



BAV Rundbrief

61. Jahrgang

Nr. 1 (2012)

ISSN 0405-5497

D. Bannuscher	Liebe BAVer	1
N. Reichmann	Lichtkurve des EA-Veränderlichen RZ Cas	2
S. Hümmerich / K. Bernhard	OGLEII BUL-SC33 V4375 und MACHO 176.19087.17: Zwei neue bedeckungsveränderliche RS-CVn-Sterne	7
S. Hümmerich	Datamining in der OGLE-Datenbank - erste Versuche, erste Erfolge	10
W. Vollmann, W. Braune	Beobachtung des Minimums von Zeta Aurigae Oktober - Dezember 2011	16
E. Pollmann / W. Vollmann / F. Puskás	H α -Emission und V-Korrelation als Sonden von Be-Sternscheiben	20
L. Pagel	Beobachtung von V377 Aurigae	28
G. Srdoc, K. Bernhard	GSC 01563-03262 und GSC 02626-00896: Zwei neue RR-Lyrae- Sterne aus der SuperWasp Datenbank	29
H. Diederich	EX Hydrae - ein etwas sonderbarer Indermediärer Polar (IP) Teil 1	31
K. Wenzel	TW Vul - ein vergessener unbekannter Heidelberger Veränderlicher	38
H. Diederich	AM Canum Venaticorum - ein Doppelstern mit ultrakurzer Umlauf- periode	41
P. Lehmann	R Corona Borealis	49
J. Neumann	V407 Cygni	51
G. Maintz	Der Blahzko-Effekt der RR-Lyrae-Sterne	52
Aus der Literatur		
W. Grimm	Aus den IBVS	56
Aus der BAV		
J. Hübscher	Aus der BAV Geschäftsführung	58
L. Pagel	BAV-Veränderlichenbeobachter-Treffen am 5. Mai 2012 in Hartha	59
T. Lange	Einzelbeobachtungsübersicht 2011	60
A. Oertlin	Umsetzung eines Remoteteleskops	61
J. Hamsch	AAVSO Jahrestreffen zum 100 jährigen Bestehen	64
Aus den Sektionen		
F. Walter	Bedeckungsveränderliche: Epsilon Aurigae	67
	Änderungen der BAV-Programm Bedeckungsveränderliche	68
F. Vohla	Mirasterne: Neues zu vernachlässigten Mirasternen	69
T. Lange	Kataklysmische: Aktivitäten zwischen Nov. 2011 und Januar 2012	72
J. Hübscher	Auswertung: BAV Mitteilungen und aktueller Beobachtungseingang	74
C. Held	Begriffserklärungen BAV Rundbrief 1-2012	76

Berlin-Brandenburg - AG Veränderliche Sterne der WFS

Werner Braune, Münchner Str. 26-27, 10825 Berlin, Tel. 030 - 347 27 331

E-Mail braune.bav@t-online.de

Jeden 1. Donnerstag im Monat um 19.30 Uhr im Gruppenraum des Planetariums der Wilhelm-Foerster-Sternwarte, Munsterdamm 90, 10169 Berlin,
(Während der Berliner Schulferien finden keine Treffen statt).

Treffen 2012: 1.3., 3.5., 7.6., 6.9., 1.11., 6.12.

Bonn/Frankfurt

Dietmar Bannuscher, Burgstr. 10, 56249 Herschbach, Tel. / Fax 026 26 – 55 96

E-Mail dietmar.bannuscher@t-online.de

Hamburg

Dr. Dieter Husar, Himmelsmoor 18, 22397 Hamburg, Tel. 040 – 607 00 55

E-Mail husar.d@gmx.de

Heidelberg

Béla Hassforther, Pleikartsförster Straße 104, 69124 Heidelberg, bh@bela1996.de

München

Frank Walter, Denninger Str. 217, 81927 München, Tel. 089 – 930 27 38

E-Mail walterfrk@aol.com

Termine

29. Februar 2012	Redaktionsschluss BAV Mitteilungen CCD-Ergebnisse
1. Mai 2012	Redaktionsschluss BAV Rundbrief 2/2012
5. Mai 2012	BAV-Regionaltreffen in Hartha / Kreis Döbeln
1. August 2012	Redaktionsschluss BAV Rundbrief 3/2012
31. August 2012	Redaktionsschluss BAV Mitteilungen
14. - 21. Sept. 2012 anschließend	9. BAV-Beobachtungswoche Kirchheim
22. - 23. Sept. 2012	24. BAV-Tagung und Mitgliederversammlung in Jena
15. Oktober 2012	Redaktionsschluss BAV Circular bei J. Hübscher
1. November 2012	Redaktionsschluss BAV Rundbrief 4/2012

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

01.02.2012

Liebe BAVer,

über den erfreulichen Zuwachs an aktiv beobachtenden Neu-Mitgliedern haben wir im letzten BAV Rundbrief berichtet. Darüber hinaus wollten wir schon im letzten Jahr verschiedene BAVer anschreiben, um ihnen die Unterstützung der BAV bei möglicher Wiederaufnahme ihrer Beobachtungstätigkeit anzubieten. Die „Kampagne“ hat sich aus zeitlichen Gründen in 2012 verschoben.

In diesem Rahmen möchten wir auch BAVer, welche möglicherweise in Volkssternwarten tätig sind, ansprechen. Falls sie die Chance sehen, dass Veränderliche ein Thema in ihre Volkssternwarte sein könnte, würde die BAV ein sogenanntes „Anschubpaket“ zusenden (beinhaltet das aktuelle Einführungsbuch der BAV, aktuellen Rundbrief, Circular I, Faltblatt „Himmelsschauspiel“ von W. Quester und die BAV-Blätter Nr. 8). Wer sich jetzt schon angesprochen fühlt, möge sich bitte bei der „Zentrale“ der BAV melden.

Die Mitglieder, welche über E-Mail-Anschluss verfügen, werden bei wichtigen Themen/Entscheidungen zukünftig schnell per E-Mail benachrichtigt bzw. angefragt. Den Zugang zu einer solchen Rundmail hat nur der Vorstand. Mögliche Antworten/Fragen von Empfängern erreichen nur den Absender (also den Vorstand), keine anderen BAVer. Mit dieser neuen Möglichkeit kann der Vorstand rund 143 BAVer sofort erreichen, eine Mail über das BAV-Forum würden z. B. lediglich 80 BAVer und auch Nichtmitglieder lesen (was deshalb für solche Vorstandsnachrichten ungenügend wäre). Die Nutzung der Rundmail an BAV-Mitglieder bleibt sicherlich auf wenige seltene Themen beschränkt, kommt also nicht häufig vor.

Der Termin in Hartha ist nunmehr der **5. Mai 2012**, in den vergangenen BAV Rundbriefen waren andere Daten genannt worden, dies bitte ich zu entschuldigen. Für Hartha ist noch viel Zeit und Platz für Vorträge, bitte melden Sie Ihren Vortrag bei Lienhard Pagel an. Neu ist die Praxisvorführung von Auswerte-Software am Freitagabend, es „lohnt“ also schon eine Anreise an diesem Tag (Zeit für die Vorstellung der eigenen Auswertemethode ist noch vorhanden, wer dies möchte, melde sich bitte ebenfalls bei Lienhard Pagel).

Neben den Beobachtungsvorschlägen für problematische/vernachlässigte Bedeckungssterne zeigt die BAV-Homepage nun auch eine Liste von ebensolchen RR-Lyr-Sternen, die von Gisela Maintz zusammengestellt wird, dies hat sich schon für so machen Stern gelohnt.

Das BAV-Remote-Teleskop ist natürlich immer noch auf der Agenda des Vorstandes, neben der noch ausstehenden Entscheidung für Technik und Software spielt nun der Aufstellungsort eine besondere Rolle, danach richten sich alle anderen Gegebenheiten. Nach wie vor suchen wir noch einen Organisator, der die Bemühungen bündelt und selbstständig mit den vorhandenen Mitstreitern das Teleskop voran bringt.

Im letzten Jahr beobachteten BAVer insgesamt deutlich mehr Minima und Maxima als je zuvor, dies ist sehr erfreulich. Der Zuwachs erfolgte bei den kurzperiodisch Veränderlichen, bei den Mira-Sternen und anderen Langperiodischen sind die Zahlen rückläufig.

Dietmar Bannuscher (für den BAV-Vorstand)

Lichtkurve des EA-Veränderlichen RZ Cas

Norbert Reichmann

Abstract: CCD observations were taken at my backyard observation site in Koestenberg, Ossiacher Tauern, Austria. During 5 night 552 observations were collected in infrared filter Ic, 211 observations in Johnson/Cousins filter B and V.

RZ Cas is a semi-detached eclipsing binary system of the Algol-type. The primary component is of spectral class A3V, the secondary is found to be of K0-K4IV [1]. RZ Cas is an example for a binary system in which the primary star is unevolved and the secondary star overflowing its Roche lobe and causing mass transfer to the evolved star [2]. G.Miller discovered its variability in 1906. It has an deep primary eclipse in optical wavelenght $V=6.18\text{mag}$ of $\Delta 1.5\text{mag}$.

I present complete lightcurves in filter Ic with two primary- and one secondary Minima:

first primary Min at JD 2455817.39478, the second primary Min at 2455829.34656, the secondary Minima at phase 0.5 . In following lightcurve is also seen the reflection effect near phase 0.5 and a hump between phase 0.1 – 0.2.

Alle CCD Beobachtungen wurden durch einen TMB Apo 130/1200, f/9.2 mit einer Apogee Alta U9 CCD Kamera, Chip KAF 6303E, in den Ossiacher Tauern, Kärnten, Österreich, auf 890m Seehöhe gewonnen. Aufgrund der Beobachtung während Vollmondes wählte ich den für Mondlicht recht unempfindlichen Infrarot Ic Filter. Durch diesen Filter konnte ich in 5 Nächten 552 Daten zum Helligkeitsverlauf des bedeckungsveränderlichen Algol-Systems RZ Cas gewinnen. Dabei erfasste ich mit Hilfe der Voraussagen im BAV Circular 2 primäre Minima, mit Glück auch ein sekundäres Minimum

1. primäre Minimum: JD 2455817.39478, 09.12.2011, 21:28:09 :
2. primäre Minimum: JD 2455829.34656, 24.09.2011, 20:19:02 :

Die Periode konnte ich mit $1.951\text{d} \pm 0.00182$ bestimmen.

Da es sich bei RZ Cas auch um ein oEA System handelt (ein oszillierendes Algol-System [3]), versuchte ich auch die Variation der delta-Scuti-Komponente, des A3V Sternes, nachzuweisen, was mir aber nicht gelang. Bei Recherchen im Nachhinein erfuhr ich, dass die Helligkeitsamplitude der delta-Scuti-Komponente im Bereich von 20 mmag liegt [4]. Dies nachzuweisen ist mit den mir zur Verfügung stehenden Mitteln durchaus möglich, aber bei den bisherigen Messungen mit einer durchschnittlichen Standard Abweichung über alle Messungen von 0.0302 mag nicht nachweisbar.

Aufgrund dieses Versuches und aufgrund der Helligkeit des Systems von 6.2 mag wählte ich kurze Integrationszeiten von 4 – 10 sec in Ic mit Pausen von 120 sec außerhalb der Bedeckungsphasen und Pausen im Bereich des primären Minimums von 40 sec bzw. 8 sec mit subarray read out des CCD-Chips.

Die Wahl des Verhältnisses Belichtungszeit zu Pause hängt ja von der Periode des zu erfassenden Systems ab. Die Periode von RZ Cas ist mit 1.1953d angegeben, die Periode der delta-Scuti-Komponente mit 0.0156d [3]. Ich bemühte mich um Integrationszeiten inklusive Pausen im Bereich von 1% der Perioden.

Aufgrund der kurzen Belichtungszeiten resultierte zum Teil ein ungünstiges Signal / Rausch Verhältnis. Die Vergleichssterne wurden so gewählt, dass letzteres >100 für alle Vergleichssterne betrug.

In Abb.1 ist eine Lichtkurve in chronologischer Reihenfolge der Aufnahmen zu sehen (Raw-Plot). Die Dichte der Messungen in einigen Bereichen erfolgte aufgrund des Versuches, die Periode der delta-Scuti-Komponente in Abhängigkeit zur Phase des Algol Systems nachzuweisen, was ich als sehr reizvolles Aufgabengebiet in der Veränderlichenbeobachtung erachte.

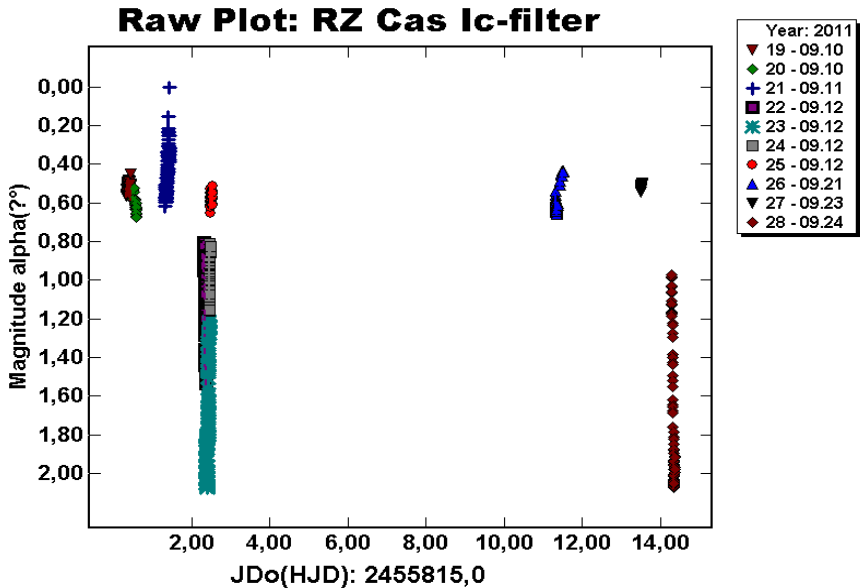


Abb1. Raw-Plot von RZ Cas

Da ich dem aber aufgrund der Streuung der Messwerte im Bereich von 0.03mag nicht nachkommen konnte, konzentrierte ich mich auf die Periodenbestimmung des Algol-Systemes.

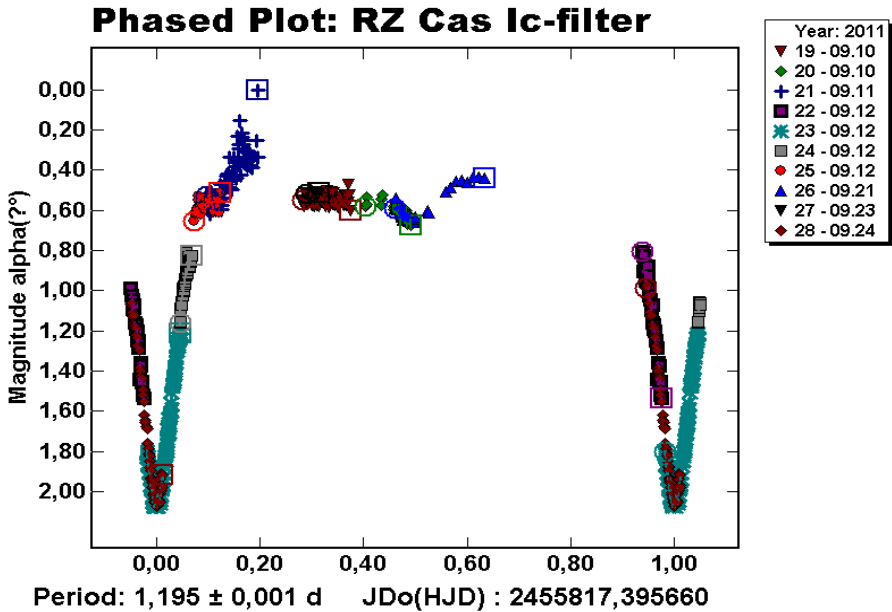


Abb. 2: Phasen-Plot von RZ Cas

Der kurzzeitig rapide Lichtanstieg zwischen Phase 0.1 – 0.2 veranlasste mich, die Daten genau zu prüfen und die Kurve nochmals neu zu vermessen, mit Hilfe des sehr empfehlenswerten Programms von Brian D. Warner MPO Canopus / Photored [5], [6]. Dabei entfernte ich aus den 73 Datenpunkten zur Session 21-09.11 vom 11.09.2011 8 Datenpunkte mit einem ADU Wert <10000. Der Spot blieb deutlich erhalten. Alle Datenpunkte liegen im Linearitätsbereich der Kamera und die Standardabweichung S.D. von 0.046 mag der Vergleichssterne zur Session 21-09.11 lässt auf eine akzeptable Messung schließen. (Abb.3.)

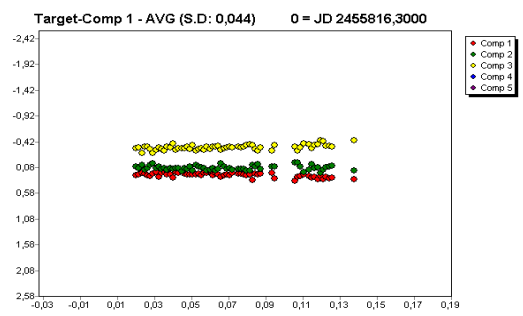


Abb. 3.: Vergleichssterne der Messung 21 – 09.11

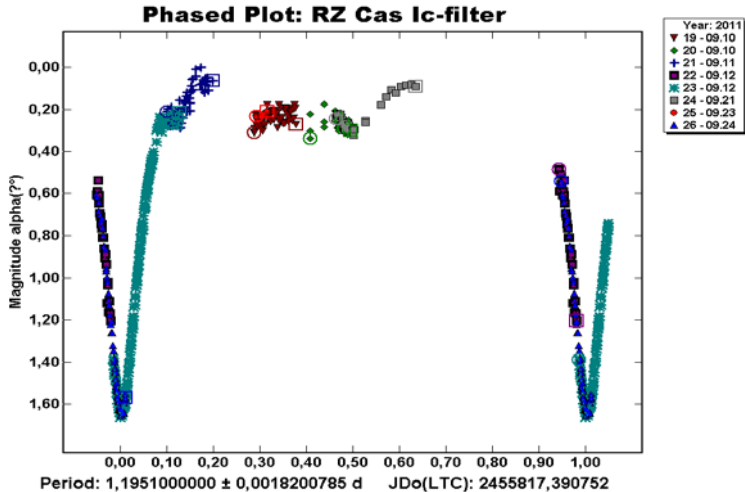


Abb. 4: Lichtkurve RZ Cas, Legende rechts oben: Beobachtungssessions, Vergleichssterne zur Messung siehe Anhang

Die neue Messung ergab eine in diesem Bereich nur gering modifizierte Lichtkurve mit deutlichem Lichtzacken zwischen Phase 0.1 – 0.2 (Abb.4), was auf besondere astrophysikalische Vorgänge im System hinweist.

Sofern es meinem bescheidenen Verständnis zugänglich ist, versuche ich an dieser Stelle auch eine Erklärung einzelner Bereiche der Lichtkurve zu geben, welche mit Vorbehalt und kritisch zu hinterfragen sind. In erster Linie ist eine Erklärung der sichtbaren Phänomene in der Lichtkurve aber Astronomen vorbehalten.

Phase 0.0: Eclipse des kleineren, strahlungsintensiveren A-Sternes mit 1.47fachem Sonnenradius und 1.9facher Sonnenmasse durch den kühleren K-Stern mit 1,84 fachem Sonnenradius mit 0.65facher Sonnenmasse.

Phase 0.1 – 0.2: Es ist zu prüfen, auf welches astrophysikalische Phänomen dieser Peak in diesem Bereich zurückzuführen ist. Ich kann nur die Vermutung äußern, dass es sich um einen Massenstrom vom K- zum A-Stern handelt und einen dadurch verursachten Hot-spot bei Einströmen der Materie durch den Lagrange-Punkt in die Atmosphäre des A-Sternes

Phase 0.5: Der Transit des A-Sternes liegt bei Phase 0.5, was auf eine kreisrunde Bahn schließen lässt.

Phase 0.6: Bei diesem Helligkeitsanstieg auf ein Niveau gering größer als das Niveau in den übrigen Bereichen außerhalb der Bedeckungsphasen wird der reflection-effect sichtbar: der strahlungsintensivere A-Stern regt die Atmosphäre des K-Sternes an,

welcher in diesem Helligkeitsanstieg seine angeregte Atmosphäre durch Re-Emission der absorbierten Energie sichtbar macht. Insofern ist der Ausdruck reflection-effect ungünstig gewählt, da es sich um Absorption von Energie des A-Sternes und Anregung der Atmosphäre des K-Sternes handelt.

Konklusio:

Hier handelt es sich um meine erste Vermessung eines Algol-Veränderlichen. Ich sah es als Herausforderung an, ein oEA System zu vermessen und mir eine Vorstellung von den Vorgängen im System zu machen, so bemühte ich mich um Datensammlung und Vermessung einer ganzen Lichtkurve.

Da ich durch diesen „ersten“ Stern gleich mit so schönen Lichtkurvenphänomenen beschenkt wurde, mache ich mit großer Motivation weiter!

Die zu Abb.4 in den einzelnen Beobachtungssessions verwendeten Vergleichssterne:

19-09.10, 20-09.10:	GSC 4313 1142, GSC 4313 1054, GSC 4317 1643
21-09.11, 22-09.12, 23-09.12:	GSC 4313 692, GSC 4317 1400
24-09.21, 25-09.23, 26-09.24:	GSC 4316 97, GSC 4317 1400

Quellen:

- [1] Near infrared photometric studies of RZ Cassiopeiae, Watson P Varricatt, N. M. Ashok, T Chandrasekhar
- [2] Light curves of variable stars, C. Sterken, C.Jaschek, Cambridge University press 1996
- [3] Pulsating Components in Binary and Multiple Stellar Systems—A Catalog of Oscillating Binaries, A.-Y. Zhou, National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012, China; aiying@nao.cas.cn
- [4] Detection of the delta Scuti Oscillation in RZ Cassiopeiae, Ohshima, O., Narusawa, S.-Y., Akazawa, H., Fujii, M., Kawabata, T., & Ohkura, N., Information Bulletin on Variable Stars, 4581,1
- [5] MPO Canpous / Photored, Bdw Publishing 1993 – 2010, <http://www.MinorPlanetObserver.com>
- [6] Lightcurve Photometry and Analysis, Springer 2006

OGLEII BUL-SC33 V4375 und MACHO 176.19087.17: Zwei neue bedeckungsveränderliche RS-CVn-Sterne

Stefan Hümmerich und Klaus Bernhard

Abstract: *OGLEII BUL-SC33 V4375 and MACHO 176.19087.17 are two new eclipsing RS CVn variables with the ephemeris*

*OGLEII BUL-SC33 V4375: $MinI = 2451772.608 + E * 3.9211 d$*

*MACHO 176.19087.17: $MinI = 2449795.781 + E * 81.8 d$*

Eine Suche nach bedeckungsveränderlichen RS-CVn-Sternen in den MACHO (<http://wwwmacho.anu.edu.au/>) und OGLE-II (<http://ogle.astrouw.edu.pl/>, Szymanski 2005, Udalski et al. 1997) Datenbanken führte zur Entdeckung von zwei schönen neuen Objekten:

OGLEII BUL-SC33 V4375 (2MASS J18054959-2827255)

Koordinaten (J2000): 18 05 49.60 -28 27 25.6 (UCAC3)

Amplitude: 14.93 - 15.64 (I)

Ephemeride: $MinI = 2451772.608 + E * 3.9211 d$

2MASS J-K: 0.769 (vermutlich gerötet: Richtung galaktischer Bulge)

Typ: EA/RS

Anmerkung: pre-published in AAVSO, VSX; enthalten in OGLE2 Candidate Variable Stars Catalogue (Wozniak et al. 2002)

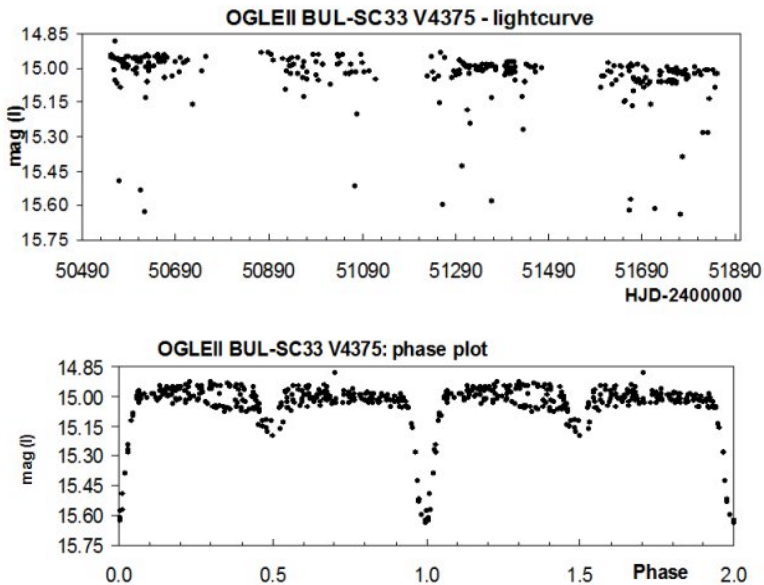


Abbildung 1: Lichtkurven von OGLEII BUL-SC33 V4375

Deutlich ist in Abbildung 1 die größere Streuung der Messwerte im Bereich des sekundären Minimums zu sehen, was die Sternfleckenaktivität widerspiegelt.

MACHO 176.19087.17 (2MASS J18004840-2736340)

Koordinaten (J2000): 18 00 48.40 -27 36 33.9 (UCAC3)

Amplitude: 12.7 - 15.0 (R)

Ephemeride: $\text{MinI} = 2449795.781 + E \cdot 81.8 \text{ d}$

2MASS J-K: 0.863 (vermutlich gerötet: Richtung galaktischer Bulge)

Typ: EA/RS

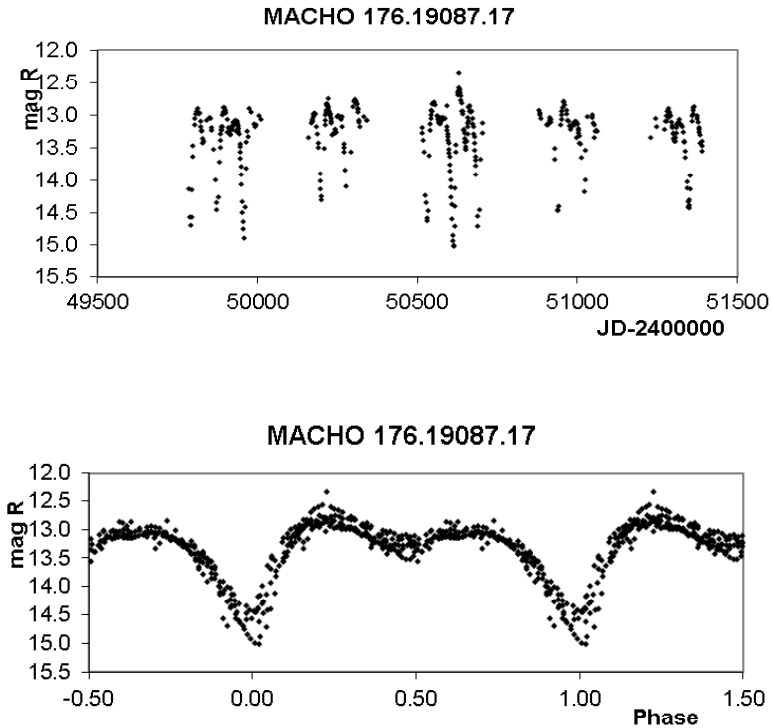


Abbildung 2: Lichtkurven von MACHO 176.19087.17

MACHO 176.19087.17 ist ein wirklich außergewöhnlicher langperiodischer RS-CVn-Veränderlicher, vermutlich bestehend aus zwei Riesensternen. Die größere Streuung im Bereich des primären Minimums deutet auf die für RS-CVn-Sterne typische Fleckenaktivität hin.

Fazit: Bei beiden RS-CVn-Sternen sind die charakteristischen durch Sternflecken verursachten sekundären Schwankungen deutlich zu erkennen. Interessanterweise sind sie bei OGLEII BUL-SC33 V4375 eher im Bereich des sekundären Minimums anzutreffen, bei MACHO 176.19087.17 eher im Bereich des primären Minimums. Dies entspricht den typischen Eigenschaften von RS-CVn-Sternen, wonach bei den häufig gebunden in einem Doppelsternsystem rotierenden Fleckensternen bestimmte Longituden mit besonders hoher Aktivität existieren (Berdyugina 2005).

