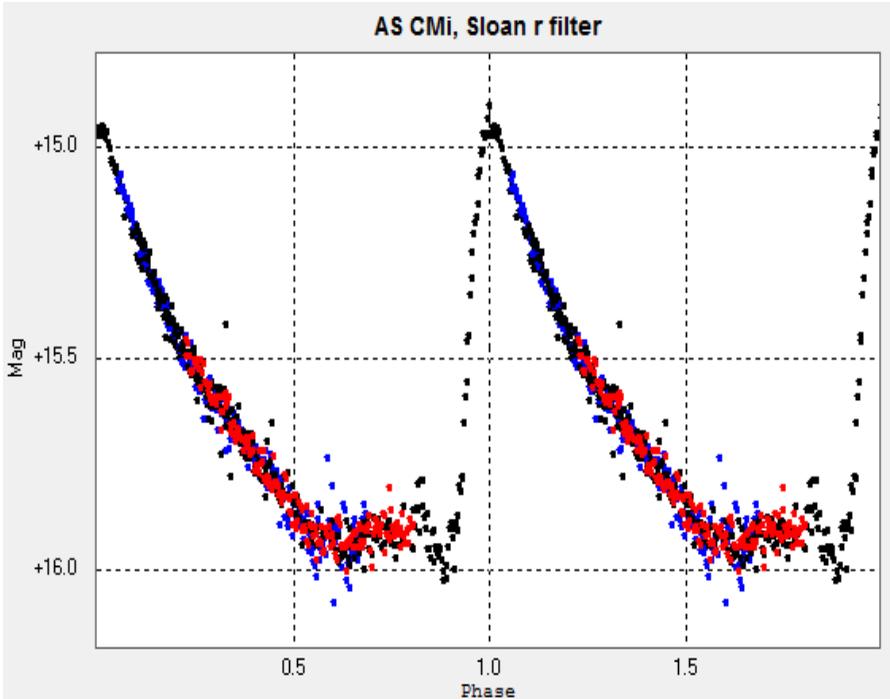


Abb. 1. Phasendiagramm der bisherigen Beobachtungen zu AS CMI. Die Farben beziehen sich auf Daten jeweils einer Nacht.

Referenzen:

- [1] GEOS Datenbank, http://rr-lyr.ast.obs-mip.fr/dbrr/dbrr-V1.0_08.php?AS%20CMI
- [2] Vizier, <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>
- [2] P. De Ponthierre (2012), LesvePhotometry, <http://www.dppobservatory.net/AstroPrograms/Software4VSObservers.php>
- [3] T. Vanmunster (2011), PERANSO V 2.5, www.peranso.com

**Monitoring des intrinsischen H α -Linienflusses am
LBV-Veränderlichen P Cygni
Zwischenbericht zum BAV-AAVSO-ASPAs-Gemeinschaftsprojekt
Monitoring H α - equivalent width and brightness of LBV P Cygni**

Ernst Pollmann und Wolfgang Vollmann

Abstract: *With this combined campaign of the Luminous Blue Variable star P Cyg, we are trying for the first time by way of contemporaneous measurements of photometrical V brightness and H α - equivalent width, to realize a long-term monitoring of the intrinsic H α line flux. The photometrical observers of AAVSO and BAV (Germany) and a spectroscopical observer group (Japan, France, Spain, Germany) have started this campaign in November 2008 in order to continue former investigations whose results are based on multi-daily averaging of V and EW. Additional data from literature enable us to represent the quantitative behavior of the H α line flux for the time span August 2005 to December 2011, which reflects variabilities in mass-loss rate, stellar wind density and the ionization structure.*

Einleitung

Die in 2008 international gestartete Beobachtungskampagne „Photometrie und Spektroskopie von P Cyg“ ist ein Kooperationsprojekt der amerikanischen Organisation für Veränderliche Sterne (AAVSO), der internationalen Arbeitsgemeinschaft „Active Spectroscopy in Astronomy“ (ASPAs) und der Bundesdeutschen Arbeitsgemeinschaft für Veränderliche Sterne (BAV).

Ziel der Kampagne ist

- 1) die Überwachung des Verhaltens der H α -EW bei zeitgleichem Monitoring der photometrischen V-Helligkeit, und
- 2) die Erfassung des intrinsischen Flusses dieser Spektrallinie.

Vor dem Hintergrund dieser Zielsetzung muss erwähnt werden, dass bereits eine ganze Reihe von Untersuchungen während der letzten Dekaden durchgeführt worden sind, um die Ursachen der Helligkeitsvariationen und der Emissionsstärken und möglicher Verknüpfungen zwischen ihnen, aber auch um mehr zu den Ausdehnungen der H α -emittierenden Wind- und Linienstrukturen in den verschiedenen Spektralbereichen zu erfahren.

Eine der frühesten Untersuchungen an der H α -Emission zur Bestimmung der Eigenschaften der Massenverlustrate ist von Scuderi et al. [4] durchgeführt worden. Fünf Jahre später versuchten Najarro et al. [5] in einer ausführlichen Parameterstudie der Linienstärke, der Linienform und der Energieverteilung für das H- und He-Spektrum, die Natur von P Cygni und seines Sternwindes zu verstehen. De Jager versuchte in [6] mithilfe photosphärischer Modelle die Außenbewegungen in der Sternatmosphäre im Zusammenhang mit Leuchtkraft- und Helligkeitsveränderungen zu erklären.

Die Untersuchungen von Markova et al. in [7] und in [8] zum langzeitigen spektralen und quasi-simultanen photometrischen Verhaltens des Sterns waren der eigentliche Auslöser für unsere Kampagne im November 2008.

Die (für uns) wichtige Frage der quantitativen Bewertung der H α -Emission und ihrer Bedeutung auf die radiale Verteilung der ausstrahlenden Regionen um P Cyg, ist in einer umfassenden interferometrischen Studie von Balan et al. untersucht worden [9].

Bezogen auf unserer Untersuchung scheint es gewisse Parallelen in einer Studie von Richardson et al. zu geben [10]. Darin schließen die Autoren aus Langzeituntersuchungen zum Wechselbeziehungsverhalten des Kontinuumsflusses und (nicht zeitgleicher!) photometrischer V-Daten, dass diese in unterschiedlicher Art auf lang- und kurzfristigen Zeitskalen variieren, wobei in dieser Untersuchung die nicht gegebene simultane Zeitgleichheit von EW und V der wesentlichste Unterschied zu unserer Kampagne ist.

Details der Kampagne

In unserer Kampagne wird angenommen, dass die Variabilität der EW durch Variationen des Kontinuumsflusses (photometrische V-Helligkeit) und nicht durch Variationen des Linienflusses verursacht wird, welche die Schwankungen der Sternwinddichte anzeigen würde. Deshalb richtet sich unser Augenmerk besonders auf diese V-Helligkeitsvariationen, wenn Eigenschaften des Sternwindes und der Massenverlustrate studiert werden sollen.

Zur Erfassung der Korrelation von photometrischen zu spektroskopischen Daten ist mit Beginn der Kampagne ein Beobachtungsauftrag seitens der AAVSO für photometrische Beobachtungen mit lichtelektrischem Photometer (PEP) sowie auf das Helligkeitssystem Johnson V reduzierten CCD und DSLR Messungen [1] gestartet worden, an dem inzwischen weltweit 16 Beobachter beteiligt sind.



*Abb. 1: P Cygni (V) und Vergleichssterne (C1 bis C10)
für Messungen mit der Digitalkamera (DSLR)*

Mit einer Digitalkamera Canon 450D und Objektiv 1:2,8 f=50mm bei ISO 400 und 13 Sekunden Belichtungszeit beobachtet der Autor Wolfgang Vollmann seit Juni 2011

den Stern P Cygni. Die benutzten Vergleichssterne sind in Abb. 1 zu sehen. Sie dienen auch zur Ableitung des Korrekturterms T_c , um von den instrumentellen Grünhelligkeiten G der Kamera auf Johnson V mit den bekannten $B-V$ Farbkoeffizienten der Vergleichssterne zu transformieren:

$$V = G + T_c * (B-V)$$

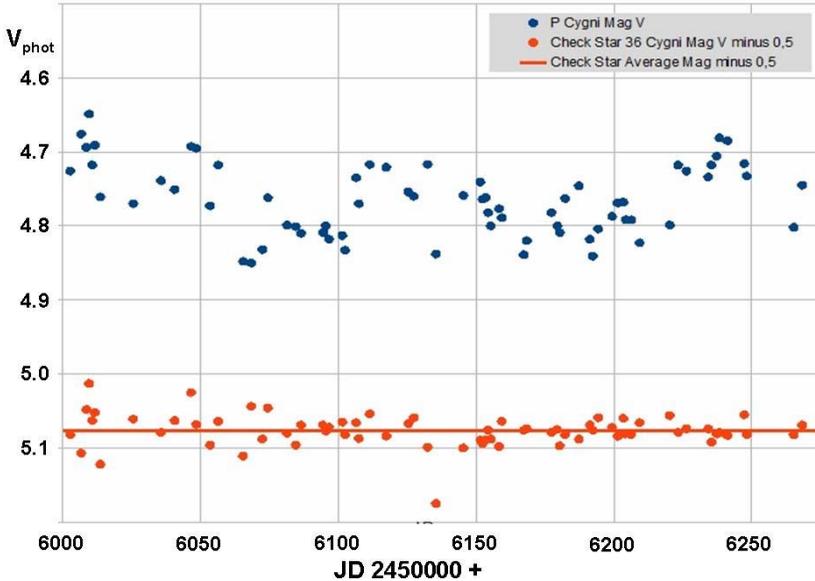


Abb. 2: Zeitliches Helligkeitsverhalten von P Cyg und dem Check-Stern 36 Cyg mit konstanter Helligkeit

Die Transformation wurde mit dem Kalkulationsblatt von Thomas Karlsson [2] durchgeführt und ergab aus 141 Einzelmessungen:

$$T_c = -0,118\text{mag} \pm 0,025\text{mag}$$

Im instrumentellen Farbsystem der Kamera G werden also Sterne mit $B-V=+1,0\text{mag}$ um $0,118\text{mag}$ schwächer gemessen als im Johnson V System.

Ein Test für die Genauigkeit der DSLR-Helligkeitsmessungen ist die gleichzeitige Messung eines Check-Sterns. Dafür wurde 36 Cygni benutzt wie in [1] empfohlen. In Abb. 2 ist ein Teil der Lichtkurve von P Cygni zusammen mit der Helligkeit des konstanten Vergleichssterns dargestellt. 36 Cygni wurde im Mittel mit $V=5,576\text{mag} \pm 0,023\text{mag}$ gemessen.

Ergebnisse

Von Interesse ist in Abb. 3 der Vergleich der Messungen der AAVSO PEP Beobachter (123 Beobachtungen bis 4. Nov. 2012) und der DSLR Messungen (141 Beobachtungen). Bis auf gelegentliche Ausreisser (die bei beiden Reihen vorkommen)

sind die Beobachtungen auf dem 0,02mag Genauigkeits-Level ziemlich gleich auf im Verlauf. Die Kalibration der instrumentellen DSLR-Helligkeiten auf V gelingt gut. Die Beobachtungen JD 2455900-2456050 (Dez.2011-Apr.2012) streuen etwas mehr. P Cygni und die Vergleichssterne sind hell (4-6mag) und mehrere Grade voneinander entfernt.

Daher sind Beobachtungen in niedrigen Gestirnhöhen (30-40 Grad oder weniger) durch unterschiedliche farbabhängige Extinktion zwar im Kalkulationsblatt [2] im Prinzip korrigiert aber deutlich etwas ungenauer als Beobachtungen in Zenitnähe.

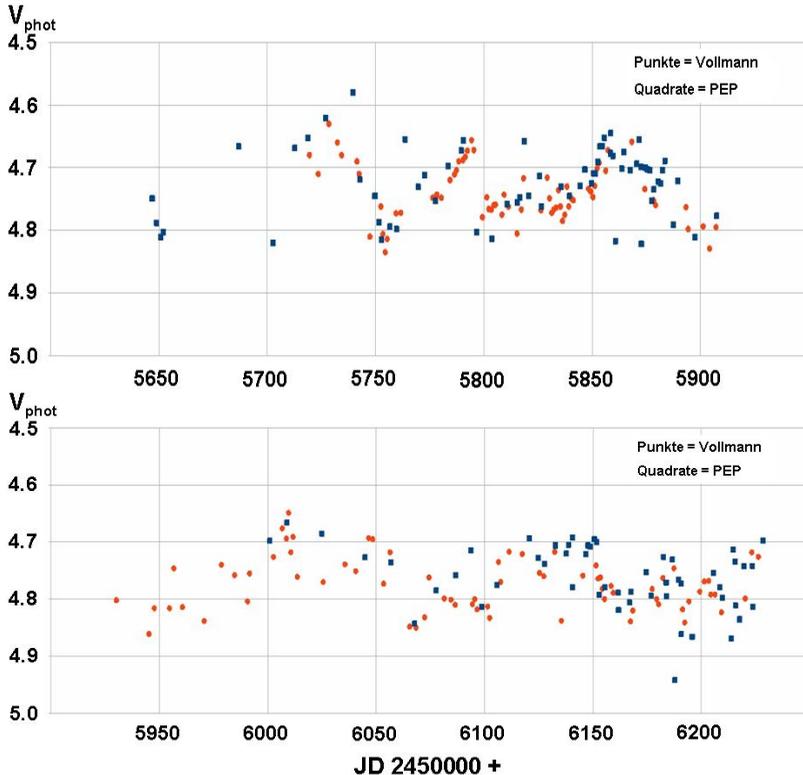


Abb. 3: P Cyg-Lichtkurve 2011 (oben), 2012 (unten)
Vergleich AAVSO-PEP zu DSLR-Messungen Vollmann

Photometrische und spektroskopische Änderungen bei P Cygni sind auf kurz- und langzeitigen Zeitskalen in gewisser Weise anti-korreliert. Wir beobachteten im Rahmen der Kampagne eine Gesamtänderung von 35 Å in der EW der H α -Linie und ~ 0,25 mag in der V-Helligkeit innerhalb des Zeitraumes JD 2454671 (2008/07/23) bis JD 2456244 (2012/11/12). Abb. 4 vergleicht das Zeitverhalten der V-Helligkeit (oben) und der H α -EW (unten) in unserer Kampagne, wogegen in Abb. 5 die H α -EW der

photometrischen V-Helligkeit der Untersuchung von Markova et al. [7] gegenübergestellt ist. Wie Abb. 4 zeigt, verringert sich in gewissen Grenzen die H α -EW, wenn zeitgleich die Sternhelligkeit zunimmt bzw. umgekehrt, wobei diese Beobachtung mit der von Markova et al. [7] in Abb. 5 insoweit übereinstimmt. Eine strenge Anti-Korrelation kann erwartet werden, wenn die Variation des Kontinuumsflusses von den Variationen der EW unabhängig ist. Wenn der H α -Linienfluss konstant ist über die Zeit, ergibt eine Zunahme der Kontinuumshelligkeit eine geringere gemessene EW und umgekehrt.

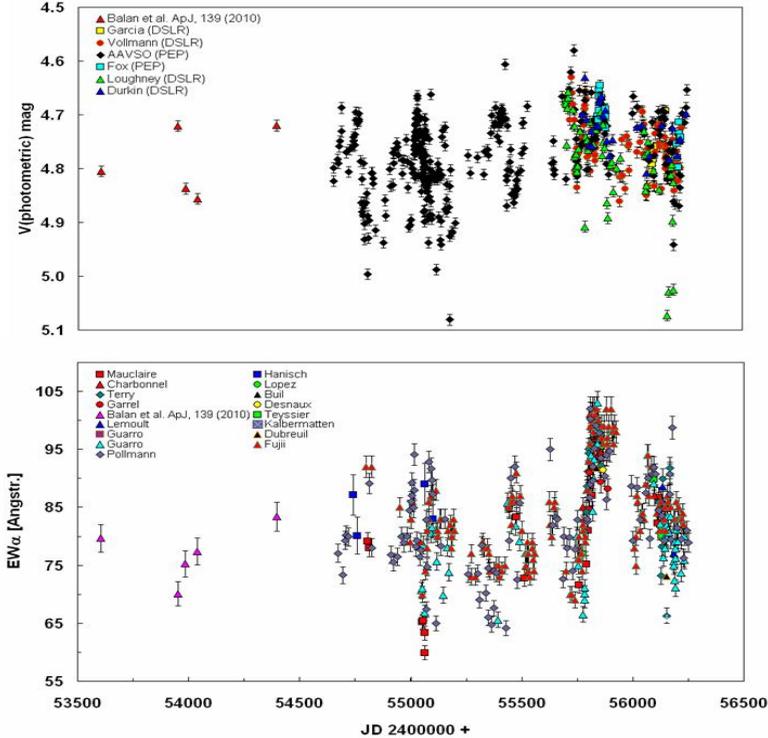


Abb. 4: Photometrische & spektroskopische Daten unserer Kampagne: V-Helligkeit (oben), H α -EW (unten) mit zusätzlichen Daten von Balan et al.[9]

Um nun herauszufinden, ob und inwieweit der aus der Spektrallinie abgeleitete Fluss variiert, ist die EW für den erwähnten Effekt des Einflusses der Kontinuumshelligkeit (-variation) korrigiert worden.

Aus der Definition für die EW =

$$\int \frac{I_0 - I_\lambda}{I_0} d\lambda$$

und der Beziehung zwischen den stellaren Helligkeiten und den Kontinuumsflussvariationen $F_2 / F_1 = 10^{0.4(m_2 - m_1)}$ folgt der Linienfluss $F = C \cdot EW / 10^{0.4 V_{\text{phot}}}$

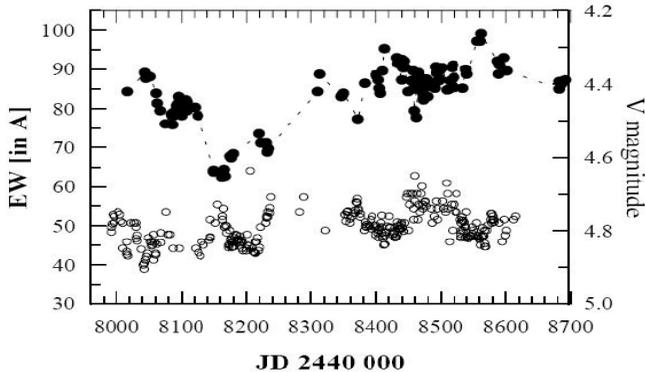


Abb. 5: Plot der H α -EW (schwarze Punkte) versus photometrischer V-Helligkeit (offene Kreise) von P Cyg (aus Markova et al.[7]).

Darin ist C ein konstanter Faktor. In der Praxis korrigieren wir die EW durch einfache Division durch $10^{(0.4 \cdot V_{\text{phot}})}$. Die so erhaltene Größe ist nun nicht der Linienfluss in physikalischen Einheiten, aber eine Größe, die diesem proportional ist, und zwar jetzt korrigiert für Kontinuumsvariationen. Es ist wichtig, den absoluten Fluss der Linie zu betrachten, weil seine Variationen durch die Effekte des Massenverlustes, der stellaren Winddichte und der Änderungen des Ionisierungszustandes der chemischen Elemente im Wind beeinflusst werden. In der gegenwärtigen Kampagne konnten bereits 161 simultane Messungen der EW und des Linienflusses im V-Band erhalten werden (Abb. 6). Streng genommen sollte eigentlich der Kontinuumsfluss bei 6563 Å verwendet werden, doch hier ist ΔV ein guter Näherungswert, weil die Farbindices von P Cygni nicht stark variieren (Markova et al. [8], S. 903).

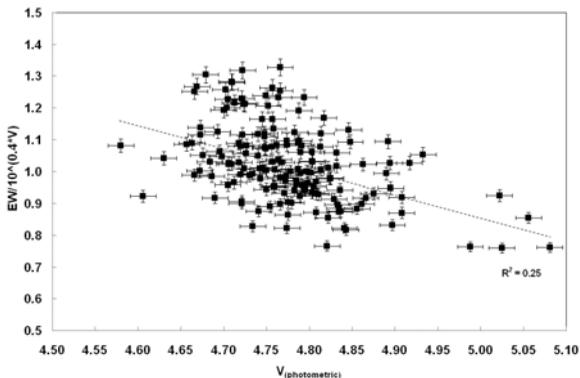


Abb. 6: H α -Linienfluss versus photometrische V-Helligkeit

Abb. 6 versucht zu zeigen, ob und in welchem Umfang der intrinsische H α -Linienfluss (die kontinuumskorrigierte EW) von der V-Helligkeit abhängt. Aus statistischer Sicht und unter Berücksichtigung der Messunsicherheiten kann man sagen, dass der Korrelationskoeffizient von 0.25 (der eigentlich nach der Kontinuumskorrektur Null sein sollte), die Aussage zulässt, dass der H α -Linienfluss von der V-Helligkeit unabhängig ist. Dagegen reflektiert der Plot in Abb. 7 als zeitliche Variation des Linienflusses bei Berücksichtigung der Standardabweichung (und möglicher anderer Fehlerquellen) die Variationen der Massenverlustrate, der stellaren Winddichte und der Änderungen der Ionisationsstruktur von August 2005 bis November 2012.

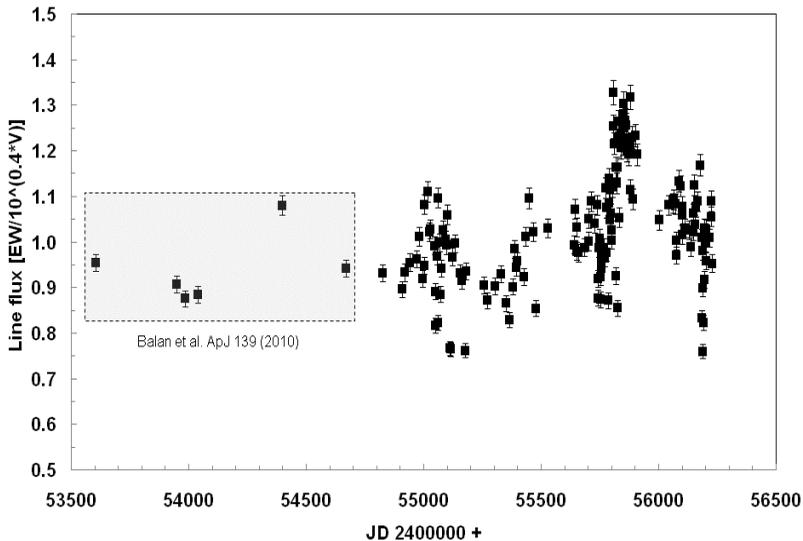


Abb. 7: Der intrinsische H α -Linienfluss von JD 2453605 (2005/08/22) bis JD 2455911 (2012/11/12)

Variationen der Massenverlustrate manifestieren sich bei P Cyg im allgemeinen auch in einer variierenden Absorptionstiefe und proportional dazu in einer variierenden Emissionsstärke der HeI-Linie bei 6678 Å, die in den „oberflächennahen“ Heliumbildenden Zonen des Zentralsterns entstehen. Abb. 8 zeigt Spektren von April 2003 bis Nov. 2012 dieser Linie zur Veranschaulichung der Variabilität der Absorptionstiefe und der Emissionsstärke als Folge einer variablen Massenverlustrate des Sterns (in Einheiten des normierten Kontinuums).