Referenzen:

Berdyugina S. V., 2005, Living Rev. Solar Phys., 2, 8
<http://www.livingreviews.org/lrsp-2005-8>

Szymanski, M., 2005, Acta Astronomica, 55, 43

Udalski, A., Kubiak, M., Szymanski, M., 1997, Acta Astronomica, 47, 319

Danksagung:

Diese Arbeit verwendet Daten des OGLE Projekts (Universität von Warschau, Polen) und des MACHO Projekts, einer Kooperation der Universität von Kalifornien und des Mount Stromlo und Siding Spring Observatorium, Australien.

Herzlich gedankt sei ebenso Herrn John Greaves für die Unterstützung zur Klassifizierung.

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

Klaus Bernhard
 Kafkaweg 5
 A-4030 Linz
Klaus.Bernhard@liwest.at

Datamining in der OGLE-Datenbank – erste Versuche, erste Erfolge

Stefan Hümmerich

Abstract: *Three eclipsing binaries are presented, which were identified by investigation of OGLE-II I-band photometry: OGLE-II CAR_SC3_64191 / 2MASS J11093656-6051588 (Type: EA, $P=3.170361d$); OGLE-II BUL_SC10_268243 (Type: EB, $P=0.606285d$); OGLE-II BUL_SC34_94176 / 2MASS J17575092-2911317 (Type: E/GS, $P=16.427655d$). Amplitude and period were derived by use of Period04. All objects were checked against the Strasbourg CDS Vizier service and the International Variable Star Index for pre-existence in variability catalogues.*

OGLE (Optical Gravitational Lensing Experiment; Internet <http://ogle.astrouw.edu.pl/>) ist ein Forschungsprojekt der Universität Warschau, dessen Hauptziel der Nachweis durch Gravitationslinsen hervorgerufener sogenannter Microlensing Effekte ist. Seit Projektbeginn in 1992 wurden zahlreiche solche Vorgänge beobachtet, die unter anderem auch zur Entdeckung neuer extrasolarer Planeten führten (wie z.B. OGLE-2005-BLG-390, einer „Supererde“ von nur 5,5 Erdmassen). Seit 2010 befindet sich OGLE in seiner vierten Projektphase, in der insbesondere das Aufspüren neuer extrasolarer Planeten im Vordergrund steht.

Als Nebenprodukt der konstanten Überwachung vieler Millionen Sterne sind umfangreiche Veränderlichenkataloge entstanden (siehe auch z.B. <http://ogledb.astrouw.edu.pl/~ogle/CVS/>) sowie ein Katalog mit über 200.000 Veränderlichen-Kandidaten (DIA OGLE2 Candidate Variable Stars Catalogue), der sich im Übrigen bequem über VizieR abfragen lässt (<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=J/AcA/52/129>). Letzterer Katalog bietet sich im Übrigen auch als Ausgangspunkt für eigene Recherchen an, da die verdächtigen Objekte lediglich grob klassifiziert sind (Einordnung der Veränderlichkeit nach „1 transient“ [vorübergehend], „2 continuous“ [kontinuierlich] und „3 transient and continuous“) und somit zumeist noch entsprechend aufgearbeitet werden können.

Die OGLE-Datenbank selbst lässt sich unter mittels einer Eingabemaske oder der direkten Eingabe einer SQL-Abfrage nach diversen Kriterien durchsuchen und stellt somit ein beliebtes Ziel für „Sternenjäger“ aller Art dar (<http://ogledb.astrouw.edu.pl/~ogle/photdb/>). Die zurzeit abfragbaren Daten umfassen unter anderem die gesamte I-Band Photometrie aus der zweiten Projektphase (OGLE-II). Informationen zu den erfassten Himmelsfeldern finden sich ebenfalls auf der Internetseite.

Darüber hinaus bietet OGLE auch noch weitere interessante Dienste wie z.B. Real Time Data Analysis („Echtzeit Datenanalyse“). Hier werden die abrufbaren photometrischen Daten nach jeder klaren Nacht aktualisiert und somit umgehend der Öffentlichkeit zugänglich gemacht. In dieser Art und Weise werden z.B. optische Gegenstücke veränderlicher Röntgenquellen (<http://ogle.astrouw.edu.pl/ogle3/xrom/xrom.html>) oder auch R-Coronae-Borealis-

Sterne in den Magellanschen Wolken
(<http://ogle.astrouw.edu.pl/ogle3/rcom/rcom.html>) überwacht.

Trotz einer generell guten Abdeckung des Datenbestandes durch Profi- wie Amateurastronomen sind weiterhin viele Schätze in der Datenflut verborgen. Einige Funde seien im Folgenden exemplarisch angeführt.

OGLE-II CAR_SC3_64191, OGLE-II BUL_SC10_268243 und OGLE-II BUL_SC34_94176; drei Bedeckungsveränderliche aus der OGLE-Datenbank

Die Eingabe der folgenden SQL Abfrage lieferte 29 Objekte, die zum Großteil deutliche Veränderlichkeit aufwiesen:

SELECT objects FROM db WHERE Field='CAR_SC3' and Ngood>=100 and Pgood>=80 and Isig>=0.2 and lmed<=16

WHERE Field='CAR_SC3'

Es wurde ein bestimmtes Feld in der Konstellation Carina ausgewählt.

and Ngood>=100

Ngood=Number of Good Points (Anzahl der „guten“ Datenpunkte)

and Pgood>=80

Pgood=Percentage of Good Points (Prozentsatz der „guten“ Datenpunkte)

and Isig>=0.2

Isig=Standard Deviation of I-magnitude (Standardabweichung der I-Helligkeit)

and lmed<=16

lmed=Median I-magnitude (durchschnittliche I-Helligkeit)

Unter diesen Sternen befand sich auch das Objekt CAR_SC3_64191, dessen Lichtkurve direkt auf seinen bedeckungsveränderlichen Charakter schließen ließ. Eine Suche in den entsprechenden Veränderlichenkatalogen bei SIMBAD, VizieR und VSX blieb erfolglos, sodass davon ausgegangen werden kann, dass dieser Veränderliche bisher noch unbekannt bzw. nicht weiter beschrieben ist. Die Analyse der OGLE-Daten mit Period04 (Lenz, Breger 2005) ergab schließlich die typische gefaltete Lichtkurve eines Bedeckungsveränderlichen vom Typ EA („Algolstern“). Die Stellung von Haupt- und Nebenminimum lassen auf eine fast kreisrunde Umlaufbahn schließen; interessant sind auch die Unregelmäßigkeiten in der Lichtkurve vor dem Abfall zum Hauptminimum, die auf das Vorhandensein von Sternflecken auf mindestens einer Komponente des System hinweisen könnten.

Bezeichnung: OGLE-II CAR_SC3_64191 / 2MASS J11093656-6051588

Koordinaten (J2000): 11:09:36.71 -60:52:00.3

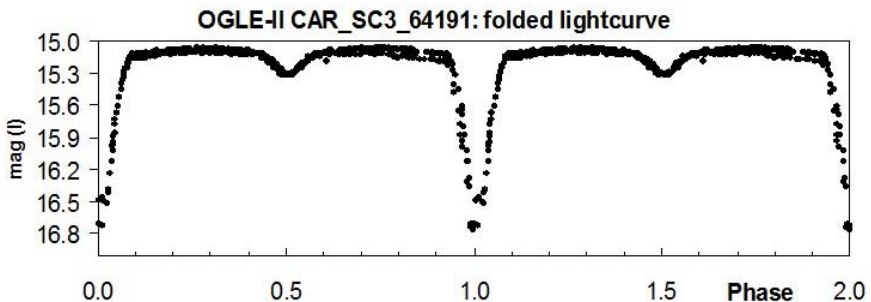
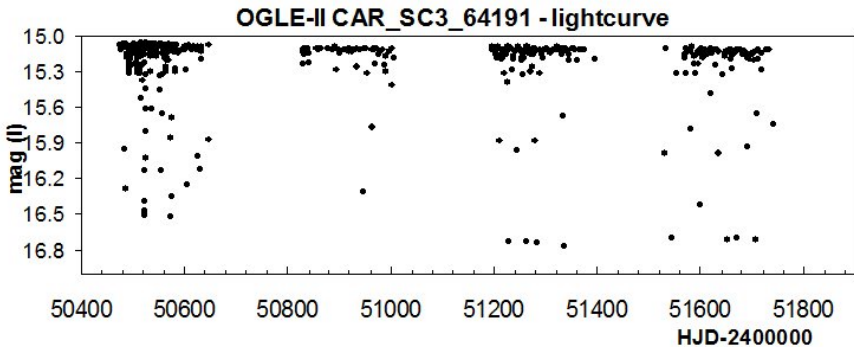
Typ: EA

Amplitude: 15.055 - 16.766 (I)

Periode: 3.170361d

Epoche (JD): 2451335.543 Min(I)

2MASS J-K: 1.037



Durch leichtes Abwandeln der oben angeführten SQL Abfrage (z.B. Field='BUL_SC10' [BUL=Galactic Bulge]; lmed<=17) konnten alsbald die nächsten Bedeckungsveränderlichen gefunden werden, darunter auch OGLE-II BUL_SC10_268243, welcher ebenfalls in keinem der oben angeführten Kataloge auftaucht. Der Lichtkurve nach dürfte es sich um ein System vom Typ EB („Beta-Lyrae-Stern“) handeln: Deutlich sind in der Lichtkurve die charakteristischen kontinuierlichen Helligkeitsänderungen außerhalb der Bedeckungen zu sehen, wenngleich die Periode mit 0.606285d für einen Bedeckungsveränderlichen dieses Types sehr kurz ist (vgl. z.B. Samus (2007-2011) oder Sterken, Jaschek (1996), S. 173).

Bezeichnung: OGLE-II BUL_SC10_268243

Koordinaten (J2000): 18:20:19.00 -22:34:57.9

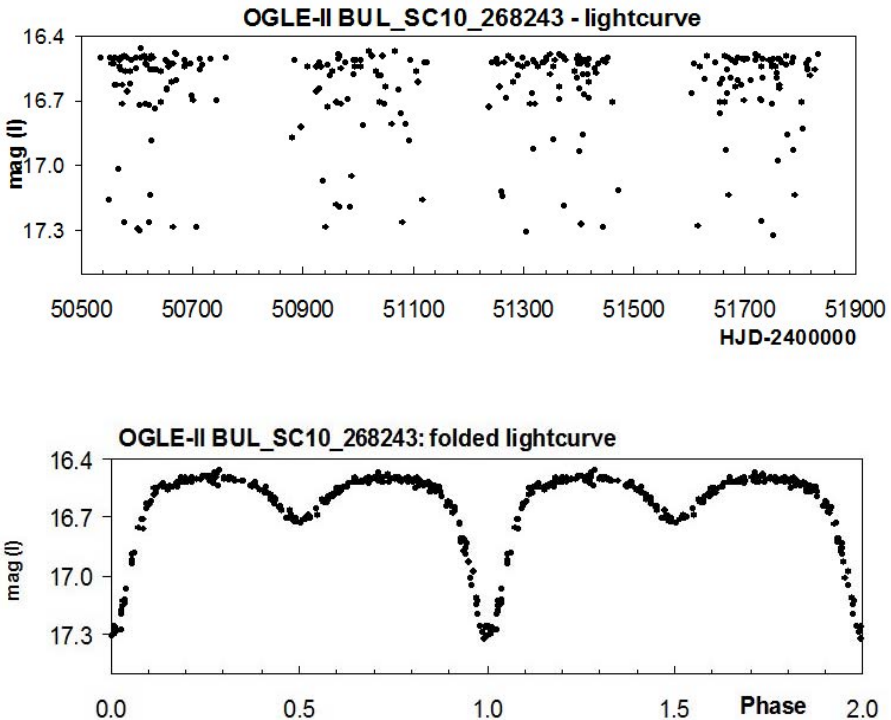
Typ: EB

Amplitude: 16.460 - 17.325 (I)

Periode: 0.606285d

Epoche (JD): 2451444.512 Min(I)

OGLE V-I: 1.332



Die Suche in weiteren Bereichen des Galactic Bulge förderte schließlich noch das interessante Objekt OGLE-II BUL_SC34_94176 zu Tage, dessen Lichtkurve durch die angenähert gleich tiefen Minima ($\sim 0.05\text{mag}$ Unterschied) auf den ersten Blick an einen Bedeckungsveränderlichen vom Typ EW („W-Ursae-Majoris-Stern“) erinnert. Die Periode von 16.427655d widerspricht dieser Klassifizierung jedoch, da EW-Sterne sich periodenmäßig per Definition im Bereich von unter einem Tag bewegen (vgl. z.B. Samus (2007-2011) oder Sterken, Jaschek (1996), S. 183). Möglicherweise handelt es sich hier um ein langperiodisches Kontaktsystem von Riesensternen, wie es unter anderem von Rucinski im Zusammenhang einer Durchmusterung des OGLE-Datenbestandes nach neuen Bedeckungsveränderlichen beschrieben worden ist (Rucinski 1997). Alternative Klassifikationen lassen sich rein von der Lichtkurvenform her jedoch nicht ausschließen (ellipsoidischer Veränderlicher [ELL] mit relativ großer Amplitude, Beta-Lyrae-Stern [EB] mit angenähert gleich tiefen Minima); eine Klassifikation als Bedeckungsveränderlicher im weiteren Sinne scheint jedoch gerechtfertigt. Merkwürdigerweise wird das Objekt als „vorübergehend veränderlich“ (Vtype 1 - transient) im OGLE2 Candidate Variable Stars Catalogue geführt. Dies verwundert jedoch nicht weiter, wenn man sich vergegenwärtigt, dass es sich hier lediglich um eine grobe, automatische Einordnung handelt, die entsprechend fehlerbelastet ist.

Bezeichnung: OGLE-II BUL_SC34_94176 / 2MASS J17575092-2911317

Koordinaten (J2000): 17:57:50.95 -29:11:31.5

Typ: E/GS:

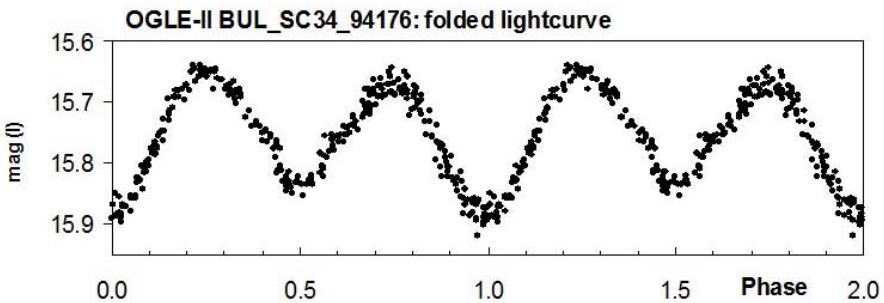
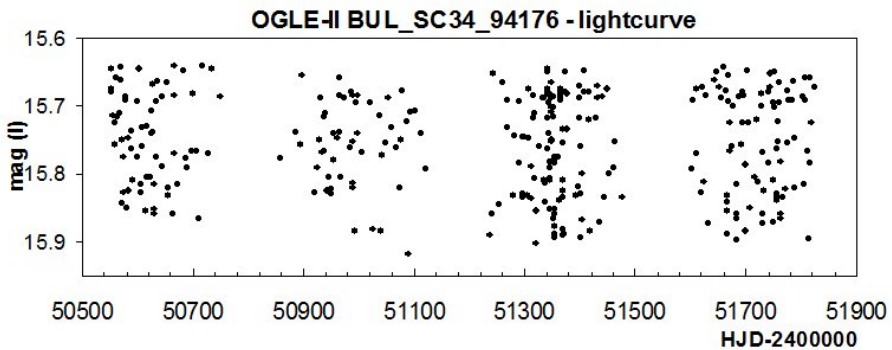
Amplitude: 15.591 - 15.869 (I)

Periode: 16.427655d

Epoche (JD): 2451813.572 Min(I)

2MASS J-K: 1.160 (Wert laut 2MASS-Katalog aufgrund schlechter J und K Photometrie mit erheblicher Unsicherheit belastet)

OGLE V-I: 2.292



Weitere Eigenschaften der angeführten Systeme wären vermutlich aus den Lichtkurven abzuleiten, was jedoch den Experten in Sachen Bedeckungsveränderliche vorbehalten sein mag. Für mich persönlich ist es immer wieder erstaunlich, zu sehen, wie viele unentdeckte „Schätze“ in den Datenbanken der großen Himmelsdurchmusterungen noch verborgen sind, die sich mit ein wenig Zeit und Systematik ans Tageslicht befördern lassen. Insofern stellt sich das Datamining als ein kurzweiliges Hobby dar, welches kein Instrumentarium benötigt, auch mal in einer „kurzen Zeitlücke“ durchgeführt werden kann und immer wieder für Überraschungen gut ist.

Mein herzlicher Dank geht an Dr. Klaus Bernhard für die vielen Anregungen und Hilfen, insbesondere bei der Erstellung der Grafiken.

Acknowledgements: This publication makes use of the SIMBAD and VizieR databases operated at the Centre de Données Astronomiques (Strasbourg) in France, of the International Variable Star Index (AAVSO) and of the Two Micron All Sky Survey.

Quellen:

- Lenz, P.; Breger, M. "Period04", CoAst, 146, 53 (2005)
- Rucinski, S. M. "Eclipsing Binaries in the OGLE Variable Star Catalog. III. Long-Period Contact Systems", arXiv:astro-ph/9711317v1 (1997)
- Samus, N. N. "General Catalogue of Variable Stars" (2007-2011);
Internetseite: <http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/index.htm>
- Skrutskie, M.F. et al. "The Two Micron All Sky Survey (2MASS)" (2006)
- Sterken, C.; Jäschek, C. "Light curves of variable stars: a pictorial atlas" (1996)
- Szymański, M. "The Optical Gravitational Lensing Experiment. Internet Access to the OGLE Photometry Data Set: OGLE-II BVI maps and I-band data", Acta Astronomica, 55, 43 (2005)
- Udalski, A. et al. "The Optical Gravitational Lensing Experiment. BVI Maps of Dense Stellar Regions. III. The Galactic Bulge", Acta Astronomica, 52, 217 (2002)

Beobachtung des Minimums von Zeta Aurigae Oktober-Dezember 2011

Wolfgang Vollmann und Werner Braune

Abstract: *The primary eclipse of Zeta Aurigae was observed at JD 2455885,56 $\pm$ 0,21 d. Due to gaps during the rise from eclipse it is somewhat uncertain. From the elements in the GCVS the calculated time of minimum is JD 2455885,25 and an (O-C) of +0,31 d is determined. The fast descent into eclipse was observed to 0,72 d. The duration of the rise from eclipse is 1,30 days or shorter. The observed duration of minimum D was determined to 39,9 d, the total eclipse d to 37,9 d.*

Beobachtungsprojekt

Die BAV startete ein Beobachtungsprojekt für das günstig beobachtbare Hauptminimum im Herbst 2011 [1]. Zeta Aurigae ist demnach ein besonders interessanter Bedeckungsveränderlicher: "Der größere Stern von ζ Aur ist ein Überriese mit dem Spektrum K4, der kleinere ein Hauptreihenstern der Spektralklasse B7. Massen- und Radienverhältnis des Systems sind außergewöhnlich. ζ Aur wurde deshalb zum Namensgeber einer besonderen Klasse der Bedeckungsveränderlichen".

Nähere Angaben zum Helligkeitsverlauf liefert der GCVS 1985 [4]:

Magnitude: 3,70 – 3,97 mag V

Vorhersage-Elemente: JD 2427692,825 + 972,160 d

Dauer der Bedeckung „D“ 0,041 der Periode oder 39,859 d.

Dauer der totalen Phase „d“ 0,039 der Periode oder 37,914 d (Hinweis: var 37,58 – 38,07 d).

Daraus ergibt sich neben der geringen Helligkeitsamplitude ein sehr schneller Ab- und Anstieg der Helligkeit von jeweils knapp einem Tag (0,973 d). Diese Bereiche zielgenau zu beobachten, ist nicht nur vom Wetterglück abhängig, sondern auch vom hierfür passenden Sternstand ζ Aurigae am Nachthimmel. Es ist erstaunlich, dass in der Literatur zum GCVS derartig genaue Angaben erzielt wurden.

Beobachtungen

Wolfgang Vollmann beobachtete mit einer Digitalkamera (DSLR). Helligkeiten wurden aus dem Grünkanal gewonnen und auf Johnson V transformiert [2]. Ebenso wurden Helligkeiten aus dem Blaukanal gewonnen und mit den B-Helligkeiten der Vergleichsterne gemessen.

Werner Braune beobachtete visuell mit einem 7x50 Fernglas. Seine Beobachtung des Wiederanstiegs der Helligkeit ist besonders wertvoll, da sie den Termin des Endes der Bedeckung eingrenzen konnte.

In Abb.1 sind diese Beobachtungen als Quadrate (Vollmann) und Rauten (Braune) hervor gehoben. Die Abb.2 zeigt allein die Blauhelligkeiten von Wolfgang Vollmanns Kamera.

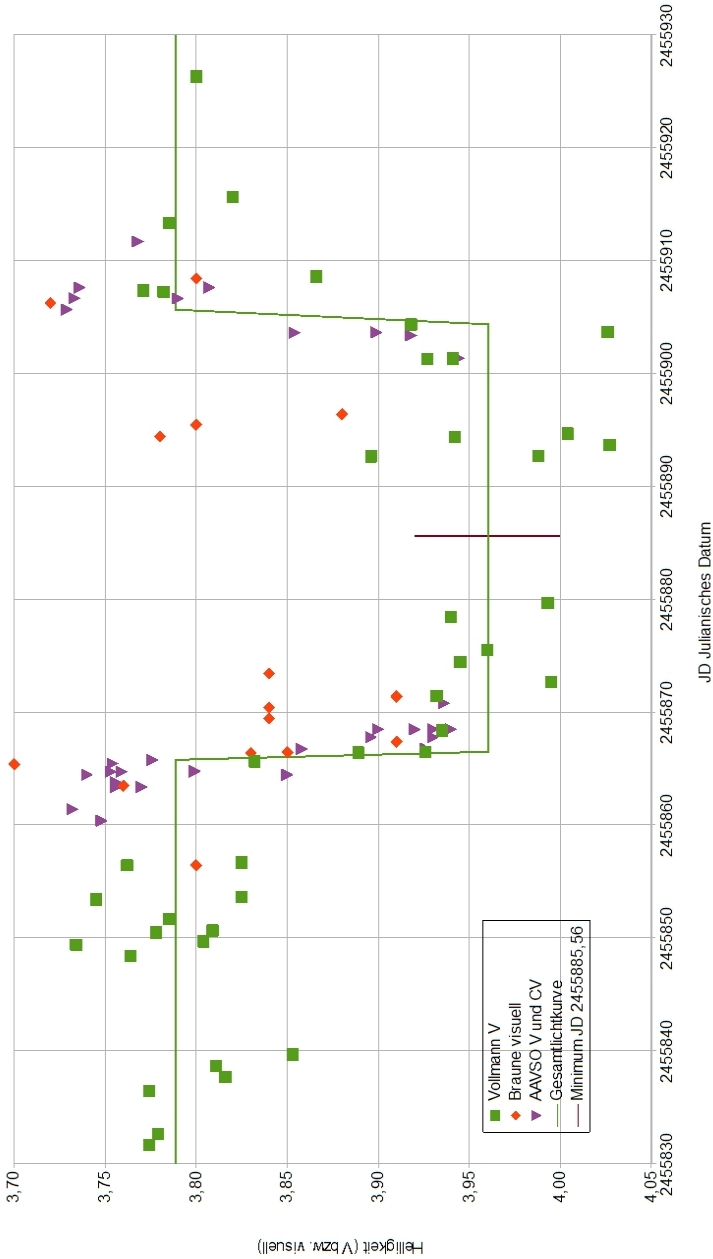


Abbildung 1: Gemeinschaftslichtkurve von Zeta Aurigae Okt. - Dez. 2011
 Beobachtungen mit Digitalkamera (V-Helligkeiten, Wolfgang Vollmann), visuell (Werner Braune) und V-
 Helligkeiten aus der AAVSO International Database während des Helligkeitsabstiegs bzw. Anstiegs

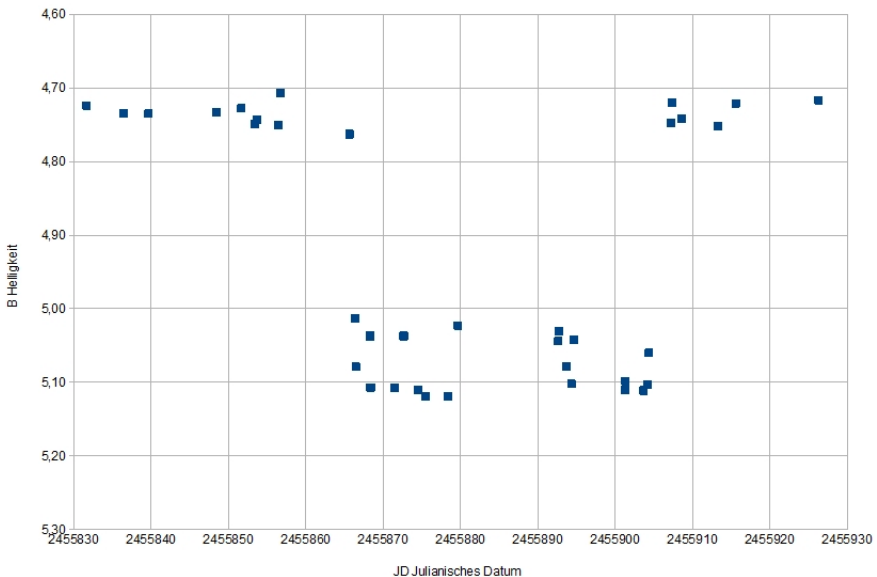


Abbildung 2: Lichtkurve mit der Digitalkamera: Blaukanal mit B-Vergleichssterne-
helligkeiten

Analyse der Beobachtungen und Ableitung eines Minimumstermins

Im Normallicht leuchtete ζ Aurigae mit einer Helligkeit von $3,79 \pm 0,04$ mag V. Während der totalen Phase wurde die Helligkeit mit $3,96 \pm 0,04$ mag V gemessen. Die Amplitude in V beträgt damit $0,17$ mag.

Der Helligkeitsabstieg vom Normallicht zur totalen Phase im Minimum erfolgt sehr rasch und dauert nur $0,72$ Tage. Der Wiederanstieg konnte durch Beobachtungen nicht so gut eingegrenzt werden. Weniger als $1,30$ Tage stehen zur Auswahl für einen entsprechend schnellen Anstieg.

Phase	Termin JD 2455000+	Anmerkung
Beginn des Abstiegs vom Normallicht (1.Kontakt)	T1: 865,76	
Beginn der Totalität (2.Kontakt)	T2: 866,48	
Ende der Totalität (3.Kontakt)	T3: 904,34	oder wenig später?
Wiederreichen des Normallichts (4.Kontakt)	T4: 905,64	oder wenig früher?

Daraus ließe sich folgender Minimumszeitpunkt ableiten:

Mittelwert aus T1+T4: JD 2455885,70

Mittelwert aus T2+T3: JD 2455885,41

Mittelwert aus den beiden Mittelwerten = Minimumstermin: JD 2455885,56 +/- 0,21 d

Aus den Elementen im GCVS [5]

$$\text{Min} = \text{JD } 2452968,7941 + 972,150912 \times E$$

folgt der Minimumstermin JD 2455885,25 und ein (B-R) von + 0,31 d.

Die Dauer des Minimums D ergibt sich zu weniger als 39,9 Tagen, die Totalität d zu 37,9 Tagen.

Besonders wertvoll waren die visuellen und internationalen Beobachtungen während des raschen Helligkeitsab- und -anstiegs, um das Minimum besser einzugrenzen.

Nächste Minima

Das nächste Hauptminimum von ζ Aurigae findet nach den neueren GCVS-Elementen am JD 2456857,40 statt (18.Jul.2014). Der Eintritt vom 28.-29.Jun.2014 wird sehr schwierig, der Austritt vom 7.-8.Aug.2014 etwas leichter am Morgenhimmel beobachtbar sein.