Trägt man die Absorptionstiefe gegen die Emissionsstärke auf so zeigt sich in Abb. 9, dass beide Messgrößen mit einer Korrelationsgüte von nur ~ 0.44 korreliert sind. Auch wenn die Emission durch Rekombination zustande kommt, würde man erwarten, dass eine höhere Dichte (= höherer Massenverlust) sowohl mehr Absorption, als auch mehr Emission erzeugt. Der geringe Korrelationskoeffizient könnte somit Ausdruck sein für nicht unplausible Temperaturvariationen im Sternwind, wodurch die Absorption auch

ohne Massenverluständerung zunehmen kann, ohne dass dabei die Emission zunimmt.

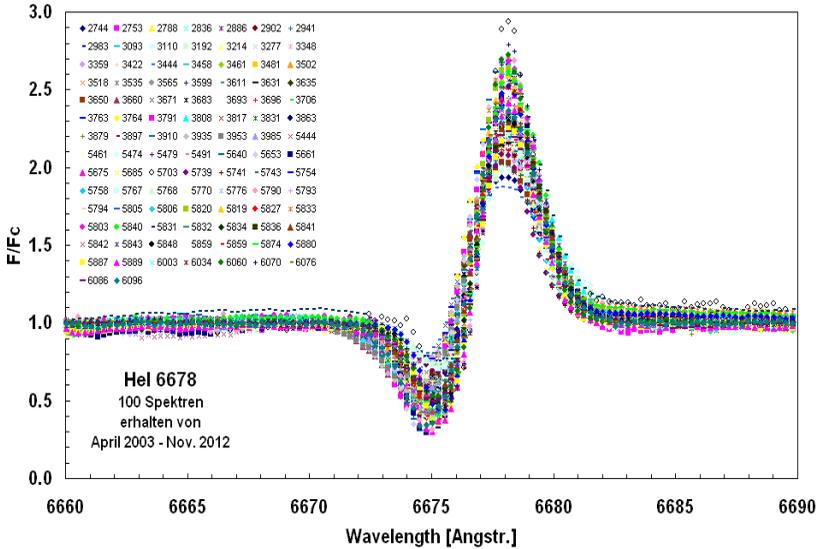


Abb. 8: Variabilität von Absorptionstiefe und Emissionsstärke im Profil der He I 6678 Linie des Zeitraumes 2003/04 bis 2012/11.

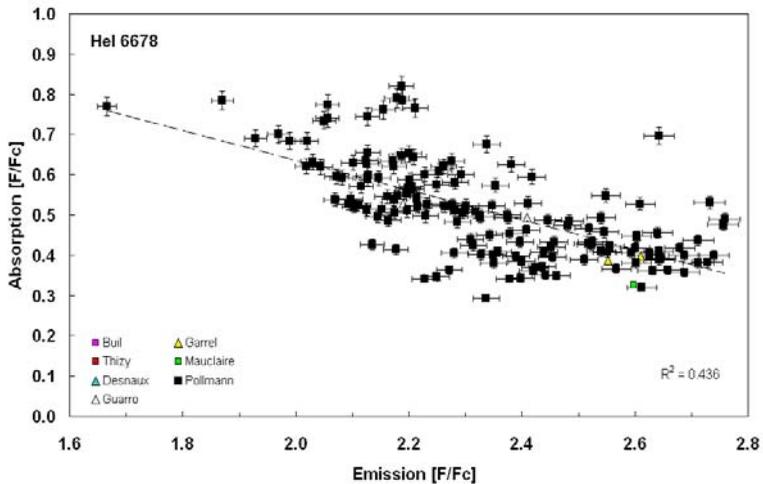


Abb. 9: Variabilität der Absorptionstiefe versus Emissionsstärke der He I 6678 Linie des Zeitraumes April 2003 bis November 2012

Die 161 simultanen EW- und photometrischen V-Helligkeiten der gegenwärtigen Kampagne sind aus statistischer Sicht selbstverständlich noch nicht ausreichend, um eine abschließende Erklärung hinsichtlich des zeitlichen Verhaltens der V-Helligkeit und des intrinsischen Linienflusses abzugeben. Um dieses Ziel zu erreichen, werden notwendigerweise weitere mehrjährige, simultane spektroskopisch/photometrische Messungen im Sinne einer Fortsetzung dieser Kampagne durchgeführt. Möglicherweise haben wir in einigen Jahren Gelegenheit, über den dann erreichten Ergebnisstatus hier wieder zu berichten.

Referenzen

- [1] AAVSO Alert 440: <http://www.aavso.org/aavso-alert-notice-440>
- [2] Tabellenkalkulationsblatt photometry5.xls von Thomas Karlsson:
<http://www.citizensky.org/teams/dslr-documentation-and-reduction/new-spreadsheet-automatic-calulation-tc-and-k> (abgerufen am 16.Nov.2012)
- [3] AAVSO Database AID: <http://www.aavso.org/access-data-section>
- [4] Scuderi, S., et al., ApJ, 392, 201-208 (1992)
- [5] Najarro, F., et al., A&A 326, 1117-1134 (1997)
- [6] de Jager, C., ASP Conference Series Vol. 233 (2001)
- [7] Markova, N. et al., A&A 366, 935-944 (2001)
- [8] Markova, N. et al., A&A 376, 898-906 (2001)
- [9] Balan, A., et al., ApJ, 139, 2269-2278 (2010)
- [10] Richardson, N., D., et al., AJ, Jan 2011

Danksagung

Wir danken Dr. Otmar Stahl (Landes-Sternwarte Heidelberg), Dr. Dietrich Baade (ESO-München) und Prof. Dr. Edward Geyer (ehemals Direktor des Observatoriums Hoher List, Universität-Bonn) für ihre konstruktiv-kritischen Kommentare, die wesentlich zur Verbesserung dieser Arbeit beigetragen haben. Wir danken aber auch allen weltweit beteiligten Beobachtern dieser Kampagne für ihre wertvollen, photometrischen und spektroskopischen Messungen, die diese Kampagne überhaupt erst ermöglichten.

Ernst Pollmann, Emil-Nolde-Str. 12, 51375 Leverkusen, ernst-pollmann@t-online.de

Wolfgang Vollmann, Dammäckergasse 28/D1/20, A-1210 Wien, vollmann@gmx.at

Mehrfarbenphotometrie der Supernova SN 2012aw in M 95 Multicolor photometry of supernova SN 2012aw in M 95

Norbert Reichmann

Abstract: *This report informs about radioactive decay of ^{56}Ni and ^{56}Co Isotope and how it can be seen in the multicolour photometric lightcurves. Using two methods it's possible to show in sections of linear decline of V and B lightcurves the radioactive decay of ^{56}Ni and ^{56}Co Isotope. First method is the surface flux – colour index correlation, second method is the logarithmic relationship of the magnitude scale. Three lightcurves for B, V, Rc and two colour index curves for (B-V) and (V-R) of the Supernova SN2012aw are presented. All measurements are based on CCD observations made with CCD camera Apogee Alta U16M and TMB Apo 130/1200. This multicolour photometry, during a timespan over 88days between 22.03.2012 and 17.06.2012, started at 6th days after discovery, were taken from my backyard astronomy site in Köstenberg, mountain Ossiacher Tauern, at an altitude of 890m. 94 observations were collected. The lightcurves in Johnson/Cousins filter B, V and Rc shows very different behavior.*

Die Messungen der Helligkeitsentwicklung der Supernova SN 2012aw erfolgten durch einen LZOS TMB Apo 130/1200 mit einer Apogee Alta U16M CCD Kamera. Innerhalb 13 Nächten über eine Zeitspanne von 88 Tagen im Zeitraum vom 22.03.2012 bis zum 17.06.2012 konnten in den Johnson/Cousins Filtern Rc, V und B insgesamt 94 Beobachtungen erfasst werden. In den Filtern Rc/V/B je 32/32/30 Messungen. Die Aufnahmen durch die photometrischen Filter der ersten 3 Nächte wurden auch für ein pretty-picture der Galaxie M 95, in welcher die SN aufleuchtete, verwendet.

Abb. 1 zeigt eine Aufnahme von M 95 mit folgenden Aufnahmedaten: jeweils 14 x 600sec durch die Filter Rc, V, B und 20 x 900sec Luminanz-Filter. Die darauf folgenden Messungen durch Rc, V und B erfolgten mit einer Belichtungszeit von 400 sec. Die Auswertung der Messergebnisse wurde mit dem Programm MPO Canopus [1] mit Hilfe der Differentiellen Photometrie durchgeführt. Im Filter Rc resultierte eine Standartabweichung SD von 0.01mag, im Filter V 0.015mag und im Filter B 0.013mag. Die Standartabweichung wurde aus dem *Target minus Comparison-Average* ermittelt.

Folgende Vergleichssterne wurden gewählt:

Für die Rc-Messung:	Comp1: 10442706 +1134173	13,036mag	VR0,399
	Comp2: 10433139 +1137158	13,188mag	VR0,543
Für die V-Messung:	Comp1: 10442706 +1134173	13,435mag	BV0,708
	Comp2: 10440468 +1151166	13,346mag	BV0,658
Für die B-Messung:	Comp1: 10442319 +1142447	13,188mag	BV0,549
	Comp2: 10442715 +1134188	14,143mag	BV0,708

SN 2012aw wurde unabhängig voneinander am 16. März 2012 in der Galaxie M 95 (NGC3351) von den Astronomen Paolo *Fagotti* (Italian Supernovae Search Project, Bastia Umbra, Italy), Alessandro *Dimai* (Cortina d'Ampezzo, Italy) und Jure *Skvarc*

(Crni Vrh Observatory, Slovenia) entdeckt. Die Supernova SN 2012aw wurde als eine Sternexplosion vom Typ IIP klassifiziert und befindet sich in der 33 Millionen Lichtjahre entfernten Balkenspiralgalaxie M 95. Die Koordinaten von SN 2012aw sind RA = 10h43m53s.72, DEK = +11°40'14".7 (J2000).



Abb.1: SN2012aw in der Galaxie M 95

Kurzer Abriss der Vorgänge nach der Explosion:

Die Helligkeitsentwicklung der SN 2012aw zeigt große Unterschiede in den einzelnen Farbkanälen (siehe Abb.3). Die aus den Messungen ermittelten (B-V)- und (V-R)-Farbindexkurven (Abb. 2, Abb. 4) zeigen den Farbverlauf dieser SN. Um diese zu verfolgen, ist es hilfreich, zuvor ein paar Erläuterungen zu den physikalischen Vorgängen knapp nach der Explosion zu vermitteln.

Die nach außen dringende Schockwelle der Explosion traf zuerst auf eine umgebende Schicht aus Silizium, in welcher dann große Mengen vom Isotop ^{56}Ni und weiter ^{56}Co , sowie andere Isotope erzeugt wurden. Dabei entstand am häufigsten das ^{56}Ni -Isotop, aufgrund der Stabilität des Kernes, weil die potentielle Energie pro Kernteilchen gegen die Atommasse aufgetragen ein Minimum darstellt. Die genannte Kombination von Nukleonen erfolgte durch die beim Sternkollaps auftretende enorme Hitze, dem Druck und den hohen Dichten der fortschreitenden Schockwelle. Nur unter solch enormen

Temperaturen, Druck und Dichteschwankungen finden diese Kernfusions-Reaktionen statt.

Bei der Bildung der Isotope wird Gammastrahlung frei, welche ebenso nach außen dringt und die den Stern verlassenden Hüllen durchdringt bzw. diese mit ihrer Energie anregt und aufheizt. In den ersten Phasen der Explosion durchdringt diese bei der Bildung des ^{56}Ni -Isotops freiwerdende Gammastrahlung eine noch sehr dichte Sternhülle, welche noch nicht weit genug expandierte und für die Gammastrahlung noch nicht transparent wurde. Diese Gammastrahlung verwandelt sich in Wärme die dann zuerst in Form von Licht- und Infrarotstrahlung frei wird (siehe rapides Ansteigen der R-Kurve in Abb.3)

Aufgrund dieser Vorgänge ist die (B-V)-Kurve sowie auch der unterschiedliche Helligkeitsverlauf in den einzelnen Farbkanälen zu deuten.

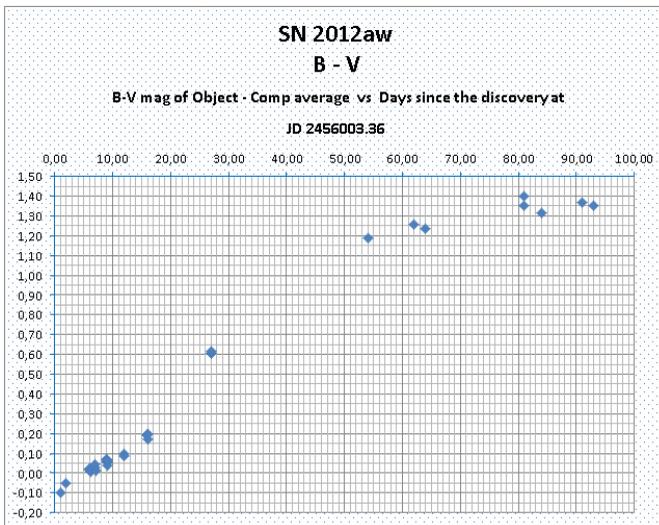


Abb.2: (B-V)-Farbindex der SN2012aw

Farbindex Kurven (B-V) und (V-R)

Am(B-V)-Farbindex-Diagramm (Abb. 2) entspricht die SN in den ersten Tagen nach der Entdeckung einem heißen A0 Stern. Die größte Intensität im kontinuierlichen Spektrum liegt zu Beginn im UV und im Blauen. Bis zum 12. Tag steigt der Farbindex auf 0.1 und die Temperatur der SN sinkt im Zuge der Ausdehnung, sie entspricht somit einem späten F-Stern. Die photometrische Helligkeit im Blauen steigt bis zum 6. Tag nach der Entdeckung (3.Tag im Diagramm) rapide an und erreicht hier ihr Maximum, um dann bis zum 12. Tag (im Diagramm) langsamer abzusinken. Direkt nach der Explosion sieht man die heiße noch nicht stark expandierte Oberfläche. Die Farbindexentwicklung bis zum 12.Tag von -0.1 bis 0.1 entspricht einem heißen A0 Stern bis zu einem bereits deutlich kühleren späten F Stern. Danach, vom 12. bis 20. Tag entwickelt sich die SN mit stärkerer Intensität vom Bläulichen zum Weißen (d.h. sie wird rapide weniger Blau). Mit monoton verminderter Intensität ab dem 20. Tag

entwickelt sie sich immer mehr vom Gelben bis zum Roten mit einem Farbindex im Max. von 1.4 ab dem 80.Tag. Dies entspricht einem späten M-Stern.

Kurvenentwicklung in den photometrischen Bändern Rc, V und B

In den einzelnen Farbkanälen (Abb.3) zeigen sich große Unterschiede in der Helligkeitsentwicklung. Anfangs der Entwicklung sieht man noch die sehr frühe und heiße, durch die Energie der Neutrinos aufgeheizte äußere Hülle der SN. Sie strahlt im UV und Blauen. Im weiteren Verlauf mit zunehmender Ausdehnung der Expansionshülle kann das heiße blaue Licht aufgrund der aufgeheizten äußeren Schichten schwieriger durchscheinen. Ebenso durchdringt es nicht mehr die dichten aufgeheizten inneren Schichten. Hier erfolgen nun die vorher genannten Kernreaktionen. Was man aber sieht, ist die äußere expandierte Atmosphäre. Nicht mehr aber das heiße Innere, sondern nur die äußere expandierte Hülle. Diese wird von den inneren heißen Schichten ebenso aufgeheizt. Die Strahlung kommt durch eine aufgeheizte äußere Hülle schwieriger durch, im Blauen wird die SN rapide schwächer zwischen dem 15. und 35. Tag, im Roten hingegen steigt sie von Beginn unentwegt bis um den 35. Tag an. In den äußersten Schichten bildet sich Staub, in der aufgeheizten äußeren Hülle herrscht ein Emissionslinienspektrum vor sowie die Emission neuer höherer ionisierter Elemente erscheint. Die Erwärmung der äußeren Hülle und des Staubes lässt die SN im Farbindex zunehmend rot werden. Zwischen 20. und 50. Tag ist die äußerste Hülle am dichtesten und lässt kaum Strahlung aus dem Inneren durch (R-Kurve Abb.2). In der (B-V)-Kurve ist hier die stärkste Abnahme vom Blauen zu sehen. So ist die rote photometrische Helligkeitsentwicklung zu deuten. Mit weiterer Ausdehnung und Verdünnung der äußeren Hülle kann man wieder tiefer in die inneren Schichten blicken und im Blauen erfolgt eine schwächere Abnahme ab dem 70. Tag, wo hingegen im Roten hier eine rapide Abnahme einsetzt da wieder mehr Strahlung aus den heißeren tieferen Schichten entweichen kann. Die Helligkeitsentwicklung im Roten und Blauen verlaufen in gegenseitiger Abhängigkeit. Was aber in der B- und V-Kurve noch zu sehen ist, entspricht den physikalischen Vorgängen des Isotopen-Abbaus in den innersten Schichten der weggestoßenen Sternhülle. Ein linearer Kurvenverlauf einer logarithmischen Helligkeitsskala entspricht einem exponentiellen Vorgang im Strahlungsstrom. Die Magnituden-Skala ist historisch gewachsen und ist aus zwei Gründen logarithmisch: aufgrund ihres historischen Hintergrundes und dem (physiologisch bedingten) *Weber - Fechner'schen Grundgesetz* [6]. Eine Gerade in den Helligkeitskurven entspricht einer exponentiellen Zu- oder Abnahme des Strahlungsstromes.

Nachweis des ^{56}Ni - und ^{56}Co -Isotopenzerfall mit zwei Methoden

Folgende mathematische Beziehung zeigen diese Verhältnisse auf:

$${}_b \log(a) = c \Leftrightarrow b^c = a$$

Wie ja bekannt, ist die Umkehrfunktion des Logarithmus die Exponentialfunktion.

Im V- und B-Diagramm (Abb.3) können wir Geraden im Bereich ab dem 10. und über den 20. Tag hinaus sowie zwischen 50. und 85. Tag abschätzen. Die genauen Grenzen der abgeschätzten Geraden sind nicht ersichtlich, da hier keine Messwerte vorliegen. Für die Ermittlung der Steigung der Geraden sind die genauen Grenzen

auch nicht erforderlich, vorteilhaft ist es aber, wenn mehrere Punkte innerhalb der Geraden ersichtlich sind. Letzteres trifft für die erste abgeschätzte Gerade in V und B (Bereich zwischen 10.- 20. Tag) nicht zu, jedoch für die zweite (Bereich 50.- 85. Tag). Weitere Punkte für die erste abzuschätzende Gerade dürften jeweils mit Streuung der Steigung um den Punkt des 20. Tages liegen.

Mit Hilfe der Geradenbeziehung

$$y = k \cdot x + d$$

$$k = \frac{\Delta y}{\Delta x} = \frac{y_2 - y_1}{x_2 - x_1} \quad (1)$$

ergeben sich, indem für Δy die unterschiedlichen Helligkeiten und Δx die entsprechenden Tage in den abgeschätzten Intervallen eingesetzt werden, folgende Geradensteigungen: Für V in den genannten Zeiträumen $k_{V1} \approx -0.036$ und $k_{V2} \approx -0.006$. Mit Index V1 ist die Gerade im Bereich 10. - 20. Tag gemeint, mit Index V2 die Gerade im Bereich 50. - 85. Tag. Da der Helligkeitsverlauf der SN in den ersten Wochen durch die Gammastrahlung der sich abbauenden Isotope ^{56}Ni und ^{56}Co verursacht wird, und der Isotopenzerfall nach einem exponentiellen Gesetz erfolgt, ist zu prüfen, ob in den angedeuteten linearen Geraden in V und B dieser exponentielle Isotopenzerfall nachzuweisen ist. Die Steigungen der Geraden müssten also proportional zur abnehmenden Menge des zerfallenden Isotops sein. Mit anderen Worten: Geraden in den V- und B-Kurven entsprechen einem exponentiellen Zerfall der Isotope, da die Farbhelligkeiten (Magnituden-Skala) logarithmischen Gesetzen folgen.

1.Methode: Nachweis mit Hilfe der Oberflächen Flux – Farbindex Korrelation

Mit Hilfe einer Oberflächen-Flux F'_V und Farbindex (V-R) - Korrelation [5]:

$$F'_V = a + b(V - R) \quad (8)$$

-0.17<(V-R)<0.00	a=3.977	b=-1.390
0.00<(v-R)<1.26	a=3.977	b=-0.429
1.26<(V-R)<4.20	a=3.837	b=-0.320

ergibt sich für die (V-R)-Kurve eine Flux F'_V im Bereich des 20. Tages von 3.869 und im Bereich des 26. Tages eine Flux F'_V von 3.741 **(8)**. Setzen wir diese beiden Werte für S_1 und S_2 in die Pogson –Beziehung **(6)** ein, erhalten wir ein Δm von 0.0367. Dies entspricht nun sehr genau dem k -Wert k_{V1} (siehe unten: Steigung der Geraden in der V-Kurve zwischen 10. und 20. Tag, entspricht in der (V-R)-Kurve den 16. bis 26. Tag) gewonnen aus der einfachen Beziehung **(1)**. Die Gerade, gewonnen aus der V-Kurve durch **(1)**, entspricht der exponentiellen Abnahme des Strahlungsstromes,

Strahlungsströme zu zwei verschiedenen Zeitpunkten gewonnen aus der (V-R)-Kurve durch **(8)**, und zeigt somit deutlich den Zerfall des ^{56}Ni -Isotops an! Auch für den ^{56}Co -Zerfall (50. – 80. Tag in V) zeigt sich eine Übereinstimmung der Werte im Tausendstel-Genauigkeitsbereich!