Das übernächste Minimum vom 17. März 2017 wird günstiger beobachtbar sein.

Literatur und Links

- [1] BAV-Projekt: <http://www.bav-astro.de/BAV-news.php?kennung=zeta-aur>
- [2] Beobachtung Veränderlicher Sterne mit der Digitalkamera: http://members.aon.at/wolfgang.vollmann/var_digital/var_digital.htm
- [3] AAVSO International Database VStar: <http://www.aavso.org/vstar-overview>
- [4] GCVS 1985, gedruckte Ausgabe.
- [5] GCVS: General Catalogue of Variable Stars (Samus+ 2007-2011). The GCVS Catalog (Vol. I-III, version 2011-May). Erhältlich über http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR-S?V*%20zet%20Aur

H α -Emission and V-Korrelationen als Sonden von Be-Sternscheiben

Ernst Pollmann, Wolfgang Vollmann und Ferenc Puskás

1. H α -Emission and V-Korrelationen

Einleitung

Eine seit Jahren interessante Frage in der professionellen Be-Sternscheibenforschung ist die einer möglichen Korrelation zwischen der H α -Emissionsstärke (= Äquivalentbreite EW; siehe Anmerkung zum Schluss) und den UBV-Helligkeiten [1]. Gegenwärtig versuchen Forscher der University of Western Ontario (Kanada) solche bereits beobachterisch nachgewiesenen Korrelationen mit geeigneten Modellrechnungen zu untermauern bzw. zu verfeinern [2].

Die sog. non-supergiant B-Sterne, als besonders schnell rotierende Objekte, zeigen je nach Vorhandensein einer Gasscheibe in ihren Spektren Balmer-Emissionslinien (wie etwa die H α -Linie) und mal wieder nicht. Das Vorhandensein einer Gasscheibe und die damit beobachtbaren Emissionslinien charakterisiert einen B-Stern als Be-Typ (e = emission) [2], wobei auch andere Emissionslinien wie die des HeI, FeII und manchmal des SiII und MgII beobachtet werden. Als weiteres Kennzeichen dieser Sternklasse sind ihre typischen kurz- und langzeitigen spektralen Variationen.

Darüber hinaus ist die Abhängigkeit des spektralen Habitus vom Sichtwinkel (Inklination i) des Beobachters bemerkenswert. Bei den sog. „pole-on-Sternen“ blickt der Beobachter von oben senkrecht auf die Rotationsachse des Sterns bzw. seiner Gasscheibe ($i = 0^\circ$). Im Fall einer Inklination $\sim 90^\circ$, bezeichnet man den Stern als sog. „edge-on-Stern“, d. h. der Beobachter blickt nahezu auf die Kante der Be-Sternscheibe.

Positive H α - und V-Korrelationen

An den Be-Sternen γ Cas, 28 Tau, κ Dra, EW Lac (u. a.) wird seit Jahren folgender Zusammenhang beobachtet: je stärker die H α -Emission ist, desto größer ist die V-Helligkeit des Sterns. Diese Sterne werden sowohl pole-one, als auch unter dazwischen liegenden Neigungswinkeln gesehen: 45° (γ Cas), 57° (κ Dra), 68° (EW Lac) $\sim 90^\circ$ (28 Tau).

Die beiden Plots in Abb. 1 & 2 sind das Ergebnis eigener Messungen der H α -Emissionsstärke EW an γ Cas bzw. an 28 Tau mit den jeweils gegenübergestellten V-Helligkeiten. Bei γ Cas wurde dies erst möglich durch die dankenswerte Bereitstellung der V-Helligkeiten (Argelander-Schätzungen) von Ferenc Puskas (Ungarn) und Wolfgang Vollmann's DSLR-Messungen (Österreich), wohingegen bei 28 Tau Sebastian Otero (Argentinien) seine eigenen (Argelander-Schätzungen), und aus verschiedenen anderen Quellen zusammengestellte V-Helligkeiten verfügbar machte. Ein weiteres Beispiel für eine positive H α -EW/V-Korrelation wäre der „quasi-pole-one“ Stern ($i = 68^\circ$) κ Draconis (in Abb. 3), der bereits im BAV-RB 4/2009 vorgestellt worden ist.

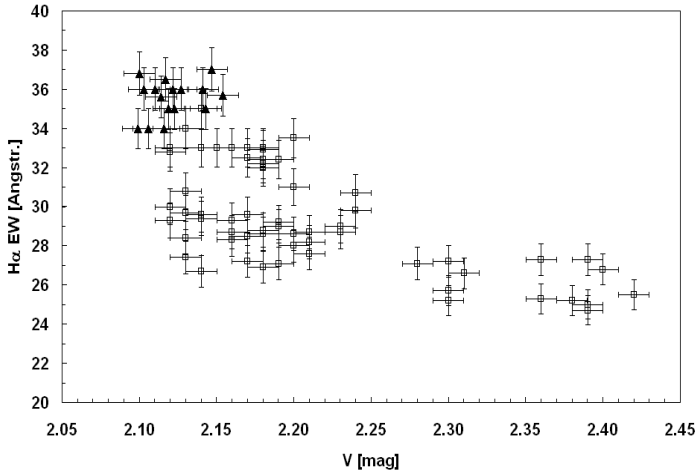


Abb. 1: H α -Emissionsstärke EW versus V bei γ Cas
 Schwarze Dreiecke: V-Beobachtungen W. Vollmann
 Offene Quadrate: V-Beobachtungen F. Puskas
 EW-Messungen: E. Pollmann

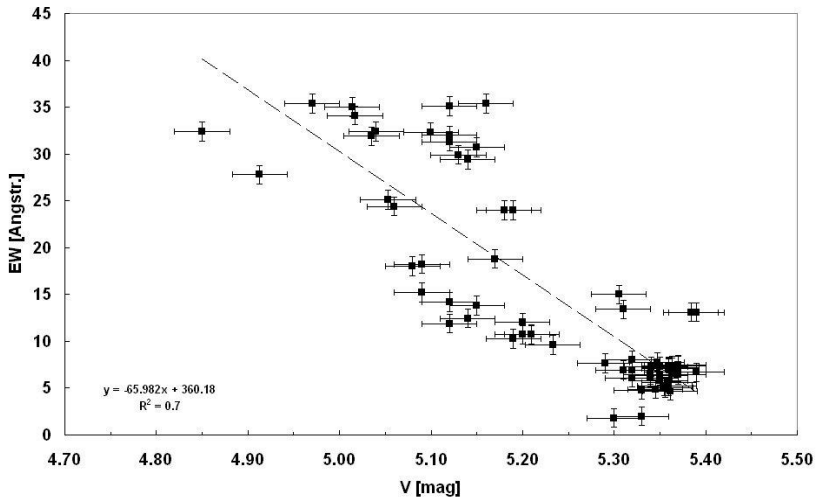


Abb. 2: H α -Emissionsstärke EW versus V bei 28 Tau

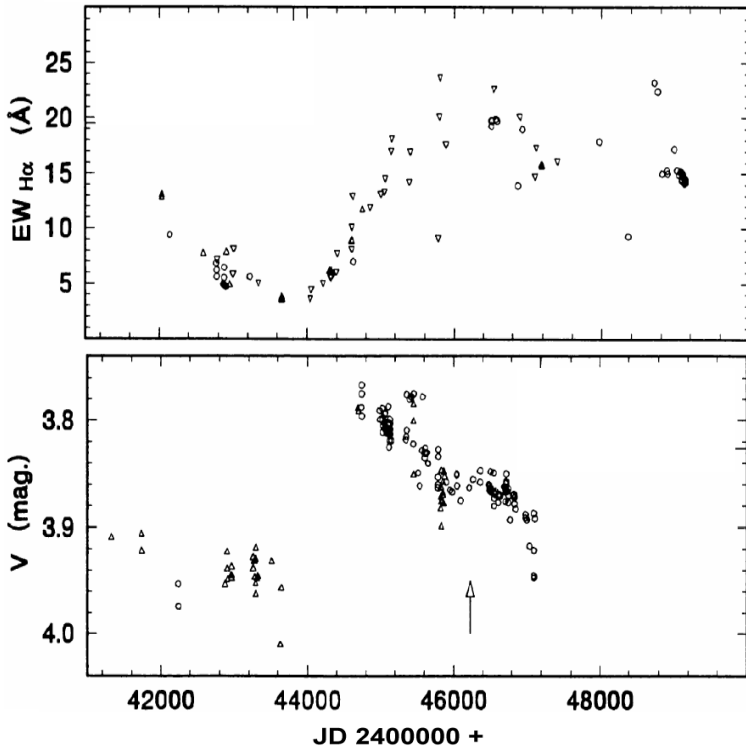


Abb. 3: H α -Emissionsstärke EW (oben) & V-Helligkeit (unten) versus Zeit (JD) von κ Dra (aus [3])

Inverse H α - und V-Korrelationen

Korrelationen dieser Art, d.h., je stärker die H α -Emission ist, desto schwächer ist (in V) der Stern, sind nur bei den sog. edge-on-Sternen zu sehen. Typische Vertreter dafür sind die Sterne 4 Her (in Abb. 4), 88 Her, V1294 Aql und η Cen.

H α - und V-Korrelationen

Das Modell in Abb. 5 nach Harmanec [5] versucht, unter Berücksichtigung der individuellen Objektinklination (d.h. der Beobachterperspektive), die positive bzw. inverse Korrelation von H α -Emissionsstärke EW und V-Helligkeit mit den bisher verfügbaren Beobachtungsdaten in Einklang zu bringen. Allerdings versucht man zur Zeit auch an derer Stelle [2], mit verfeinerter Modellrechnung unter Einbeziehung weiterer ausgewählter Objekte und der Verwendung besonderer Modellcodes, mit welchen die Be-Sternscheiben nach heutigen modernen Erkenntnissen modelliert werden können, den Einfluss der Scheibendicke und der Gravitationsverdunkelung auf diese Korrelationen zu beschreiben.

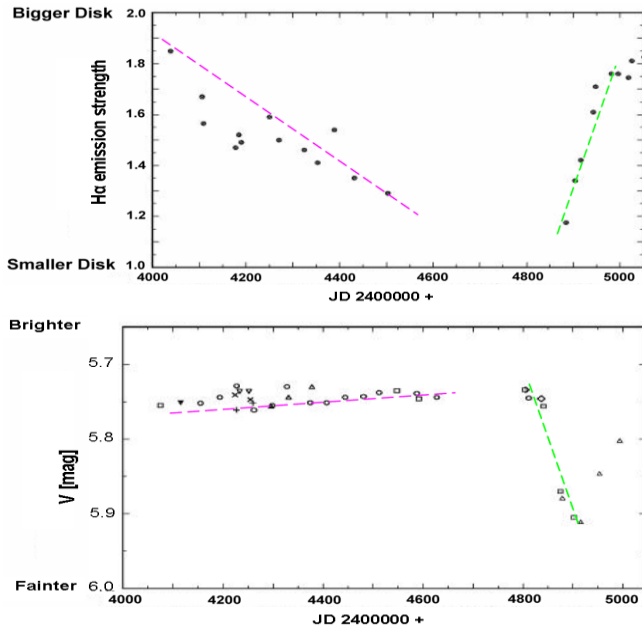


Abb. 4: H α -Emissionsstärke EW (oben) & V-Helligkeit (unten) versus Zeit (JD); aus [4]

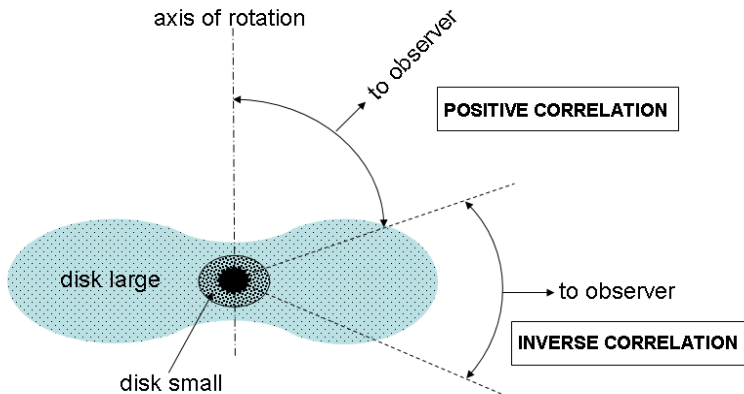


Abb. 5: Modell zur Beschreibung des Zusammenhangs von Beobachterperspektive und positiver bzw. inverser Korrelation von H α -EW und V-Helligkeit (nach Vorl. aus [5])

Ergänzende Anmerkung:

Die Äquivalentbreite EW

$$= \sum \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda$$

ist die Breite eines Rechtecks, das vom auf 1 normierten Kontinuum bis auf Null reicht, und die gleiche Fläche hat wie die Spektrallinie, mit $F_c=1$ dem normierten Kontinuumsniveau, F_λ dem Linienfluss bei der Wellenlänge λ und $d\lambda$, den Wellenlängenschritten. Die EW ist positiv bei Absorptionslinien, und negativ bei Emissionslinien und wird in Wellenlängeneinheiten, z. B. in Å gemessen.

Literatur:

- [1] Slettebak, A., PASP, 100, 770-784, July/1988
- [2] Patel, P., University of Western Ontario, priv. Mitteilung Oktober 2011
- [3] Juza, K., et al., Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 107, 403-411, 1994
- [4] Koubsky, P., et al., A&A, 328, 551-564, 1997
- [5] Harmanec, P., Hvar Obs. Bull. 7, 55, 1983

Ernst Pollmann, Emil-Nolde-Str. 12, 51375 Leverkusen
 Ferenc Puskas, Komádi, Ungarn

2. Helligkeitsmessungen mit der Digitalkamera an γ Cas

Gamma γ Cas lässt sich sehr gut mit einer Digitalkamera photometrieren. Derzeit verwende ich eine digitale Spiegelreflexkamera (DSLR) Canon 450D. Mit einem Objektiv Blende 1:2,8 bei einer Brennweite 35mm wird die Kamera auf ein Fotostativ montiert und so oft als möglich eine Aufnahmeserie mit 10 oder mehr Bildern gemacht (Abb. 1).

Abb. 1: Die Kamera auf Fotostativ

Die Entfernung am Objektiv wird manuell auf 3 Meter eingestellt. Dadurch wird das Sternfeld etwas unscharf abgebildet und es kommt zu keiner Überbelichtung. Als Belichtungszeit wählte ich früher 8 Sekunden, jetzt verwende ich 13 Sekunden -- dadurch steigt die Qualität der Messungen etwas an.

Die Empfindlichkeit der Kamera stelle ich auf ISO 400 ein. Die Aufnahmen werden im RAW Format (nicht JPG) aufgezeichnet. Die Auswertung erfolgt mit dem Programm AIP4WIN das dem Buch von Richard Berry und Jim Burnell [1] beiliegt. Jeweils 3

Aufnahmen werden aufeinander zentriert und gemittelt und danach der Grünkanal des Farbbilds herausgezogen.

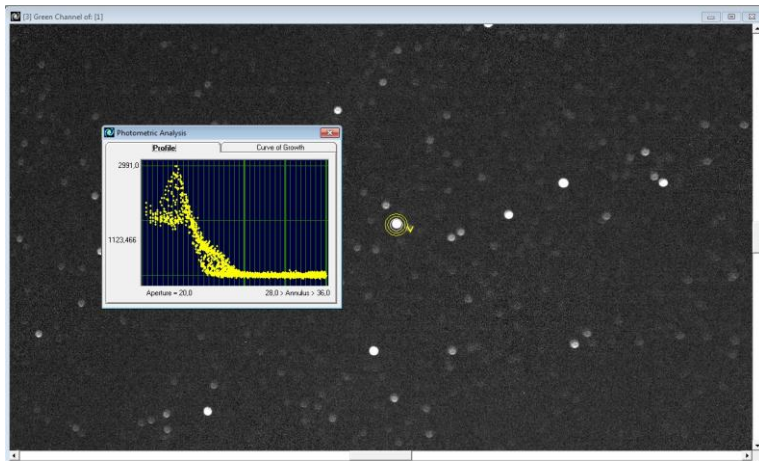


Abb. 2: Auswertung des Grünkanals einer gemittelten Aufnahmenserie. Die Photometrie-Blende wird groß genug gewählt damit das gesamte unscharfe Sternbild erfasst wird.

Als Vergleichssterne werden die hellen Sterne der Kassiopeia verwendet:

Stern	Markierung	V	B-V	Typ	Band	Mag von	Mag bis	Periode [d]
γ Cas	V		-0,15	GCAS	V	1,6	3,0	
α Cas	C1	2,23	1,17	CST	V	2,20	2,27	
β Cas	C2	2,27	0,34	DSCTC	V	2,25	2,31	0,1043
δ Cas	C3	2,68	0,13	EA	V	2,68	2,76	759
ϵ Cas	C4	3,38	-0,15	NSV	V	3,35	3,38	
ζ Cas	C5	3,66	-0,20	NSV	V	3,59	3,68	
κ Cas	C6	4,16	0,14	ACYG	B	4,22	4,30	
η Cas	C7	3,44	0,57	RS	H	3,58	3,63	

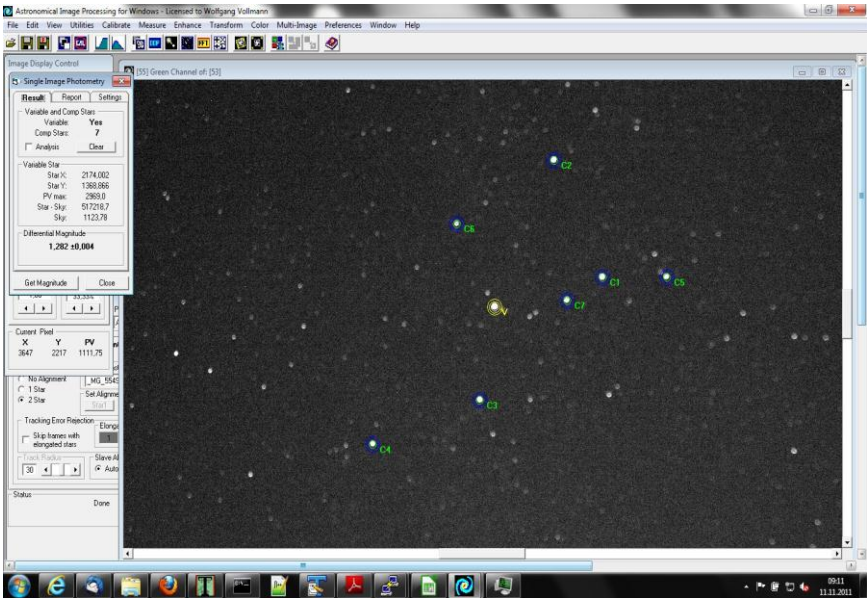


Abb. 3: γ Cas und die benutzten Vergleichssterne.

Die Auswertung erfolgt mit den Tabellenkalkulationsblättern von Thomas Karlsson [2] bzw. der AAVSO (Citizensky Projekt) [3] mit denen eine Transformation der instrumentellen Grünhelligkeiten auf Johnson V möglich ist. Mit beiden habe ich gute Erfahrungen gemacht.

Da einige der Vergleichssterne um mehrere Hundertstel Größenklassen veränderlich sind bzw. der Veränderlichkeit verdächtig werden, tragen sie sicherlich zur Streuung der Lichtkurve bei. Mit und ohne β Cas als Vergleichssterne erhielt ich z.B. Differenzen bis zu 0,014mag (im Mittel 0,007mag) in der Helligkeit von γ Cas. Da γ Cas so hell ist (im Mittel 2,12 $\pm$ 0,04 mag über alle Beobachtungen 2010-2011) und die Linearität der Digitalkamera durch den begrenzten Dynamikumfang auf etwa 3 Größenklassen begrenzt ist [4], gibt es kaum Alternativen zu den benutzten Vergleichssterne.

Aus den 10 oder mehr Aufnahmen eines Abends werden Mittelwerte gebildet. Bis Mai 2011 benutzte ich eine Digitalkamera Canon Powershot G3 für die Aufnahmen. Damit erhielt ich eine mittlere Standardabweichung von 0,029mag für die Messungen eines Abends. Die größere Objektivöffnung und bessere Chip und Elektronik der Canon 450D liefern deutlich bessere Ergebnisse: die mittlere Standardabweichung für die Messungen eines Abends ist auf 0,016mag zurückgegangen.

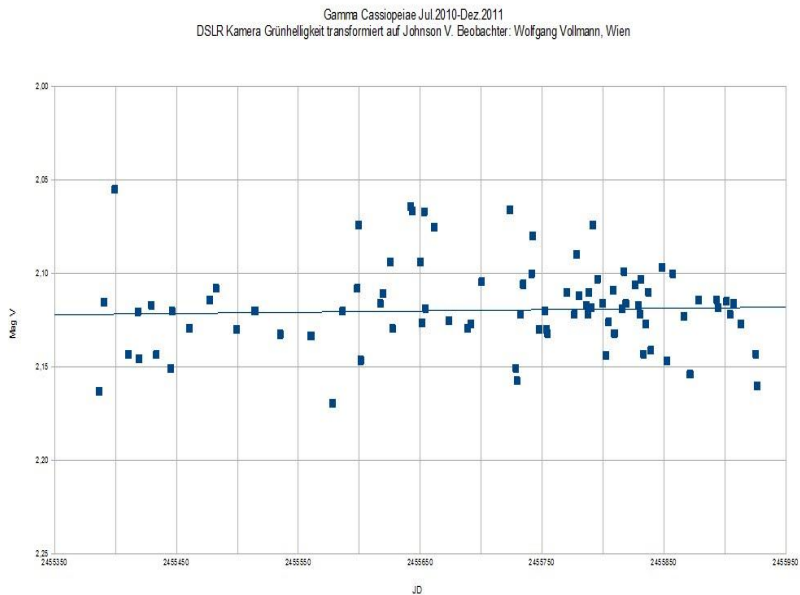


Abb. 4: Lichtkurve von γ Cas Juli 2010 bis Nov.2011.

Literatur:

- [1] Richard Berry und Jim Burnell: The Handbook of Astronomical Image Processing. Willmann-Bell, Richmond, VA, USA, 2006.
- [2] Thomas Karlsson: <http://www.citizensky.org/teams/dslr-documentation-and-reduction/new-spreadsheet-automatic-calulation-tc-and-k>
- [3] <http://www.citizensky.org/teams/dslr-documentation-and-reduction>
- [4] J.E.Hoot: Photometry with DSLR Cameras.
<http://adsabs.harvard.edu/abs/2007SASS...26...67H>

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

Beobachtung von V377 Aurigae

Lienhard Pagel

Abstract: *The RRc Lyrae variable star is been observed in 2011 in 10 nights. Measured period in 2011 is 0,609213d.*

V377 Aur war ein Stern eines Beobachtungsaufwurfes der BAV. Er wurde an folgenden Tagen beobachtet:

2011-02-24,	2011-03-06,	2011-03-07,	2011-03-08,	2011-03-11
2011-03-20,	2011-03-22,	2011-03-24,	2011-04-04,	2011-04-15

V377 Aur wurde 1967 von C. Hoffmeister entdeckt. Die GCVS-Periode lautet 0.609213. Die GCVS-Epoche ist 39142,345. Mit diesen Elementen ergibt sich eine Abweichung von ca. 84 Minuten. Eine Faltung der Messwerte mit einer neuen Epoche und der GCVS-Periode zeigt die folgende Abbildung. Weitere Messungen sind erforderlich, um bessere Elemente berechnen zu können.

v377_Aur

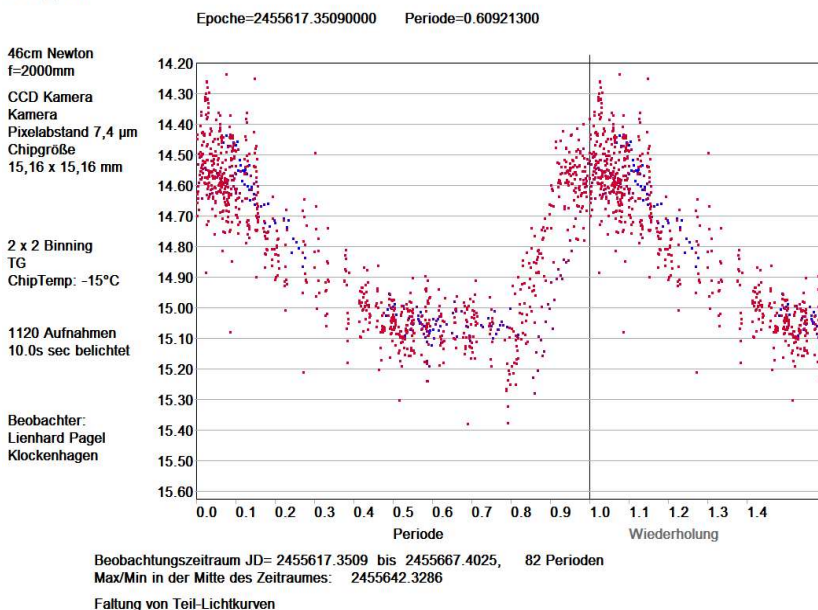


Bild 1: Gefaltete Lichtkurve

Die Parameter mit dem geringsten Fehler sind:

Epoche:	2455617.3509	+/- 0.05
Periode:	0,6092	+/- 0.001
V-Magnitude (G von RGB):	14.4 – 15.3	(GCVS: 14.2 – 15.0)
Type:	RRAB	

Verwendete Software: period4.1, StarMeter3.0, FourierFit13, Autor Lienhard Pagel

GSC 01563-03262 und GSC 02626-00896: Zwei neue RR-Lyrae-Sterne aus der SuperWasp Datenbank

Gregor Srdoc und Klaus Bernhard

Abstract: *GSC 01563-03262 is a new RRab star with the ephemeris:*

$$HJD (Max) = 2453139.698(5) + E * 0.590989(2)$$

GSC 02626-00896 is a new RRC variable with the ephemeris:

$$HJD (Max) = 2453160.713(3) + E * 0.3227214(2)$$

Dieser Beitrag ist eine Fortsetzung des Artikels im BAV Rundbrief 4/2011 (Bernhard&Srdoc 2011) über die Entdeckung pulsierender Veränderlicher in der SuperWasp "=**Super Wide Angle Search for Planets**" Datenbank (Butters et al., 2010, <http://www.superwasp.org/>).

Im folgenden sollen 2 weitere neue RR-Lyrae-Sterne beschrieben werden:

GSC 01563-03262 (17 43 08.99 +21 51 24.0, J2000):

Andere Bezeichnungen: 2MASS J17430894+2151237,
1SWASP J174308.95+215123.7

Typ: RRab

Ein 2MASS J-K = 0.27 mag entspricht einer Spektralklasse von ~F8 und ist konsistent mit einem RRab-Lyrae-Stern.

Ephemeride: $HJD (Max) = 2453139.698(5) + E * 0.590989(2)$

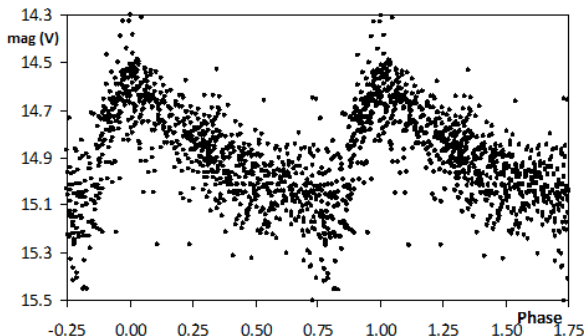


Abb. 1: Auf die Periode von 0.590989 d reduzierte Lichtkurve von GSC 01563-03262

GSC 02626-00896 (18 09 30.336 +32 45 13.52, J2000):

Andere Bezeichnungen: 2MASS 18093032+3245136,
1SWASP J180930.33+324513.8

Typ: RRC

Ein 2MASS J-K = 0.18 mag entspricht einer Spektralklasse von ~F2 und ist konsistent mit einem RRC-Lyrae-Stern.