2.Methode: Nachweis mit Hilfe der logarithmischen Helligkeitsbeziehung nach Pogson

Eine weitere Möglichkeit des Nachweises ergibt sich auch durch die Bezüge **(1)** und **(6)**, wie sie auch Herr Walker sehr schön in seinem Bericht zur Lichtkurve der SN2011dh im BAV Rundbrief 2-2012 hergeleitet [2] hat.

$$n = n_{t=0} \cdot e^{\left(\frac{-t}{\tau}\right)} \quad (2)$$

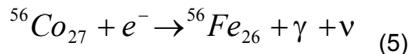
τ entspricht der mittleren Lebensdauer der radioaktiven Kerne. Ersetzt man τ durch die Zeit $t_{1/2}$, nach welcher eine Halbierung der Kerne eintritt, so kann auch folgende Beziehung gewählt werden:

$$n = n_{t=0} \cdot 2^{-\frac{t}{t_{1/2}}} \quad (3)$$

Physikalisch erfolgt der Zerfall durch Elektroneneinfang, also durch sogenannten Beta-Zerfall



Dieser Zerfall erfolgt bei ^{56}Ni mit einer Halbwertszeit von 6.1 Tagen. Ebenso durch Elektroneneinfang zerfallen die Kobaltkerne mit einer Halbwertszeit von 77.12 Tagen in Eisen:



Wenn Δm die Differenz der Helligkeiten der SN zu zwei verschiedenen Zeitpunkten ist, dann kann man in der Logarithmischen Helligkeitsskala nach Pogson die Strahlungsströme S_1 und S_2 durch die aus dem Zerfall des ^{56}Ni stammenden Energien zu zwei verschiedenen Zeitpunkten ersetzen. S_1 und S_2 wird also ersetzt durch die aus dem Zerfall generierten Energien zu den Zeitpunkten t_1, t_2 .

Wie Herr Walker [2] in seinem Bericht sehr schön aufzeigte, wird aus:

$$\Delta m = m_2 - m_1 = -2.5 \cdot \lg\left(\frac{S_2}{S_1}\right) = -2.5 \cdot \lg 2^{\left(\frac{t_2 - t_1}{t_{1/2}}\right)} \quad (6)$$

Die Steigung der linearen Geraden in den abgeschätzten Bereichen ergibt aufgrund
(1) $k_{V1} = -0.036$ sowie $k_{V2} = -0.006$. Im Besonderen entspricht aufgrund

(6) $k = \frac{\Delta m_{V2}}{\Delta t} = \frac{-0.24}{37d} = -0.0064$ (mit Hilfe der 1.Methode und **(6; 8)** beträgt

$k_{V2} = -0.007$!) der aus der V-Kurve abgeschätzten Steigung der zweiten Geraden im Bereich 50. – 85.Tag. Der ^{56}Co - Zerfall zeigt sich deutlich in der auslaufenden Geraden k_{V2} der V-Kurve. Der Zerfall von ^{56}Ni ist aufgrund zu großer Ungenauigkeiten in der Ermittlung der Steigung k_{V1} nicht deutlich zu zeigen. Dies hängt damit zusammen, dass die erste Gerade (in V und B) um den Punkt des 20. Tages nicht genau abgeschätzt werden kann. Für eine exakte Steigungsermittlung liegen zu wenig Messpunkte in dem Bereich vor.

Die mittlere Lebensdauer τ der ^{56}Ni -Isotopenkerne ergibt sich mit 8.8Tagen, dies passt

$$\tau = \frac{-t_{1/2}}{\ln(0.5)} \quad (7)$$

sehr gut in das Intervall des Gefälles des ^{56}Ni -Isotops um den Messpunkt des 20. Tages. Nach 26 Tagen sind nur mehr 5% der zu Beginn der SN Explosion gebildeten ^{56}Ni -Kerne vorhanden. Auch dies zeigt sich in den B- und V-Lichtkurven im Bereich um den 20. Tag, die Zerfallsgerade des ^{56}Ni -Isotopenabbau endet in dem Bereich. (Letzte nicht detektierte Beobachtung der SN mit 20.7 mag am März 15.27, danach innerhalb von 48h ein Anstieg um 6.6 mag bis zur nächsten Beobachtung des PTF am März 17.18 [3]; die Abschätzung um den 20. Tag ergibt sich also aus der Subtraktion von 6 Tagen, da meine Messungen am 6. Tag nach der Explosion begannen).

Danach zeigt sich der Beginn des ^{56}Co -Zerfalles in der B- und V Lichtkurve. Die mittlere Lebensdauer der ^{56}Co -Isotopenkerne ergibt sich mit 111.26 Tagen **(7)**. Der Beginn dieses Zerfalles zeigt sich um JD 2456040 im Bereich um den 30. Tag der Messungen. Eine Messung an JD 2456039.3914 des MEDUZA Projektes der *Variable Star and Exoplanet Section of Czech Astronomical Society* [4] liegt mit 14.228 mag für B und 13.39 mag für V vor. Bezüglich B-Helligkeit liegt das sehr gut in der besagten Geraden des ^{56}Co -Zerfalles der obigen B-Kurve. Für V ist das Datum mit entsprechendem Wert etwas zu früh angesetzt, dies bestätigt auch die Erwartung, dass sich in V der ^{56}Co -Zerfall mit Verzögerung zeigt.

Nach dem 88. Tag meiner Messungen war es kaum mehr möglich, die SN in der westlichen Dämmerung weiter zu verfolgen. Die dem ^{56}Co -Zerfall entsprechende Gerade zieht sich aber deutlich weiter. Nach fast einem Jahr, 333 Tagen, sind nur mehr 5% der ^{56}Co -Kerne vorhanden, also erst ein Jahr danach verlässt die Helligkeitsentwicklung diese Gerade. In jeder Stufe der radioaktiven Zerfallskette von

^{56}Ni zu ^{56}Co (4) weiter zu ^{56}Fe (5) wird die Helligkeit der SN durch die dabei freiwerdende Gammastrahlung gespeist.

Danksagung: Bei Herrn Walker bedanke ich mich durch seinen aufschlussreichen Bericht für die Anregung, meine Lichtkurven genauer zu analysieren. Ebenso bedanke ich mich bei Herrn Bannuscher für die Ermutigung, diesen Bericht zu verfassen.

Literaturhinweise:

[1] MPO Canopus/PhotoRed <http://www.MinorPlanetObserver.com>;

[2] Walker David: Die Lichtkurve der SN 2011dh in M51, BAV Rundbrief Nr.2, 61. Jahrgang,

[3] PTF observations of SN2012aw (PTF12bvh) and explosion date constraints

[4] <http://var2.astro.cz/EN/meduza/light-curves-ccd.php?star=SN2012aw%20Leo&shv=Leo>

[5] Budding E, Demicran O: Introduction to Astronomical Photometry, S.63 – 65, Cambridge University Press, 2007

[6] *Weber-Fechner'sches Grundgesetz*: additiv empfundene Reize (1x-, doppelt-, 3x so stark...) entsprechen einer multiplikativen Zunahme der objektiv physikalischen Reize. Das heißt: Die Empfindungen sind proportional zum Logarithmus des Reizes.

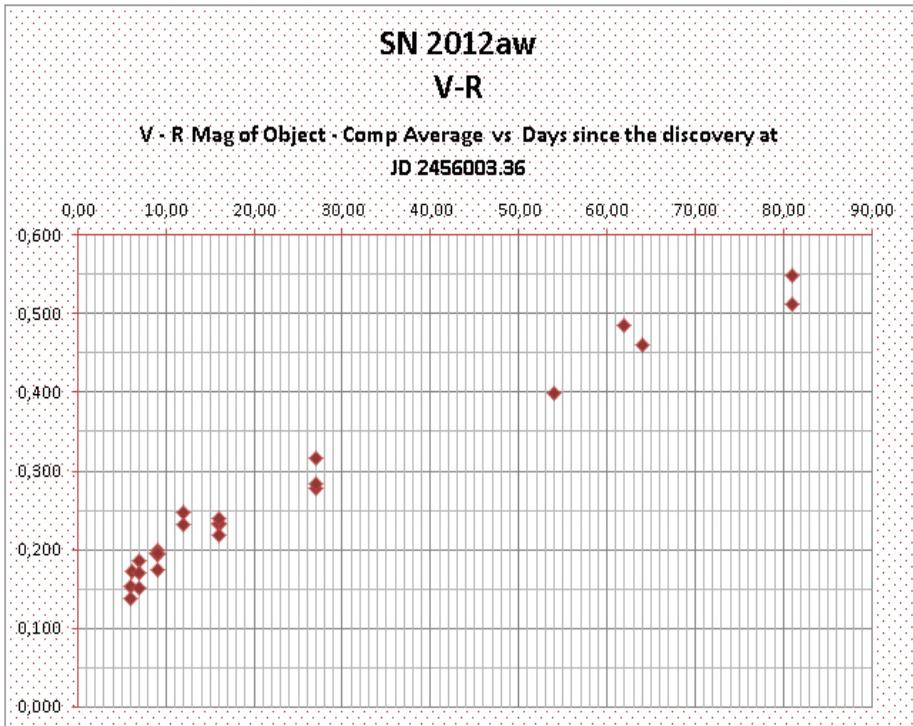


Abb. 4: (V-R)-Farbindex der SN2012aw

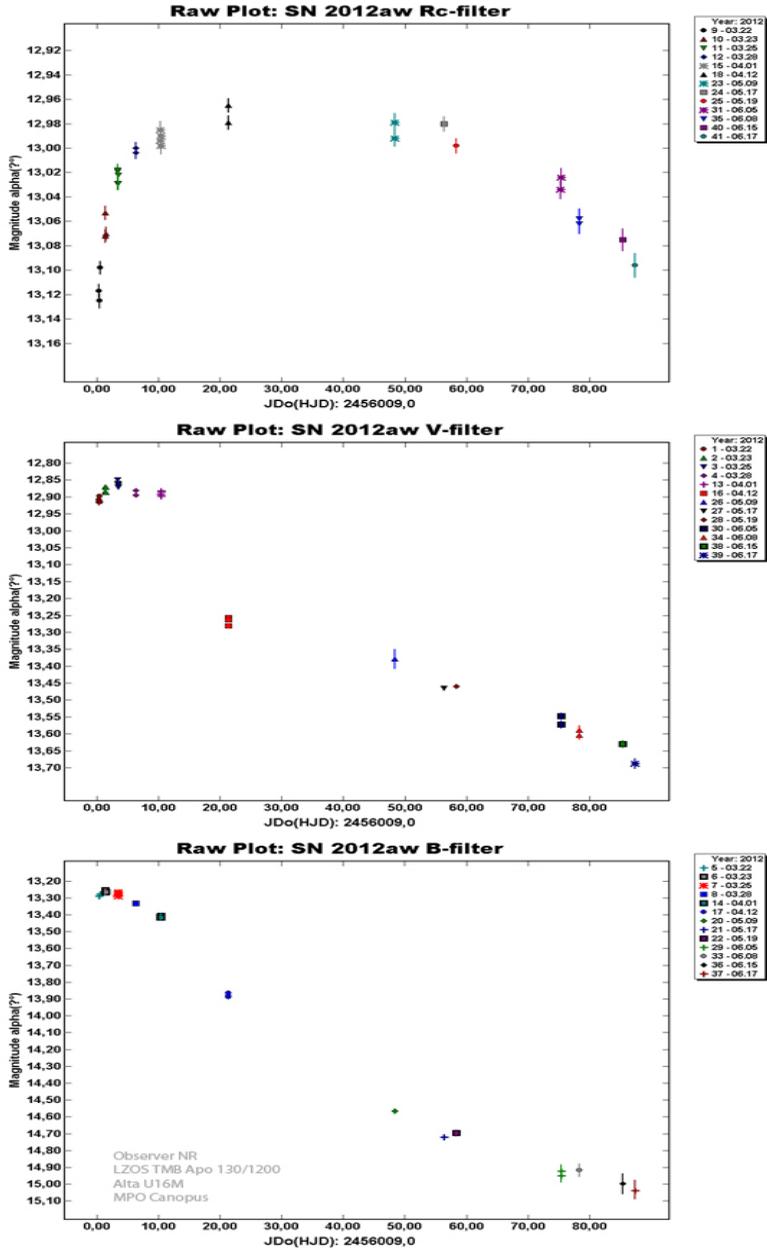


Abb.3: Die Helligkeitsentwicklung in den Farbkanälen Rc, V und B der SN2012aw

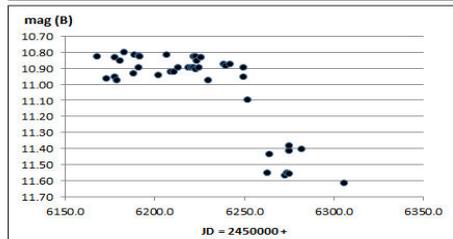
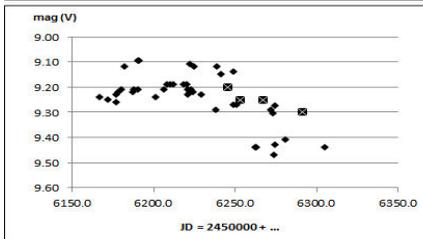
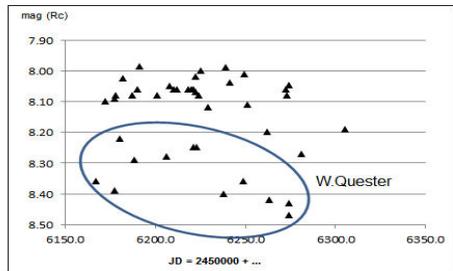
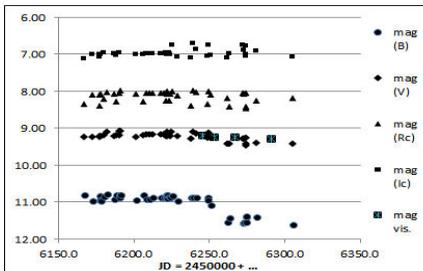
Ergebnisse der Beobachtungskampagne AZ Cassiopeiae

Frank Walter

Im Sommer 2012 auf unserer Webpage und im Rundbrief 3/2012 hatte ich zur Teilnahme an der von der Nikolaus Kopernikus - Universität, Torun, Polen initiierten Beobachtungskampagne von AZ Cas aufgerufen. Für die Wintermonate 2012 / 2013 war eine der seltenen Bedeckungen (Periode ca. 9,3 Jahre) vorhergesagt. Einzelheiten zu dem Bedeckungssystem wurden im Rundbrief 3/2012 beschrieben.

Da die Amplitude des Helligkeitsminimums stark vom Farbbereich abhängt (sie reicht von ca. 2.1 mag im Bereich U bis zu ca. 0.23 mag im Bereich V), waren mit dem Aufruf vor allem Beobachtungen mit CCD-Kameras und Farbfiltern gefordert. Jörg Neumann hat sich jedoch nicht abschrecken lassen und sich als visueller Beobachter beteiligt. Bis zum 31.01.2013 haben unsere Mitglieder Norbert Reichmann, Manfred Rätz und Wolfgang Quester Messungen in den verschiedenen Farbbereichen geliefert. Ihnen allen sei herzlich gedankt. Leider waren die Wetterbedingungen im Dezember 2012 / Januar 2013 sehr schlecht, sodass der Anstieg aus dem Minimum wahrscheinlich nicht erfasst werden konnte.

Die folgenden Lichtkurven zeigen den Verlauf der Helligkeiten in den verschiedenen Farbbereichen. Es zeigt sich, dass im V- und B-Bereich der Helligkeitsabfall deutlich, im I- und R-Bereich jedoch sehr klein ist. Die Messungen von W. Quester zeigen im R-Bereich generell eine geringere Helligkeit als die von N. Reichmann und M. Rätz. Hier scheinen die besonderen Eigenschaften des verwendeten Filters eine Rolle zu spielen. J. Neumanns Schätzungen fügen sich gut in die Messungen des V-Bereichs ein.



Intensive Beobachtung von RR-Lyrae-Sternen mit Blazhko-Effekt

F.-J. (Josch) Hamsch

Seit einigen Jahren beschäftige ich mich mit der intensiven Beobachtung von RR-Lyr-Sternen mit Blazhko-Effekt. RR-Lyr-Sterne sind kurzperiodische Veränderliche mit Perioden kleiner als ein Tag, somit kann man innerhalb einer klaren Nacht schon recht viel von der Lichtkurve beobachten. Die Lichtkurven haben auch normalerweise charakteristische Formen und die RR-Lyr-Sterne werden in drei Klassen eingeteilt, RRab mit schnellem Anstieg und langsamen Abfall der Lichtkurve (Pulsation in der fundamentalen Radialmode), RRC mit eher sinusförmiger Lichtkurve (Pulsation im ersten Oberton) und die seltenen RRd-Sterne mit einer Kombination der Pulsation von fundamentalen Radialmode und erstem Oberton.

Viele der RR-Lyr-Sterne zeigen allerdings noch einen zusätzlichen Effekt, der die Lichtkurve stark verändert, den sogenannten Blazhko-Effekt, der nach dem Entdecker S. Blazhko in 1907 benannt ist [1]. Der Blazhko-Effekt äußert sich in einer Perioden- und/oder Amplitudenänderung, zumindest bei den meisten RR-Lyr-Sternen die dieses Phänomen zeigen. Die Periode reicht von einigen wenigen Tagen bis zu mehr als 1700 Tage. Diese Webseite (<http://physics.muni.cz/~blasgalf/>) hält eine Liste der bekannten RR-Lyr-Sterne mit Blazhko-Effekt inklusive deren Periode vor. Obwohl der Blazhko-Effekt nun seit mehr als 100 Jahren bekannt ist, ist eine theoretische Beschreibung bisher noch nicht gelungen. Die satellitengestützte Beobachtung durch COROT und KEPLER haben in den letzten Jahren sehr zum Verständnis des Blazhko-Effektes beigetragen, aber meines Wissens nach eben nicht geklärt.

Also sind auch weitere erdgebundene Beobachtungen von RR-Lyr-Sternen mit Blazhko-Effekt hilfreich. Wenn man aber das Verhalten von RR-Lyr-Sternen mit Blazhko-Effekt studieren will, muss man diese so intensiv wie möglich beobachten, um bei unbekannter Blazhko-Periode dieses zu bestimmen oder auch um zu sehen, ob die Blazhko-Periode über verschiedenen Perioden denn konstant ist oder nicht. Es gibt nämlich mittlerweile doch einige Sterne, bei denen man veränderliche Blazhko-Perioden oder gar mehrere Blazhko-Perioden gefunden hat (siehe die Webseite <http://physics.muni.cz/~blasgalf/>). Intensive Beobachtung heißt aber auch, dass man möglichst viele klare Nächte innerhalb einer Saison haben sollte oder möglichst mit mehreren Beobachtern an verschiedenen Standpunkten zusammenarbeiten sollte. Leider lässt das Wetter in Mitteleuropa eher zu wünschen übrig. Die meisten der hier gezeigten Daten wurden deshalb über den Zugriff zu Teleskopen an Standorten mit viel günstigeren Bedingungen, was die Anzahl klarer Nächte angeht, gewonnen. Die meisten Beobachtungen der im folgenden aufgeführten RR-Lyr-Sterne wurden in New Mexico und Chile durchgeführt. Speziell in Chile kam ich im ersten Jahr auf 320 klare Nächte zum Beobachten (die auch effektiv beobachtet wurden). Das führt natürlich dazu, dass man sehr dichte Messreihen erhält.

Doch genug der einleitenden Worte, kommen wir jetzt zu den Resultaten. Die Sterne, die wir zum Beobachten ausgesucht haben, gehören zu der Gruppe der bisher wenig beobachteten RR-Lyr-Sterne (siehe die GEOS RR Lyr - Datenbasis [5]). Der vorliegende Text ist eine Zusammenfassung der Ergebnisse, die im Detail in den folgenden

Publikationen veröffentlicht wurden [2-4]. Im weiteren geht es um vier RR-Lyr-Sterne: CX Lyr, NU Aur, VY CrB und V1820 Ori. Fangen wir mit CX Lyr an:

CX Lyr

Pierre de Ponthierre hat im Jahre 2008 angefangen diesen Stern zu beobachten, nachdem von Le Borgne et al [6] entdeckt wurde, dass der Stern einen Blazhko-Effekt zeigt. Allerdings waren die damaligen Daten nicht ausreichend, um die Blazhko-Periode genauer zu bestimmen. Die Daten, die in Ref. [2] veröffentlicht sind, wurden alle in Belgien in der Periode Juni bis November 2008 während 59 Nächten gewonnen. Auch ein Maximum von G. Mainz, das in der GEOS Datenbank [5] aufgenommen ist, wurde mit verwendet. Aus den Daten konnten 14 Maxima abgeleitet werden. Daraus resultierte eine verbesserte Periode gegenüber dem GCVS

$$\begin{aligned} \text{HJD} = & 2454677.5688 + 0.61675E & (1) \\ & \pm 0.0037 \pm 0.000024E \end{aligned}$$

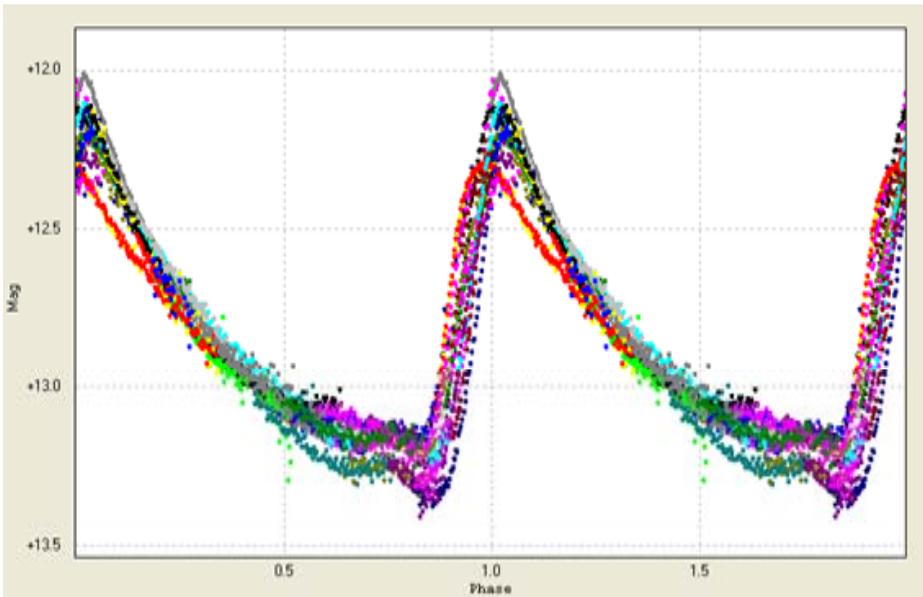


Abb. 1: Lichtkurve von CX Lyr, die verschiedenen Farben stellen Beobachtungen in verschiedenen Nächten dar. Daten von P. De Ponthierre

Auch die Blazhko-Periode wurde aus den vorhandenen Maxima ermittelt und resultierte zu 62 ± 2 Tage. Das bedeutete eine Verbesserung zu dem Literaturwert von 227 oder 128 Tage aus Referenz [6]. Die Blazhko-Periode konnte aus den zur Verfügung stehenden Daten nicht genauer bestimmt werden, da die Datenbasis zu viele Lücken aufweist. In einer zweiten Beobachtungsperiode von 2009 bis 2011 konnten 41 neue Maxima bestimmt werden.

Damit konnte dann in erster Instanz die Periode verbessert werden zu:

$$\text{HJD} = 2454677.5692 \pm 0.0031 + (0.6167582 \pm 0.0000031) E$$

Auch die Blazhko-Periode konnte genauer bestimmt werden zu 68.3 +/- 0.4 Tage. Die Daten, die nun mehrere Jahre überstreichen, zeigten auch, dass sukzessive Blazhko-Zyklen nicht gleich sind. Für die Bestimmung der Blazhko-Periode wurden sowohl die Maximazeiten als auch die Magnitude zum Maximumzeitpunkt herangezogen und beide Resultate stimmten recht gut überein.

NU Aur

NU Aur wurde schon eine gewisse Zeit (Periode 2006-2007) von Pierre de Ponthierre mit den AAVSONet - Teleskopen in New Mexico beobachtet. Ein starker Blazhko-Effekt war auch bei diesem Stern aufgrund dieser Beobachtungen bekannt. Die Datenbasis erlaubte keine Verbesserung oder Verifikation der bekannten Blazhko-Periode von 179 Tagen. In der Zeit von 2008 bis 2011 kamen 75 zusätzliche Maxima zusammen. Eine Analyse der Maximazeiten ergab eine verbesserte Periode zu

$$\text{HJD} = 2454752.4603 \pm 0.0014 + (0.5394148 \pm 0.0000015) E$$

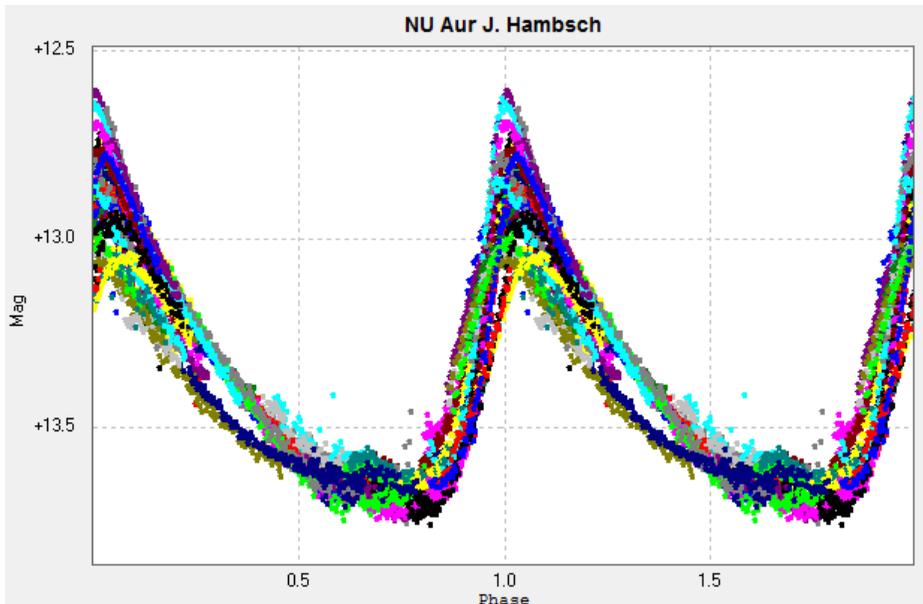


Abb. 2: Lichtkurve von NU Aur, die verschiedenen Farben stellen Beobachtungen in verschiedenen Nächten dar

Die Bestimmung der Blazhko-Periode gestaltete sich schwieriger, da aus dem GCVS schon eine recht lange Periode bekannt war. Es zeigte sich, dass die Periode auch mit

den vorhandenen Daten noch nicht eindeutig zu bestimmen ist und entweder bei 114.4 +/- 1.4 Tagen oder bei 170.1 +/- 2.6 Tagen liegt. Genaueres ist nachzulesen in Ref. [3]. Weitere Beobachtungen sind nötig, um die Blazhko-Periode eindeutig bestimmen zu können. Man sieht, dass bei langer Blazhko-Periode Beobachtungen des Sterns über mehrere Jahre nötig sind, um die Periode eindeutig zu bestimmen oder zu verbessern.

VY CrB

Auch für diesen Stern wurden im Zeitraum April 2010 bis August 2011 49 Maxima beobachtet. Dadurch konnte die Periode gegenüber dem GCVS etwas verbessert werden:

$$\text{HJD} = 2455302.5032 \pm 0.0013 + (0.4629461 \pm 0.0000010) E$$

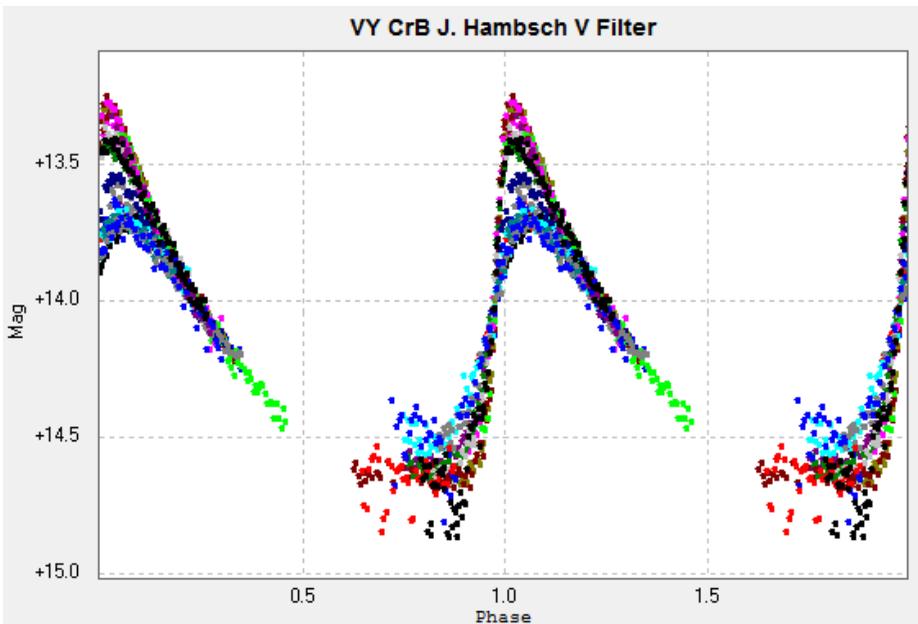


Abb. 3: Lichtkurve von VY CrB, die verschiedenen Farben stellen Beobachtungen in verschiedenen Nächten dar

Trotz der intensiven Beobachtung konnte die Blazhko-Periode auch hier nicht eindeutig aus den Daten bestimmt werden. Entweder ist sie 32.3 ± 0.1 oder 64.6 ± 0.2 Tage, was eine Differenz von einem Faktor 2 ist. Auch hier zeigt sich, dass der Blazhko-Effekt sich nicht genau wiederholt bei verschiedenen Blazhko-Perioden und dazu führt, dass trotz der vielen Maxima-beobachtungen und der relativ kurzen Blazhko-Periode diese nicht eindeutig bestimmt werden konnte.

V1820 Ori

Kommen wir nun zu dem letzten hier behandelten Stern. Dieser wurde mir von dem belgischen Sternfreund Patrick Wils empfohlen, da er einen starken Blazhko-Effekt aufweist. Ich habe in den Jahren 2006 bis 2008 begonnen, diesen Stern aus New Mexico zu beobachten. Das Wetter und eine Verteilung der Beobachtungsnächte unter mehreren Teilhabern des Remote-Observatoriums lies jedoch eine konzentrierte Beobachtung des Sterns nicht zu. Erst nach Fertigstellung meiner Sternwarte in Chile und die einzigartige Anzahl von Beobachtungsnächten machte eine wirklich intensive Beobachtung dieses Sterns möglich.

Dieser Stern wurde von Dezember 2006 bis März 2012 an 157 Nächten beobachtet. Dabei kamen mehr als 22500 Helligkeitsmessungen zusammen. Die Hauptmasse der Daten wurde in der Saison 2011/2012 gewonnen. Aus diesen Daten wurde die Periode gegenüber dem GCVS etwas verbessert:

$$\text{HJD} = (2\,454\,075.8935 \pm 0.0060) + (0.4790486 \pm 0.0000018) E$$

Durch den stark ausgeprägten Blazhko-Effekt ergeben sich allerdings doch große Unterschiede in dem Zeitpunkt des Maximums, bestimmt durch obenstehende Gleichung.

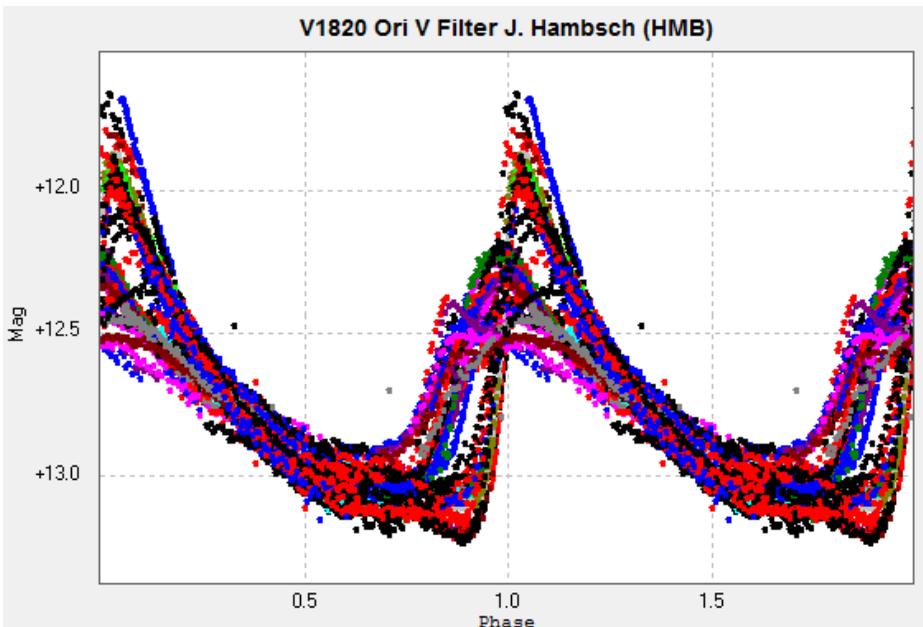


Abb. 4: Lichtkurve von V1820 Ori, die verschiedenen Farben stellen Beobachtungen in verschiedenen Nächten dar. Das Bild zeigt nur einen Teil der Daten.

Es wurden 13 Maxima in der Periode 2006/2007 und 52 Maxima während der Saison 2011/2012 bestimmt. Die Blazhko Periode wurde schon recht gut durch P. Wils et al. [7] zu 28 Tagen bestimmt. Durch die neuen Beobachtungen konnte die Periode nun zu

$$\text{HJD}_{\text{Blazhko}} = 2454029.2047 + (27.92 \pm 0.03) E_{\text{Blazhko}}$$

verbessert werden. Dabei wurde auch festgestellt, dass diese Periode über die Jahre nicht konstant bleibt. Die kurze Periode ermöglicht es, diese Änderungen zu verfolgen.

In einer Fortsetzung werden wir uns über die unterschiedlichen Blazhko-Verhalten der vier Sterne auseinandersetzen.

Referenzen:

[1] Blazhko, S., 1907, Astron. Nachr. 175, 325

[2] Pierre de Ponthiere, Jean-Francois Le Borgne, Franz-Josef Hamsch, 2009, JAAVSO, 37, 117, arXiv:1212.0026

[3] Pierre de Ponthiere, Jean-Francois Le Borgne, F. Fumagalli, Franz-Josef Hamsch, Tom Krajci, J-M Llapasset, Kenneth Menzies, Marco Nobile, Richard Sabo, 2012, JAAVSO, 40, 904 arXiv:1212.0034

[4] Pierre de Ponthiere, Franz-Josef Hamsch, Tom Krajci, Kenneth Menzies, Patrick Wils, accepted for publication in JAAVSO , arXiv:1212.0897

[5] <http://dbrr.ast.obs-mip.fr/>

[6] Le Borgne, J. F., et al. 2007, Astron. Astrophys., 476, 307

[7] Wils P. et al. 2006, MNRAS 368, 1757

Neues von TW Vulpeculae

Klaus Wenzel, P Christoph Gerhard OSB, Jerome Caron,
Francois Kugel

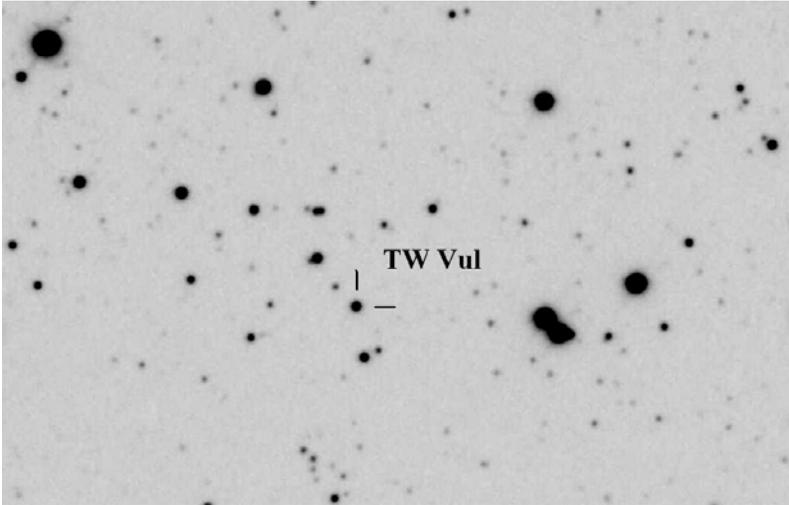


Abb. 1: Die Zwergnova TW Vul im Ausbruch. Die Aufnahme belichtete Pater Christoph Gerhard OSB am 10 Zoll - Newton der Sternwarte in der Abtei Münsterschwarzach am 31.10.2012.

Im BAV Rundbrief 1/2012 Seite 38, berichtete ich über diesen, von Max Wolf bereits 1904 entdeckten, Veränderlichen mit der offiziellen Bezeichnung TW Vulpecula, der mehr als 100 Jahre in Vergessenheit geraten ist. Aufgrund des leider nur sehr dürftigen bisher vorhandenen Beobachtungsmaterials (Bruce Archiv LSW, POSS) vermutete ich damals, dass es sich bei TW Vul wohl um einen kataklysmischen Veränderlichen (Zwergnova) handelt. Dies konnte nun bestätigt werden.

In der Beobachtungssaison 2012 wurde TW Vul von verschiedenen Beobachtern weltweit (VSNET, AAVSO) zumindest sporadisch überwacht. Am 30.10.2012 meldete schließlich Jerome Caron im CVNET einen Ausbruch von TW Vul. J. Caron entdeckte den Ausbruch auf einer Überwachungsaufnahme, die F. Kugel an einem 80/400mm Refraktor am Vorabend (29.10.2012) am Observatoire Dauban (Dauban Survey <http://www.aspylib.com/>) in Südfrankreich aufgenommen hatte. Der Veränderliche hatte seine Helligkeit auf 13,1 mag gesteigert. Das entspricht in etwa der Helligkeit von TW Vul bei den bisher aufgefundenen historischen Ausbrüchen von 1904 bzw. 1927 auf den Heidelberger Aufnahmen.

Durch eine E-Mail von Wolfgang Kriebel wurde ich am 31.10.2012 über die Beobachtung von Caron/Kugel informiert. Daraufhin setzte ich mich sofort mit Pater Christoph Gerhard in Verbindung und bat ihn in der kommenden Nacht TW Vul an seiner Stern-

warte in der Abtei Münsterschwarzach aufzunehmen, um den Ausbruch zu dokumentieren. Ich selbst wollte eine visuelle Beobachtung an meiner Dachsternwarte in Wenigumstadt durchführen. Bei mäßigen Bedingungen (diesig, aufziehende Bewölkung) gelang es mir kurz nach Einbruch der Dunkelheit (17:40 UT) TW Vul visuell im 317/1500mm Newton mit einer Helligkeit von 13,5 mag zu beobachten und somit den Ausbruch zu bestätigen. Die fast zeitgleich durchgeführte CCD-Beobachtung von Pater Christoph ergab eine Helligkeit von 13,52 mag. Bei einer weiteren visuellen Beobachtung in der folgenden Nacht (01.11.2012 17:45 UT) war die Helligkeit bereits wieder auf 13,8 mag gefallen und am 02.11.2012 meldete Caron/Kugel 15,1 mag. Damit war der kurze Ausbruch auch schon wieder beendet.

Bei TW Vul handelt es sich somit eindeutig um eine Zwergnova vermutlich vom Typ UGSS. Die Ausbruchshäufigkeit von TW Vul müssen nun weitere Beobachtungen zeigen. Wahrscheinlich wurden wohl viele solcher kurzen Ausbrüche in der Vergangenheit einfach aufgrund ihrer geringen Intensität und Dauer übersehen.

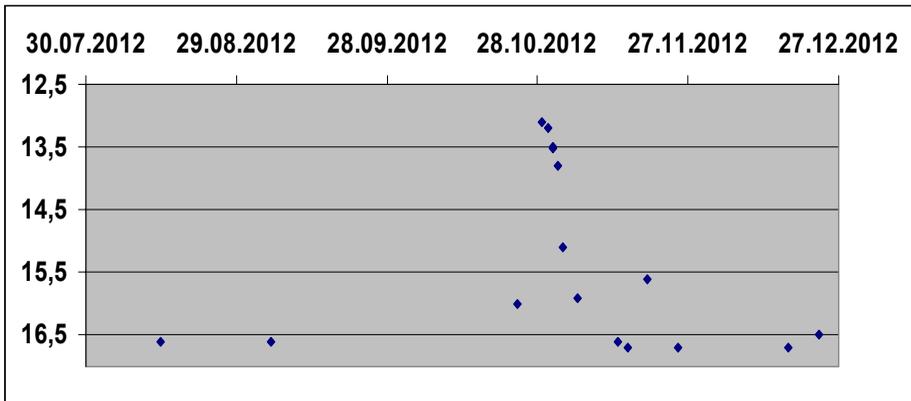


Abb. 2: Gemeinschaftslichtkurve des Ausbruchs 2012. Basierend auf CCD Beobachtungen von P. Ch. Gerhard OSB, Caron/Kugel, sowie Aufnahmen vom BRT und visuellen Beobachtungen von K. Wenzel

Klaus Wenzel Hamoirstr. 8 Großostheim Wenzel.qso@t-online.de

Terminhinweis der Redaktion:

Das zweite **Treffen der europäischen Veränderlichenbeobachter EUROVS 2013** fand doch nicht wie ursprünglich geplant im September 2012 statt, sondern tagt in Helsinki vom 26. - 28. April 2013. Dies ist die Fortsetzung des Treffens von Groningen 2011. Gastgeber sind diesmal die finnischen Veränderlichenbeobachter der Ursa Astronomical Association.

Näheres unter <http://www.ursa.fi/english/eurovs-2013.html>

Über die Abhängigkeit des photometrischen Fehlers und die Notwendigkeit der Farb-Kalibration in der Integralphotometrie

Thilo Bauer

Abstract: *Light curves of variable stars are often composed of observations from different observers and taken within one single spectral range, like a monochrome bandpass filter. It is outlined, that misfit of the several data will arise, because color calibration is not applied to photometric devices. Stellar photometry in one single color band will mean large uncertainty about errors. This is even true, if magnitudes appear to have found a small error from the scatter of the light curve. The work presents RGB color observations of the open stellar clusters NGC 1907 and NGC 7235 taken with a Canon digital single lens reflex camera (DSLR) and a 20 cm Cassegrain telescope. Stellar fields are a good test case to demonstrate dependencies between color calibration and the photometric error. Without color calibration of the photometric device, instrumental errors may reach 0.1 mag for v and 0.8 mag for the b-v color index. The scale of these errors clearly indicates the importance and need for color calibration with serious stellar photometry. DSLR cameras are sound photometric devices for precise stellar photometry. For the first time, it is shown, that DSLRs can be calibrated well to the Johnson-Cousins BVRc photometric standard system.*

Einleitung

Lange bevor die Integralphotometrie standardisiert wurde, war sie unter anderem in der deutschsprachigen Literatur recht umstritten (*Brill, 1942; Becker, 1946*). Diskussionspunkte waren vor allem inhaltlicher Art, etwa welche Probleme sich in den Messungen und aus dem Vergleich der Farbsysteme ergeben oder welche Merkmale ein geeignetes photometrisches System für die Integralphotometrie überhaupt aufweisen sollte. Einen Überblick über die Anwendungen der Integralphotometrie gibt *Struve (1963)*. Die heute genutzten, photoelektrischen Standards konnten sich mit den technischen Möglichkeiten rasch weiter entwickeln. Aktuelle Farbsysteme sind jedoch eher historisch begründet, als von der Debatte um ideale Anforderungen bestimmt. Anwendungen sind vor allem die Stellarstatistik von Offenen und Kugelhaufen sowie der in Einzelsterne aufgelösten, nahen Galaxien.

Obwohl die photoelektrischen Systeme heute standardisiert erscheinen, bringt jeder Detektor und jedes Observatorium ein eigenes instrumentelles, photometrisches Farb-System mit sich, für das gewisse Anstrengungen unternommen werden müssen, dieses auf eine gemeinsame Basis zu beziehen. Die Angleichung der verwendeten photoelektrischen Detektoren erfolgt mittels Farbkalibration auf ein gewähltes Bezugssystem, z. B. bezogen auf Johnson-Morgan (*Johnson & Morgan, 1953*) oder Johnson-Cousins (*Bessell, 1979; Cousins, 1981*), welche mittels bodengebundenen Beobachtungen erarbeitet wurden. Mit Satellitenbeobachtungen kamen neue photometrische Systeme hinzu. Für die Satellitenbeobachtung entworfene Farbsysteme können aus diversen Gründen hinsichtlich der astronomischen Interpretation der Ergebnisse mit den Farbsystemen für boden-gebundene Beobachtungen naturgemäß nicht ohne weiteres verglichen werden – und dürfen vor allem auch nicht auf naive Weise miteinander vermischt werden.