Ephemeride: $HJD (Max) = 2453160.713(3) + E * 0.3227214(2)$

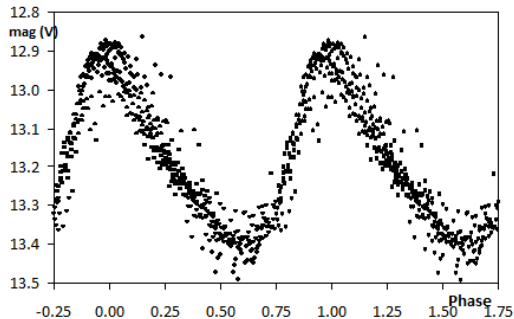


Abb. 2: Auf die Periode von 0.3227214d reduzierte Lichtkurve von GSC 02626-00896

Um den Lichtwechsel besser darzustellen, wurde für die Abbildung 2 nur ein Ausschnitt der gesamten Daten von JD 2453159 bis 2453168 verwendet.

Die Lichtkurve scheint nicht ganz konstant zu sein, möglicherweise weist der Stern eine Art Blazhko-Effekt auf. Daher wäre der Stern sicher wert, im Detail betrachtet zu werden.

Referenzen:

Bernhard, K.; Srdoc, G., 2011, BAV Rundbrief 4/2011
<http://www.bav-astro.de/rb/rb2011-4/247.pdf>

Butters, O. W.; West, R. G.; Anderson, D. R.; Collier Cameron, A.; Clarkson, W. I.; Enoch, B.; Haswell, C. A.; Hellier, C.; Horne, K.; Joshi, Y.; Kane, S. R.; Lister, T. A.; Maxted, P. F. L.; Parley, N.; Pollacco, D.; Smalley, B.; Street, R. A.; Todd, I.; Wheatley, P. J.; Wilson, D. M., 2010, A&A, 520, L10
<http://adsabs.harvard.edu/abs/2010A%26A...520L..10B>

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. Des weiteren wurden die Datenbanken AAVSO-VSX, SIMBAD und VIZIER verwendet. Herzlich gedankt sei auch John Greaves, UK für seine Unterstützung zur Erstellung dieses Artikels.

Klaus Bernhard
 Kafkaweg 5
 A-4030 Linz
Klaus.Bernhard@liwest.at

Gregor Srdoc
 Sarsoni 90
 Viskovo, Croatia
gregor@vip.hr

EX Hydrae - ein etwas sonderbarer Intermediärer Polar (IP) Teil 1

Hans G. Diederich

Abstract: *EX Hydrae is one of the nearest cataclysmic variables (CV) and member of the sub-class of intermediate polars (IP). After introducing magnetic CV, IP and some properties of EX Hya, a lightcurve of 113 minutes duration is presented, followed by the trial, to get the multitude of observable structures unanimously explained by using professional literature.*

Einleitung

EX Hydrae (EX Hya) ist einer der nächst gelegenen kataklysmischen Veränderlichen (CV). Nachdem ich ihn erstmals am 07.05.00 als Belegbild aufgenommen und fotometriert hatte, folgte am 26.06.11 eine zeitlich nicht abgestimmte Belichtungsreihe mit dem Ziel der Erstellung einer Lichtkurve. In dieser ist eine Vielzahl interessante Details zu erkennen, die förmlich danach rufen, mit Hilfe der Literatur ausgewertet zu werden.

So einfach das Aufnehmen und Fotometrieren der Serie war, so schwierig stellte sich eine vollständige Auswertung aller gut sichtbaren Details dar. Bis heute ließ sich keine Arbeit finden, welche eine Lichtkurve ähnlich meiner vollständig und eindeutig, astrophysikalisch und geometrisch erklärt. Damit hatte ich nicht gerechnet. Deshalb sind meine Deutungen unsicher, teilweise nicht bestätigt und daher auch vorläufig. Zum Beispiel stellte sich in den Monaten der Literaturrecherche die Frage, ob EX Hya "disc-fed", "stream-fed" mit "disc-overflow" oder "ring-fed" mit "accretion curtains" ist.

Die Antwort lautet Ja! Denn einerseits ändert sich das Verhalten, sind mehrere Strukturen zur selben Zeit sichtbar und wirken sich auf den Verlauf der Helligkeit aus. Und auch die Fachastronomie ist sich bis heute nicht bei jedem Detail einig und im Klaren. Die Forschung ist eben (noch) voll im Fluss.

Daher gibt es auch keine, uns als Sternfreunde vollkommen zufrieden stellende Monographie zu EX Hya. Dies wird auch der Leser in diesem Aufsatz spüren, dem ich sehr gerne ein vielleicht einfaches, aber auf jeden Fall vollständiges und in sich widerspruchsfreies Bild gezeichnet hätte. Alleine, es geht nicht.

Das zeigt auch auf dem "Nebenschauplatz" der Begriffe und Abkürzungen. Die Literatur ist auf Englisch und mit ihr auch die Bezeichnung der vielfältigen Strukturen. Geläufige deutsche Begriffe sind mir fast nie bekannt. Ich tue mich also schwer damit, Eindeutschungen vorzunehmen. Auf die englischen Begriffe werde ich also nicht verzichten können. Es dürfte ratsam sein, sich das Verzeichnis der Begriffe weiter unten anzusehen. Als Nebeneffekt wird sich dabei die Erkenntnis einstellen, wie vielschichtig magnetische CV sein können (und es am Beispiel EX Hya auch sind).

Zusammengefasst: EX Hya ist beobachterisch (Lichtkurve) leicht, aber astrophysikalisch eine "harte Nuss".

Organisation des Aufsatzes

Der Aufsatz setzt sich mit einer kurzen Einführung in die magnetischen kataklysmischen Veränderlichen (mCV) und ihre Unterteilung in Untergruppen fort, gefolgt von einem Abschnitt zu den Intermediäre Polaren (IP).

Nach einigen Informationen zum Doppelsternsystem EX Hya wenden wir uns einer realen Lichtkurve zu, untersuchen zunächst ihr allgemeines Aussehen und beschreiben Details. Nun kann versucht werden, mit allen oben bereits angesprochenen Vorbehalten und Einschränkungen Erklärungen für das Gesehene zu finden.

Danach stelle ich in kurzen Auszügen einige Arbeiten vor, mit denen ich versuchte, die eigene Lichtkurve zu verstehen und auszuwerten.

Kataklysmische Veränderliche (CV)

Die CV bilden eine sehr artenreiche Familie mit vielen Unter- und auch einigen Unter-Untergruppen. Dies ist die Konsequenz daraus, dass CV Doppelsternsysteme sind, in denen Masse vom Sekundär- zum Primärstern fließt und auf ihrem Weg verschiedene Strukturen bildet. Das alles dreht sich tlw. mit verschiedenen Geschwindigkeiten. In manchen Systemen ereignen sich auch Bedeckungen. Und wo viel ist, kann auch viel bedeckt werden. Dies erklärte den "Zoo" an Erscheinungen und Strukturen, was wiederum Anlass gab, die CV verschiedenen Gruppen und deren Prototypen zuzuordnen.

Nach [7] sind zur Zeit etwa 900 CV bekannt. Davon gehören 450 zu den Zwergnovae, 130 zu den Novae und 100 zu den Novaähnlichen. Etwa 130 zählt man zu den magnetischen Systemen, 15 zu den AM-CVn-Sternen und 15 zu den superweichen Röntgenquellen.

In den Einleitungen vieler Arbeiten ist die Systematik der CV kurz wiedergegeben. Danach sind CV kompakte Doppelsternsysteme und bestehen aus einem Weißen Zwerg (die Primärkomponente), der Material aufnimmt (akkretiert), und einem wasserstoffreichen Begleiter (der Sekundärkomponente), welcher dieses Material abgibt.

Die Akkretion erfolgt durch eine Akkretionsscheibe in den Fällen, in denen das Magnetfeld des Weißen Zwergs schwach ($B < 0.01 \text{ MG}$) ist. Solche Systeme werden nicht-magnetische CV ("nonmagnetic CV") genannt.

Ungefähr 25% aller CV bilden die Gruppe der magnetischen CV ("magnetic CV", mCV). Und hier gibt es drei Untergruppen, die sich in der Stärke des Magnetfeldes unterscheiden.

Magnetische CV und ihre drei Untergruppen

Die mCV lassen sich weiter unterteilen in Polare, asynchrone Polare und intermediäre Polare.

Polare (AM-Her-Sterne)

Polare (AM-Her-Sterne) besitzen ein starkes Magnetfeld mit $B > 10$ MG. Dieses Feld bringt den Akkretionsfluss dazu, direkt auf die Magnetpole des Weißen Zwergs zu strömen und verhindert so die Bildung einer Akkretionsscheibe. Sie zeigen eine starke zirkuläre Polarisation und eine lineare Polarisation, welche mit der Umlaufperiode P_{orb} moduliert ist. Die Rotation des Weißen Zwergs ("spin period", P_{spin}) und die Umlaufbewegung sind aufeinander synchronisiert. Die Rotationsperiode des Weißen Zwergs ist größer als 1 Stunde. Nur $\sim 1\%$ der Polare weisen Asynchronität auf.

Asynchrone Polare (BY-Cam-Sterne)

Obwohl asynchrone Polare (BY-Cam-Sterne) in vielen Eigenschaften den Polaren gleichen, zeigen ihre Weißen Zwerge Rotationsperioden, die nicht synchron zur Umlaufbewegung sind, sondern zu dieser einen Unterschied von $\sim 1\%$ aufweisen. Als erster asynchroner Polar wurde V1500 Cyg entdeckt.

2005 waren erst vier asynchrone Polare bekannt [8]. Sie können als Hybride angesehen werden zwischen den synchronisierten Polaren (starkes Magnetfeld) und den schnell rotierenden intermediären Polaren.

Intermediäre Polare (DQ-Her-Sterne)

Mit einem Anteil von 10% der CV sind die intermediären Polare (IP) gar nicht so selten. Bei ihnen ist das Magnetfeld mit ~ 1 bis 10 MG schwächer als bei den Polaren. Die Akkretion verläuft daher zunächst über eine gestutzte Akkretionsscheibe ("truncated disk") und von dort weiter über Akkretionsvorhänge ("accretion curtains") zu den Magnetpolen.

Nahe der Oberfläche des Weißen Zwergs bildet sich in der zuströmenden Materie eine starke Stossfront ("shock") aus. Dahinter erhitzt sich das Material auf 10 bis 20 keV und kühlt unter Aussenden von thermischer Bremsstrahlung [Röntgenstrahlung] wieder ab.

Inzwischen hat sich heraus gestellt [3], dass es eine weitere Unterscheidung gibt, nämlich in "disc-fed" (durch die Akkretionsscheibe gespeiste) IP und in "stream-fed" (durch den Akkretionsstrom gespeiste) IP. Also stimmt es nicht, dass IP immer eine, wenn auch innen gestutzte Akkretionsscheibe aufweisen. Das Bild ist komplexer als zuvor gedacht.

Es gibt zudem IP, welche beides sind: "disc-fed" und "stream-fed"! EX Hya gehört hierzu: im Ruhezustand ist er ein "disc-fed" und im Ausbruch (mit disc overflow) ein "stream-fed" IP.

IP sind asynchrone Systeme, in denen die Umlaufperiode P_{orb} größer ist als die Rotationsperiode P_{spin} des Weißen Zwergs. Die Mehrheit der IP weist ein Verhältnis $P_{\text{spin}} / P_{\text{orb}} < 0,1$ auf, während die Theorie einen Bereich von 0,01 bis 0,6 zulässt. Der Weißen Zwerg rotiert mit einer Periode von < 1 Stunde und damit möglicherweise nahe seiner "break-up-Geschwindigkeit".

IP können durch hoch komplexe Absorption in ihren Röntgenspektren charakterisiert werden. Ihre Temperatur erstreckt sich in einigen Fällen bis zu 100 keV. Sie zeigen in

der Röntgen- oder/und in der optischen Lichtkurve eine Modulation bei P_{spin} . Zudem erscheint die Schwebungsperiode ("beat period") mit $1/P_{\text{beat}} = 1/P_{\text{spin}} - 1/P_{\text{orb}}$ oder ihre Seitenbänder.

EX Hydrae - ein besonderer IP

EX Hya ist ein seltsamer intermediärer Polar [Abb. 1]. Seine Umlaufbewegung ist asynchron wie in allen IP. Allerdings kommt sie dem Synchronismus näher, als es bei der Mehrheit der IP der Fall ist [4]. Seine Rotationsperiode beträgt ~ 67.03 Minuten, was ungefähr $2/3$ der Umlaufperiode (98.26 Minuten) entspricht. Damit gehört er zu der kleinen Gruppe von nur sechs IP (von 39 bestätigten IP), deren Umlaufperiode unterhalb der von 2 bis 3 Stunden reichenden Zone des "CV period gap" liegt. Seine Inklination beträgt $78^\circ (\pm 1^\circ)$. Es treten daher tiefe Bedeckungsminima auf.

EX Hya - ein "intermediate polar" im Ruhelicht

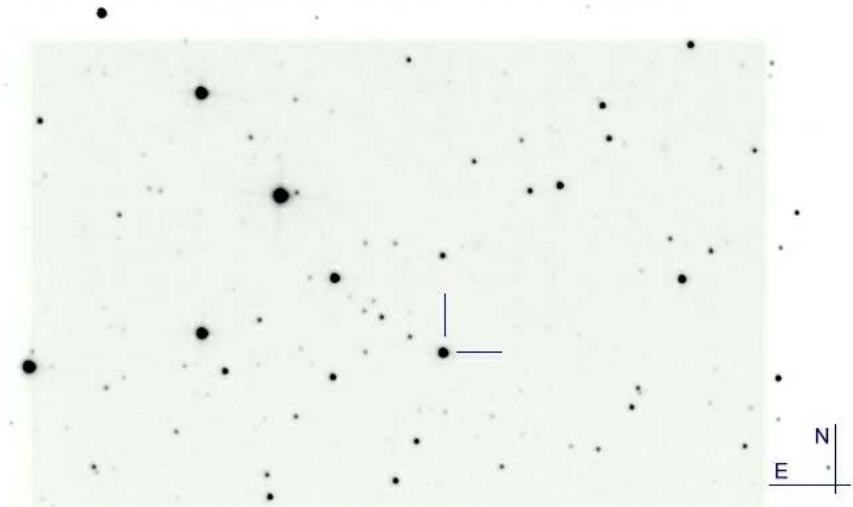


Abb. 1: 50-cm-Cassegrain (f/9), STL-1001E, 240 s,
IAS-Sternwarte Hakos (Namibia) 240 s

In [11] wird ihm der Typ UGSU+E zugewiesen und die seltenen Ausbrüche erwähnt, bei denen seine Helligkeit von 13 mag auf 10 mag ansteigt. Die Tiefe der Bedeckungsminima wird durch die Rotation des Weißen Zwerg nicht beeinflusst, die Amplitude beträgt ~ 0.3 mag [12]. Ebenfalls in [12] werden die Elemente dieser Bedeckungen mit $2437699.9414 + E \times 0.06823386$ angegeben.

Für das Flussmaximum der Rotation des Weißen Zwergs gelten andere Elemente, nämlich $2437699.8917(6) + 0.046546484(9) E$, die in der Arbeit noch um quadratische und kubische Anteile erweitert sind [13].

Wir bauen uns ein Modell!

Dem weiteren Text vorgreifend möchte ich schon einmal auf die Fig. 10 in [4] und die Fig. 13 in [5] hinweisen, welche die geometrisch-physikalischen Verhältnisse im Ruhezustand bzw. im Ausbruch visualisieren. Wer will, kann sich bereits jetzt die vier Darstellungen ausdrucken, ausschneiden und mit einem Gelenk drehbar wieder zusammenfügen: einen inneren Teil (mit Weißem Zwerg, seinem Magnetfeld und den Akkretionsvorhängen, in denen sich die Materie auf die beiden Magnetpole zu bewegt) und einen äußeren Teil (mit Akkretionsring bzw. im Ausbruch mit der Akkretionsscheibe und der Sekundärkomponente). Damit können wir uns vorzustellen, was sich in EX Hya wie in unsere Sichtlinie hinein dreht, bedeckt wird und danach wieder hinaus dreht. Gedanklich können wir nun die sich auf verschiedenen Zeitskalen vollziehenden Veränderungen in der resultierenden Lichtkurve summiert verstehen. Das erfordert etwas Mühe.

EX Hydrae animiert im Internet

Hilfreich ist eine künstlerische Darstellung des Systems, die sich Jeder im Internet ansehen kann [14]. Ich vermisse allerdings schmerzlich eine 3D-Animation, welche uns verstehen ließe, was wann wie von was bedeckt würde, und dies auch getrennt nach den verschiedenen in der Literatur vorgeschlagenen Szenarien.

Die Animation unter [15] zeigt das Ergebnis einer Simulation aus dem Jahr 2000, ist aber vor allem durch [4] und [5] überholt. Denn EX Hya wurde weder mit Akkretionsring noch mit Akkretionsscheibe modelliert, der Akkretionsstrom wird direkt auf einen Magnetpol geführt.

Aber das schadet nicht, denn die Animation zeigt uns wunderschön den Effekt des "pole flipping", wenn der Akkretionsstrom von einem Magnetpol auf den anderen wechselt, eine kurze Zeit noch beide Pole bedient, dann aber (wie die meiste Zeit) auf einem einzigen Magnetpol endet.

Ein Tipp für Beobachter

Schwierigkeiten beim Verstehen von EX Hya sollten keinen Sternfreund daran hindern, längere Serien für eine Lichtkurve zu fotometrieren. Wegen der unterschiedlich langen Perioden von Rotation des Weißen Zwergs und Umlaufbewegung beider Komponenten finden aufeinander folgende Bedeckungen in immer wechselnder "Umgebung" statt. Da aber beide Perioden zu einander im Verhältnis von ungefähr 2/3 stehen, lassen sich die Umlaufzyklen (wenn drei Rotationszyklen durchlaufen sind) falten, ohne dass ein "Verschmieren" der Lichtkurve erfolgt [9].

Mehrere Theorien beschreiben den Veränderlichen

In [4] werden Studien erwähnt, welchen zu entnehmen ist, dass EX Hya nicht dem traditionellen IP-Modell folgt. Das System weist ein großes Verhältnis $P_{\text{spin}} / P_{\text{orb}}$ von ~ 0.68 auf. Dies legt nahe, dass sich EX Hya nicht in einer gewöhnlichen Gleichgewichts-Rotation befindet. Für die meisten IP wurde nämlich gezeigt, dass sie ihr Rotations-Gleichgewicht nahe $P_{\text{spin}} / P_{\text{orb}} \sim 0.1$ erreichen. Daraus leiten die Autoren letztendlich ab, dass der Veränderliche keine Keplerische Akkretionsscheibe besitzen kann.

Theoretiker entwarfen daher ein anderes Modell, in dem sich die Akkretionsvorhänge bis zum Lagrange-Punkt L1 erstrecken. In dieser Beziehung ähnelt EX Hya den asynchronen Polaren, bei denen fast der gesamte Massentransfer über einen Akkretionsstrom oder über einen Akkretionsring nahe dem Radius des Roche-Lobus der Primärkomponente und dem Akkretionsstrom erfolgt. Welches der Fall ist, hängt von der Theorie und von der jeweiligen Umlauf- und der Rotationsperiode sowie der Stärke des Magnetfeldes ab. Das ist also theoretisch schon etwas komplex.

Sodann werden in [4] spektroskopische Daten von EX Hya präsentiert, in dem er sich im Ruhezustand befindet und andere, die ihn zwei Tage nach Beginn eines Ausbruchs zeigen.

Nach [1] (aus dem Jahr 1980) brechen die meisten Zwergnovae alle 20 bis 100 Tage mit einer Amplitude von bis zu 5 mag aus. EX Hya ist auch in dieser Hinsicht eine Ausnahme, als seine Ausbrüche sehr selten stattfinden (im Durchschnitt alle 574 Tage) und nie eine Amplitude von 2 mag übersteigen. Die kurze Dauer dieser Ereignisse von unter 4 Tagen erschwert zusätzlich deren Beobachtung. Die Folge ist, dass zumindest bis 1980 weder fotometrische noch spektroskopische Beobachtungen von EX Hya im Ausbruch vorliegen. Im Ruhezustand ist EX Hya dagegen ein recht gut studiertes Objekt, welches mit $B \sim 13,5$ mag eine der hellsten "Zwergnovae" ist.

Fragen für Teil 2

Was von diesen Eigenschaften lässt sich durch uns beobachten? Wie sieht die Lichtkurve von EX Hya aus? Wie können wir diese interpretieren? Das wird in den nächsten drei Kapiteln, im 2. Teil, gezeigt: die Lichtkurve von EX Hya im Ruhezustand.

Verzeichnis englischer Begriffe und Abkürzungen

VEM	vertically extended material
HVC	high velocity component
VHVC	very high velocity component
DFT	Inverse Diskrete Fouriertransformation
BMP	Back Projection Method
MEM	Maximum Entropy Method

binary	Doppelstern	physikalisches Doppelsternsystem
white dwarf	Weißer Zwerg	Primärstern
secondary	-	Sekundärstern
accretion curtain	Akkretionsvorhang	
accretion disc	Akkretionsscheibe	
accretion ring	Akkretionsring	
accretion stream	Akkretionsstrom	
accretion column	Akkretionssäule	... oberhalb eines Magnetpols
pole-flipping	"pole-flipping"	Wechsel der Akkretion zwischen den Magnetpolen

disc overflow	"disc overflow"	der Akkretionsstrom prallt von der Akkretionsscheibe ab und fließt weiter, bis er schließlich die Magnetosphäre des Weißen Zwergrs erreicht und dort sein ultimatives Ende findet.
hot spot	Heißer Punkt	Einschlagstelle des Akkretionsstroms auf Akkretionsring bzw. -scheibe
bulge chunks	Verdickung Klumpen Magnetosphäre	Klumpen im Akkretionsring (vom Weißen Zwerg)
vertically extended material (VEM)	vertikal ausgedehntes Material	... auf dem Akkretionsring

Literaturverzeichnis

- [1] Vogt, N., et al., 1980. Periodic and secular variations in the lightcurve of dwarf nova EX Hydrae, *Astron.Astrophys.* 85,106-112
- [2] Hellier, C., 2001. *Cataclysmic Variable Stars, How and why they vary*, Springer PRAXIS
- [3] Hellier, C., 2002. Stream-fed Accretion in Intermediate Polars, *arXiv:astro-ph/0201475v1*
- [4] Mhlahlo, N., et al., 2007. Spectroscopic Observations of the Intermediate Polar EX_Hydrae in Quiescence, *arXiv:0704.0017v1*
- [5] Mhlahlo, N., et al., 2007. Outbursts of EX_Hya Revisited, *arXiv:0706.0887v1*
- [6] Pekön, Y., Balman, S., 2010. Orbital and Spin Phase-Resolved Spectroscopy of the Intermediate Polar EX_Hya Using XMM-Newton Data, *arXiv:1009.4392v1*
- [7] Reinsch, K., 2004. Was verraten Lichtkurven über die Natur kataklysmischer Veränderlicher? Fachvortrag BAV-Tagung, 2004 in Göttingen
- [8] Schwarz, R., et al., 2005. Doppler tomography of the asynchronous polar BY Camelopardalis, *Astron.Astrophys.* 444, 213-220
- [9] Hellier, C., et al., 1987. Time resolved optical spectroscopy of the eclipsing intermediate polar EX Hydra, *Mon. Not. R. astr. Soc.* 228, 463-481
- [10] Walter, F., 2009. Vorschlag für eine Neugestaltung der BAV-Programme, RB 2009-3,191
- [11] Lange, T., 2009. Kataklysmische Bedeckungsveränderliche für CCD Beobachter - Teil 2, RB 2009-2,111
- [12] Shylaja, B. S., 1985. Photometry of EX Hya, *Astrophysics and Space Science* 111, 407-411
- [13] Mauche, C. W., et al., 2009. Updated Spin Ephemeris for the Cataclysmic Variable EX_Hya, *arXiv:0902.1977v1*
- [14] <http://space-art.co.uk/en/artwork/binary-stars/intermediate-polar-binary.html> (Stand: 14.12.2011)
- [15] <http://www.ukaff.ac.uk/movies.shtml> (Stand: 14.12.2011)

TW Vul – ein vergessener unbekannter Heidelberger Veränderlicher

Klaus Wenzel

Abstract: In 1904, Max Wolf discovered a variable star on Bruce Plates in Heidelberg. On a few plates the star is bright (13 – 14m) and on other plates it is invisible. In the literature I found only the discovery article by Max Wolf. Visual inspections with my 16inch Newton, CCD frames from W. Dürkau and the Bradford Robotic Telescope (BRT) show that the star variables from 16 – 18m. I could not find an outburst which showed the star as bright as in the past. Here, I present the historical lightcurve based on the Heidelberg Bruce Archive, the POSS and modern CCD frames of W. Dürkau and the BRT. Wolf's star TW Vul is probably a cataclysmic variable.

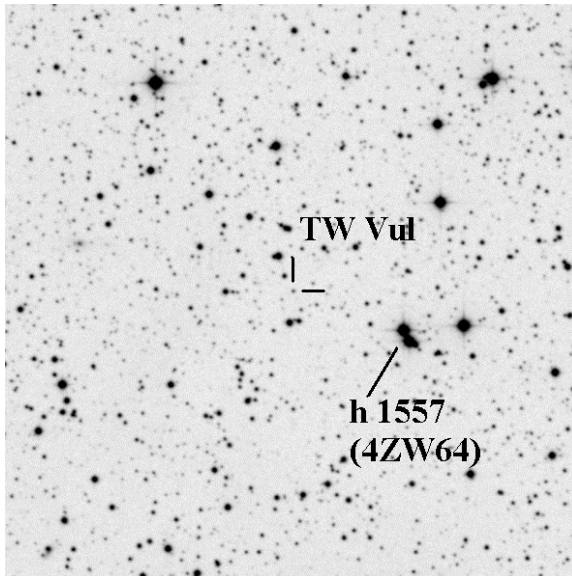


Abb.1. Identifizierungskarte des Feldes um TW Vul mit dem Doppelstern h1557 (4ZW64, UGC 11608/9) (POSS II R 10' x 10')

Im August 1904 entdeckte Max Wolf bei der Auswertung von zwei Bruce Aufnahmen vom 27. Juni 1903 (B 778) und vom 08. Juli 1904 (B 1018) einen veränderlichen Stern (148.1904) nordöstlich des Doppelsterns h 1557. Der Veränderliche, der von Wolf mit „C 2“ auf seinen Platten markiert wurde, war auf der Aufnahme vom Juli 1904 deutlich heller. Die von Wolf in seiner ersten Veröffentlichung [1] angegebenen Helligkeiten von 14m,0 (B 778) bzw. 11m,9 (B 1018) dürften jedoch eindeutig zu hoch angesetzt sein. In einer weiteren Veröffentlichung [2], 20 Jahre später (1924), gab er als Helligkeit 16m,0 bzw. 14mag an, was der Realität wohl näher kommen dürfte. Auf allen weiteren, bis zu diesem Zeitpunkt in Heidelberg gewonnen Platten, ist der Stern entweder nicht, oder nur sehr schwach sichtbar. Erst auf einer weiteren Bruce Aufnahme vom 15.

Oktober 1927 (B5351a), also nach Wolfs letzter Veröffentlichung, ist der Stern wieder im Ausbruch (ca. 13mag!) erkennbar. Da der Veränderliche auf dieser Aufnahme nicht markiert wurde, ist davon auszugehen, dass dieser Ausbruch wohl von den Heidelberger Astronomen nicht registriert wurde. 1924 bekam 148.1904 die offizielle Bezeichnung TW Vul [3]. Auf den verschiedenen Aufnahmen des POSS befindet sich TW Vul immer nahe dem Minimum. Ein weiterer Ausbruch ist bisher nicht bekannt. Trotz der frühen Entdeckung existieren über TW Vul keine weiteren Veröffentlichungen.

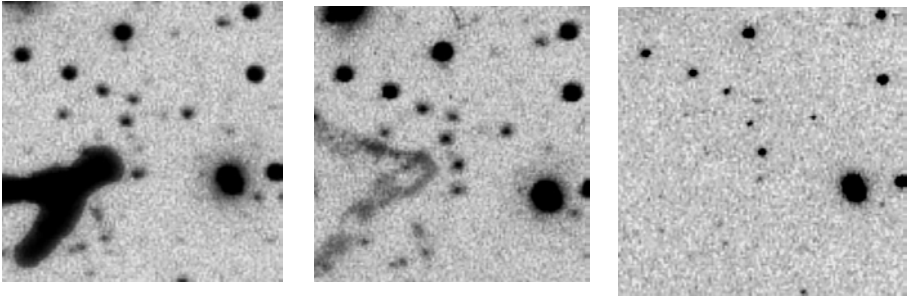


Abb.2: Drei Ausschnitte aus Bruce Aufnahmen von TW Vul $10' \times 10'$
 Links: B 778a vom 27. Juni 1903 ca. 16m;
 Mitte: B1018a vom 08. Juli 1904 ca. 13m,7;
 Rechts: B5351a vom 15. Januar 1927 ca. 13m2.