Bei der Beobachtung veränderlicher Sterne in Kugelhaufen mittels Super-Resolution erlangte die Frage nach der Farbkalibration des verwendeten Detektorsystems eine gewisse Bedeutung im BAV Rundbrief (*Bauer, 2012*). Am Farben-Helligkeits-Diagramm des Kugelhaufens M13 wurde gezeigt, dass die mittels Super-Resolution im Sub-Pixel Bereich gefundenen Sterne realistische Magnituden der Sternhelligkeiten ergeben. Die Farbkalibration wurde anhand zweier Einzelsterne des Kugelhaufens durchgeführt, die vom Farbindex sehr unterschiedlich gewählt waren. Während eine solche Transformation von Farbindizes und Magnituden anhand zweier Einzelsterne recht trivial erscheint, blieb offen, inwieweit die erhaltene Farbkalibration mit lediglich zwei Sternen genau genug sein würde. Effekte wie Linearität der verwendeten DSLR und der Spektralbereiche blieben ungeklärt.

Geeignete Referenzsysteme

Zur Bewertung des Erfolgs einer Farbkalibration sind systematische Auswertungen von geeigneten Sternfeldern erforderlich. Es sollen hier die folgenden Referenz-Standards betrachtet werden: Die Landolt-Sequenz (*Landolt, 1973*), die internationale Polsequenz (*Hnatek, 1917*), die Auswahl weißer Zwerge als Vergleichslichtquelle (*ESO, 2010*), sowie die Methode der Verwendung Offener Sternhaufen zur Kalibration der Kamera. Eine Orientierungshilfe vermittelt die Tabelle 1.

Betrachtet man die verschiedenen Referenzsysteme, so ergeben sich einige Probleme aus deren Verwendung. Weiße Zwerge bieten zwar eine präzise Kalibration des Lichtflusses, scheiden jedoch für die Farbkalibration aus, da sie nur einen schmalen Bereich von Sternfarben abdecken. Neben der atmosphärischen Extinktion ist an suburbanen Standorten auch eine variable Aufhellung des Himmelsuntergrundes festzustellen. Der Himmel erscheint einer Farbkamera nicht grau, sondern durch künstliche Beleuchtung orange getönt in einer Astrofotografie. So kann bei der Durchmusterung großer Felder, die mehrere Aufnahmen in unterschiedlichen Regionen des Himmels erfordern, wie etwa nach Landolt, ein Farbgradient des Himmels die Farbphotometrie weit auseinander liegender Regionen beeinflussen. Ferner haben die Landoltfelder für die Beobachtung in unseren Breiten generell den Nachteil, dass es sich größtenteils um Sternfelder handelt, die nahe dem Himmelsäquator stehen. So wird die Messung des Verlaufs der atmosphärischen Extinktion auf Basis der Landoltfelder für einen Beobachtungsstandort in Mitteleuropa nicht für jede Höhe über dem Horizont möglich sein. Ähnliche Probleme ergeben sich bei der internationalen Polsequenz, die auf einem inzwischen als veraltet geltenden System basiert, das vom *UBVRI*-System abgelöst wurde.

Der Vorschlag, Offene Sternhaufen für die Farbkalibration eines Detektors zu nutzen, wird bereits in der BAV Einführung beschrieben (*Geyer et al., 2009*). Die in der BAV Einführung dargestellten Beispiele und Transformationen der Farbenhelligkeiten in *B*, *V* und *I* sind für diesen Zweck jedoch wenig praxistauglich. Moderne DSLRs, digitale Kompaktkameras oder gekühlte RGB-CCD-Kameras sind in den Farbbereichen Blau, Grün und Rot empfindlich. Instrumentelle Helligkeiten in *b*, *v* ($=g$) und *r* entsprechen daher am ehesten den Farbindizes *B*, *V* und *R*. Die Beobachtung Offener Sternhaufen erscheint einfacher, als die Durchmusterung der Landolt-Sequenz, da der Beobachtungsaufwand geringer ist. Mit Offenen Haufen, die für den Beobachtungsstandort nahe dem Zenit kulminieren, ließe sich die atmosphärische

Extinktion für alle Höhen messtechnisch erfassen. Nachteilig bei den Offenen Haufen ist, dass sie selbst stets nur eine sekundäre Referenzquelle darstellen, welche in der Regel über einen anderen, primären Standard (meist Landolt) kalibriert wurden. Hier schließt sich die Frage an, inwieweit man bewerten kann, ob die Katalogangaben eines Sternhaufens von guter oder schlechter Qualität sind. Der Vergleich der Daten verschiedener Haufen untereinander könnte hierbei helfen Fehler und Systematiken in den Referenzen aufzudecken und zu bewerten.

Referenzsystem	Plus	Minus
Landolt Felder	anerkanntes Referenzsystem	erfordert Korrektur der Luftmassen; geringe Zahl von Sternen pro Feld; aufwändig
Int. Posequenz	Großer Helligkeitsbereich	Großes Feld; Korrektur der Luftmassen erforderlich; aufwändig; veraltetes System
Weißer Zwerge (Quelle z.B. ESO)	Stabile Lichtquelle, (es sind auch variable weiße Zwerge bekannt)	Nur zwei Sterne in nördl. Breiten; nur ein Spektraltyp verfügbar; ungeeignet für Farbkalibration
Offene Haufen	Viele Sterne mit weitem Bereich des Farbindex (~2 mag); Haufen passt meist auch bei längeren Teleskop-Brennweiten auf eine einzelne Aufnahme	Qualität der Katalogangaben variiert u.U. (siehe Text); es handelt sich um sekundäre Referenzen; Bestimmung der atmosphär. Extinktion möglich (Luftmassenkorrektur)

Tabelle 1: Bewertung ausgewählter photometrischer Standards

Auswahl und Umrechnung der Referenzsysteme

Eine Möglichkeit, photometrische Referenzdaten zu recherchieren, bietet der Internet Dienst WEBDA (*Paunzen, 2008*). WEBDA ist eine Datenbank, in der für Offene Sternhaufen der Milchstraße bzw. der Magellanschen Wolken photometrische Helligkeiten, Finding Charts und andere Daten zusammen getragen sind. WEBDA bietet verschiedene Abfragemöglichkeiten, um Helligkeiten der Sterne zu extrahieren. Unter anderem ist auch die Möglichkeit gegeben, gezielt nach Sternhaufen zu suchen, für welche Daten eines bestimmten, photometrischen Standards existieren. Grundlage bilden fotografische, photoelektrische und CCD-Beobachtungen in verschiedenen Farbsystemen. Die Datenbasis ist naturgemäß nicht homogen. Bei der Auswahl geeigneter Kalibrationssterne gilt zu beachten, dass R und I Magnituden kritisch sind, da sie ohne besondere Benennung verschiedene Farbsysteme bedeuten. Die beiden R -Filter des Johnson bzw. Cousins Systems liegen so versetzt, dass das Johnson R

Band zwischen den R_c und I_c Filtern des Cousins Systems liegt. *Cousins (1981)* berichtet, dass der Johnson Nullpunkt mit der Rektaszension variiert. Dies könnte Indiz für jahreszeitliche Probleme, interstellare Extinktion oder schlichtweg Anschlussprobleme bei der Kalibration sein.

Hin- und Rücktransformation zwischen Cousins $V-R_c$ und Johnson $V-R$ beschreibt *Cousins (1981)* in gewisser Weise als problematisch. Umrechnungsformeln zwischen Johnson und Cousins sind empirisch ermittelt. Dabei sind die Messdaten entweder abschnittsweise linear oder durch einen nicht-linearen Term approximiert, wobei der Restfehler der Umrechnung mit 0.005 mag vergleichsweise gering ist. Gründe der nicht-linearen Korrekturen sind sowohl in den unterschiedlichen Filtern, als auch in den Feinheiten der Spektren der Sterne zu suchen (Riesen vs. Zwerge). Zwar ist die Umrechnung der beiden Systeme mit guter Genauigkeit möglich, doch muss man sich für eines der beiden Systeme entscheiden, um eine Kamera zu kalibrieren. Prinzipiell wäre die Auswahl des Farbsystems frei wählbar. Hierbei sollte man jedoch annehmen, dass CCD-Beobachtungen am ehesten den Magnituden der DSLRs entsprechen.

Für Deklinationen zwischen -30° und $+90^\circ$ weist WEBDA mehr als 100 Offene Haufen aus, für welche Cousins R_c Magnituden aus CCD Beobachtungen vorliegen, während lediglich zwei(!) Haufen mit Johnson R CCD Helligkeiten gelistet sind. Die Recherche spiegelt die allgemeine Bevorzugung des Johnson-Cousins Systems wieder, während das Johnson VRI System keine große Bedeutung mehr hat. Ein aktueller Überblick über die heute üblichen Farbsysteme ist bei *Bessell (2005)* zu finden. Der Beobachter darf sich also nicht vorbehaltlos auf BVR berufen, ohne das verwendete Farbsystem näher zu spezifizieren.

Es ist anzunehmen, dass sich mit der fortschreitenden Evolution der Photodetektoren die Ergebnisse der Stellarphotometrie im Laufe der Zeit systematisch verändern, da man sich quasi von einem Ergebnis zum nächsten mit einem jeweils neuen Detektor und Filtersystem hangelt. Zu solchen Effekten historisch begründeter Variabilität photometrischer Bezugssysteme liegen meines Wissens bislang kaum systematische Untersuchungen vor. Selektionseffekte, wie die oben gefundene Bevorzugung des Cousins Systems bei CCD-Beobachtungen, sind ebenfalls in diesen Kontext einzuordnen. Ferner sollte man nicht davon ausgehen, dass man mit einer modernen Kamera heute noch in der Lage wäre, die licht-elektrischen Messungen von Landolt, Johnson oder Cousins tatsächlich zu reproduzieren. Farbkalibration bedeutet also die Anlehnung an ein älteres System, welches notwendigerweise mit einem anderen Detektor gewonnen wurde. Daher ist das Gesetz der Fehlerfortpflanzung im historischen Kontext zu beachten. Der sorgfältig arbeitende Beobachter wird Messungen, welche ihm genauer erscheinen, als die veröffentlichten Fehler des Bezugssystems, das er verwendet, im eigenen Interesse stets anzweifeln müssen. Geringe, behauptete Fehler unkalibrierter Messungen sind grundsätzlich fragwürdig und wohl zu verwerfen. Dies ergibt die folgende Analyse von Beobachtungen.

Beobachtungen

Verschiedene Offene Sternhaufen wurden vom Autor in den Jahren 2008 bis 2012 mit einem 20 cm - Cassegrain mit verschiedenen DSLRs untersucht. Für die hier präsentierte, photometrische Auswertung wurden Komposita aus 32 Aufnahmen mit

30s für NGC 1907 (3. Juni 2011) bzw. 39 Aufnahmen mit 30s für NGC 7235 (7. Sept. 2012) ausgewertet, welche mit einer Canon EOS 60D gewonnen wurden. Diese DSLR ist mit Klarglas modifiziert und bietet eine erweiterte Empfindlichkeit im UV und IR. Zur Beobachtung der Sternhaufen wurde ein Astronomik UV/IR Blockfilter eingesetzt, welches an beiden Enden des sichtbaren Spektrums eine steile Flanke besitzt und verbesserte Rotempfindlichkeit bietet.

Die Sternfeldaufnahmen wurden mit gemittelten Dark, Bias und Sky-Flatfield aus jeweils 100 Einzelaufnahmen vorverarbeitet. Die Sterne wurden automatisch identifiziert und so eingegrenzt, dass nur Sterne mit einem Mindestabstand von 5" ausgewertet wurden. Damit werden Blendeffekte nahe benachbarter Sterne durch Überlappung weitgehend ausgeschlossen. Die so identifizierten Einzelsterne wurden mittels Aperturphotometrie und einem Blendendurchmesser von 4" vermessen. Der Himmelsuntergrund wurde als konstant angenommen und mittels Sigma Clipping automatisch bestimmt. In den Kompositen war visuell kein Gradient im Untergrund feststellbar.

Ausgleichsrechnung zur photometrischen Kalibration

Aus der Photometrie ergibt sich für jeden Stern ein Satz von Vektoren aus je drei Koordinaten Tripeln der instrumentellen Werte r , v , b , den Katalogwerten der Johnson-Cousins Photometrie R_c , V , B sowie den kalibrierten Werten $R_c c$, V_c , B_c . Die kalibrierten Werte sind zunächst unbekannt und daher zu bestimmen. Üblicherweise wird zur Transformation zweier Farbmagnituden je ein lineares System aus zwei Gleichungen angesetzt, welches es zu lösen gilt (*Rey et al. 2001*):

$$B-V = p_1 (b-g) + p_2$$

$$V-v_0 = p_3 (B-V) + p_4$$

$$V-R_c = p_5 (g-r) + p_6$$

$$R_c-r_0 = p_7 (V-R_c) + p_8$$

v_0 und r_0 bezeichnen hier die Magnituden des (willkürlich) gewählten Referenzsterns im beobachteten Feld. Gelegentlich sind in der Literatur auch Abwandlungen der Gleichungen (*Corwin & Carney, 2001*) oder auch Taylorreihen Näherungen (*Piotto et al., 2002*) beschrieben, welche hier nicht weiter diskutiert werden sollen. Im Folgenden ergibt sich ein Satz von vier linearen Gleichungen für jeden einzelnen Stern mit den 8 Unbekannten p_1, \dots, p_8 . Da die instrumentellen Werte und die Katalogwerte der Magnituden statistisch verteilt sind, entsteht ein Gleichungssystem, für welches eine Näherungslösung für die Parameter p_i zu ermitteln ist. Die Approximation der gesuchten Parameter p_i kann nun beispielsweise über Ausgleichsrechnung mit dem Gauß-Verfahren bestimmt werden. Das Verfahren ist etwa auch bei *Bronstein & Semendjajew (1991)* beschrieben. Sind die Konstantensätze p_1, \dots, p_8 aus der Ausgleichsrechnung bestimmt, liefern die obigen Formeln aus den instrumentellen Werten b , $v(g)$, r die kalibrierten Magnituden B_c , V_c , $R_c c$ für jeden Stern.

Ergebnisse

Die instrumentellen, referenzierten und kalibrierten Magnituden können auf vielfache Weise gegenüber gestellt werden, um die Farbabhängigkeit der Messungen zu studieren. Der Vergleich instrumenteller Helligkeiten mit Referenz-Magnituden von

NGC 1907 ergibt eine gute lineare Beziehung der Werte für die verwendete DSLR (Abb. 1). Auffällig ist zunächst die Doppelung der Messpunkte für die blauen Helligkeiten und eine damit verbundene Zunahme der Streuung der Werte. Ein Ausreißer der Messreihe (NGC 1907 147) zeigt mehrere enge Begleitsterne, die von der Sternidentifikation nicht als Mehrfachsystem identifiziert wurden. Mindestens ein Stern (NGC 1907 72) ist wahrscheinlicher Kandidat für Variabilität mit größerer Amplitude.

Trägt man die Differenzen instrumenteller und Referenz-Helligkeit in V gegen den Farbindex $B-V$ auf (Abb. 2, links), so deutet die Ausgleichsgerade eine Drift der V Magnituden in Abhängigkeit von der Oberflächentemperatur des Sterns bzw. dem gemessenen Farbindex an. Dies entspricht einem Messfehler von 0.2 mag über den gesamten Farbbereich. Es ist also anzunehmen, dass die Messung von Veränderlichen ebenfalls systematisch verschobene Magnituden ergibt, falls der Spektraltyp des Veränderlichen vom Vergleichssterne abweicht. Ein Unterschied der Farbindices ist jedoch bei der Beobachtung von Veränderlichen und verwendeten Vergleichssterne eine astronomische Normalität! Die Standardabweichung besitzt hierbei eine ähnliche Größenordnung, wie der Trend mit 0.16 mag. An dieser Stelle mag man den Trend einer farbabhängigen Abweichung zunächst noch bezweifeln. Deutlicher fällt der Trend jedoch auf, den man für die kalibrierten Magnituden erhält. Gleichzeitig ist die mittlere Abweichung der kalibrierten Werte auf 1/10 der Abweichungen der instrumentellen Magnituden reduziert (Abb. 2, rechts). Betrachtet man die Abweichungen in Abhängigkeit von der Sternhelligkeit, so ergibt sich ein systematischer Versatz von 0.06 mag der instrumentellen v Magnituden.

Systematischer Versatz der Magnituden hat seine Ursache also im Unterschied der Spektraltypen der verglichenen Sterne (Abb. 3). Am deutlichsten wird der Farbfehler, wenn man die instrumentellen Farbindices mit den Referenzangaben vergleicht. Der instrumentelle Fehler für den Farbindex in $B-V$ ergibt für die Kombination aus Filter und Kamera +0.2 bis -0.8 mag. Gegenüber den Referenzhelligkeiten $V-R_c$ weichen die instrumentellen $v-r$ im Maximum ± 0.1 mag ab (Abb. 4). Das sorgfältig kalibrierte Farben-Helligkeits-Diagramm für den Haufen NGC 1907 bietet schließlich einen astronomischen Befund: Auch außerhalb der sichtbaren Konzentration liegende „Feldsterne“ scheinen noch zum Haufen zu gehören (Abb. 5, links). Die Messungen von NGC 1907 stimmen gut mit früher im BAV Rundbrief veröffentlichten Kalibrationsgleichungen für Messier 13 überein. Ein Beispiel schlechter Qualität publizierter Farbhelligkeiten ist für den Sternhaufen NGC 7235 dargestellt (Abb. 5, rechts). In diesem Falle weichen publizierte $V-R_c$ Helligkeiten von *Pigulski et al. (1997)* mehrere Magnituden von erwarteten Messungen gegenüber NGC 1907 ab. Vorsicht ist demnach bei der Auswahl der Referenzfelder selbst angebracht. Veröffentlichten Helligkeiten sollte man also nicht bedenkenlos Vertrauen schenken.

Schlussbemerkungen

Der wahre photometrische Fehler instrumenteller Magnituden ist offenbar schwer einzuschätzen und ergibt systematische Abweichungen, die für eine DSLR durchaus in der Größenordnung von 1.0 mag liegen können. Auch die Streubreite wird ohne Farbkalibration deutlich größer erscheinen. Auch für die Veränderlichen bedeutet dies, dass der wahre Fehler unkalibrierter Messungen um ein Vielfaches größer sein wird,

als eine aus dem Verlauf der Lichtkurve abgeschätzte Streubreite der Messwerte. Übertriebener Optimismus bei Fehlerangaben unkalibrierter Messungen ist also nicht angezeigt. Der Fehler resultiert aus den unterschiedlichen Spektralfarben der verglichenen Sterne. Dies erklärt, wie zwischen einzelnen Lichtkurven verschiedener Beobachter erhebliche Diskrepanzen auftreten können. Messungen in einem einzigen Farbband (Farbfilter) und ohne Korrektur der Farbfehler der Kamera sind grundsätzlich nicht zu empfehlen. Dies gilt auch für CCD-Beobachtungen oder Beobachtungen mit anderen Farbkameras, für welche der Farbfehler nicht korrigiert ist.

Eine Empfehlung muss daher lauten, unkalibrierte Messungen von Veränderlichen mit einem geringeren Gewicht zu versehen, als solche Messungen, für die eine sorgfältige Farbkalibration durchgeführt wurde. Die Farbkalibration kann man als Sortieren der Sterne nach deren Farbtemperatur auffassen. Farbkalibration bewirkt eine Reduktion der Fehlergrößen. Mit dieser Arbeit konnte erstmals auch gezeigt werden, dass DSLR-Kameras mit Hilfe geeigneter Sternhaufen gut für den Johnson-Cousins BVR_c Standard kalibriert werden können. Die verbleibenden Messfehler liegen in der Größenordnung der inneren Fehler der Referenzwerte selbst. Dennoch ergibt sich aus der Recherche auch, dass nicht jede Quelle veröffentlichter Helligkeiten von Sternen in offenen Haufen zur Kalibration geeignet ist. Bei der Beobachtung offener Haufen ist ferner davon auszugehen, dass man Veränderliche im Feld vor sich hat, welche von der Kalibration auszuschließen sind. Gelegentlich ist die Beschäftigung mit WEBDA auch lohnenswert. So ergab diese Arbeit eine Korrektur für die Finding Chart von NGC 1907. Ich möchte an dieser Stelle Ernst Paunzen für sein emsiges Bemühen um WEBDA herzlich danken.

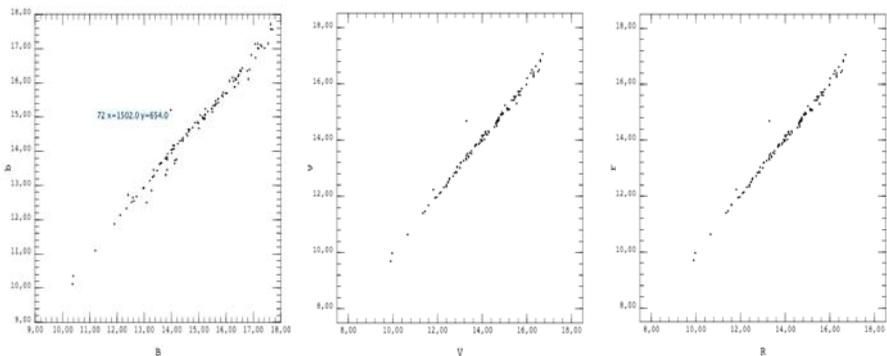


Abb. 1: Die Beziehung zwischen instrumentellen b , v , r und den Referenzmagnituden im Johnson-Cousins BVR_c System legt gutes, lineares Verhalten der Canon EOS 60D über einen Messbereich von 10 mag bis zur Grenzgröße nahe. In dieser Darstellung scheinen die instrumentellen Helligkeiten zunächst keine weitere Korrektur zu benötigen. Auffallend ist jedoch eine Verdopplung der instrumentellen b Helligkeiten und eine größere Streuung.

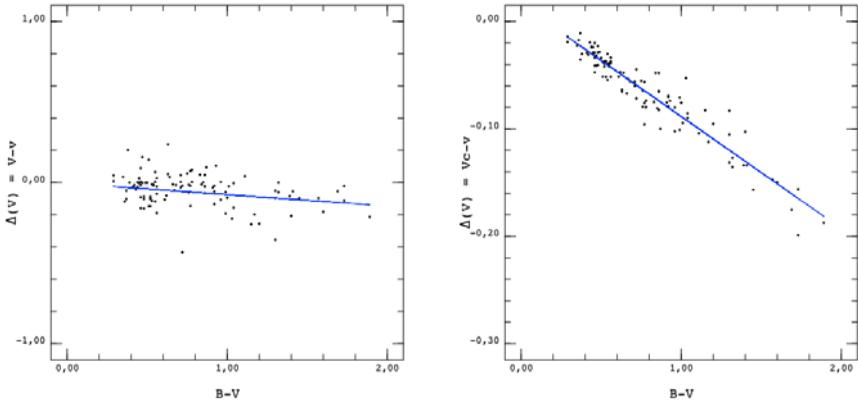


Abb. 2: *Links:* Die Ausgleichsgerade der Differenz $V-v$ zwischen Katalogwert und instrumenteller Helligkeit aufgetragen gegen den Farbindex $B-V$ deutet einen systematischen Fehler von bis zu 0.2 mag in Abhängigkeit vom Spektraltyp der Sterne an. Die Standardabweichung beträgt 0.16 mag. *Rechts:* Die Differenz zwischen kalibriertem und instrumentellem Wert zeigt den Trend des Farbfehlers deutlicher. Der Fehler beträgt 0.12 mag je Magnitude Abweichung des Farbindex $B-V$. Auffallend ist die deutlich reduzierte Streuung der kalibrierten Werte, welche mit 0.017 mag nur 1/10 der instrumentellen Streuung vom Referenzwert entspricht.

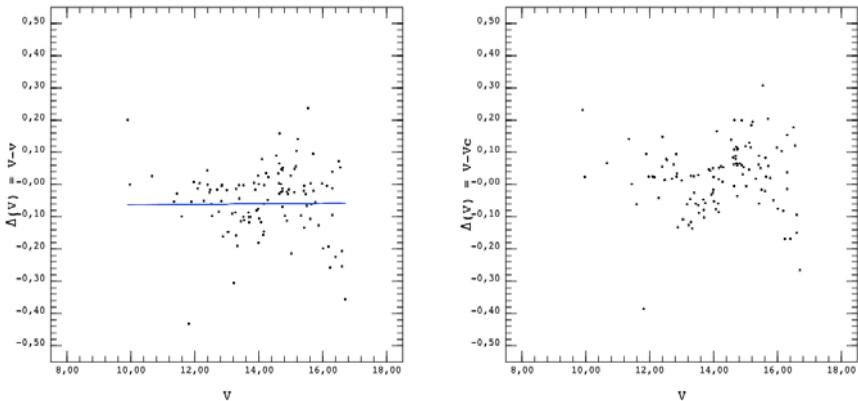


Abb. 3: *Links:* Der Vergleichsstern HD 281143 ($V=9.97$, $B-V=0.36$) ist recht hell. Der Farbfehler bewirkt jedoch einen Versatz um -0.06 mag für alle v Magnituden. Der Grund ist in der Abweichung zwischen Johnson V und grünen Spektralbereich der DSLR zu finden und hängt vom Spektraltyp des Vergleichssterne ab. *Rechts:* Mittels Farbkalibration bestimmte Helligkeiten sind symmetrisch um Null verteilt. Die Fehler

nehmen erwartungsgemäß mit abnehmender Helligkeit zu, bleiben jedoch selbst für Sterne unterhalb der 16. Magnitude vergleichsweise gering.

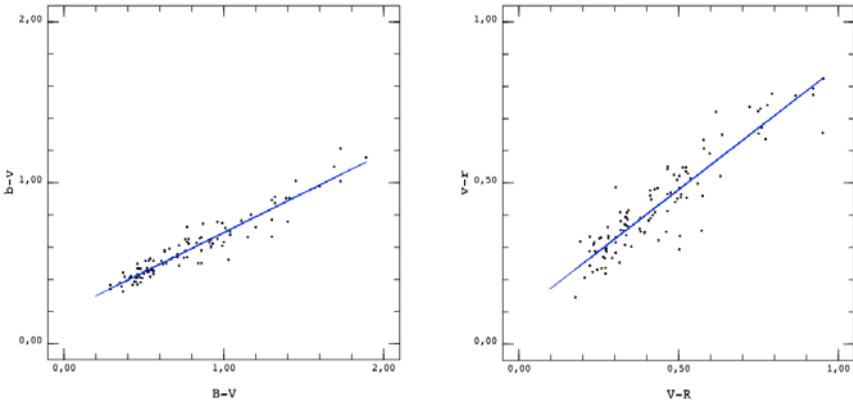


Abb. 4: Der Vergleich der instrumentellen und Referenz-Farbindizes verdeutlicht die Ursache für den Farbfehler. Die abgeflachte Beziehung des Farbindex $b-v$ entspricht einem Fehler von $+0.2$ bis -0.8 mag über den Messbereich! Die instrumentellen $v-r$ Farbindizes ergeben einen Farbfehler von knapp ± 0.1 mag an den Rändern des Farbbereich in $V-R_c$.

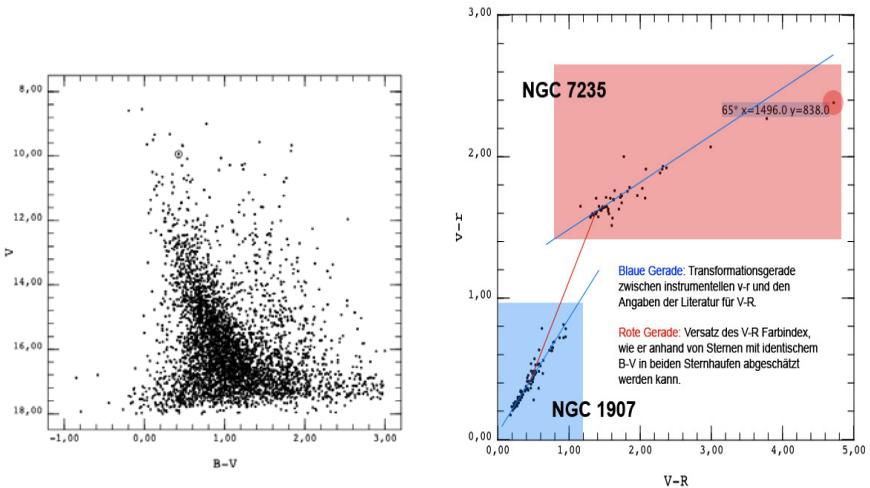


Abb. 5: Links: Das kalibrierte FHD von NGC 1907 zeigt, dass der Haufen offenbar ausgedehnter ist, als der optische Eindruck. Rechts: Cousins R_c Helligkeiten für NGC 7235 ergeben schlechte Qualität der Referenzwerte, welche auf erhebliche Kalibrationsfehler der Publikation zurückzuführen ist (Pigulski et al., 1997).

Literatur

- Becker, W., 1946. Veroeff. d. Universitaets-Sternwarte zu Goettingen, Vol. 5, 159-172.
- Bessell, M. S., 1979. PASP, 91, 589-607.
- Bessell, M. S., 2005. Annual Review of Astronomy & Astrophysics, 43, 1, 293-336
- Brill, A., 1942. Astronomische Nachrichten, Vol. 272, 166.
- Bronstein, I. N., Semendjajew A., 1991. Taschenbuch der Mathematik.
- Cousins, A. W. J., 1981. MNRAS. Southern Africa, Vol. 40, 37.
- Corwin & Carney, 2001. AJ, 122, 3183.
- ESO, 2010. <http://www.eso.org/sci/observing/tools/standards/spectra.html>
- Geyer, E. H.; et al.; 2009. BAV Einführung, ISBN 978-3-00-028465-6.
- Hnatek, A., 1917. Astronomische Nachrichten, Vol. 204, 5.
- Johnson, H. L.; Morgan, W. W., 1953. AJ, 117, 313.
- Landolt, A. U., 1973. AJ, 78, 959.
- Paunzen, E.; 2008. WEBDA - a tool for CP star research in open clusters. Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, vol. 38, no. 2, 435-436.
- Pigulski A., Jerzykiewicz M., Kopacki G, 1997. Acta Astron.. 47, 365.
- Piotto et al., 2002. A&A 391, 945-965.
- Rey et al., 2001 AJ, 122, 3219.
- Struve O.; 1963. Astronomie – Einführung in ihre Grundlagen. de Gruyter, Berlin.
- URL des Internet-Dienstes WEBDA: <http://www.univie.ac.at/webda/>

Datamining Kepler – ein erster Erfahrungsbericht

Stefan Hümmerich

Der Satellit Kepler wurde im März 2009 von der NASA gestartet. Seine Hauptaufgabe ist die Entdeckung von Exoplaneten mittels der sogenannten Transitmethode. Hierbei wird versucht, die periodische Absenkung der Helligkeit eines Sterns nachzuweisen, die durch das Vorüberziehen eines Planeten verursacht wird. Da solche Transite nur den Bruchteil eines Tages dauern, muss Kepler die ausgewählten Sterne kontinuierlich überwachen, wozu ein heliozentrischer Orbit, d.h. eine Umlaufbahn um die Sonne, unerlässlich ist. Bei der Auswahl der zu beobachtenden Himmelsregion war weiterhin zu beachten, dass möglichst viele Sterne dort auf einmal photometriert werden können, ohne dass die Sonne zu irgendeiner Zeit des Jahres „in die Quere kommt“. Zudem sollten Sternbedeckungen durch Asteroiden und Kuipergürtel-Objekte möglichst ausgeschlossen werden. Ein Ort nahe der Ekliptikalebene schied somit aus und die Wahl fiel auf eine sternreiche Region, die zentriert auf die Koordinaten $\alpha(\text{J2000}) = 19\text{h } 22\text{m } 40\text{s}$ und $\delta(\text{J2000}) = +44^\circ 30' 00''$ ungefähr zwischen den Sternbildern Schwan und Leier liegt (Abbildung 1). Eine detaillierte Karte im PDF-Format lässt sich von der unter Abbildung 1 angeführten Adresse herunterladen.

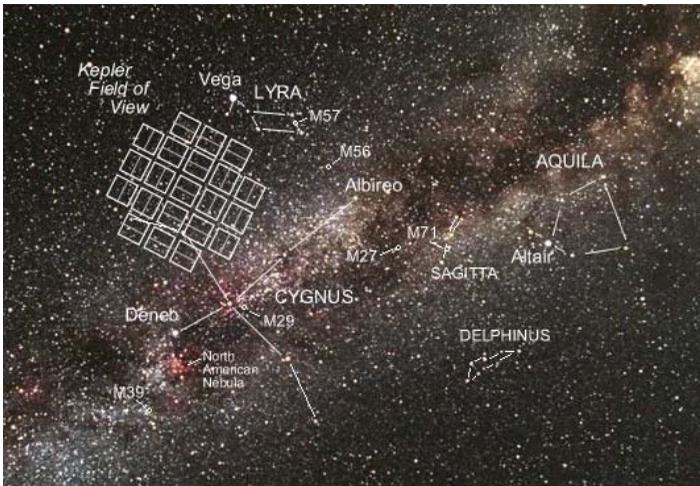


Abbildung 1 – Kepler „FoV“; Quelle: NASA
(<http://kepler.nasa.gov/Science/about/targetFieldOfView/>)

In diesem Himmelsareal beobachtet Kepler mit einem Schmidtteleskop von 0.95m freier Öffnung permanent 145.000 Hauptreihensterne. Neben 77 bestätigten Exoplaneten konnten bisher 2321 Exoplanetenkandidaten sowie 2165 Bedeckungsveränderliche gefunden werden (Stand 27.10.2012, Quelle: NASA; <http://kepler.nasa.gov/news/newsaboutplanetfinding/>). Weitere Informationen zu Kepler sind u.a. auf der Homepage <http://kepler.nasa.gov/> zu finden.

Wie die Erwähnung der Bedeckungsveränderlichen bereits anklingen lässt, ist die hochpräzise, zeitlich gut aufgelöste Photometrie (29.4 min im „Long Cadence“ Modus; 1 min im „Short Cadence“ Modus) auch vortrefflich für die Erforschung bzw. Überwachung veränderlicher Sterne nutzbar. Da die Daten in regelmäßigen Abständen der Öffentlichkeit zugänglich gemacht werden, ist die Keplerdatenbank eine beliebte Anlaufstelle für „Dataminer“ aller Art. Im Folgenden sind erste Erfahrungen in dieser Hinsicht mit Kepler beschrieben.

Kepler-Lichtkurven sind u.a. bequem über das NASA Exoplaneten-Archiv abrufbar (http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/applications/ETSS/Kepler_index.html). Hier können sämtliche öffentlich gemachte Lichtkurven nach verschiedenen Kriterien durchsucht werden. Abbildung 2 zeigt einen Ausschnitt aus dem entsprechenden Such-Formular.

Positional Constraints

[Select all](#) [Select none](#) [Clear text fields](#)

Column Description	Min Value <input type="text"/>	Max Value <input type="text"/>	Equinox	Output <input type="checkbox"/>	Include Stars with No Value <input type="checkbox"/>
Right Ascension (decimal degrees or sexagesimal)	<input type="text"/>	<input type="text"/>	J2000	<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>
Declination (decimal degrees or sexagesimal)	<input type="text"/>	<input type="text"/>	J2000	<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>

Photometric Constraints

[Select all](#) [Select none](#) [Clear text fields](#)

Column Description	Min Value <input type="text"/>	Max Value <input type="text"/>	Unit	Output <input type="checkbox"/>	Include Stars with No Value <input type="checkbox"/>
g magnitude	<input type="text"/>	<input type="text"/>	magnitude	<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>
r magnitude	<input type="text"/>	<input type="text"/>	magnitude	<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>

Abbildung 2 – Einige Suchoptionen des NASA Exoplaneten Archivs; Quelle: NASA (http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/applications/ETSS/Kepler_index.html)

Der Fantasie sind dabei hinsichtlich der Suchparameter keine Grenzen gesetzt. So konnte bei einem Abgleich von Röntgenquellen aus dem „ROSAT All-Sky Survey Faint Source Catalog“ (Voges et al., 2000) das Objekt KID 4543412 (GSC 03124-00820 / 1RXS J190123.6+393956 / 2MASS J19012311+3939550) als Veränderlicher vom Typ BY Draconis identifiziert werden. Hierbei handelt es sich um einen chromosphärisch aktiven Zwergstern später Spektralklasse, dessen Veränderlichkeit von einer ungleichmäßigen Helligkeitsverteilung auf der Oberfläche (Sternflecken) herrührt, die aufgrund der Rotation des Sternes periodisch sichtbar wird. Einige Sterne dieser Art, u.a. auch das vorliegende Objekt zeigen zudem Flares, die denen der UV-Ceti-Sterne („Flaresterne“) ähnlich sind. In diesem Falle werden die entsprechenden Typen-Bezeichnungen zu „BY+UV“ kombiniert.

Abbildung 3 zeigt die Lichtkurve des Sterns, wobei die Daten zur besseren Übersicht willkürlich in verschiedene (gefärbte) Abschnitte unterteilt wurden. Schön ist die veränderliche Amplitude des Lichtwechsels zu erkennen, die sich durch die verändernde Sternfleckenaktivität erklären lässt. Die für einen Fleckenstern typische veränderliche Lichtkurvenform wird zudem in den Detailansichten in Abbildung 4 als auch in Abbildung 5 („double humps“) verdeutlicht.

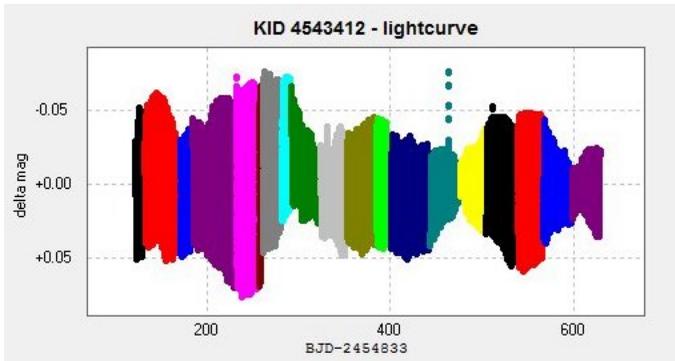
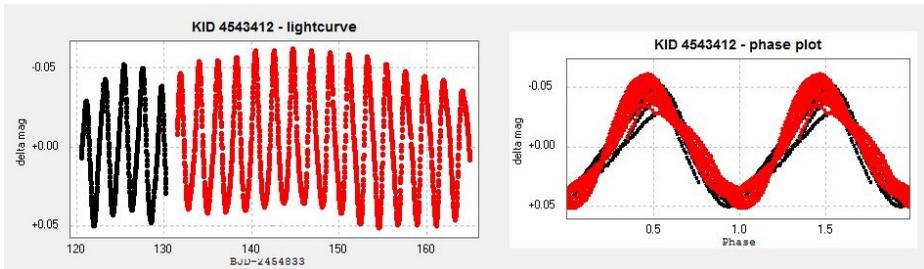


Abbildung 3 – KID 4543412 / GSC 03124-00820 – Lichtkurve

Abbildung 4 – KID 4543412 – Lichtkurve (Detail), gefaltete Lichtkurve ($P = 2.160761$ d)

Hervorzuheben ist die gute Dokumentation der Flare-Events auf KID 4543412, die sich insbesondere im Short Cadence Modus detailliert zeigen (siehe Abbildung 5). Weitere Details des Sternes sind dem AAVSO-VSX zu entnehmen.

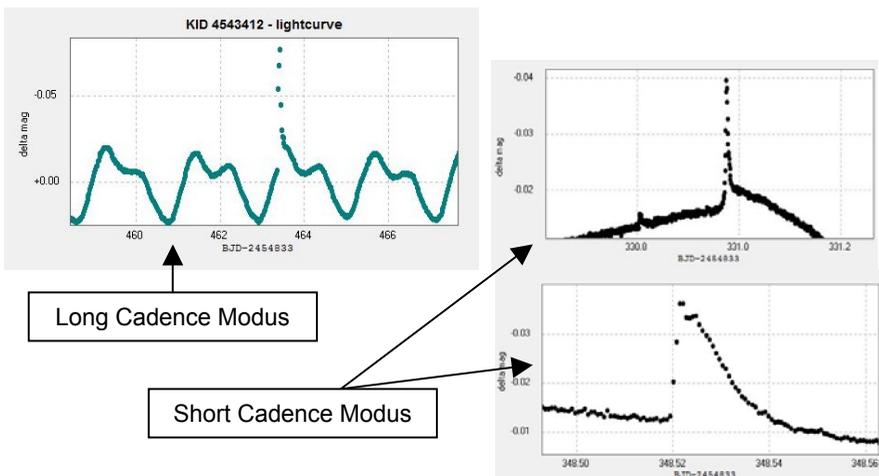


Abbildung 5 – Detailansicht einiger Flares auf KID 4543412

Zur weiteren Verdeutlichung der hohen photometrischen Güte sowie der schierenden Datenfülle Keplers (Lichtkurven mit 30.000 oder mehr Messpunkten sind keine Seltenheit) seien abschließend noch einige Lichtkurven-Details des (Nicht-Blazhko-) RR-Lyrae-Sterns V2470 Cygni gezeigt. Über den gesamten Beobachtungszeitraum ist quasi jeder Zyklus dokumentiert. Kurzum: Ein Blick in die Kepler-Daten lohnt – nicht nur, wenn man auf der Suche nach Planeten ist!

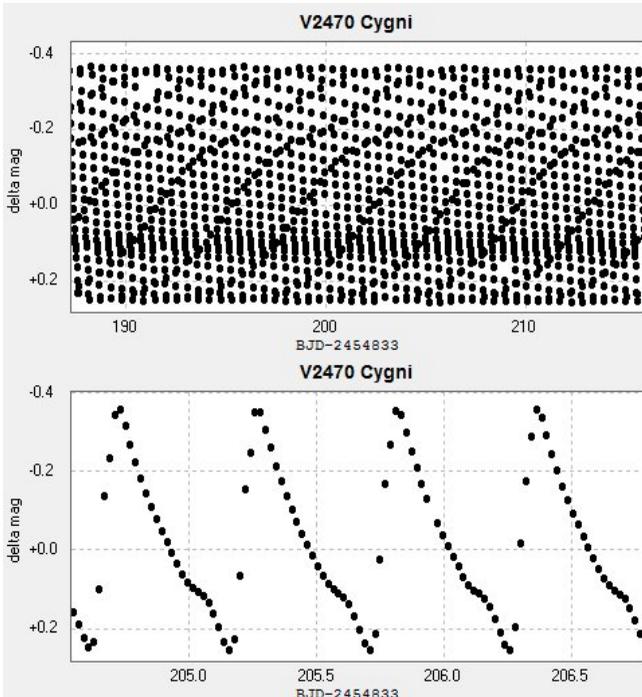


Abbildung 6 – V2470 Cygni – Lichtkurvendetails

Quellen:

- Kepler Homepages der NASA: (Stand 27.10.2012)
 - <http://kepler.nasa.gov/>
 - http://www.nasa.gov/mission_pages/kepler/main/index.html
- NASA Exoplanet Archive:
http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/applications/ETSS/Kepler_index.html
- Voges, W. et al. „ROSAT All-Sky Survey Faint Source Catalog“, IAUC, 7432, 1 (2000)

Acknowledgment: This paper includes data collected by the Kepler mission. Funding for the Kepler mission is provided by the NASA Science Mission directorate.

Stefan Hümmerich, Stiftstraße 4, 56338 Braubach, ernham@rz-online.de

Aus den IBVS (6031 – 6044)

Wolfgang Grimm

Entdeckung eines sehr starken Flares bei WX UMa durch Spektralbeobachtungen

(IBVS 6031)

WX UMa ist ein relativ schwacher Flare-Stern mit einem Spektrum von M6V. Er ist auch die B-Komponente in dem Doppelsternsystem WDS 11054+4332. Er zeigt zusätzlich ein gut erforschtes großes Magnetfeld und wurde als Röntgen-Quelle identifiziert. Der erste Flare wurde vermutlich 1939 auf einer Fotoplatte festgestellt.