Etwa Mitte 2000 wurde ich bei Recherchen über den Doppelstern h1557 auf TW Vul aufmerksam und begann zunächst sporadisch mit visuellen Beobachtungen der Region, anfangs mit einem 12"5 Newton und ab 2009 mit einem 16" Newton. Doch bei keiner dieser Beobachtungen konnte TW Vul gesehen werden.

Das Objekt lag immer unter meinem Limit (~ 15 bzw. 16m). Auf einigen CCD Aufnahmen, die mir von W. Düskau zur Verfügung gestellt wurden, konnten klar Helligkeitsschwankungen zwischen etwa 16m,5 und 18m,5 erkannt werden. Ab Frühjahr 2011 erhielt ich dann in unregelmäßigen Abständen einige Aufnahmen vom Bradford Robotic Telescope (BRT) auf Teneriffa.

Beim BRT kann man Beobachtungsanträge einreichen, die dann abgearbeitet werden. Auch auf diesen Aufnahmen des BRTs sind eindeutig Helligkeitsschwankungen zwischen etwa 16m,5 und 17m,5 erkennbar.

Mit all diesen mir nun zur Verfügung stehenden Daten erstellte ich eine historische Lichtkurve. Auf dieser Lichtkurve sind zum einen zwei größere Ausbrüche (08.07.1904 13m,7 und 15.01.1927 13m,2) dokumentiert, in denen TW Vul die 14te Größe überschritt und zum anderen scheint die Helligkeit und Aktivität jedoch langfristig gesehen deutlich zurückgegangen zu sein.

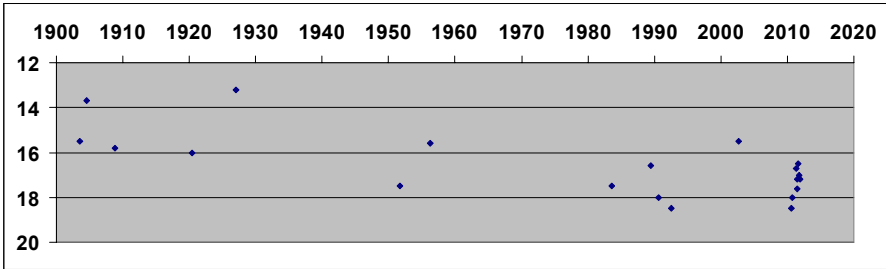


Abb.3: Historische Lichtkurve basierend auf: Bruce Archiv LSW; POSS; CCD Aufnahmen W. Düskau; CCD Aufnahmen BRT Teneriffa; Deutlich ist jedoch ein Zurückgehen der Aktivität erkennbar.

Über die Natur des Veränderlichen TW Vul kann mit diesem dürftigen Beobachtungsmaterial leider nur spekuliert werden. Vermutlich handelt es sich jedoch um einen kataklysmischen Veränderlichen. Weitere Daten aus anderen Archiven (Sonneberg, Harvard) könnten hier neue Aufschlüsse bringen. Ebenso wichtig scheint eine längerfristige engmaschige Überwachung von TW Vul sinnvoll. Hier könnten sicherlich gut ausgerüstete Amateure einen wertvollen Beitrag zur endgültigen Klassifizierung von TW Vul liefern.

Zum Abschluss noch ein paar Informationen zum benachbarten Doppelstern h1557. Bei diesem Objekt handelt es sich um einen optischen Doppelstern, der bereits von John Herschel im 19ten Jahrhundert katalogisiert wurde. Ende der 60er Jahre hielt Fritz Zwicky bei der Durchmusterung des POSS die beiden Sterne für extrem kompakte Galaxien „*Pair of exceedingly compact blue spherical galaxies (or stars), D = 15" SSW – NNE, each mp = 10,5.*“ und nahm sie als 4ZW64 in seinen Katalog über kompakte und peculiare Galaxien auf. Wohl aufgrund dieses Eintrags wurden die beiden Sterne von Peter Nilson fälschlicherweise als UGC 11608 und UGC 11609 in den Uppsala Galaxy Catalogue (UGC) aufgenommen.

Literatur:

- [1] AN 156 (1904) 78 (# 3965) M. Wolf - Neue Veränderliche in Vulpecula
- [2] AN 221 (1924) 267 (#5296) M. Wolf - Einige Veränderliche in Vulpecula
- [3] AN 223 (1924) 41 (#5331) P. Guthnick, P. Prager, E. Heise - Benennung von neu entdeckten veränderlichen Sternen

AM Canum Venaticorum - ein Doppelstern mit ultrakurzer Umlaufperiode

Hans G. Diederich

Abstract: *AM CVn ist ein heliumreicher kataklysmischer Veränderlicher und Namensgeber einer Gruppe, die nur elf Mitglieder umfasst. Ihnen gemein sind ultrakurze Umlaufperioden, deren Dauer im Bereich von 10 bis 65 Minuten liegt. Die Amplitude von AM CVn beträgt 0,08 mag, seine Periode 17,52 Minuten. Der Helligkeitsverlauf ist sehr unregelmäßig. Geschildert wird die Folge von Beobachtungen und Auswertungen, welche schließlich zur genauen Bestimmung der Umlaufperiode führen.*

AM-CVn-Sterne

Bei AM-CVn-Sternen handelt es sich um heliumreiche kataklysmische Systeme mit ultra-kurzen Umlaufperioden. Diese Klasse umfasst elf Mitglieder, die jeweils aus einem akkretierenden Weißen Zwerg (Primärkomponente) und einer Sekundärkomponente bestehen. Bei letzterer handelt es sich um einen degenerierten oder um einen halb-degenerierten Stern, der durch Roche-Lobus-Überlauf (RLOF) Masse an den Weißen Zwerg abgibt. Zwei Entwicklungslinien sind bekannt, die zu einer degenerierten bzw. zu einer halb-degenerierten Sekundärkomponente führen. Drei Entwicklungsstufen bzw. Phasen können bei einem AM-CVn-System unterschieden werden [1].

AM-CVn-Sterne sind wechselwirkende Doppelsternsysteme mit einem Mangel an Wasserstoff. Es ist dieser Mangel, welcher bei der Sekundärkomponente zu höchster Dichte führt. Nur so sind die kurzen Umlaufperioden, welche im Bereich von 10 bis 65 Minuten liegen, überhaupt möglich [2]. In [3] wird sogar die Entdeckung einer Umlaufperiode von 5,4 Minuten bekannt gegeben. Die Einordnung dieses Systems als AM-CVn-Stern wird allerdings von einigen Autoren infrage gestellt.

AM CVn

Lt. SIMBAD schwankt die Helligkeit von AM CVn zwischen $V = 14,10$ mag und $V = 14,18$ mag. Die Amplitude beträgt demnach nur 0,08 mag.

Die Informationen, welche ich mir vor einigen Jahren aus dem GCVS holte, nennen als Periode 0,01216609 Tage (= 18 Minuten). Dieser Wert wird in der Literatur inzwischen mit 17,52 Minuten angegeben.

AM CVn ist ein System im "hohen Zustands" ("high state system"). Der Abstand beider Komponenten beträgt 100.000 km [4]. Man mag sich bitte einmal vorstellen, wir hätten ein solches System vor unserer Haustür, z. B. in Mondentfernung. Es würde einem schwindelig.

Die erste Lichtkurve 2007

Am 09.12.07 hatte ich 103 Einzelbilder a 40 s mit 12,5-Zoll-RC und STL1001E aufgenommen. Bei einer Beobachtungsdauer von 1 Stunde 19 Minuten erwartete ich,

in der Lichtkurve vier der 18-Minuten-Perioden deutlich zu sehen. Dem war aber nicht so. Erst mit einer Art von "Faltung" und dem Vergleich mit Lichtkurven aus der Literatur gelang mir schließlich der Nachweis der sehr kurzen Umlaufperiode [1]. Und so nahm ich mir vor, AM CVn erneut zu beobachten, und zwar mit deutlich besserer Instrumentierung.

Die zweite Lichtkurve 2009

Am 01.01.09 wurde die Beobachtung wiederholt und AM CVn mit 24,5-Zoll-RC und STL6303 (560 Einzelbilder à 15 s im bin2-Modus) aufgenommen.

Die Auswertung ergab wieder eine Lichtkurve, mit der ich nicht richtig glücklich war. Immer noch war ich sehr daran interessiert, die für ein Doppelsternsystem extrem kurze Umlaufperiode im eigenem Bildmaterial nachzuweisen. Im BAV-Forum präsentierte ich einige Ergebnisse, gewonnen mit dem Periodensuchprogramm AVE. Ein Ausschnitt aus meinem damaligen Posting ...

>

Mit einem anderen Algorithmus ausgewertet ergeben sich daraus die folgenden "Perioden" ...

grüne Linie	8,7 Minuten	"halbe Periode"
gelbe Linie	17,4 Minuten	Periode
rote Linie	25,9 Minuten	?

Die bestimmte Periode liegt jetzt bei 17,4 Minuten und damit noch etwas näher am Literaturwert von 17,52 Minuten. Im Periodogramm neu aufgetaucht ist ein weiteres "Maximum" bei 25,9 Minuten. Addiert man die "halbe Periode" zur wirklichen Periode, ergibt sich $8,7 + 17,4 = 26,1$. Und 26,1 Minuten ist ein Wert ziemlich nahe an der abgelesenen "Periode" von 25,9 Minuten.

<

Aus der Zusammenfassung meiner Bemühungen und des Diskussionstands im BAV-Forum entstand dann ein erster Aufsatz zu AM CVn, aus dem oben bereits zitiert wurde [1].

Als ich vor wenigen Tagen erste Versuche mit dem Periodensuchprogramm Peranso unternahm, sollte dies mit echten Daten geschehen. Mir schien hierfür das noch nicht vollständig geglückte Projekt mit dem schwierigen AM CVn geeignet.. Zudem gab es im BAV Rundbrief den Aufsatz eines anderen Sternfreundes, welcher sich ebenfalls an AM CVn versucht hatte.

AM CVn - ein Veränderlicher mit kurzer Umlaufperiode

Unter diesem Titel hatte Lienhard Pagel über seine Beobachtungen berichtet [5]. Ich erlaube mir, aus seinem Aufsatz einige kurze Abschnitte zu zitieren ...

>

... AM CVn ist ein exotischer Veränderlicher ... Die angegebene Helligkeitsänderung von 0.08 mag ist eine Herausforderung, der Kurvenverlauf alles andere als einfach

... Helligkeitsverlauf ... unregelmäßig ... eine Faltung ... ungeeignet ... ein interessanter, aber auch schwieriger Stern ...

<

In Bild 3 präsentiert er seine Lichtkurve über 3 Perioden, mit gleitendem Mittelwert über 7 Datenpunkte geglättet ...

>

Die Periode von ca. 17 min ist gut erkennbar.

<

Auswertung der zweiten Lichtkurve mit Peranso

Im Periodogramm zeigt sich bei den Methoden "Lomb-Scargle" und "Bloomfeld" neben erheblich niedrigeren, breiten Perioden eine schmale hohe "Spitze". Die Anwendung findet automatisch diese Stelle und gibt für die Länge dieser Periode (bei "Lomb-Scargle") den Wert 0,147 Stunden = 8,81 Minuten aus.

Seit meiner ersten Auswertung weiß ich, dass dies nur der halbe Wert der Periode ist. Multipliziert mit 2 ergibt sich als richtiger Wert 17,62 Minuten. Das kommt dem genauesten Literaturwert von 17,52 Minuten erstaunlich nahe, insbesondere wenn man die etwas "wilde" Lichtkurve betrachtet. Peranso erkennt also von sich aus nur die halbe Periode und zeigt die Datenpunkte im Phasendiagramm entsprechend an. Mit der Methode "Bloomfeld" wird für die richtige Periodendauer der Wert 17,57 Minuten (bereits mit 2 multipliziert) bestimmt. Ich staune immer noch über diese geringe Abweichung von nur ~3 Promille.

Die Ergebnisse aus dem Verfahren nach "Lomb-Scargle" (Lichtkurve, Periodogramm und Phasendiagramm) sind in der Abb. 1 als Montage zusammen gefasst..

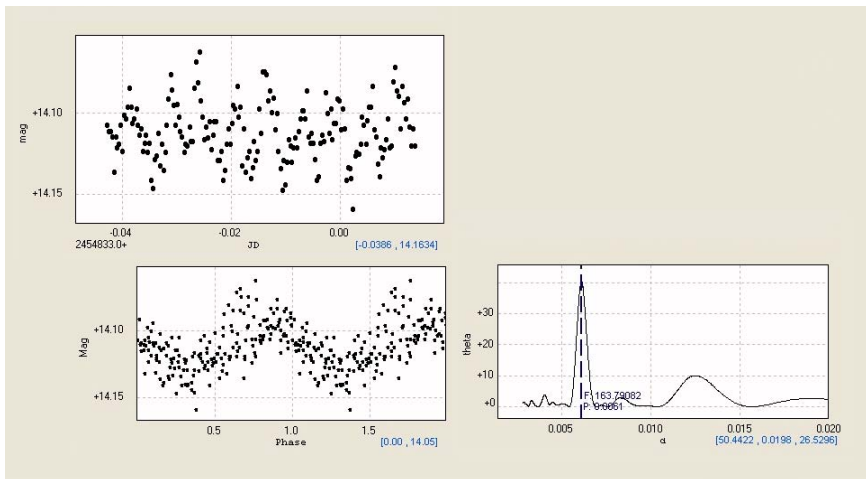


Abb. 1 (siehe Text)

Bei der Auswertung der ersten Lichtkurve war die Rede von abwechselnd höheren und niedrigeren Maxima gewesen, dass sich die Periode also aus einem höheren und einem darauf folgenden etwas niedrigeren Schwingungszug zusammen setzt. Dies könnte vielleicht bei angemessener Faltung auf die doppelte Zeit sichtbar werden.

Dass etwas nicht stimmt, lässt sich auch im Phasendiagramm der aktuellen Form sehen: die Datenpunkte im Phasendiagramm liegen in einem breiten Band. Und es ergibt sich der Eindruck, dass hier zwei verschiedene Kurvenzüge über einander gelegt (gefaltet) wurden.

Dies zeigt sich in Abb. 2, in der die obere und die untere Einhüllende des breiten "Datenbandes" eingezeichnet wurden. Diese sind nicht nur unterschiedlich hoch, sondern ihr Maximum liegt zeitlich auseinander. An manchen Stellen erscheint dieses "Datenband" auch schmaler. Die manuell eingezeichnete, mittellnde Kurve, welche der höchsten Punktdichte folgt, eckt mal oben und mal unten an.

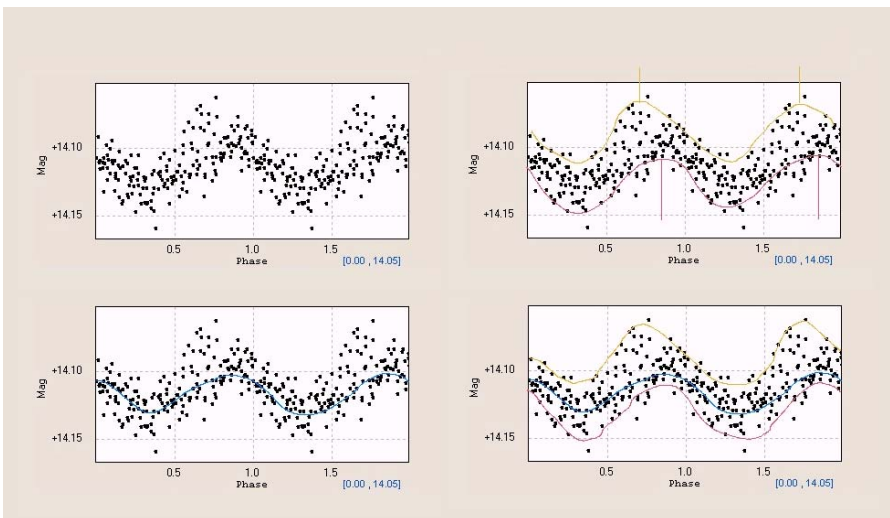


Abb. 2 (siehe Text)

Falten mit der richtigen Umlaufperiode

Die Lichtkurve von AM CVn bisher für ein Phasendiagramm nur mit der halben Periodenlänge gefaltet zu haben, ließ mir keine Ruhe. Ich wiederholte daher die Auswertung mit Peranso bis zum Periodogramm, wählte jetzt allerdings die richtige Periode (die genaueste aus der Literatur bekannte Periode) von 17,52 Minuten bzw. 0,292 Stunden.

Auf der linken Hälfte der Abb. 3 befinden sich zum Vergleich Periodogramm und Phasendiagramm für die halbe Periodenlänge (8,73 Minuten). Ihnen sind rechts die

neu erstellten Diagramme für die volle Periodenlänge (17,52 Minuten) gegenübergestellt.

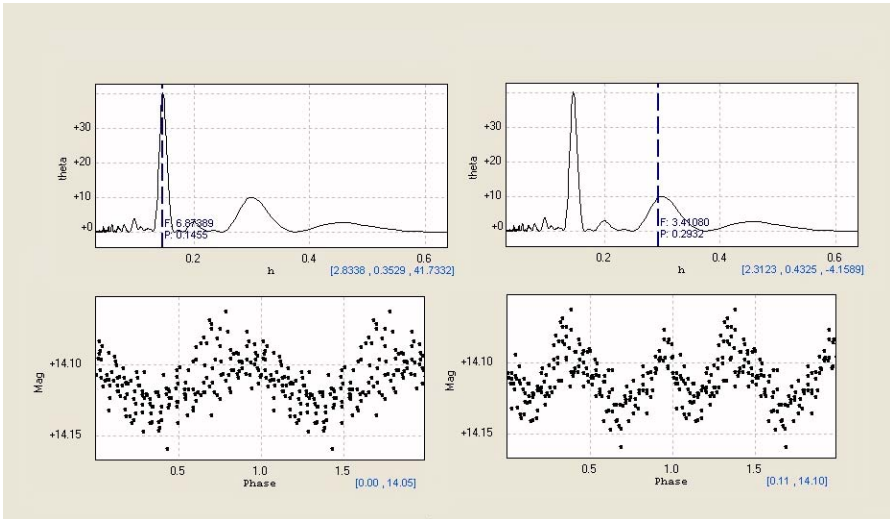


Abb. 3 (siehe Text)

Das Phasendiagramm rechts zeigt jetzt erstmals zwei verschiedene Halbwellen, die sich in ihrer Amplitude unterscheiden (Abb. 4). Die "große" Halbwellen weist eine Amplitude von $\sim 0,10$ mag, die "kleinere" Halbwellen eine solche von $0,07$ mag auf. Die Lichtkurve im Phasendiagramm ist schmäler, sieht besser aufgelöst aus. Ihre Erscheinungsform wird in der Literatur als "doppel-gebuckelt" ("double-humped") bzw. als "Doppelwellentyp" ("double wave type") bezeichnet.

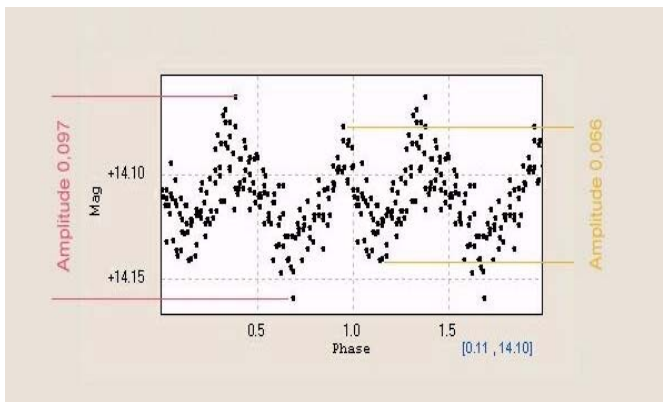


Abb. 4 (siehe Text)

Warum aber ist die das Maximum im Periodogramm bei der halben Periodendauer, bei dem alle Halbwellen auf einander gelegt werden, hoch und schmal, während das Maximum an der richtigen Stelle, bei der wirklichen Periodenlänge von 17,52 Minuten nur ein Viertel der Höhe erreicht und so verschmiert, buckelig und breit erscheint ? Astro-physikalisch kann ich mir das (mangels Erfahrung, Wissen und Modellierung) nicht erklären. Aber mathematisch habe ich die folgende Idee:

Im Phasendiagramm glaube ich eine Häufung von Datenpunkten entlang einer Sinuswelle zu erkennen (Abb. 5). Diese durchgehende sinusförmige Schwingung versuche ich von Hand gelb einzuzichnen. Mit ihrer konstanten Amplitude und der halben Periodenlänge von 8,81 Minuten (der doppelten Frequenz) sieht sie schön gleichmäßig aus, ungestört von jeglichen andere Effekten. Darin vermute ich den Grund, dass ihre Spektrallinie im Periodogramm so außerordentlich schmal, steil und stark ist.

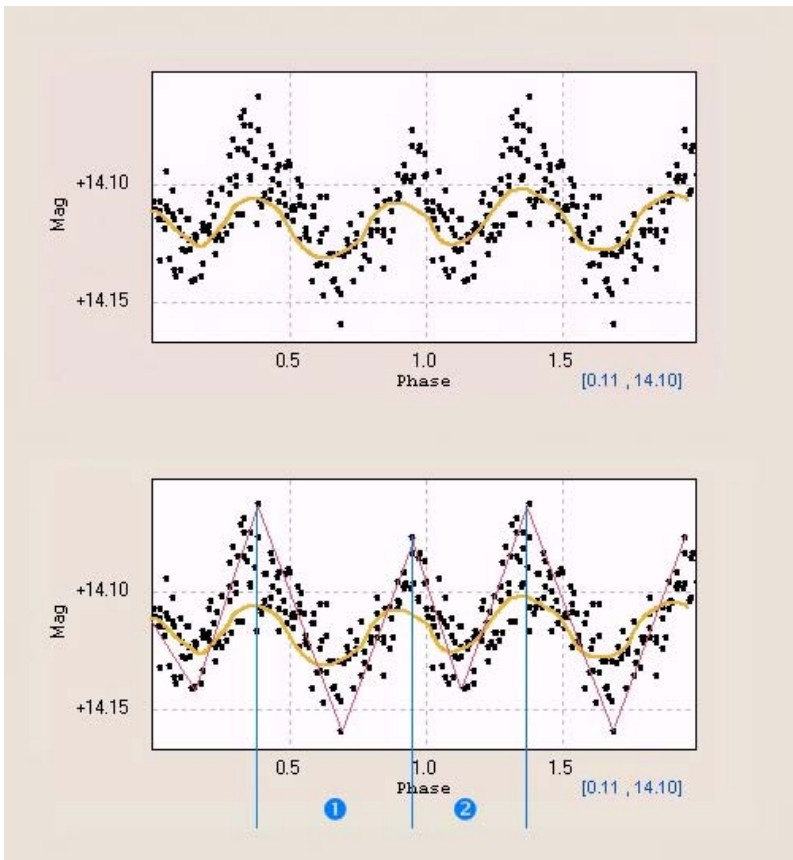


Abb. 5 (siehe Text)

Ich vergleiche mit früheren Auswertungen in [1] und [5] und habe besonders in der Lichtkurve der Fig. 3 aus [5] gelegentlich den Eindruck, dass sich zusätzlich zu den vorherrschenden Schwingungen mit halber und voller Periodenlänge eine andere Art von "Schwingung" hindurch zieht und ihr Aussehen je nach Periode höchst unterschiedlich verändert. Das kann aber nicht alles sein, ist aber genau das, was mich jetzt interessiert.

Eine Auswertung möchte ich aber noch zeigen. In der Abb. 5 sind von den oberen Maxima der Halbwellen senkrechte Geraden nach unten gezogen. Und der Abstand zwischen ihnen ist nicht gleich. Der Abstand wechselt zwischen einem längeren Abschnitt [1] und einem kürzerem [2]. Die beiden Halbwellen in der Lichtkurve von AM CVn weisen unterschiedliche Länge auf. Dies war mir bereits in einer der ersten Auswertungen [1] aufgefallen. Zum Vergleich wiederhole ich die dortige Lichtkurve hier als Abb. 6. Die kurze Halbwelle weist immer ein helles und die lange Halbwelle immer ein schwaches Minimum auf.

Im Phasendiagramm, gefaltet auf die richtige (nämlich die volle) Periodenlänge, ist dies natürlich viel besser zu sehen.

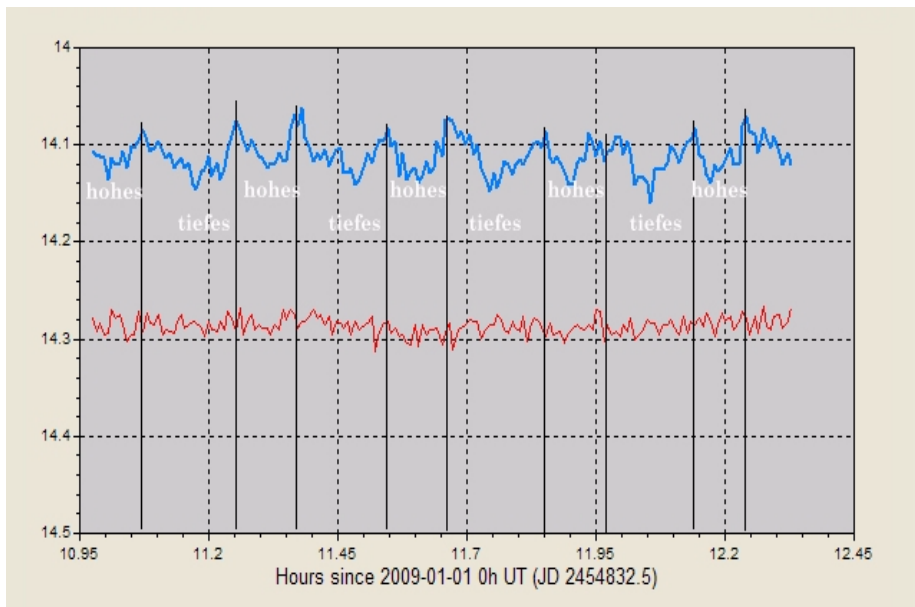


Abb.6 (siehe Text)

Zusammenfassung

Somit stellt sich das Bild von AM CVn in seiner Lichtkurve augenblicklich wie folgt dar: Es gibt in diesen "chaotischen" Doppelwellen einen regelmäßigen Wechsel (ein Wechsel in der Amplitude und einer im zeitlichen Abstand der Halbwellenmaxima). Ich

vermute dies als Folge davon, dass sich zwei fast ähnliche, kompakte Objekte umkreisen, die mit einem gleichen ("Gleichtakt"-) Anteil mit halber Periodendauer und mit einem unterschiedlichen ("Gegentakt"-) Anteil mit voller Periodendauer zur Gesamthelligkeit beitragen.

Was ist aber die Ursache dafür, dass sich von Umlauf zu Umlauf, von Halbwelle zu Halbwelle so viel und offenbar ohne jede Regelmäßigkeit ändert? Das hat mir bisher noch niemand erklären können.

Erneut scheint eine intensive Literaturrecherche erforderlich zu sein. Zudem dürfte es sich lohnen, den Veränderlichen genauer, länger, häufiger zu beobachten und weitere Lichtkurven auszuwerten.

Natürlich ist AM CVn "etwas schwierig". Zwar gelang Nachweis der Umlaufperiode bereits mit einem 12,5-Zoll-RC [1], aber um ausreichende Tiefe für detailliertere Untersuchungen zu erreichen, sind größere Öffnungen erforderlich. Trotz alledem, ist und bleibt AM CVn ein interessantes, reizvolles Objekt für den CCDler.