Bei der Untersuchung mehrerer Flare-Sterne in der Sonnenumgebung wurde auch WX UMa spektroskopisch untersucht. Dabei wurden am 18.5.2012 fünf Spektren aufgenommen. Im letzten Spektrum zeigte sich ein sehr starker Flare. Dabei änderte sich die Energieverteilung des Spektrums von M6 zu einen frühen B-Type. Die [OI]-Emissions-Linie bei 6300Å, die in den Spektren des Ruhezustandes kaum feststellbar war, zeigte sich deutlich mit vielfacher Intensität während des Flares.

Während der 4 Spektren vor dem Flare nahm die Äquivalenz-Breite von H α und H β etwas zu, während sie auf der letzten Aufnahme stark abgefallen war. Die könnte jedoch durch die starke Zunahme des Kontinuums hervorgerufen sein. Weitere Auswertungen der Spektren sollen folgen.

Nicht-Radiale Pulsationen von zeta Oph

(IBVS 6034)

Schnelle Änderungen in den Spektrallinien von Be-Sternen werden allgemein auf periodische nicht-radiale Pulsationen zurückgeführt. Jedoch gibt es auch vorübergehende Änderungen. Spektren der HeI-Linie bei 6678 Å des Be-Sterns zeta Oph zeigen Verformungen, die sich gleichmäßig über das Absorptions-Profil ausbreiten. Diese werden auf nicht-radiale Pulsationen hoher Ordnung zurückgeführt. Die Amplitude der Pulsationen ist scheinbar mit Episoden mit Ausbrüchen von zeta Oph korreliert.

Der Autor (Ernst Pollmann) nahm im Juni 2012 an mehreren Tagen hoch aufgelöste Spektren von zeta Oph auf und bestimmte die Äquivalenzbreite der HeI-Linie. Diese wurden mit Spektren anderer Beobachter aus dem Jahre 1980 verglichen und zeigten große Ähnlichkeit.

Aus den früheren Beobachtungen wurde geschlossen, dass es keine Wechselbeziehung zwischen der Äquivalenzbreite und der Rotationsperiode gibt. In den neuen Spektren konnte das Auftauchen und Verschwinden einer Beule beobachtet werden. Eine Periodenanalyse dieses Phänomens ergab auf eine Periode von 0.643 Tagen. Dies entspricht der sehr schnellen Rotationsperiode von 0.643 Tagen, was die These einer Korrelation stützt.

UBVR_CI_C-Fotometrie des Bedeckungsveränderlichen MisV1287

(IBVS 6035)

MisV1287 ist ein Bedeckungsveränderlicher vom beta-Lyr-Typ (EB), der im Rahmen des MISAO-Projekts entdeckt wurde. Im Rahmen einer Studie wurde der Stern im September 2009 fotometrisch in den Farben UBVR_CI_C untersucht. Aus den Beobachtungen wurden die Parameter des Systems bestimmt. Die Lichtkurven sind typisch für einen halbgetrennten Doppelstern, bei dem der Hauptstern sein Roche-Volumen ausfüllt und der Partner dieses nicht ganz ausfüllt. Um ein Modell möglichst gut an die Lichtkurven anzupassen, werden 2 kühlere Flecken (ähnlich Sonnenflecken) auf dem Hauptstern und ein heißer Fleck aufgrund des Auftreffens eines Materiestroms auf der zweiten Komponente angenommen. Die Beobachtungen legen nahe, dass MisV1287 dabei ist, sich in ein Kontakt-System vom W-UMa-Typ ähnlich V1010 Oph zu entwickeln.

Endgültige Klassifikation des hellen Veränderlichen WW CMa

(IBVS 6038)

Die veränderliche Helligkeit von BD -21° 1424 wurde von C. Hoffmeister 1933 entdeckt. Der Stern erhielt dann in den Astronomischen Nachrichten die vorläufige Bezeichnung 176.132, aber ohne Angabe zum Typ der Veränderlichkeit. Auf der Basis visueller Beobachtungen wurde dann eine Periode von 5.766 Tagen bestimmt und WW CMa in einer Liste mit Cepheiden aufgeführt. Später wurde der Stern dann als RR-Lyrae-Stern mit einer Periode von 0.499355 Tagen klassifiziert.

Fotografische Helligkeiten aus einem Plattenarchiv widersprachen jedoch dieser Einordnung. Daher wurde auch im GCVS kein Typ der Veränderlichkeit angegeben. Die ersten zuverlässigen lichtelektrischen Beobachtungen von 1961 zeigten jedoch, dass weder die Amplitude noch die Form der Lichtkurve zu einem Cepheiden passt. Auch bleibt der B-V-Farindex über die ganze Zeit konstant.

Jahrzehnte später ermöglichten die fotometrischen Daten des ASAS-Projekts aus den Jahren 2000 bis 2009 eine neue Untersuchung. Daraus ergibt sich, dass WW CMa ein Bedeckungsveränderlicher mit einer Periode von rund 2.5163 Tagen ist. Die erneute Analyse der alten Beobachtungen deutet auf eine geringe Verlängerung der Periode im Zeitraum von Jahrzehnten hin. Die Änderung lässt auf ein Massen-Austausch oder -Verlust schließen.

Aus den IBVS (kurz gefasst)

Wolfgang Grimm

6033,6039, 6041, 6042, 6044:

Diese IBVS beinhalten Minimumszeiten für viele Bedeckungsveränderliche. Darunter sind auch BAV-Programmsterne.

6043:

Dieses IBVS ist die 15. Liste mit Maxima von RR-Lyrae-Sternen im Rahmen des GEOS-Überwachungsprogramms. Es enthält über 2100 Maximumszeiten aus Beobachtungen von Januar 2012 bis Dezember 2012 sowie einige ältere Minima.

BAV-Veränderlichenbeobachter-Treffen am 24. und 25. Mai 2013 in Hartha

Lienhard Pagel

Am 24. und 25. Mai 2012 kommen BAVer sowie alle an Veränderlichen Sternen interessierte Sternfreunde zum alljährlichen Treffen in Hartha zusammen. Wir bieten Themen für Anfänger und Fortgeschrittene.

Veranstaltungsort ist die Bruno H. Bürgel Sternwarte in 04746 Hartha / Kreis Döbeln, Töpelstr. 49

Freitagabend (24.5.) ab 20 Uhr finden Präsentationen von Software im Konferenzraum des Hotels Flemminger Hof statt. Geplant sind Vorführungen mit Diskussion über

- das Remote-Teleskop der BAV in Carona (L. Pagel),
bei klarem Himmel: Beobachtung live in Carona;
- Vorführung der Software ArgusPro SE (Thilo Bauer).

Wir beginnen mit dem Vortagsprogramm am Sonnabend in der Sternwarte. Vortragsanmeldungen sind noch möglich. Folgender vorläufige Ablauf ist geplant:

9:30	L. Pagel	Eröffnung, Begrüßung, Vorhaben, Remote-Teleskop
10:00	J. Hübscher	Wie präsent ist die BAV im Medienzeitalter?
10:30	F. Vohla	Mira-Prognose für das Circular
11:00	Kaffepause	
11:15	D. Böhme ¹	MP Geminorum - ein langperiodischer Bedeckungsstern?
11:45	G. Flechsig	Beobachtung von Exoplaneten-Transits mit kleineren Geräten, Filtern und Autoguidern
12:15 – 14 Uhr	Gemeinsames Mittagessen im Hotel Flemminger Hof	

Vorträge/Diskussion zur Genauigkeit und Streuungen von Beobachtungsergebnissen:

14:00	W. Quester/L. Pagel	Einführung in das Thema
14:30	J. Hübscher	Das neue Standardauswertungsprogramm VarStarMan
15:00	T. Bauer	Vortrag über die Software ArgusPro SE
15:30	Kaffeepause	
15:45	M. Rätz ¹	Genauigkeit von Minima-Zeiten
16:15	P. Kroll ¹	Betrachtung zeitlicher Fehler in Lichtwechselelementen

(¹ Vorträge sind für den 25.5. noch nicht bestätigt)

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

Übernachtung und nach Schluss des Treffens:

Die Teilnehmer treffen sich am Freitagabend im Restaurant des Hotels Flemminger Hof, Leipziger Str. 1, Zentrum Hartha. Im Hotel sind Zimmer vorgemerkt. Bitte bei der Bestellung unbedingt auf die BAV beziehen. Hotel-Tel. 034328-530, E-Mail: info@flemminger-hof.de. Teilnehmer, die nicht gleich nach dem Treffen abreisen, nutzen üblicherweise das Restaurant des Flemminger Hofes zu einem abendlichen Plausch.

Die neue Gestaltung und Struktur des BAV Rundbriefs

Joachim Hübscher

Bereits beim Auspacken erkennt man die Veränderung. Auf der Titelseite des aktuellen BAV Rundbriefs befindet sich eine farbige Abbildung, ebenso auf der Rückseite. Diesen farbigen Umschlag wird es von diesem Heft an immer geben. Er wurde von Frau Stephanie Krause, einer Mediendesignerin, gestaltet. Wir finden ihn attraktiv und zeitgemäß.

Die farbigen Abbildungen sollen zukünftig u. a. aus Aufsätzen des jeweiligen Heftes stammen, trotzdem sind gute Ideen für weitere interessante Bilder gern gesehen. Schön und passend wären auch Deep-Sky-Fotos, die einen Veränderlichen und seine Umgebung zeigen.

Auf der Mitgliederversammlung wurde auf Wunsch des Vorstands über den farbigen Umschlag diskutiert und unsere Mitglieder wollten eine solche Veränderung nur, wenn damit keine Beitragserhöhungen verbunden sind. Das ist uns gelungen. Die heutigen Druckkosten sind äußerst günstig und werden durch den farbigen Umschlag nur etwa 10 bis 15 % teurer.

Aber auch innerhalb des Heftes gibt es größere Veränderungen. Uns ist wichtig, dass Fachleute leichter für sie interessante Aufsätze finden können.

Beginnend auf Seite 1 werden ab jetzt alle Aufsätze platziert, die sich mit eigenen Beobachtungen und dazugehöriger Literaturbearbeitung beschäftigen. Sie erhalten jeweils einen deutschen und einen englische Titel, sowie ein Abstract in englischer Sprache. Wir glauben, dass das nicht nur für Fachastronomen sondern auch für Amateure in anderen Ländern hilfreich ist.

Die British Astronomical Association (BAA) hatte bereits vor einiger Zeit angefragt, ob wir nicht wenigstens auch englischsprachige Inhaltsverzeichnisse für unsere Website erstellen können. Die BAV Mitteilungen erscheinen seit einigen Jahren bereits ausschließlich in englischer Sprache.

Im Anschluss an diese Aufsätze beginnt die neue Rubrik „Beobachtungsberichte“ und dann folgen die Rubriken wie bisher.

Die Kolumne „liebe BAVer“ wird es zukünftig in der bisherigen Form nicht mehr geben. Woran Mitglieder, Ansprechpartner und Vorstandsmitglieder arbeiten, wird ab jetzt innerhalb der Rubrik „Aus der BAV“ beschrieben.

Auch das Inhaltsverzeichnis hat sich verändert. Seit 50 Jahren befand es sich auf der Titelseite, mit einer kleinen Unterbrechung Ende der siebziger Jahre. Es befindet sich ab jetzt auf der Innenseite des Umschlags. Dabei werden am Anfang die englischen Titel der Aufsätze des ersten Teils zusammengestellt.

BAV-Calina-Remote-Telekop - Erfahrungsbericht

Lienhard Pagel

Abstract: *BAV has installed a remote telescope at the observatory Calina in Carona (South-Switzerland) in September 2012. The test operation was successful. The experience with the reliability and the weather are positive. In the coming months, an 8-inch astrograph with an astro camera QHY8L will be installed in Carona.*

Nach 5 Monaten Betriebszeit liegen Erfahrungen zum Betrieb des BAV-Remote-Teleskops vor. In diesem Beitrag sollen die ersten Ergebnisse und die geplante weitere Entwicklung des Remote-Teleskops aufgezeigt und zur Diskussion gestellt werden.

Erfahrungen im Zeitraum September 2012 bis Januar 2013

Seit Mitte September steht das folgende Equipment in Carona zur Verfügung:

1. Canon EOS1100D mit Spiegel-Teleobjektiv f=300mm und f/4.5. Das Dateiformat ist CR2, ein Bild benötigt etwa 13 MB Speicher. Eine Umwandlung in FIT ist möglich.
2. Sucherkamera bestehend aus ALCCD5 und Weitwinkel-Objektiv.
3. Meade LXD55-Montierung mit Autostar.
4. Laptop mit 500GB HD und diverse Steuerelektronik.
5. IP Camera zur Überwachung des Systems.

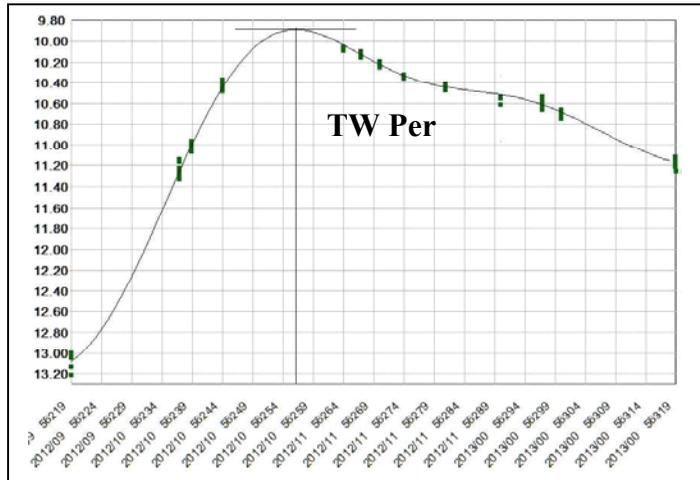
Funktionen des Equipment: Der Rechner läuft ohne Unterbrechung. Die IPcam ist zwar abschaltbar, sie läuft aber ebenfalls ohne Unterbrechung. Die DSLR EOS 1100D (14,7 x 22,3 mm Chip, 2,8 x 4,3 Grad) und das Objektiv sind für die Fotometrie bis etwa 11 mag ausreichend. Die Sucher-Kamera wurde nur sehr selten benötigt, weil nach dem Start des Systems ein erster heller Stern fast immer im Gesichtsfeld der Kamera liegt. Die EOS ermöglicht "Live View" (Video-Modus), so dass der erste Stern schnell in der Mitte des Chips positioniert ist. In der Anfangsphase wurde nur der Osthimmel zur Beobachtung freigegeben. Ein Umschlagen der Montierung sollte vermieden werden.

Software: Durch eine Software-Erweiterung steht jetzt auch der Westhimmel zur Verfügung. Die LXD55 wird dabei "überlistet", sie fährt nun auch zum Westhimmel, ohne umzuschlagen. Zur Konvertierung der CR2-Dateien in FIT-Dateien hat Thilo Bauer eine Software entwickelt, die es mit einem Mausklick gestattet, alle CR2-Dateien des aktuellen Verzeichnisses in FITS umzuwandeln. Dabei werden je CR2-Datei 3 Dateien erzeugt, die jeweils eine Farbe enthalten (R,G,B). Ein 2x2-Binning kann eingestellt werden.

Zuverlässigkeit des Equipment: In den ersten 2 Monaten wurde das System getestet. Auftretende Probleme konnten aus der Ferne gelöst werden. Der Ausfall der IPcam, die Verbesserung der Ausrichtung der Montierung und eine Verbesserung des Fokus der Kamera sind in Zusammenarbeit mit unserem Partner Francesco Fumagalli „remotely“ gelöst worden. Im Januar war die Verbindung nach Carona für etwa eine Woche unterbrochen. Das Problem war schnell geklärt. Zusammenfassend kann

festgestellt werden, dass die Betriebsweise und die Unterstützung vor Ort eine ausreichende Sicherheit für den Betrieb ermöglicht.

Wetter: Bis einschließlich 31.01.2013 wurde in 30 Nächten beobachtet. Dabei sind nicht alle klaren Nächte in Carona, insbesondere um die Jahreswende, genutzt worden. Bei den klaren Nächten in Carona war es in Deutschland fast immer bewölkt, zumindest in Norddeutschland. Die Alpen sind oft eine



Barriere für Wolkenfelder, die von Nordwesten kommen. Die Wahl des Standortes ist positiv zu bewerten. Das Wetter ist oft eine Alternative zu Deutschland und die Erreichbarkeit des Standortes ist im Vergleich zu weiter entfernten und besseren Orten recht gut.

Beobachtungen: Bisher beobachten Jörg Schirmer und der Autor selbständig. Thilo Bauer und Wolfgang Qvester sind an Beobachtungen beteiligt. Es wurden folgende Sterne in Beobachtungsserien mit 100 bis 300 Bildern beobachtet:

DY Peg, GP And (2x), DH Peg (2x), SW And, V1094 Tau, TW Cas, Algol und GSC3755-0845.

Weiterhin wurden mehr als 130 Einzelmessung an V0481 Per, chi Cyg, SS Cyg, TV And, TY And, Z And, b Per, AX Per, AZ Per, R Ari, TX Per, TW Per (siehe Abbildung), IK Tau, delta Ori, CD Gem, Y Ori, RZ UMa und Z Cam getätigt. Eine Einzelmessung umfasst etwa 5 bis 30 Bilder. Insgesamt wurden 55 GB Daten produziert, die noch nicht vollständig ausgewertet sind. Sie sind auf der BAV-Festplatte gesichert.

Organisation der Beobachtungen: Die Zahl der Nutzer ist momentan noch sehr überschaubar. In der Diskussion ist eine kurze und schnelle Information auf der BAV-Web-Seite über die Nutzbarkeit des Teleskops. Wichtig ist, ob das Dach offen ist, ob das Teleskop benutzt wird, bis wann und von wem. Bisher ist eine weitergehende Beobachtungsplanung nicht erforderlich.

Weiterentwicklung des Systems

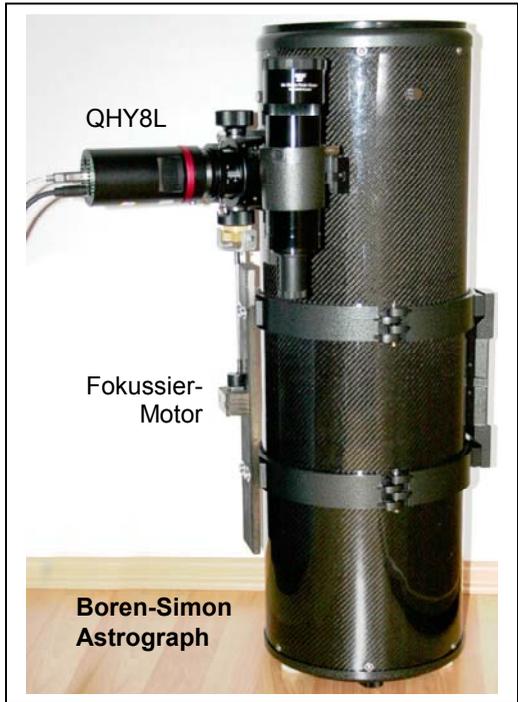
Um das System attraktiver zu gestalten, sind ein

- Boren-Simon 8" f/2,8 Astrograph und eine
- Astrokamera QHY8L (17,7 x 25,1 mm RGB-Chip mit Peltier-Kühlung, 1,5 x 2,3 Grad)

beschafft worden. Das System soll von einer LX80-Montierung getragen werden. Leider wird die LX80 wahrscheinlich erst im März geliefert, so dass das neue System wohl im April installiert werden kann. Ein Vorteil der LX80 gegenüber der LXD55 ist die permanent laufende Uhr in der Steuerung. Diese läuft bei der LX80 auch dann, wenn sie ausgeschaltet ist. Die Einstellung von Datum und Uhrzeit beim Start des Systems entfällt dann.

Die EOS 1100D soll weiterhin parallel zum Astrographen betrieben werden. Geplant ist ein Objektiv mit 100 mm oder 50 mm. Sie soll als Sucher und Kamera für helle Veränderliche Verwendung finden. Die bisherige Sucherkamera ALCCD5 mit einem Weitwinkelobjektiv soll nicht mehr installiert werden.

Um die Bedienung zu vereinfachen und effizienter zu machen, wurde die Abarbeitung von Skripten ermöglicht. Die Skripte können auf dem heimischen Rechner erstellt werden und auch online editiert werden. Sie werden auf syntaktische Richtigkeit geprüft. Die Erreichbarkeit des Objektes wird ebenfalls zur Laufzeit des Skriptes geprüft. Hier ein Beispiel:



BAV-Skript					
gotoEOSPicV	- TX Per	5	30	// Goto TX Per, 5 Bilder mit 30s	
WAITuntill	- - -	23	45	// Warten bis 23:45 Uhr	
gotoEOSPicV	- IK Tau	3	60	// Goto IK Tau, 3 Bilder mit 60s	
EOSPicture	- IK Tau	3	120	// 3 Bilder von IK Tau mit 120s	
ShutDown				// Goto Home-Position, Strom abschalten	
end					

Ein Besonderheit ist die Instruktion "ShutDown", die das System in die Home-Position fährt und dann den Strom abschaltet. Die Vision ist es, das System am Abend zu starten und dann schlafen zu gehen. Die Software läuft, ist aber noch nicht ausreichend getestet. Ein ausführlicher Bericht ist unter www.lpagel.de zu finden.

Lienhard Pagel, Mecklenburger Str. 87, D 18311 Klockenhagen
 E-Mail: lienhard.pagel@t-online.de

Einzelbeobachtungsübersicht 2012

Thorsten Lange

Die folgende Tabelle gibt den Beobachtungseingang der Monate Januar bis Dezember 2012 wieder.

Für jeden BAV Beobachter sind die Anzahl der Beobachtungen pro Monat aufgeführt. Einzelne Sterne, wie z.B. Veränderliche mit einer GSC-Nummer ohne endgültigen Namen, können in dieser Tabelle fehlen.

Gegenüber der eigenen Zählung kann es zu leichten Unterschieden in den Monatszahlen kommen, da in dieser Tabelle die Monate um 0 UT am Monatsersten getrennt werden.

Im Falle des Zeichens „-“ liegen keine Daten vor bzw. wurden im Falle einer schriftlichen Abgabe noch nicht erfasst. Es sind alle Meldungen berücksichtigt worden, die bis Ende Januar vorlagen.