Literaturverzeichnis

- [1] Diederich, Hans G., 2008. AM CVn - Nachweis einer extrem kurzen Umlaufperiode durch "Faltung" der Lichtkurve, BAV-Rundbrief 2 (2008), 115-119
- [2] Marsh, T. R., et al., 2006. SDSS_J0926+3624, the first eclipsing AM CVn star, as seen by ULTRACAM, arXiv:astro-ph/0610414v1
- [3] Israel, G.L., et al., 2002. RX J0806.3+1527: A double degenerate binary with the shortest known orbital period (321s), arXiv:astro-ph/0203043v1
- [4] Faulkner, J., et al., 1972. Ultrashort-Period Binaries. II. HZ 29 (=AM CVn): a Double-White Semidetached Postcataclysmic Nova?, Astrophys. J., 175, L79-L83 (1972)
- [5] Pagel, L., 2009. AM CVn - ein Veränderlicher mit kurzer Umlaufperiode, BAV-Rundbrief Nr. 3 (2009), 164-165

R Corona Borealis

Peter B. Lehmann

Dieser in BAV-Kreisen wohlbekannte Veränderliche, der für den visuellen Beobachter zu den Überraschungsternen zählt, weil unperiodische Lichteinbrüche mit sehr großer Amplitude (5,4 mag bis 14,8 mag), die aber nicht immer erreicht werden, ständig einen kurzen Kontrollblick erfordern. Dieser kataklysmische Variable ist der Prototyp einer sehr kleinen Gruppe, zu der zurzeit inklusive der Unterarten etwa 100 Sterne zählen.

Der Lichtkurvenverlauf von R CrB, der seit 1844 beobachtet wird und von MAYALL (AAVSO, 1960), sowie ZHILYAEV (1978) in einer umfangreichen Darstellung publiziert wurde, zeigt, dass dieser Stern sehr hohe Leuchtkraft, ein helles Normallicht hat, was durch tiefe Minima mit sehr unregelmäßigem Kurvenverlauf unterbrochen wird.

Alle bisher bekannten gut untersuchten Objekte dieser Art zeigen Spektren von wasserstoffarmen aber kohlenstoffreichen leuchtkräftigen Sternen, die im HR-Diagramm als späte F- oder G-Riesen zu finden sind.

Schon frühzeitig wurde mit einer statistischen Analyse der Lichtkurve ermittelt, dass die Minima einander in „ideal unregelmäßiger“ Weise folgen. Bei einigen Gruppenmitgliedern wurden auch quasiperiodische Schwankungen registriert, die als Pulsationsphänomene gedeutet wurden. LORETA (1934) und O'KEEFE (1939) legten die Hypothese vor, dass die Minima von R CrB durch Verdunkelung von Kohlenstoffpartikeln verursacht werden. Bis in die Gegenwart wurde diese Deutung als die plausibelste erkannt. Ein weiteres Kennzeichen dieser Veränderlichen sind die Infrarotexzesse, die wohl Ausdruck der thermischen Strahlung einer zirkumstellaren Staubbülle sind, die ständig vorhanden ist. Charakteristisch sind auch die spektroskopischen Änderungen während der Minima, wobei eine Umwandlung des Absorptionslinienspektrums während des Abstiegs in ein Chromosphären-ähnliches Emissionsspektrum mit denselben Linien erfolgt.

Es wurde vermutet, dass das Einsetzen einer Wolkenkondensation durch die Pulsation des Sterns gesteuert wird und die Minima stets zur selben Phase der Pulsation beginnen. Eine ausführliche Analyse von fünfundsechzig Minima durch PERCY (1987) bestätigten diese Annahme jedoch nicht. Die sehr komplexen und schwierig zu deutenden spektroskopischen Änderungen während der Minima, wurden schon von PAYNE-GAPOSCHKIN (1963) und später unter anderem auch von FEAST (1975) als Auswurf einer Partikelwolke in Richtung Beobachter gedeutet. Das Chromosphärenspektrum könnte ähnlich wie bei einer Sonnenfinsternis durch eine partielle Bedeckung der Photosphäre des Sterns entstehen.

Untersuchungen an anderen RCB-Sternen, z. B. V348 Sgr, die durch DAHARI und OSTERBROCK (1984) erfolgten, ließen vermuten, dass eine sehr viel größere Gashülle den Veränderlichen umgibt. Schon 1975 hatte KRELOWSKI das Model einer sphärisch-symmetrischen vom Stern ausgeworfenen Gashülle beschrieben. MELIK-ALAVARDIAN (1986) untersuchte die physikalischen Bedingungen, die bei

Kondensationen von Kohlenstoffteilchen als Folge der Abkühlung, der nach außen strömenden Masseteilchen eines Ausbruchs vorherrschen.

Instabilitäten als Anlass für das Ausstoßen von Massen wurden gefunden, die Zuordnung zur alten Scheibenpopulation der Milchstraße in einer fortgeschrittenen Entwicklungsphase wurde vermutet. All das wurde durch eine Arbeit von BIERMANN und KIPPENHAHN, die bei ihren Modellen von RCB-Sternen fanden, dass die Pulsationen eher denjenigen der Mira-Sterne ähneln, wieder in Frage gestellt.

Seit dem Jahr 2007 befindet sich R CrB in einem historisch tiefen und lang anhaltenden Minimum. Deshalb wurden gemeinsame Untersuchungen der Infrarotexzesse sowie der vielen widersprüchlichen Untersuchungsergebnisse mit den Weltraum-Teleskopen Gemini / GVO HST / WFPC, Spitzer / MIPS Herschel / SPIRE unternommen.

Dabei zeigt sich: der Kohlenstoffstaub wirkt wie ein natürlicher Koronograph bei sichtbaren Wellenlängen, so dass ein schwacher fossiler, wahrscheinlich planetarer Nebel um den Stern zu beobachten ist. Neben dem zu erwartendem Staub erwiesen sich aber einige der Strukturen als Kometenkügelchen, die wahrscheinlich durch Sonnenwind in der Vergangenheit entstanden. Die geschätzte Staubmasse dieser Knoten steht im Einklang mit den Lichtverlusten, wenn sie sich entlang der Sichtlinie um den Stern bilden. Darüber hinaus gibt es eine große diffuse Staubhülle mit einem Radius von 4 Parsec aus nachweisbarem 25°K kaltem Staub, also gute Bedingungen für die Kondensation von Graphitteilchen.

Anhaltspunkte für die Entstehung von R CrB durch eine Weiße-Zwerg-Fusion oder eines finalen Heliumschalen-Flash sind weiter widersprüchlich. Es besteht offensichtlich ein Zusammenhang zwischen den Kometenknoten, der Schale und dem fossilen planetarischen Nebel. Die Tatsache, dass R CrB bedeutsame Lithiumlinien in seiner Atmosphäre zeigt, unterstützt allerdings das letzte Heliumschalen-Blinken. Die relativ hohe abgeleitete Masse von R CrB, sowie der hohe Fluor-Überfluss sprechen wiederum für eine Weiße-Zwerg-Fusion.

Wie schon so oft, haben die Untersuchungen also nicht die Erwartungen der Astrophysiker erfüllt. Es werden weitere Untersuchungen und Modellrechnungen nötig sein, um diesen Teil der Sternentwicklung zu verstehen.

Literatur:

1. Hoffmeister, C., Richter, G., Wenzel, W.; Veränderliche Sterne; 3.Auflage (1990)
2. Garcia-Hernandez, D.A., et.al.; Dust around R Coronae Borealis stars:
I. Spitzer/IRS observations; [arXiv.org/abs/1107.1185](https://arxiv.org/abs/1107.1185)
3. Clayton, G.C., et.al.; The Circumstellar Environment of R Coronae Borealis:
White Dwarf Merger or Final Helium Flash?; [arXiv.org/abs/1110.3235](https://arxiv.org/abs/1110.3235)
4. Strassmeier, K.G.; Aktive Sterne (1997)

V407 Cygni

Jörg Neumann

Im September 2009 begann der Ausbruch von V407 Cyg, im März 2010 stieg die Helligkeit bis auf 7.4 mag. Das Spektrum zeigte eindeutig eine Blauverschiebung, was auf einen Novaausbruch hindeutet [3].

In [1] wird V407 Cyg auch als Nova Cygni 1937 geführt, sowohl als Nova wie auch als veränderlicher Stern. Damals war die Lichtkurve nur ungenügend besetzt, der wahre Lichtwechsel eher unbekannt. V407 Cyg wurde hier mit 14.0 mag angegeben.

Die AAVSO nennt den Typ Mira+NB mit einem Lichtwechsel zwischen 12.1 - 14.3 mag. Auf einer eigenen Aufnahme vom 2. September 1991 (JD 2448 502) mit einem 4/300 auf Scotchcrome 1600 ASA und 12 min. Belichtung konnte ich V407 Cyg anhand einer AAVSO-Karte auf 12.5 bzw. heller 13 mag schätzen.

V407 Cyg wurde bei Cuno Hoffmeister 1969 [2] bereits als Kombinations-Veränderlicher, also bestehend aus einem Mirastern und einer novaähnlichen Komponente und somit als Symbiotischer Stern (Meinunger 1996), bezeichnet.

Die Periode wird mit 745 Tagen angegeben. Nimmt man den Ausbruch von 11. März 2010 als Maximum an, so ergibt sich als Zeitpunkt für das nächste Maximum den 31. März 2012 (JD 2456 017).

Vielleicht sehen wir wieder ein helleres Maximum, sofern der novaähnliche Begleiter genug Materie akkretiert.

Quellen:

[1] Woronzow-Weljaminow B. A., Gasnebel und Neue Sterne, 1953

[2] Hoffmeister Cuno, Veränderliche Sterne, 1970

[3] Lange Thorsten, BAV Rundbrief 2-2010, S. 142f

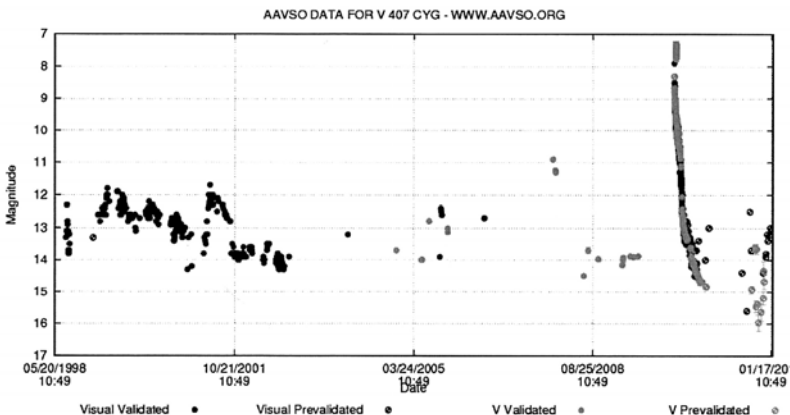


Abb. 1: Langzeitlichtkurve aus Beobachtungen der AAVSO 1998 - 2010

Der Blazhko-Effekt der RR-Lyrae-Sterne

Gisela Maintz

Der Blazhko-Effekt der RR-Lyrae-Sterne

Der Blazhko-Effekt der RR-Lyrae-Sterne wurde bereits 1907 von S. Blazhko entdeckt. Er stellte eine Veränderung der Lichtkurve des Sterns RW Dra von Periode zu Periode fest (Blazhko 1907). Seitdem gibt es zunehmend viele Untersuchungen über den Blazhko-Effekt. Je nach Autor zeigen 10 bis 50 % der RRab-Sterne und mindestens 2 bis 40 % der RRC-Sterne Blazhko-Effekt. In den neueren Veröffentlichungen werden die höheren Zahlen angegeben, da durch bessere Beobachtungsmöglichkeiten und Satellitenbeobachtungen bei immer mehr RR-Lyr-Sternen Lichtkurvenvariationen festgestellt werden (Szabo et al. 2010).

Der Blazhko-Effekt zeigt sich im Frequenzspektrum durch eine oder mehrere Frequenzen sehr nahe zur Hauptpulsationsfrequenz des Sterns. Aus Überlagerungen dieser Frequenzen mit der Hauptfrequenz resultiert die Blazhko-Periode (BP). Diese Nebenfrequenzen sind das sicherste Erkennungsmerkmal des Blazhko-Effekts. Die Blazhko-Perioden haben sehr unterschiedliche Längen. Es gibt BP von 5.309~d (SS Cancr; Jurcsik et al. 2006) bis 530.0~d (RS Bootis; Nagy 1998).

Blazhko-Sterne zeigen neben der Perioden-Modulation auch eine Amplituden-Variation. Diese fällt ebenso unterschiedlich aus wie die Länge der BP. Es gibt Sterne bei denen die Änderung der Amplitude weniger als 0.1 mag beträgt (RR Gem). RS Boo weist eine Variation von 0.15 mag auf, XZ Cyg sogar von 0.7 mag. Bei einigen Sternen fällt der Blazhko-Effekt so gering aus, dass man ihn nur mit besonderem Aufwand erkennen kann. So zeigt DM Cyg eine Variation der Maximal-Helligkeit von nur 0.08 mag und eine Periodenänderung von 0.005 d (Jurcsik 2009).

Der Blazhko-Effekt kann auch die sogenannte Periodenverdoppelung hervorrufen. RR Lyr selbst hat während einiger Phasen der BP abwechselnd hohe und niedrige Maxima. Wegen der Periode von circa einem halben Tag wurde dies erst durch Satelliten-Beobachtung entdeckt (Kohlenberg et al. 2010).

Außerdem sind die Variationen innerhalb der BP nicht immer stabil. Nicht bei allen Sternen mit Blazhko-Effekt wiederholt sich die Lichtkurve in der jeweils gleichen Blazhko-Phase. Es gibt auch den unregelmäßigen Blazhko-Effekt, bei dem die Lichtkurve von Periode zu Periode anders erscheint und keine Wiederholungen zu erkennen sind.

Des weiteren muß noch erwähnt werden, dass Sterne mit Blazhko-Effekt öfters ihre Periode verändern können. Diese Periodenänderungen erfolgen plötzlich und viel schneller als es die Entwicklung der Sterne erwarten lässt (Lee 1991). Es sind inzwischen auch Sterne mit einer doppelten BP gefunden worden, bei denen die Variationen einer kürzeren BP mit einer wesentlich längeren 2. BP variieren (Wills et al. 2008). Der Blazhko-Effekt kann zeitweise auch verschwinden. So zeigte RR Gem in den Jahren 1970 bis 1980 keinen Blazhko-Effekt (Sodor et al. 2007).

Der Blazhko-Effekt in der Beobachtung

Beobachtet man RR-Lyr-Sterne mit Blazhko-Effekt, so fallen die Lichtkurven durch die unterschiedlichen Höhen ihrer Maxima und Minima auf. Aber nicht nur die Extremwerte der Lichtkurve variieren, sondern auch die Form der Lichtkurve zeigt starke Veränderungen. Der Auf- und Abstieg der Lichtkurve kann je nach der Blazhko-Phase, in der er beobachtet wird, steiler oder sanfter ausfallen. Abb. 1 zeigt meine Beobachtungen zweier RR-Lyr-Sterne mit Blazhko-Effekt. XZ And (links) ist ein RRAb Stern mit regelmäßigem Blazhko-Effekt, während die Lichtkurve von RZ Cep, einem RRc-Stern wesentlich unregelmäßiger ist und 2 Maxima aufweist.

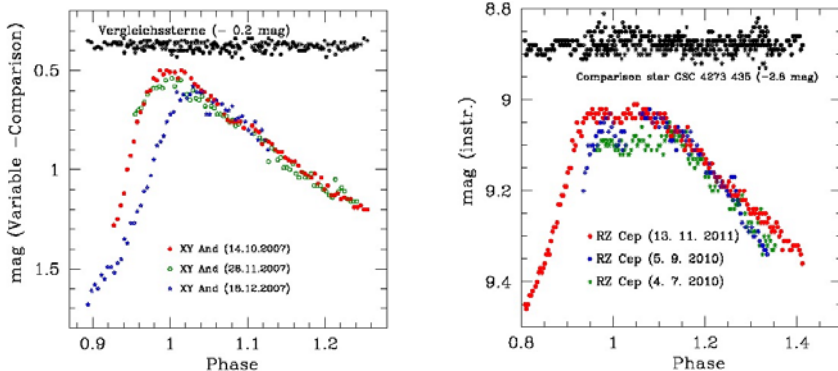


Abb. 1: XY And (links) und RZ Cep (rechts), durch den Blazhko-Effekt verändert sich sowohl die Periodenlänge als auch die Amplitude und Helligkeit im Maximum und Minimum des Sterns sowie die Steilheit der Flanken der Lichtkurve

Ebenso wird die Periodenlänge durch den Blazhko-Effekt verändert. Bei den Sternen mit regelmäßigem Blazhko-Effekt variiert diese mit der Blazhko-Periode regelmäßig zwischen einem maximalen und minimalem Wert. Die Schwankungen der Periodenlängen zeigen sich auch im (B-R)-Diagramm, das bei Sternen mit Blazhko-Effekt weit mehr Abweichungen aufweist, als sich aus der Unsicherheit der Beobachtungen ergibt.

Abbildung 2 zeigt dies am Beispiel von CI And (oben) und DR And (unten). Während bei CI And die (B-R)-Werte nur um 0.005 d schwanken (mit einem Ausreißer) weist DR And - ein Stern mit Blazhko-Effekt - Abweichungen von bis zu 0.4 d auf.

Aus dem oben gesagtem ergibt sich, dass die Beobachtung von Blazhko-Sternen längere Beobachtungszeiten erfordert als sonst für RR-Lyr-Sterne notwendig. Das beruht einmal auf der Periodenvariation, durch die das Zeitfenster des Maximums nicht gut gewählt werden kann, da die BP nicht immer genau bekannt ist, und wenn man sie kennt, fehlen in der Literatur oft die Ausgangsepochen. Aber auch die sehr breiten Maxima oder Doppelpmaxima der RRc-Sterne mit Blazhko-Effekt benötigen eine Beobachtungszeit von mindestens 4 bis 5 Stunden um eine sichere Maximumsbestimmung zu ermöglichen. Da sich die Lichtkurve mit jeder Periode verändert, ist eine möglichst lange Erfassung der Flanken sehr wünschenswert. Die Bestimmung

der BP ist bei kurzen BP eventuell von einem Beobachter/in möglich (eine anhaltende Periode guten Wetters vorausgesetzt). Bei längeren oder ganz langen BP geht dies nur durch intensive Zusammenarbeit mehrerer Beobachter/innen.

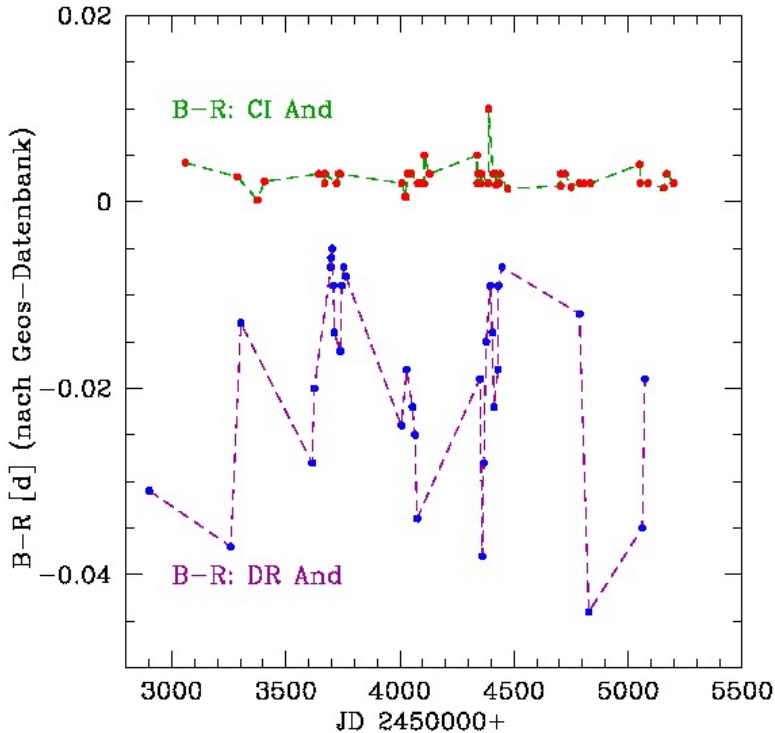


Abb. 2: Die (B-R)-Werte der Maxima von CI And (oben) und DR And (unten) von 2005 bis 2009, entnommen der Geos-Datenbank. DR And ist ein Stern mit Blazhko-Effekt. Die wesentlich größere Streuung seiner (B-R)-Werte ist sehr auffällig und geht weit über die Streuungen, die auf Beobachtungs- Ungenauigkeiten beruhen können, hinaus.

Ursache des Blazhko-Effekts

Die Ursache des Blazhko-Effekts der RR-Lyr-Sterne ist ein langanhaltendes Rätsel in der stellaren Pulsationstheorie. Bis jetzt ist noch keine zufriedenstellende Erklärung für den Blazhko-Effekt gefunden worden (Smolec 2011). Über die Ursache des Blazhko-Effekt gibt es ein Überangebot an Erklärungen.

Bis vor ein paar Jahren wurden zwei mögliche Ursachen bevorzugt genannt, nämlich zum einen das Resonanz-Modell (Van Hoolst et al. 1998, Dziembowski & Mizerski 2004) und als zweites das magnetische Modell (Shibahashi & Takata 1995, Shibahashi 2000).

Beide Modelle benötigen die Anregung von nicht radialen Pulsationen und einen Zusammenhang der Rotationsperiode des Sterns mit seiner Pulsationsperiode. Aber diese weitverbreiteten Modelle werden nicht der Vielzahl der Erscheinungen des Blazhko-Effekts gerecht, wie den mehrfachen Blazhko-Perioden (Wills et al. 2008), komplexe Modulationen der Blazhko-Periode und Mehrfachmaxima. Erklärung des Blazhko-Effekts durch Lichtlaufzeitenänderung durch einen Begleiter oder wegen unterschiedlichen Gehalts an schweren Elementen sowie Effekte auf Grund hoher Sternrotation erwiesen sich als unzutreffend für die Vielzahl der Erscheinungen des Blazhko-Effekts.

Auf Grund der neueren und Satelliten gestützten Beobachtungen wurden neue Modelle für die Ursachen des Blazhko-Effekts entwickelt. Eine neuere Erklärung sind wechselnde Stärken in der Konvektion des Sterns (Stothers 2006, 2010). Aber Molnar & Kovacs (2009) und Smolec et al. (2011) stellten fest, dass die Änderung der Konvektionstiefe innerhalb weniger Tage rund 50% betragen müsste, was physikalisch unwahrscheinlich ist.

Einige RR-Lyr-Sterne zeigen Variationen, die mit einer Resonanz mit dem 2. Oberton erklärt werden können (Poretti et al. 2010). Es wurden auch Resonanzen mit nicht radialen Pulsationsmoden in Betracht gezogen (Olech et al. 2000). Diese könnten aber nur durch zykluslange zeitlich hochaufgelöste Spektralbeobachtungen verifiziert oder widerlegt werden. Szabo et al. 2010 fand, dass die Periodenverdoppelung auf eine 9:2 Resonanz zwischen Schwingungen im Grundmode und dem neunten Oberton zurückzuführen ist. Diese Resonanz kann auch einige weitere, aber nicht alle Erscheinungen des Blazhko-Effekts gut erklären.

Als Zusammenfassung der Ursachen des Blazhko-Effekts muss ich auf den Anfang dieses Abschnitts verweisen: Die Ursache des Blazhko-Effekts der RR-Lyr-Sterne ist ein langanhaltendes Rätsel in der stellaren Pulsationstheorie.

Reference:

BLazhko, S., 1907, AN, 175, 325
 Katrien Kolenberg <http://arxiv.org/abs/1108.4987>
 und viele der dort genannten Referenten
 Maintz 2008, Doktorarbeit
 Nagy 1998, A&A, 339, 440

Gisela Maintz,
 53121 Bonn, Römerweg 39
 E-mail: gmaintz@astro.uni-bonn.de

Aus den IBVS (5981 – 6010)

Wolfgang Grimm

Suche nach Periodenänderungen bei langperiodischen Veränderlichen

(IBVS 5981)

Sterne auf dem asymptotischen Riesenast (AGB) haben mittlere oder geringe Massen und sind im Endstadium ihrer Entwicklung. In dieser kurzen, aber entscheidenden Phase werden u.a. schwere Elemente produziert, aber es treten auch relativ große Massenverluste auf. Viele der Sterne zeigen auch Veränderlichkeit über Zeiten von einigen zehn bis hundert Tagen und werden als Langperiodisch Veränderliche (LPV) bezeichnet.

Die Entwicklung und interne Struktur dieser Sterne wird bestimmt durch eine Wasserstoff und ein Helium brennende Schale, die wechselweise den Hauptteil zur Helligkeit beitragen. Dieser wechselnde Zyklus beträgt einige hunderttausend Jahre. Während dieser Zeit ändern sich Helligkeit, Temperatur, Radius und Zusammensetzung der Oberfläche als Ergebnis der Änderungen im Sterninnern. Der einfachste Weg, diesen Zyklus zu untersuchen ist die Beobachtung der Änderungen in der Periode, da für eine Reihe von LPVs Beobachtung über lange Zeiträume vorliegen. Änderungen der Periode um wenige Prozent sind schon länger bekannt, sollen aber hier nicht untersucht werden.

In dieser Arbeit werden die Periodenbestimmungen aus ASAS-Beobachtungen und den Angaben des GCVS verglichen. Der Zeitraum zwischen diesen Beobachtungen beträgt zwischen 60 und 100 Jahren. Anhand der Quellenangaben des GCVS wurde versucht, die Originalliteratur aufzusuchen. Es wurden rund 60 Mira-Sterne untersucht, bei denen die Perioden aus den 2 Quellen um mehr als 9% differierten. Bei einigen ergab eine Nachberechnung der alten Beobachtungen mit den neuen Perioden eine bessere Anpassung als mit den originalen Elementen.

Es blieben 27 Sterne, von denen bereits bei vieren ein Änderung der Periode bekannt war. Bei der weiteren Untersuchung ergaben sich 2 Gruppen: Bei einigen Sternen betragen die Periodenänderungen 10 bis 20 Prozent. Bei der anderen Gruppe hat sich Periode etwa halbiert oder verdoppelt. Bei der letzteren Gruppe dürfte sich der dominierende Schwingungsmodus in den letzten Jahrzehnten geändert haben.

Für einige dieser Sterne werden weitere Informationen angegeben.

V407 Peg und LU Vir:

2 Kontakt-Doppelsterne mit verschobenem Nebenminimum

(IBVS 5991)

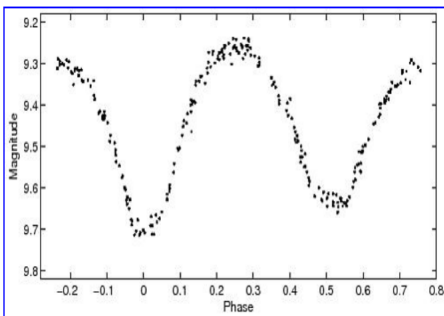
Die Bedeutung von Bedeckungsveränderlichen mit exzentrischen Nebenminimum für die moderne Physik der Sterne ist unbestritten. Jedoch gibt es eine Reihe von Doppelsternen die nicht exzentrisch sind, aber trotzdem ein verschobenes Nebenminimum haben.

Exzentrische Umlaufbahnen sind bei deutlich getrennten Doppelsternen häufiger. Bei halbgetrennten oder Systemen in Kontakt ist dies jedoch sehr unwahrscheinlich. Bei

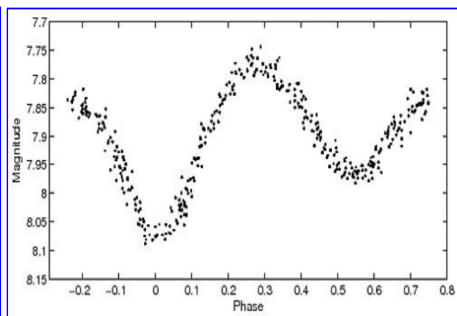
diesen Systemen findet die Änderung von einer elliptischen in eine kreisförmige Umlaufbahn sehr schnell statt. Daher bedürfen Bedeckungsveränderliche mit kurzer Periode (halbgetrennte oder Kontakt-Systeme) und einer Lage des Nebenminimums, die nicht bei Phase 0.5 der Periode ist, einer besonderen Untersuchung.

V407 Peg (= GSC 01720-00658) ist ein typischer W-UMa-Stern mit einer Periode von rund 0.637 Tagen und einer Helligkeitsschwankung zwischen von 9.28 in V. Schon bei der Entdeckung wurde festgestellt, dass das Nebenminimum bei Phase 0.52 liegt. Außerdem zeigte sich, dass die Lichtkurve verzerrt ist und die Helligkeit vor allem im Nebenminimum nicht konstant ist (siehe Liku links). Dies wird mit durch einen hellen Sternfleck erklärt. Durch die Asymmetrien der Lichtkurve ist es zudem schwierig, den genauen Zeitpunkt sowohl von Haupt- als auch Nebenminimum zu bestimmen.

Für LU Vir (= HD 116914 = HIP 65590) fehlt bisher eine genaue Analyse des Systems. So ist schon der Typ nicht genau bestimmt und schwankt zwischen β Lyrae und W UMa. Die Periode beträgt rund 0.4922 Tage bei einer Helligkeitsschwankung zwischen 7.8m und 8.1m. Auch bei diesem Stern ist die Lichtkurve asymmetrisch (siehe Liku rechts). Zudem ist sie im Hauptminimum mit der totalen Bedeckung nicht flach, sondern leicht ansteigend. Hier werden noch weitere genaue Beobachtungen der kompletten Lichtkurve benötigt.



V light curve of V407 Peg from ASAS.



V light curve of LU Vir from ASAS.

Aus den IBVS (kurz gefasst)

Wolfgang Grimm

5984, 5988, 5990, 5992, 5997, 6005, 6006, 6007, 6010:

Diese IBVS beinhalten Minimazeiten für viele Bedeckungsveränderliche. Darunter sind auch BAV-Programmsterne. IBVS 5984 ist die BAV Mitteilung 215, IBVS6010 die BAV Mitteilung 220. Diese sowie IBVS 5990 und 6006 enthalten auch Maximumszeiten von pulsierenden Veränderlichen.

5986, 6009:

Diese IBVS sind die 13. und 14. Liste mit Maxima von RR-Lyrae-Sternen im Rahmen des GEOS-Programms. Sie enthalten über 1400 Maximumszeiten aus Beobachtungen von Januar 2010 bis Dezember 2011 sowie einige ältere Minima.

6008 Die achtzigste Namensliste veränderlicher Sterne (Teil 2):

Diese Namensliste enthält die endgültige Bezeichnung für mehr als 2100 in letzter Zeit entdeckte veränderliche Sterne im Rektaszensionsbereich von 6^h bis 16^h , sowie für einige Novae und ungewöhnliche Veränderliche. In der Haupttabelle der gedruckten Version sind nur Name, Koordinaten und Typ angegeben. Weitere Informationen wie Helligkeiten, Elemente, Spektraltyp, Identifikation in anderen Katalogen und mehr sind in der elektronischen Version <http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/nl80> zu finden.

Aus der BAV

Aus der BAV Geschäftsführung

Joachim Hübscher

Neue Mitglieder und Austritte

Wir begrüßen als neues Mitglied Dr. Horst Braunwarth (22391 Hamburg).

Bernhard Brauner, Joachim Schmidt und Eberhard Zische sind zum 31. Dezember 2011 ausgeschieden.

Vorstandsnachrichten

Anfang Dezember haben wir begonnen, eilige Informationen, wie zum Beispiel den aktuellen Termin des Regionaltreffens in Hartha 2012, per E-Mail an unsere Mitglieder zu senden. Damit erreichen wir zurzeit etwa dreiviertel aller Mitglieder. Bitte **senden Sie uns ihre aktuelle E-Mailadresse**, falls sie noch nicht bei uns vorliegt.

BAV-Veränderlichenbeobachter-Treffen am 5. Mai 2012 in Hartha

Lienhard Pagel

Am Samstag, den 5. Mai 2012 kommen BAVer sowie alle an Veränderlichen Sternen interessierte Sternfreunde zum alljährlichen Treffen in Hartha zusammen. Wir beginnen mit dem Vortagsprogramm in der üblichen familiären und zwanglosen Atmosphäre um 9.30 Uhr.

Veranstaltungsort ist die Bruno H.-Bürgel Sternwarte in Hartha Kreis Döbeln, Töpelstr. 43

Wir bieten Themen für Anfänger und Fortgeschrittene. Als Präsentationstechnik stehen ein Beamer und ein PC zur Verfügung. Ein eigener Laptop kann angeschlossen werden. Das Treffen ist eine Diskussionsrunde zur BAV-Arbeit.

Freitagabend (4.5.2012) findet eine Präsentation von Auswertesoftware für CCD-Serien im Konferenzraum des Hotels Flemminger Hof statt. Geplant sind bisher Vorführungen mit Diskussion über

MUNIWIN	Erik Wischnewski (ca. 40 min)
Fitswork	Erik Wischnewski (ca. 20 min)
AIP4win	Frank Walter

Weitere Präsentationen sind willkommen.

Für den Sonnabend sind bisher lediglich 4 Vorträge angemeldet. Wir nehmen gerne noch Vorträge an. Das Programm wird erstellt, wenn weitere Vortagsanmeldungen vorliegen. Wir werden dann das komplette Programm per E-mail bekannt geben. Bisher ist folgender Ablauf geplant:

9:30 Uhr	Eröffnung und Begrüßung
L. Pagel	Eröffnung, Begrüßung, Vorhaben der BAV
L. Pagel	Arbeitsstand Remote-Teleskop der BAV
J. Hübscher	Vortrag über die BAV-Datenauswertung
	Kaffeepause

F. Walter	Beobachtung von Bedeckungsveränderlichen: Eine Lichtkurve ist mehr als die Senke um das Minimum herum
-----------	---

12:00 – 14:00Uhr Gemeinsames Mittagessen im Hotel Flemminger Hof

Der vollständige Ablauf ergibt sich aus weiteren Vortragsanmeldungen.

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

Vortrag, Übernachtung und nach Schluss des Treffens:

Die Teilnehmer treffen sich am Freitagabend im Restaurant des Hotels Flemmingener Hof, Leipziger Str. 1, Zentrum Hartha. Im Hotel sind Zimmer (8 DZ und 4 EZ) vorgemerkt. Bitte bei der Bestellung unbedingt auf die BAV beziehen. Hotel-Tel. 034328-530, E-Mail: info@flemmingener-hof.de, Ausweichquartiere im Nachbarort: Hotel Kriebsteinsee, Moritzfelder Straße 1a, 09648 Kriebstein-Höfchen, www.hotel.kriebsteinsee.de, Tel. 034327/9898.

Teilnehmer, die nicht gleich nach dem Treffen abreisen, nutzen üblicherweise das Restaurant des Flemmingener Hofes zu einem abendlichen Plausch.

Einzelbeobachtungsübersicht 2011

Thorsten Lange

Die folgende Tabelle gibt den Beobachtungseingang der Monate Januar bis Dezember 2011 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.

Σ	Code	Beobachter	01	02	03	04	05	06	07	08	09	10	11	12
488	ADI	Dietmar Augart	37	35	86	67	61	18	34	29	68	26	19	8
937	BHA	H. Brettschneider	153	160	138	30	0	0	0	0	21	122	301	12
30	BNW	Werner Braune	3	5	6	0	0	0	0	0	3	7	6	0
184	EPE	Dr. Peter Enskonatus	15	28	28	23	6	11	6	15	23	29	0	0
74	HTHA	Thomas Hebbeker	10	17	15	18	14	0	0	0	0	0	0	0
9	KAM	Andreas Kammerer	0	0	0	2	0	0	0	0	5	2	0	0
2210	KIS	Guenther Krisch	20	98	406	276	231	164	78	103	331	286	217	0
1441	KWO	Wolfgang Kriebel	51	183	274	116	102	50	80	140	165	167	96	17
6	LTO	Thorsten Lange	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0	0	6
82	MRX	Harald Marx	36	20	21	5	0	0	0	0	0	0	0	0
1845	NJO	Jörg Neumann	137	146	261	217	179	71	71	133	155	102	275	98
553	OALA	Alexander Oertlin	31	20	30	0	0	0	8	38	221	205	0	0
527	PLN	Lienhard Pagel	85	105	132	132	61	12	0	0	0	0	0	0
28	QW	Wolfgang Quester	0	0	0	0	0	0	0	2	0	19	7	0
631	REP	Peter Reinhard	18	58	71	64	72	25	6	59	100	52	74	32
534	RKE	Kerstin Rätz	22	57	52	65	64	6	9	54	79	67	59	0
1	RKL	Klaus Retzlaff	0	0	0	1	0	0	0	0	0	0	0	0
490	SDY	Danny Scharnhorst	91	0	0	20	17	0	0	229	119	13	1	0
415	SUS	Dieter Süßmann	51	49	68	64	50	30	44	59	0	0	0	0
1393	SYU	Mathias Schubert	46	43	205	266	232	185	74	40	124	56	116	6
1	TAX	Dr. Axel Thomas	0	0	0	0	0	0	0	0	1	0	0	0
5857	VFK	Frank Vohla	281	479	708	478	437	355	267	552	598	655	752	295
702	WAS	Roland Winkler	58	65	89	72	56	65	64	72	65	65	31	0
17	WGI	Guido Wollenhaupt	1	6	4	5	1	0	0	0	0	0	0	0
636	WKL	Klaus Wenzel	49	42	70	58	66	18	42	55	75	50	64	47

Umsetzung eines Remoteteleskops

Alexander Oertlin

Jeder, der selbst ein 10" Meade - Teleskop in Gabelmontierung besitzt weiß, wie mühsam das Auf- und Abbauen des Gerätes sowie die Ausrichtung ist. Das Ganze bei minus 10°C und im tiefen Schnee macht nicht wirklich Spaß. So kam mir im Winter 2010/2011 die Idee zum Bau eines ferngesteuerten oder Remote-Teleskops.

Die Voraussetzungen waren ja gegeben: Ein Teleskop in einer Gabelmontierung, welche vom PC aus gesteuert werden kann. Eine Kamera war auch vorhanden. Weiter wurde eigentlich nichts gebraucht.

Zuerst machte ich mir Gedanken auf Papier: Was sollte das Teleskop können bzw. was kann es schon? Was muss an Equipment neu dazu, was habe ich schon? Wie baue ich die Verbindung auf? Welcher Schutzbau soll es sein? Das waren viele Fragen, für die Antworten brauchte ich dann bis Juni 2011.

Eines stand auf jedem Fall im Vordergrund: So kostengünstig wie nur möglich und mit einfachsten Mitteln. Da ich kein Wissenschaftler bin und dies nur als Hobby betreibe und ich auch kein Geld damit verdienen möchte, brauchte die Anlage keine hochmoderne und teure Bestandteile. So begann also im Juli 2011 der Bau.

Als erstes musste natürlich ein Schutzbau geschaffen werden. Ich entschied mich für eine einfache Kiste, die zur Hälfte geöffnet werden kann. Eine Kuppel oder ein ähnlich fertig aufgebauter Schutzbau „von der Stange“ war einfach finanziell nicht möglich. Außerdem brauchte es bei dem Bewegungsradius des Teleskops keine 2m-Kuppel.

Die Box erhielt die Maße 85x85x90cm und wurde aus 1cm-OSB-Platte gefertigt. Anschließend wurde die Box in der Farbe meines Holzbalkons lackiert, damit sie nicht so auffällt. Ein Spindelantrieb aus einem ehemaligen Krankenbett lässt die Box auf- und zufahren. Der Motor schafft 6000N, also mehr als genug für die Beobachtungskiste. Um die Polarität des Motors für das Öffnen und Schließen zu wechseln, habe ich mir eine einfache Relaisschaltung einfallen lassen. Die Relais schaffen es auch, den nötigen Strom, den der Motor braucht, zu schalten. Für einen gelernten KFZ-Elektriker und KFZ-Meister stellt dies ja keine Hürde dar.

Um die Relais-Schaltung über einen PC ansteuern zu können, bedarf es natürlich noch weiterer Elektronik. Fündig wurde ich bei www.onlinesteuerung.de, hier gibt es eine USB-Relaiskarte mit dazugehöriger Software zum Selbstbau. Dies ist die ultimative Lösung zum Steuern aller Funktionen. Man muss nur darauf achten, dass die Relais bei dieser Steuerung nur 1A schalten können. Ich schalte damit dann immer Relais, die größere Ströme schalten können, z. B. für die Fokussiereinrichtung und die Peltier-Kühlung der Kamera.

Die Fokussiereinrichtung besteht aus einem 12V- Getriebemotor mit einem Ritzel für Zahnriemen am Motorausgang. Der Zahnriemen liegt am anderen Ende auf dem Drehknopf für die Hauptspiegelfokussierung. Hier wird die Polarität des Motors ebenfalls über eine einfache Relaisschaltung geändert. In der Software zur USB-Relaiskarte kann die Zeit zur Ansteuerung des Motors geändert werden. So sind auch kleine Bewegungen möglich.

Für die Peltier-Kühlung kann man natürlich ein paar Stufen einstellen. Sie schafft es, die Kamera um 15°C zur Umgebungstemperatur abzukühlen. Bei der verbauten Größe ist eine weitere Temperatursenkung nicht möglich. Eine noch größere Variante war nicht machbar, da dann das Peltier-Element nicht mehr auf die Rückseite des Kameragehäuses passte. Vor der Montage der Kühlung musste das Kameragehäuse auf der Rückseite eben gefräst oder plan geschliffen werden. Da nach einer längeren Zeit der CCD-Sensor der Kamera beschlägt, musste ich Trockenmittel in der Nähe des Sensors anbringen, er bleibt nun beschlagfrei.

Als Kamera dient übrigens eine Meade DS12 Pro. Die Brennweite von 2500mm wird durch einen f6,3 Flattener/Reducer verkleinert. Zusätzlich habe ich noch einen 0,5fach Reducer in der Optik. Als Filter benutze ich einen V-Filter von Baader.

Um das Ganze jetzt fernzusteuern, brauchte ich einen PC in der Box, welcher mit der Kamera, dem Teleskop, der USB-Relaiskarte und natürlich dem Internet verbunden ist. Ich konnte günstig ein Netbook ersteigern. Dieses ist sehr klein und somit optimal für die Kiste. Rechnerleistung braucht das Netbook für die Fernsteuerung auch nicht viel. Auf diesem Rechner läuft nun die ganze Software für die Geräte. Um nun über das Internet auf den Rechner zu gelangen, muss ein Remote-Desktop-Programm installiert sein. Ich benutze die beliebte Software TeamViewer. Das Programm stellt den Desktop des Rechners in der Box auf meinem Arbeits-PC dar. So kann ich mit dem Netbook in der Box arbeiten, als wenn ich direkt vor ihm säße.

Im August 2011 wurde nun alles in der Kiste verbaut. Dazu kam noch die Spannungsversorgung für das Teleskop, die aus zwei 12V-Motorradbatterien und dazu gehörigem Ladegerät besteht. So ist gewährleistet, dass das Teleskop nach einem Stromausfall nicht wieder neu ausgerichtet werden muss, sondern immer angeschaltet und in der Parkposition belassen werden kann. Die von Meade integrierte Park-Funktion läuft übrigens nicht richtig. Ich fahre nach einer Sitzung einfach ein einprogrammiertes terrestrisches Ziel an.

Nun konnte es mit dem Beobachten losgehen. Dies funktioniert bis heute wunderbar. Natürlich hat das Ganze auch noch ein paar Fehlerchen. Zum Teil hängt sich schon einmal die Software auf und die Montierung ist nicht hundertprozentig gearbeitet. Die Kiste hat inzwischen sogar schwere Stürme sowie starken Regen schadlos überstanden und ist vollkommen dicht.

Was noch fehlt und in Zukunft gemacht werden muss: Webcam, eine Heizung für den Tubus, da dieser beschlägt sowie eine Belüftung der Box, weil im Sommer bis zu 50°C in der Box zu messen sind, für die Elektronik und Optik ist dies auf Dauer nicht so gut.

Während des Baus der Anlage stand ich in Kontakt mit Herrn Pagel, da die BAV selbst ein solches Teleskop plant. In dieser Sache ist noch nichts entschieden, ich stelle mein Gerät aber gerne für eine mögliche Nutzung durch die BAV zur Verfügung.

Ich würde mich freuen, wenn mein Teleskop auch von anderen Vereinsmitgliedern genutzt werden würde. Dafür ist es ja auch da. Für Kritik und Verbesserungsvorschläge bin ich immer offen.

Homepage für das Teleskop: www.OALAT.de



AAVSO Jahrestreffen zum 100 jährigen Bestehen

F.-J. (Josch) Hamsch

Im Herzen von Boston, USA, fand das 100jährige Jubiläumstreffen der AAVSO statt. Vom 5. bis zum 9. Oktober trafen sich Professionelle und Amateurastronomen zum Austausch von Beobachtungsergebnissen und zu einem Rückblick auf die 100jährige Geschichte der AAVSO. Am ersten Tag wurde in verschiedenen Vorträgen die ersten 100 Jahre der AAVSO behandelt. Es wurde gezeigt, wie die Vereinigung entstand und wie sie die Jahrzehnte überdauert hat. Danach kamen einige Vorträge von Vereinigungen in der restlichen Welt, die sich auch mit Veränderlichen Sternen beschäftigen. Dabei präsentierte ich die BAV und die Vereinigung GEOS in zwei Vorträgen, wobei die Folien, die mir zugehen, verwendet wurden. Danke an Joachim Hübscher und Jean Francois Le Borgne.

Am zweiten Tag ging es per Bus vom Tagungshotel zum neuen Hauptquartier der AAVSO, wo eine Geburtstagsfeier stattfand. Es gab Kaffee und Kuchen und man konnte das neue Buch der AAVSO signieren, das dann in eine sogenannte Zeitkapsel gelegt wurde, um in 25 oder 50 Jahren zur nächsten Geburtstagsfeier wieder zum Vorschein zu kommen. Danach wurde die AAVSO-Plakette im Eingangsbereich enthüllt und das Gebäude offiziell eingeweiht (siehe Photo auf der AAVSO Webseite).

Am nächsten Tag waren dann die Fachvorträge an der Reihe. M. Motta sprach über Lichtverschmutzung und deren medizinische Effekte. Es ging hauptsächlich um Melatonin, das während der Nacht produziert wird und die Aufhellung durch Lichtverschmutzung unterdrückt diesen Produktionsprozess. In Untersuchungen hat sich gezeigt, dass Lichtverschmutzung zu einer Erhöhung des Krebsrisiko führen kann.

K. Meech (professioneller Astronom) sprach über eine internationale Kampagne für die EPOXI Mission. Diese hatte den Komet Hartley 2 als Ziel. Bei der photometrischen Beobachtung des Kometen von der Erde aus trugen hauptsächlich Amateure bei. Aus den Helligkeiten wurden theoretische Modelle entwickelt, um die Helligkeit des Kometen als Funktion des Sonnenabstandes zu bestimmen.

J. Percy sprach über RR-Lyr-Sterne, die zusammen mit einigen Studenten analysiert wurden. Dabei wurde die GEOS-Datenbank der Maxima der RR-Lyr-Sterne benutzt, um von gut beobachteten Sternen mit vielen Maxima (O-C)-Diagramme zu generieren und zu untersuchen, ob man mithilfe der Diagramme etwas über die Stellare Evolution lernen kann.

P. Szkody sprach über 28 Jahre CV-Untersuchung, zu der viele AAVSO Beobachter beigetragen haben. Sie präsentierte die Resultate, die in dieser Zeit gemacht wurden und zu professionellen Publikationen führten. Dazu wurden auch Großteleskope und Satelliten benutzt. Zwei Weiße Zwerge (GW Lib und V455 And) wurden über mehrere

Jahre mit dem HST beobachtet, wobei Amateure gefragt wurden, um die Helligkeiten zu messen, damit die Sterne nicht in deren Maxima mit dem HST beobachtet wurden, da die Sterne dann die CCD-Detektoren im HST saturieren würde. Die Z-Campaign-Resultate wurden auch besprochen am Beispiel von zwei speziellen Sternen: IW And und V513 Cas.

R. Hatch gab eine historische Übersicht zur Beobachtung von Mira. Anschließend kamen noch zwei historische Vorträge über einige hauptsächlich in den USA bekannte Astronomen.

J. Riggs gab einen statistischen Überblick über Sonnenfleckenzahlen. Sie gab einen historischen Überblick, wie es zu den Sonnenfleckenrelativzahlen kam und wie sie statistisch ausgewertet werden.

S. Otero sprach über die Datenbank für Veränderliche der AAVSO (VSX). P. Wils, C. Watson, M. Simonsen und S. Otero sind diejenigen, die VSX unterhalten und anfüllen. Beinahe 200.000 Sterne sind mittlerweile in der VSX-Datenbank enthalten. Davon wurden ca. 3000 Sterne durch Amateure neu entdeckt. Für Sterne auf der Südhalbkugel wurden die ASAS-3 - Daten benutzt. Verschiedene Kataloge wurden geprüft, um Duplikate in der Datenbank aufzuspüren. Er zeigte ein Beispiel, wo 33 Duplikate in beinahe der gleichen Himmelsposition aufgelistet waren.

C. Watson sprach über die nächste Version von VSX (Version 2), die sich momentan in der Entwicklung befindet. Ein Problem ist wohl das momentane Design der Datenbank, das nicht für die Zukunft der kommenden Surveys gemacht ist. Auch wird die momentane Benutzerschnittstelle angepasst. In der neuen Version wird man viel mehr Veränderungen an dem Interface und den Daten machen können, z.B. den Typ des Sterns ändern etc. Farbinformation (B,V,I) wird auch zur Verfügung stehen wenn diese bekannt ist.

S. Slater beschrieb eine Fragenaktion, die u. .a mit den Mitgliedern der AAVSO durchgeführt wurde. Die Analyse der Resultate wurde vorgestellt. Die AAVSO-Gruppe schnitt überproportional gut ab im Vergleich zu Astronomiestudenten und der normalen Bevölkerung in den USA. Es war ein sehr interessanter Vortrag über den normalen Wissensstands der Amerikaner.

J. Horne gab einen Vortrag über seine Studie zu RS Sge. Er stellte eine Langzeitvariation von ungefähr 1200 Tagen und eine Kurzzeitvariation von ca. 44 Tagen fest. In den Daten wurde auch nach Verfinsterungen gesucht. V, R, I und B Daten wurden gezeigt, die keine tiefen Minima zeigten. Als Verfinsterung wird nur ein Wert von ca. 0.15 mag erwartet, basierend auf älteren Messungen von 1985, wobei die Helligkeit des Sterns um ca. 0.8 mag variiert. Um in 2010 und 2011 diesen Stern zu verfolgen, wurden auch AAVSONet-Teleskope benutzt.

H. Smith sprach über RR-Lyr-Sterne und den Blazhko-Effekt. Er behandelte auch die bei manchen RR-Lyr-Sternen auftretenden Periodenänderungen, wo lange Beobachtungszeiträume nötig sind, um aus den Änderungen irgendwelche Schlüsse ziehen zu können. Sogenannte Double-Mode-Sterne kamen auch zur Sprache. Er berichtete auch von einem RR-Lyr-Stern, bei welchem sich herausstellte, dass sich die Pulsation auch von Double-Mode-Sternen verändert. Die von dem Kepler-Satelliten beobachtete Periodendopplung wurde auch angesprochen, entdeckt an RR Lyr.

E. Guinan sprach über Bedeckungsveränderliche, die keine Bedeckung mehr zeigen. Wohl ca. 60% aller Sterne sind Doppelsternsysteme. Darunter sind nur 0.6% Bedeckungsveränderliche. Durch die Kenntnis von spektroskopischen Daten kann man verschiedene Parameter der Sterne wie Masse, Temperatur etc. bestimmen. Der Stern QX Cas wurde beobachtet, um die Entfernung zu NGC7790 zu bestimmen. Um das zu bewerkstelligen, wurde vorher die Entfernung zu der Großen und Kleinen Magellanschen Wolke mit einer Genauigkeit von 4% bestimmt. Der Stern hat eine Periode von ca. 6 Tagen und auch mit weltweiter Beobachtungsunterstützung zeigte sich keine Verfinsterung mehr. Es hat sich wohl die Inklination von ca. 85 Grad zu ca. 75 Grad reduziert. Wahrscheinlich gibt es einen dritten Begleiter, der das System stört. Er präsentierte noch eine Liste von Sternen, die entweder keine Verfinsterung mehr zeigen oder bei denen eine sogenannte Apsidendrehung beobachtet wurde

K. Paxson gab eine Übersicht über digitale Archivierung der alten Beobachtungen aus dem 19. Jahrhundert.

L. Wilson hielt einen Vortrag über Planetarische Nebel und deren Entstehung nach Modellrechnungen. Als Resultat zeigte sich, dass diese Nebel wohl hauptsächlich in binären Sternsystemen entstehen.

Ich selbst hielt einen Vortrag über meine Beobachtungsergebnisse zu RR-Lyr-Sternen, High Amplitude Delta Scuti (HADS) Sternen und Kataklysmischen Veränderlichen, die in den letzten Monaten gemacht wurden. Viele Daten wurden dabei von mir entweder über ein AAVSONet-Teleskop in New Mexico oder meine Remote Sternwarte in Chile gewonnen.

Zu jedem Vortrag wurde von den Autoren ein Beitrag für ein speziell zum Jubiläum herausgegebenes AAVSO Journal erbeten. Genaueres zu den behandelten Themen lässt sich dann dort nachlesen. Insgesamt war es ein sehr interessantes Treffen und die Mühe der langen Anreise wert.

Bedeckungsveränderliche:

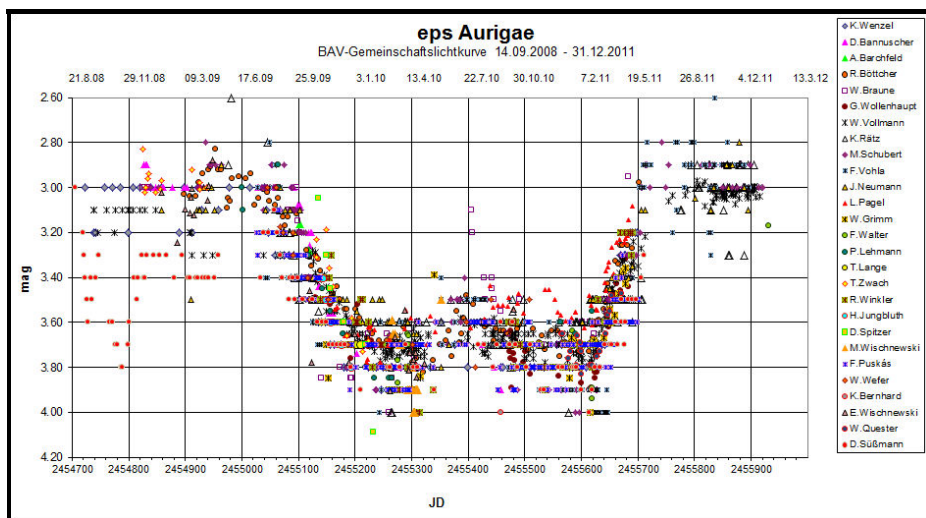
Epsilon Aurigae Kurzer Rückblick auf eine lange Beobachtungskampagne

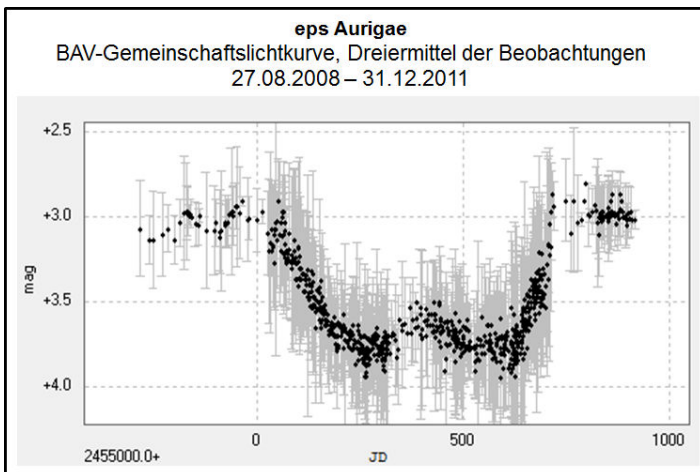
Frank Walter

Drei Jahre lang, von 2009 bis 2011 lief unsere Beobachtungskampagne für das seltene Ereignis einer Bedeckung des Sterns ϵ Aur. Mit dem Ende des Jahres 2011 ist nun der Stern im „Normallicht“, das bei mag 3.0 liegt, mit leichten Schwankungen. Wir beenden die Kampagne, und hier erscheint zum letzten Mal ein kurzer zusammenfassender Bericht.