Observer												
Dietmar Augart	29	32	54	12	35	27	37	27	30	9	13	11
Hartmut Bretschneider	53	75	186	22	1	0	0	0	0	0	0	0
Werner Braune	8	4	6	0	0	0	0	0	0	0	0	0
Dietmar Böhme	7	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0
Dr. Peter Enskonatus	26	16	26	8	11	2	2	7	9	27	0	0
Andreas Kammerer	0	0	2	1	0	0	3	1	0	0	0	0
Guenther Krisch	15	20	78	0	0	0	0	0	0	0	0	0
Wolfgang Kriebel	118	131	188	75	180	111	85	221	185	77	27	67
Thorsten Lange	9	0	0	0	0	0	0	0	6	0	0	0
Alexander Müller	0	0	0	0	0	0	0	7	3	0	0	0
Jörg Neumann	132	71	224	100	155	83	0	114	28	278	153	171
Alexander Oertlin	43	120	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0
Lienhard Pagel	0	2	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0
Wolfgang Quester	3	0	22	6	0	0	0	1	3	3	2	0
Peter Reinhard	38	24	50	62	25	34	11	24	63	31	47	35
Kerstin Rätz	28	38	65	35	35	41	48	102	80	33	3	0
Arthur Sturm	9	8	27	10	12	5	1	0	0	0	0	3
Andreas Schumann	1	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0
Danny Scharnhorst	0	0	0	0	0	0	0	261	0	0	0	0
Helmut Struever	0	0	0	4	45	22	27	28	0	0	0	0
Dieter Süßmann	30	29	58	40	37	0	0	0	0	0	0	0
Mathias Schubert	34	71	105	85	103	18	1	155	124	84	8	16
Frank Vohla	343	239	738	263	448	324	524	685	628	619	501	206
Roland Winkler	26	35	28	26	24	24	30	24	32	23	17	9
Guido Wollenhaupt	0	0	6	0	0	0	0	0	0	0	0	0
Klaus Wenzel	55	46	64	61	81	35	44	62	70	72	61	48
Gesamt	1007	961	1927	820	1192	726	813	1719	1261	1256	832	531

Kataklysmische Sterne:**Aktivitäten zwischen August 2012 bis Januar 2013**

Thorsten Lange

Nova Mon 2012: Am 9. August wurde diese Nova mit 10 mag am sehr niedrigen Morgenhimmel von S. Fujikawa (Kagawa, Japan) entdeckt. Dem Spektrum und der Lichtkurve nach zu urteilen fand das Ereignis bereits lange vor der Entdeckung statt und könnte 8 mag betragen haben. Nach [3] beobachtete das Fermi Large Area Telescope die Nova am 22. Juni im Gamma-Bereich. Damit handelte es sich um die erste Beobachtung einer Nova vor der optischen Entdeckung und um die dritte Beobachtung einer Nova im durch das Fermi Telescope nach V407 Cyg im Jahr 2010 und Nova Sco 2012.

BL Lac = PKS 0716+71: Nach Beobachtungen von BAV Mitglied Klaus Wenzel zeigte sich die aktive Galaxie im September mit 12.6 bis 13.1 mag deutlich heller als in den vergangenen Jahren. Ähnlich hell erschien die Galaxie zuletzt im September 2005 mit etwa 12.5 mag.

Supernova 2012gx: Die Supernova vom Typ Ia mit dem Katalognamen PSN J00380175-1351395 in der Galaxie MCG -02-2-72 wurde am 18. November mit 14.5 mag entdeckt. Sie befand sich zu diesem Zeitpunkt bereits etwa zehn Tage nach ihrem Maximum.

V493 Ser: Die sehr selten beobachtete Zwergnova erreichte 13.3 mag am 10. August. Der letzte Superausbruch fand im Jahr 2007 statt.

RX And: Das Objekt fiel im November auf 15 mag ab und kam in den Bereich der niedrigsten Helligkeitswerte seit dem großen Minimum von 1996/7. Allerdings stieg die Helligkeit nach wenigen Tagen wieder auf normale Werte an.

HT Cas: Die Zwergnova brach am 29. November auf 12 mag aus und zeigte dabei Bedeckungen mit einer Tiefe von 1.5 Größenklassen. Nach einer Woche war bereits wieder der Ruhezustand erreicht.

NSV 1436: Die noch nicht mit einem endgültigen Namen bezeichnete Zwergnova im Sternbild Perseus zeigte einen Ausbruch auf 13 mag am 12. Dezember, den Klaus Wenzel beobachtete. Der Stern des Typs UGEM hatte im Jahr 1948 einen sehr hellen Ausbruch auf 11 mag und erreichte 11.8 mag im März 2011.

SN 2012hr: Die Supernova vom Typ Ia wurde am 16. Dezember mit 15 mag im roten Spektralbereich entdeckt, etwa eine Woche vor Erreichen des Maximums.

SN 2013E: Am 4. Januar zeigte sich die Typ Ia Supernova in IC 2532 mit 14.8 mag.

KZ Gem: BAV-Mitglied Dietmar Böhme gehörte zu den Entdeckern des sehr hellen Ausbruchs dieser Zwergnova auf 14.1 mag Ende Januar. Üblicherweise bewegt sich der Stern im Bereich von 14.7 bis 18 mag, siehe Abbildung 1.

Nova 2013 Cep = PNV J23080471+6046521: Kurz nach Redaktionsschluß dieses BAV Rundbriefs entdeckten Koichi Nishiyama (Kurume, Japan) und Fujio Kabashima (Miyaki, Japan) am 2. Februar die Nova mit 10.3 mag an der Position 23 08 04.71 +60 46 52.1 (J2000.0). Nur 25' davon entfernt liegt der offene Sternhaufen NGC 7510, in 2.6° liegt M52. Die Aufsuchkarte der AAVSO ist in Abbildung 2 zu finden.

Literatur

- [1] VSNET Alert, <http://ooruri.kusastro.kyoto-u.ac.jp/mailman/listinfo/vsnet-alert>
- [2] AAVSO Newsletter, <http://www.aavso.org>
- [3] <http://www.astronomerstelegam.org/?read=4310>

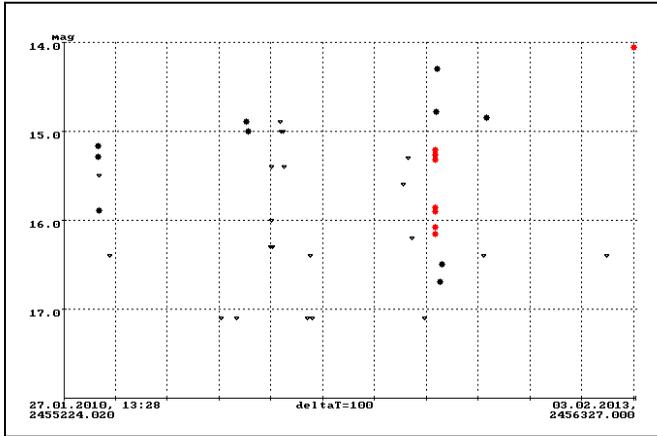


Abb. 1: Lichtkurve von KZ Gem aus den vergangenen drei Jahren nach Beobachtungen aus dem VSNET und der BAV

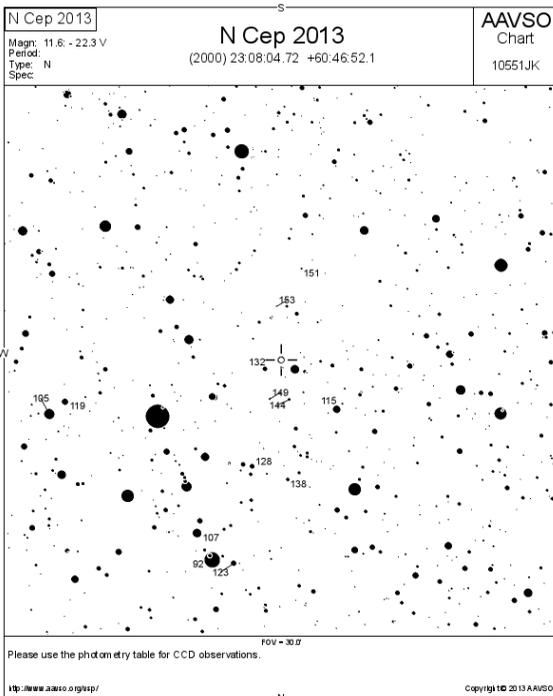


Abb. 2: Vergleichssternecharte der Nova Cephei 2013 (mit freundlicher Genehmigung der AAVSO)

'Bearbeitung und Publikation der Beobachtungsergebnisse':**BAV-Publikationen und aktueller Beobachtungseingang**

Joachim Hübscher

Aktueller Beobachtungseingang

Der Redaktionsschluss für die nächste Zusammenstellung von CCD-Beobachtungen ist der 28. Februar 2013, für visuelle Beobachtungen der 31. August 2013. Alle Beobachtungsdaten sind bitte per E-Mail an data@bav-astro.de oder mit der gelben Post an die BAV zu senden.

MiniMax-Daten

In den BAV Blättern Nr. 16 (Beobachtungsmeldungen an die BAV) wird darum gebeten, zusammen mit den Lichtkurvenblättern die dazugehörigen Daten für die Veröffentlichung beizufügen. Ich hatte dabei nicht bedacht, dass einige unserer Beobachter diese Daten wohl manuell eintippen. Der Satzaufbau ist recht kompliziert und die Daten häufig nicht fehlerfrei.

Bitte senden sie diese Daten nur, wenn sie sie aus einem Anwendungsprogramm automatisiert erstellen können! Das wird demnächst auch mit Hilfe eines Standardauswertungsprogramms der BAV möglich sein.

BAV Circular 2013

Das BAV-Beobachtungsprogramm für Delta-Scuti-Sterne wurde von Gerold Monninger mit Unterstützung von Markus Wischniewski komplett überarbeitet. Es umfasst nunmehr 90 Sterne. Die Beobachtung dieser Sterne wird sehr empfohlen.

In den Ephemeriden-Tabellen im Heft 2 des BAV Circulars wurde die Angabe einer Beobachtungspriorität aufgenommen, die sich auf die bisherigen Beobachtungen von BAV-Mitgliedern bezieht:

Prio 1: Der Stern wurde noch nie beobachtet,

Prio 2: Der Stern wurde seit über 2000 Tagen (rund 6 Jahre) nicht mehr beobachtet,

Prio 3: Der Stern wurde seit über 1000 Tagen (rund 3 Jahre) nicht mehr beobachtet.

BAV Mitteilungen No. 226 und 228

Die BAV Mitteilungen No. 226 mit den visuellen Beobachtungsergebnissen der Jahre 2011 und 2012 liegen dem vorliegenden BAV Rundbrief bei. Die Zusammenstellung der CCD-Beobachtungen erscheint im Februar 2013 als BAV Mitteilung Nr. 228 in den IBVS.

Weitere Veröffentlichungen unserer Mitglieder

OEJV No.150

Titel UX Trianguli

Pulsation period change since 2005 and re-analysis of the Blazhko effect

Autoren H. Achterberg, D. Husar

Link <http://astro.sci.muni.cz/variables/oejv/issues/oejv0150.pdf>

Weitere Veröffentlichungen unserer Mitglieder

OEJV No.151

Titel AW Cet, a RR Lyrae star with possible Blazhko effect

Autoren C. Moos, F.-J. Hamsch

Link <http://astro.sci.muni.cz/variables/oejv/issues/oejv0151.pdf>

IBVS No.6100 Report No. 11

Titel Reports on new Discoveries

Autoren S. Hümmerich

Sterne: GSC 00330-01491/ USNO-B1.0 0994-0247663/ USNO-B1.0 1049-0245939

Link <http://www.konkoly.hu/cgi-bin/IBVS?6100>

PZP Vol. 12 N 26 (27.12.2012)

Titel Five New RR Lyrae Stars in the Catalina Surveys Data Release 1

Autoren S. Hümmerich

Link <http://www.astronet.ru/db/varstars/msg/1274872>

Bei diesen Veröffentlichungen wurde keine BAV-Mitteilungen-Nummer verwendet. Beim PZP oder den Discoveries in den IBVS ist das auch nicht möglich, ansonsten bitten wir unsere Beobachter, vor dem Einreichen eines Manuskripts bei uns eine BAV-Mitteilungen-Nummer zu reservieren und in das Manuskript einzutragen.

Posteingang der Sektion Auswertung vom 03.11.2012 bis 25.01.2013

Es sind jeweils das Datum des Posteingangs, das BAV-Beobachterkürzel und die Anzahl der Lichtkurvenblätter angegeben.

06.11.12	WNK	5	06.01.13	QU	2
20.11.12	DIE	4	15.01.13	MZ	9
23.11.12	MZ	6	02.01.13	AG	2
27.11.12	JU	15	02.01.13	RCR/RAT	49
23.12.12	SCI	14	22.01.13	MZ	5
31.12.12	AG	345	22.01.13	QU	6

Erläuterungen zur Übersicht „Maxima und Minima im Kalenderjahr 2012“

Die Beobachtungsstatistik wird seit dem letzten BAV Rundbrief anders als früher gegliedert. Uns ist wichtig, dass zu sehen ist, wer bereits CCD-Messungen mit Farbfiltern durchführt und uns auch die MiniMax-Daten zusendet. Außerdem liegen dies ersten Messungen an einem Exoplaneten vor.

Die einzelnen Spalten bedeutet:

Summe	Summe der Maxima und Minima eines Beobachters oder Teams
visuell	Visuelle Maxima und Minima
CCD ohne F.	CCD-Beobachtung ohne Farbfilter
CCD mit F.	CCD-Beobachtung mit Farbfilter
Exoplanet	Beobachtung von Exoplaneten
MM-Daten	MiniMax-Daten wurden beigefügt.

Maxima und Minima im Kalenderjahr 2012

Stand: 31. Dezember 2012

Beobachter			Summe visuell	CCD ohne F.	CCD mit F.	Exo- planet	MM- Daten
AG	Agerer, F.	Zweikirchen	636	582	54		636
ALH	Alich, K.	Schaffhausen<CH>	3		3		3
BHE	Böhme, D.	Nessa	31	31			
BR	Braune, W.	Berlin	4	4			
DIE	Dietrich, M.	Radebeul	5	5			
FLG	Flehsig, Dr. G.	Teterow	9		7	2	
FR	Frank, P.	Velden	266	113	153		265
GB	Gröbel, R.	Eckental	23	8	15		
JU	Jungbluth, Dr. H.	Karlsruhe	37	37			37
KB	Kriebel, W.	Schierling	1	1			
MZ	Maintz, Dr. G.	Bonn	52	52			35
MON	Monninger, Dr.G.	Gemmingen	119	8	111		
NMN	Neumann, J.	Leipzig	51	51			
NIC	Nickel, Dr. O.	Mainz	4	4			
PGL	Pagel, Dr. L.	Klockenhagen	102		102		69
PGE	Pagel, M.	Wittenbeck					
QU	Qeester, W.	Esslingen-Zell	18		18		2
RCR	Rätz, K.	Herges	8	8			
SIR	Schirmer, J.	Willisau <CH>	6	6			6
SCI	Schmidt, U.	Karlsruhe	67	67			
SCB	Schubert, M.	Stralsund	6	6			
SG	Sterzinger, Dr. P.	Wien <A>	2	2			
SV	Strüver, H.	Duisburg	19	19			
SM	Sturm, A.	Saarburg	3	3			
VOH	Vohla, F.	Altenburg	135	135			
VLM	Vollmann, W.	Wien <A>	4	4			
WTR	Walter, F.	München	13	9	4		13
WZL	Wenzel, K.	Großostheim	1	1			
WNK	Winkler, R.	Schkeuditz	10	10			
WS	Wischnewski, E.	Hamburg					
WN	Wischnewski, M.	Springe	91		91		
WNI	Wischnewski, N.	Springe	3		3		
WLH	Wollenhaupt, G.	Oberwiesenthal	5	5			1
WU	Wunder, Dr. E.	Heidelberg	16		16		
Teams							
MS	Moschner, W.	Lennestadt)					
FR	Frank, P.	Velden)	30	30			
RCR	Rätz, K.	Herges-]					
RAT	Rätz, M.	Hallenberg]	115	115			115
36	Summen		1.895	238	1.078	577	2 1.182
	davon Kurzperiodische		1.661	17	1.067	577	
	davon Langperiodische		232	221	11	0	

Begriffserklärungen BAV Rundbrief 1-2013

Christoph Held

Nachfolgend sind die in diesem BAV Rundbrief neu aufgetretenen Begriffe erklärt. Eine Begriffssammlung seit BAV Rundbrief 4/2008 befindet sich im BAV-Web unter "Nützliches".

CP Sterne

Chemisch pekulare (=besondere) Sterne. Obwohl chemische Abnormalitäten bei sehr vielen Sterntypen auftreten können werden in der Regel nur heiße Hauptreihensterne zur CP-Klasse gezählt. Sie zeichnen sich durch ungewöhnliche Metallhäufigkeiten zumindest in den Photosphären aus. Es wird angenommen, dass durch Diffusion, aber auch durch die Magnetfelder herbeigeführte Effekte für die auffallenden Unter- und Überhäufigkeiten in den oberflächennahen Schichten verantwortlich sind, während in den Zentren dieser Sterne wahrscheinlich vollkommen normale Elementhäufigkeiten vorkommen dürften.

Folgende Subtypen werden unterschieden:

CP1 (auch Am-Sterne) zeigen starke und manchmal variable Absorptionsspektren von Zink, Strontium, Zirconium und Barium während andere Metalle unterhäufig sind.

CP2 (Ap und Bp-Sterne) zeigen Überhäufigkeiten von Strontium, Chrom, Europium, Praseodym und Neodym.

CP3 (auch Hg-Mn-Sterne) haben auffallende Spektrallinien von Quecksilber, Phosphor, Mangan, Gallium, Strontium, Yttrium, Zirkonium und Platin.

CP4 bezeichnet die heliumarmen Sterne.

Paarinstabilitätssupernova

Pair instability supernova (PISN). Modell einer Kernkollapssupernova zur Erklärung des Hypernovaphänomens. Extrem massereiche Sterne mit verschwindend geringen Mengen schwerer Elemente bei denen nach dem Kohlenstoffbrennen ein Prozess der Paarinstabilität einsetzt und sich hochenergetische Photonen in Elektron – Positron Paare umwandeln und dadurch eine gravitative Instabilität auftritt.

Bei einer PISN entsteht kein kompakter Überrest, der Stern wird vollständig zerrissen. Die freiwerdenden Energien liegen mit bis zu 10^{46} Joule um etwa den Faktor 100 über denen einer gewöhnlichen Kernkollapssupernova, das Ereignis wird als Hypernova bezeichnet.

Vorläufersterne müssen die hypothetischen Population III Sterne sein, die fast ausschließlich aus primordialen Elementen bestehen und deutlich massereicher sein können als heutige Sterngenerationen.

Der PISN-Mechanismus könnte eine bedeutende Rolle bei der Anreicherung des intergalaktischen Mediums mit schweren Elementen gespielt haben.

Abbildung auf der Titelseite

Die älteste aufgezeichnete Supernova aus dem Jahr 185 nach Christi nahe α Centauri
Überlagerung der Aufnahmen der Chandra- und Spitzer-Teleskope und WISE.
http://www.nasa.gov/multimedia/imagegallery/image_feature_2173.html
(Quelle: NASA)

Wir freuen uns über Ihre Fragen und Wünsche

Schreiben sie uns:

per Post: BAV Munsterdamm 90 12169 Berlin (Germany)

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	28. Februar und 31. August
	Visuelle Beobachtungen	31. August

Veranstaltungen (nicht nur von der BAV)

EuroVS 2013	Helsinki	26. - 28. April 2013
VdS-Frühjahrstagung	Würzburg	27. April 2013
BAV-Regionaltreffen	Hartha/Kreis Döbeln (Sachsen)	24. / 25. Mai 2013
BAV-Beobachtungswoche	Kirchheim (Thüringen)	10. - 18. August 2013
VdS-Tagung	Osnabrück	19. / 20. Oktober 2013

Impressum

Herausgeber und Vertrieb:

Internet:

Registergericht:

Redakteur:

Beiträge bitte an:

Bezug:

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.

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

Copy King Unter den Eichen 57 12203 Berlin

1. Februar 2013

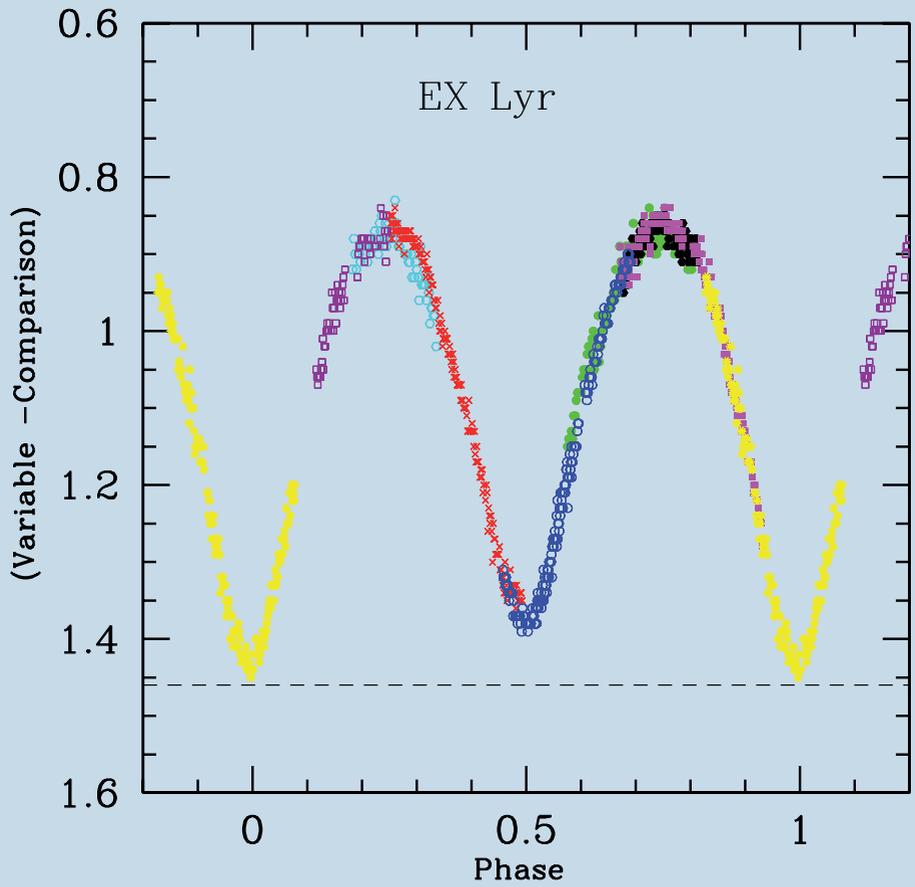


Abbildung aus dem Artikel „Lichtkurve und Elemente von EX Lyr“
von Gisela Maintz