An der Kampagne haben sich 28 Beobachter aus Deutschland, Österreich und Ungarn beteiligt. Sie haben mir für die Zeit vom 27.08.2008 bis zum 31.12.2011 insgesamt 2297 Helligkeitsschätzungen / -messungen zugesandt. Das sind im Durchschnitt 1,8 Beobachtungen pro Tag. Eine fast lückenlose Verfolgung des Sterns und ein beachtliches Ergebnis! Die Helligkeitsbestimmungen wurden aus 1653 Schätzungen visueller Beobachtungen und 644 DSLR- bzw. CCD-Aufnahmen gewonnen. Ich danke allen, die sich beteiligt haben, sehr herzlich.

Im Folgenden werden noch einmal die Gemeinschaftslichtkurve mit allen Datenpunkten und eine daraus mit Hilfe des Programms Peranso geglättete Lichtkurve (Binning = 3). gezeigt. Diese Kurven, eine Liste mit allen Beobachtungsergebnissen sowie Informationsmaterial zur Natur von ϵ Aur finden sich nach wie vor auf unserer Webpage www.bav-astro.de/BAV-news.php?kennung=eps-aur.





Ich nehme weiterhin Helligkeitsschätzungen / -messungen gerne entgegen und werde damit die Informationen auf der Webpage aktualisieren, denn ϵ Aur ist auch im Normallicht für Überraschungen gut.

Änderungen der BAV-Programme für Bedeckungsveränderliche

Frank Walter

Es ist dem aufmerksamen Leser des Circulars 2012, das mit dem letzten Rundbrief versandt wurde, vielleicht nicht entgangen, dass einige Änderungen gegenüber dem Vorjahr vorgenommen wurden.

In den Programmen waren Sterne mit unbekannten Elementen enthalten. Sie sind im GCVS zum Teil als BV gekennzeichnet, jedoch ist diese Klassifizierung nicht gesichert, in zwei Fällen sogar falsch. Beobachtete Minima liegen in der Lichtenknecker Database nicht vor. Aufgrund der fehlenden Dokumente ließen sich natürlich keine Vorhersagen über Minimumzeitpunkte machen. Die Sterne wurden deshalb aus den Programmen entfernt. Die Klärung ihrer wahren Natur bleibt besonderen Aktivitäten der Veränderlichenbeobachter vorbehalten. Es handelt sich um die Sterne:

DP Cam, DG Cet., TV LMi, DQ Mon, QS Ser

Elemente unbekannt

CG Boo
V1816 Cyg
HP Lyr

ist Typ RRab
ist Typ BY Dra
ist Typ RV Tau

Frank Walter, Denninger Str. 217, 81927 München, 089-9 30 27 38,
walterfrk@aol.com

Mirasterne:

Neues zu vernachlässigten Mirasternen

Frank Vohla

Mit dem Rückgang der visuellen Beobachtungen ging auch die Anzahl der Mirasternbeobachter in der BAV zurück. Das war im Jahr 2010 Anlass zu einer Bestandsaufnahme, ob das 80 Sterne umfassende Programm unserer Arbeitsgemeinschaft aufrecht erhalten wird. Dabei fielen folgende Sterne als lange nicht beobachtet auf: ZZ Gem, CD Gem, RU Her, S Lac, Z Oph, Y Ori, TW Per, R Tau, S Tau, IK Tau und V Vir. Ein Teil dieser Sterne war wegen zeitlich ungünstig liegender Maxima nicht beobachtet worden, bei anderen lag es tatsächlich am Personalmangel. Seit 2010 werden nun bei diesen Sternen die Lücken geschlossen. Im Mai 2011 lagen in Hartha erste Ergebnisse vor [1]. Bei ZZ Gem und S Lac wurden Abstiege beobachtet. Mit Hinzunahme ausländischer Beobachtungen ließen sich die Maximazeitpunkte bestimmen. Bei TW Per und V Vir reichten BAV-Beobachtungen zur Bestimmung der Maxima aus. In der Zeitspanne bis zum Redaktionsschluss des BAV Rundbriefes 1/2012 standen noch folgende Maxima an:

S Lac :	Anfang Oktober 2011
Z Oph:	Anfang Dezember 2011
Y Ori:	Anfang Januar 2012
TW Per:	Mitte Dezember 2011
R Tau:	Mitte Januar 2012

S Lac

Das mit Zuhilfenahme internationaler Beobachtungen bestimmte Maximum vom Anfang des Jahres hatte mich veranlasst, für das BAV Circular mit einem (B-R)-Wert von - 40 Tagen zu rechnen.

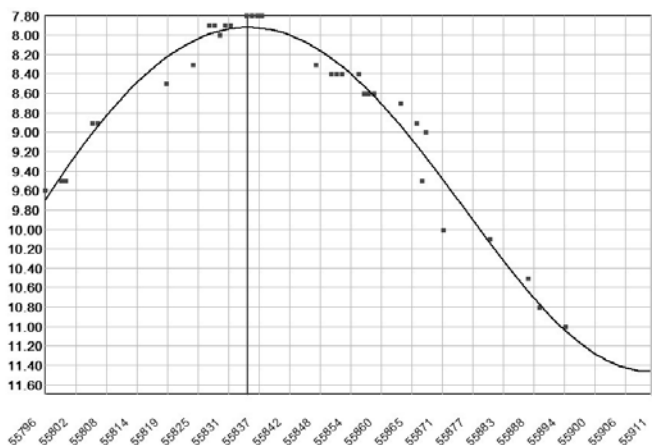


Abb. 1: S Lac nach Beobachtungen von F. Vohla (34 Schätzungen)

Das folgende Maximum JD 2455835 wich nur wenig von dem vorhergesagtem Maximum JD 2455839 ab. Die instantanen Elemente $JD\ 2443764 + 241^d,5 \cdot E$ können somit weiter verwendet werden.

Die Bedingungen zur Beobachtung des Maximum vom Oktober 2011 waren ideal. Der Stern stand abends hoch über dem Horizont und eine anhaltende Schönwetterperiode ermöglichte eine dichte Beobachtungsreihe. Zur Darstellung der Lichtkurve und der Bestimmung des Zeitpunktes des Maximums fand FourierFit 1.4 von Lienhard Pagel Verwendung. Gleiches gilt für die folgenden Sterne.

Z Oph

Wenn man morgens und abends beobachtet, ist Z Oph fast ganzjährig zu sehen. Eine Unterbrechung gibt es nur im Dezember, wenn der heliakische Untergang in den heliakischen Aufgang umschlägt. Wenn das Maximum am Dezemberanfang liegt, ist das ungünstig, weil dann der Beginn des Abstiegs verloren geht. Der Stern hat eine Periode von 349 Tagen. Die Maxima kommen somit auch nicht so schnell weg von der Problemzone.

Für die Prognose im BAV Circular hatte ich mit einem (B-R)-Wert von 60 Tagen ohne Periodenkorrektur gearbeitet. Wegen starker Streuung der Werte war das unsicher. Im November 2011 hatte sich Z Oph erwartungsgemäß auf eine Maximumshelligkeit von knapp 8^m eingeregelt. Im Dezember erschwerte neben der ungünstigen Position schlechtes Wetter das Beobachten. Anfang Januar 2012 gelangen erste Beobachtungen am Morgenhimmel und der Veränderliche stand immer noch im Maximum. Die Chancen auf eine Bestimmung des Zeitpunktes des Maximums stehen nun gut, da sich die Sichtbarkeitsbedingungen ständig verbessern.

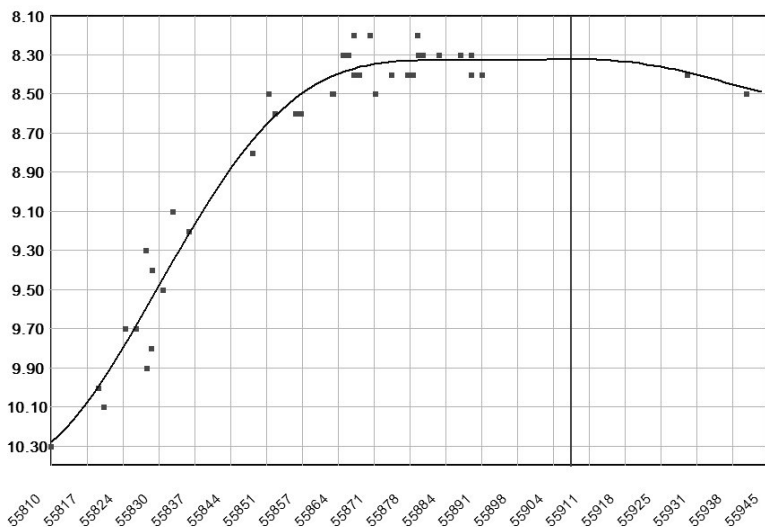


Abb. 2: Z Oph nach Beobachtungen von Kirsch (21 Sch.) und Vohla (17 Sch.)

Y Ori

Die Datenlage ist bei Y Ori dürrtig. Mit GCVS-Elementen wäre ein Maximum Anfang Januar zu erwarten gewesen. Im Spätherbst tat sich noch nichts. Eine erste Sichtung gelang erst am Abend des 14. Januar bei 11^m,6. Das Maximum dürfte sich damit in den Februar verspäten.

TW Per

Bei diesem Stern ließ sich bereits ein Maximum im Januar 2011 mit BAV-Beobachtungen erfassen. Dieses hatte ein (B-R)-Wert von 64 Tagen. Ältere Maxima aus dem Jahre 2000 lagen ebenfalls in diesem Bereich, was für die Vorhersage im BAV Circular eine Verschiebung um zwei Monate nahe legte. Damit hätte das Maximum etwa Mitte Dezember 2011 stattfinden sollen. Schlechtes Wetter erschwerte die Beobachtungen. Am 15.12. schätzte ich 12^m,5. Sollte das Maximum so schwach sein? Am 30.12. war der Stern auf 12^m,1 angestiegen. Dann waren wieder zwei Wochen keine Beobachtungen möglich. Am 13.1.2012 war TW Per wieder etwas heller, diesmal 11^m,7. Die letzte Schätzung vor Fertigstellung dieses Artikels stammt vom 17.1. mit 11^m,4. Der Anstieg war somit einen Monat nach dem erwarteten Maximum noch im Gange. Der (B-R)-Wert für dieses Maximum dürfte noch auf über 100 Tage anwachsen.

R Tau

R Tau steht nahe der Ekliptik und kann deshalb auf der ganzen Erde nicht beobachtet werden, wenn die Sonne im Stier steht. Die instantane Periode von derzeit 324 Tagen weicht nicht sehr von einem Jahr ab. Das hat zur Folge, dass vier Maxima hintereinander nicht beobachtet werden können. Im Januar 2012 sollte es nach so einer Durststrecke wieder ein sehr gut beobachtbares Maximum geben. Mitte Januar schien das Maximum erwartungsgemäß erreicht.

Ausblick und Fazit

Das Maximum von CD Gem sollte im Februar 2012 kommen. Das ist ein günstiger Zeitpunkt. Leider bleibt der Stern im Maximum immer unter der zehnten Größenklasse. Mitte Januar war er noch schwächer als 13^m. Besser steht es um RU Her. Dieser Stern wird im Maximum meist heller als 8^m. Das Maximum im August 2012 ist zeitlich günstig. Bei S Tau beträgt die Periode 375 Tage. Viele Jahre konnte man keine Maxima beobachten, weil sie im Frühling/Sommer stattfanden. Die Jahr für Jahr zehn Tage später eintretenden Maxima werden allmählich wieder beobachtbar. Das nächste müsste Anfang Oktober 2012 sein. Auch bei IK Tau ist ein Maximum im Oktober zu erwarten. Der Stern ist ein Fall für die dickeren „Lichteimer“. Die Helligkeit im Maximum liegt meist bei 12^m.

Sieben der vernachlässigten Sterne wurden wieder beobachtet und es konnten Zeitpunkte von Maxima bestimmt werden. Bei RU Her stehen die Chancen zum nächsten Maximum gut. Bei Y Ori, S Tau, IK Tau und CD Gem stehen erfolgreiche Beobachtungen noch aus.

Quellen

[1] Vohla, F., 2011. Vernachlässigte Mirasterne und positive Entwicklungen, BAV Rundbrief 3 (2011), 179

Kataklysmische Sterne:

Aktivitäten zwischen November 2011 und Januar 2012

Thorsten Lange

SN 2012A in NGC 3236

Die Supernova des Typs IIp in NGC 3236 (Arp 263), einer diffusen Galaxie um einen 9 mag-Stern, wurde am 7. Januar mit 14.6 mag vom Puckett Observatory Supernova Serach entdeckt. Bis zum 20. Januar stieg die Helligkeit auf 13.7 mag. Wolfgang Wenzel und Wolfgang Quester fertigten eine Zeichnung bzw. CCD-Aufnahmen der Supernova an (CCD-Aufnahme siehe unten).

ER UMa

Dieser SU-UMa-Stern zeigte im Dezember einen Superausbruch, bei dem 12.5 mag erreicht und Superbuckel mit einer Periode von 0.06219 Tagen. An der Meßkampagne beteiligte sich u.a. das BAV Mitglied Josch Hamsch. Der Ausbruch dauerte mehr als zehn Tage und endete mit einer spontanen Rückkehr auf die Minimalhelligkeit von 15.5 mag innerhalb von zwei Tagen. Am 28. Januar begann der nächste normale Ausbruch des Sterns.

Im Falle einer regelmäßigen Beobachtung sollten Ausbrüche direkt an das VSNET gemeldet werden, damit die Information gleich an CCD-Beobachter mit Möglichkeiten zur Messung von Superbuckeln und anderen Phänomenen in der Lichtkurve ihre Geräte auf den Stern ausrichten können.

Z UMi

Der R-CrB-Stern kehrte Ende 2009 aus einem drei Jahre dauernden Minimum zurück und blieb dann bis Ende Januar 2011 ziemlich konstant um 11.2 mag. Innerhalb von fünf Wochen fiel die Helligkeit auf 13.8 mag ab, bevor im Juli der Wiederanstieg über sechs Wochen auf 11.7 mag begann. Mitte Dezember fiel die Helligkeit erneut und erreichte Ende Januar bereits 14.5 mag mit weiter absteigender Tendenz (Lichtkurve siehe unten).

Beobachtung von Kataklysmischen in der BAV im Jahr 2011

Die Anzahl der eingegangenen Einzelbeobachtungen hat im vergangenen Jahr auf niedrigem Niveau deutlich zugenommen: 29 (17 im Jahr 2010) BAV Mitglieder meldeten insgesamt 3159 (2037) Beobachtungen an 160 (142) Sternen. Bekannte Sterne wie CH Cyg (254), SS Cyg (195), R CrB (152), Z And (129) dominierten, ergänzt von einem Ereignis wie SN 2011FE (103). Die meisten Sterne bleiben unter zehn Daten, einige kommen durch einzelne Beobachter in den Bereich von 20 bis 30 Messungen. Josch Hamsch nimmt aktiv an zahlreichen internationalen Beobachtungskampagnen teil und steuert viele Meßreihen zu Gemeinschaftslichtkurven bei.

Literatur

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

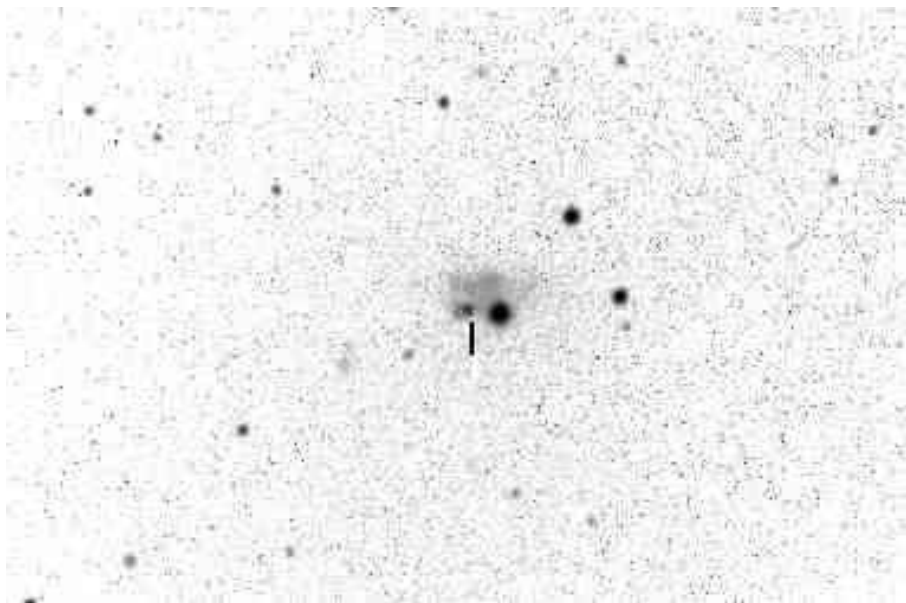


Abb. 1: SN 2012 A in NGC 3239 am 25.1.2012 von Wolfgang Quester

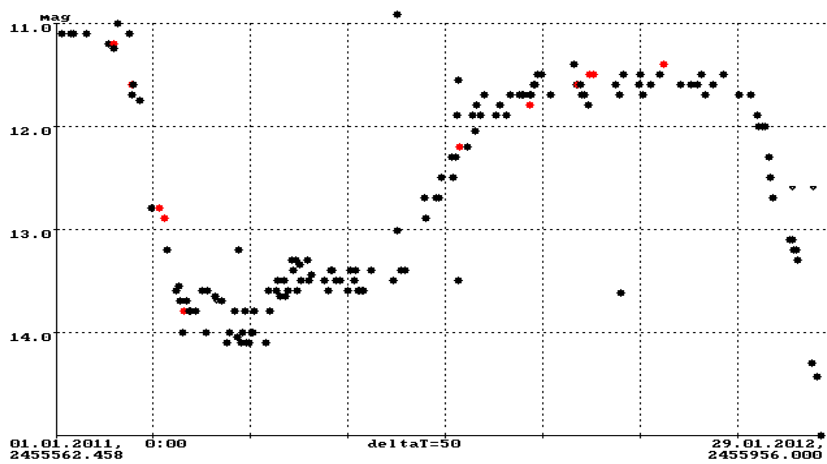


Abb. 2: Z UMi nach Beobachtungen aus dem VSNET und von der BAV

'Auswertung und Publikation der Beobachtungsergebnisse':

BAV Mitteilungen und aktueller Beobachtungseingang

Joachim Hübscher

Beobachtungsmeldungen an die BAV (BAV Blätter Nr. 16)

Dem letzten BAV Rundbrief lagen die BAV Blätter Nr. 16 zum oben angeführten Thema bei. Inzwischen gibt es erste Ergänzungen und Korrekturen. Die aktuelle Version ist unter „<http://www.bav-astro.de/Material/index.php?kennung=weiteres>“ auf der BAV-Website zu finden. Auf der letzten Seite der BAV Blätter Nr.16 sind ab jetzt die jeweiligen Änderungen zu früheren Versionen aufgeführt.

Die Veröffentlichung von Maxima und Minima

Für die nächsten Beobachtungszusammenstellungen von Maxima und Minima gibt es folgenden Redaktionsschluss:

- CCD-Beobachtungen **29.02.2012**
 - Visuelle Beobachtungen **31.08.2012**

Die Beobachter und die Anzahl der Maxima und Minima in 2011

Die Beobachtung von Maxima und Minima im Jahr 2011 hat mit 2.515 Ergebnissen (in 2010: 1.698) einen neuen Höchststand erreicht. Insbesondere die Zunahme aktiver Beobachter auf 43 (in 2010: 30) ist dabei äußerst erfreulich.

Posteingang der Sektion Auswertung

vom 01.11. bis 31.12.2011

Datum	Name	OB	LBL	Σ	EB	RR C	M	SR RV	T:?
08.11.2011	Wischniewski, E.	WS	3	1		1			
13.11.2011	Schmidt, U.	SCI	6	6	6				
18.11.2011	Jungbluth, H.	JU	5	5	5				
20.11.2011	Kriebel, W.	KB	1	1		1			
25.11.2011	Quester, W.	QU	2	2	2				
28.11.2011	Wollenhaupt, G.	WLH	2	2		2			
30.11.2011	Agerer, F.	AG	172	172	158	14			
30.11.2011	Maintz, G.	MZ	4	4		4			
02.12.2011	Kriebel, W.	KB	2	2		2			
02.12.2011	Kriebel, W.	KB	1	1		1			
03.12.2011	Moos, C.	MOO	1	1		1			
03.12.2011	Vollmann, W.	VLM	2	2		2			
04.12.2011	Wollenhaupt, G.	WLH	1	1	1				
09.12.2011	Schmidt, U.	SCI	6	6	6				
12.12.2011	Kriebel, W.	KB	1	1		1			
16.12.2011	Kriebel, W.	KB	2	2		2			
19.12.2011	Wischniewski, N.	WNI	1.Lk	1	1	1			
22.12.2011	Moschner, W.	MS	)						
	Frank, P.	FR	)	67	47	45	2		
27.12.2011	Jungbluth, H.	JU		2	2	2			
30.12.2011	Agerer, F.	AG		190	190	165	25		

Maxima und Minima im Kalenderjahr 2011**Stand: 31. Dezember 2011**

OB	Name	Ort	LD	Σ	EB	RR C	M	SR RV	Eru K	T?
AG	Agerer, Franz	Zweikirchen		1353	1214	139				
BO	Bode, Hans-Joachim	Hannover		7	6	1				
BHE	Böhme, Dietmar	Nessa		6	6					
DI	Diethelm, Dr. Roger	Rodersdorf	<CH>	1		1				
DIE	Dietrich, Martin	Radebeul		4	4					
FLG	Flechsigt, Dr. Gerd-U.	Teterow		1		1				
FR	Frank, Peter	Velden		156	144	12				
GB	Gröbel, Rainer	Eckental		56	56					
JU	Jungbluth, Dr. Hans	Karlsruhe		45	45					
KB	Kriebel, Wolfgang	Schierling		9		9				
KR	Krisch, Günther	Bockenem		36			12	23	1	
MX	Marx, Harald	Korntal-Münchingen		20			20			
MZ	Maintz, Dr. Gisela	Bonn		67	1	66				
MOO	Moos, Carsten	Netphen		1		1				
NMN	Neumann, Jörg	Leipzig		13			4	9		
PGL	Pagel, Prof.Dr. L.	Klockenhagen		173	44	83	33	7	3	3
QU	Quester, Wolfgang	Esslingen-Zell		12	5	7				
RCR	Rätz, Kerstin	Herges-Hallenberg		6	2		4			
RLF	Retzlaff, Dr. Klaus	Groß Ammensleben		5		5				
SIR	Schirmer, Jörg	Willisau	<CH>	26	26					
SCI	Schmidt, Ulrich	Karlsruhe		105	88	17				
SCB	Schubert, Matthias	Stralsund		28			22	6		
SB	Steinbach, Dr. Hans	Neu-Anspach		7		7				
SMN	Schumann, Andreas	Stolzenau		1		1				
SG	Sterzinger, Prof.Dr. P.	Wien	<A>	2				2		
SM	Sturm, Arthur	Saarburg		2			2			
TMG	Team Martinus Gymnasium	Linz	<A>	2		2				
VOH	Vohla, Frank	Altenburg		98			70	20	8	
VLM	Vollmann, Wolfgang	Wien	<A>	5	1	4				
WTR	Walter, Frank	München		4	4					
WNK	Winkler, Roland	Schkeuditz		6			6			
WS	Wischnewski, Erik	Hamburg		1		1				
WN	Wischnewski, Markus	Wennigsen		42	3	39				
WNI	Wischnewski, Niklas	Wennigsen		1		1				
WLH	Wollenhaupt, Guido	Oberwiesenthal		4	1	3				
WU	Wunder, Dr. Edgar	Heidelberg		17	7	10				
Teams:										
DMT	Dumont, Michel	Bailleau l'Eveque	<F>)							
KB	Kriebel, Wolfgang	Schierling	)	1		1				
MS	Moschner, Wolfgang	Lennestadt	)							
FR	Frank, Peter	Velden	)	120	115	5				
RAT	Rätz, Manfred	Herges-Hallenberg	)							
RCR	Rätz, Kerstin	Herges-Hallenberg	)	72	69	3				

43	Beobachter	Maxima / Minima	2.5151841	419	173	67	12	3
-----------	-------------------	------------------------	------------------	------------	------------	-----------	-----------	----------

Ferner sandten Thomas Kaffka, Christian Overhaus, Wolfgang Spiess und Klaus Wenzel erste Lichtkurvenblätter ein.

Begriffserklärungen BAV Rundbrief 1-2012

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".

arXiv

Genannt „The Archive“ ist ein Dokumentenserver für Preprints aus den Bereichen Physik, Mathematik, Informatik und Biologie.

Das Archiv wird von der Cornell University betrieben und finanziert. Mit ca. 3000 neu hochgeladenen Dokumenten und vier Millionen Zugriffen im Monat ist arXiv stark frequentiert und gerade im Bereich Astronomie zu einer sehr wichtigen Quelle geworden.

Im Gegensatz zu Printpublikationen werden Veröffentlichungen ohne Begutachtung akzeptiert. Das Ablegen von Artikeln ist jedoch seit 2004 nur noch möglich, wenn dies durch einen etablierten Autor gebilligt wird („endorsement“) um Spam und grobe Verletzungen der Regeln wissenschaftlichen Publizierens zu vermeiden.

Lagrange Punkte

Joseph-Louis Lagrange konnte 1772 beweisen, dass es in einen eingeschränkten Dreikörperproblem, bei dem der dritte Körper eine vernachlässigbare Masse hat, fünf Punkte im Raum gibt, an denen sich die Gravitationskräfte und die Fliehkräfte gegenseitig aufheben. In der Praxis haben besonders die Punkte L4 und L5 Bedeutung, die sich 60° vor bzw. hinter dem den Zentralkörper umlaufenden Körper befinden. Hier findet man bei einigen Planeten, insbesondere Jupiter, die sogenannten Trojanerplanetoiden.

Roche-Grenze

Edouard Albert Roche berechnete 1850 das ein Himmelskörper der einen Hauptkörper umkreist eine bestimmte Entfernung nicht unterschreiten darf, um nicht durch die Gezeitenkräfte zerrissen zu werden.

Ursache ist der Umstand, dass die Anziehungskraft auf der dem Hauptkörper zugewandten Seite größer ist als auf der abgewandten Seite. Die dabei entstehenden inneren Spannungen überschreiten unterhalb der Roche-Grenze die Gravitationskräfte, die den Körper zusammenhalten.

Die Roche-Grenze gilt allerdings nur für Festkörper, die von ihren eigenen Gravitationskräften zusammengehalten werden und deren mechanische Festigkeit vernachlässigt werden kann. Somit gilt sie z.B. für Planetenmonde, nicht aber für künstliche Satelliten.

BAV-Materialien für Beobachter Veränderlicher Sterne

BAV Einführung in die Beobachtung Veränderlicher Sterne

Die vierte, ergänzte und erweiterte Auflage des bewährten Buches liegt seit Oktober 2009 vor. W. Braune, B. Hassforther und W. Quester beschreiben aus jahrzehntelanger Erfahrung die Beobachtungsvorbereitung, die Beobachtung und die Auswertung der Ergebnisse. CCD-Technik und visuelle Beobachtung sind ausführlich erläutert. Prof. Dr. E. Geyer gibt eine Übersicht der astrophysikalischen Grundlagen. Die 4. Auflage enthält wesentliche Erweiterungen weiterer Autoren zum Thema Auswertung.

318 Seiten, 118 Abbildungen, 10 Tabellen, Format 16 x 22,5 cm, glanzfolienkaschiert **22,00 €**

BAV-Umgebungskarten

Gedruckt auf Karton DIN A5 (solange der Vorrat reicht)

Bedeckungsveränderliche	- Standardprogramm 2010	32 Karten	4,00 €
RR-Lyrae-Sterne	- Standardprogramm	30 Karten	4,00 €
Delta-Scuti-Sterne		27 Karten	3,50 €
Cepheiden	- Feldstechersterne	20 Karten	3,00 €
Cepheiden	- Teleskopische Sterne	35 Karten	4,50 €

Auf CD-ROM im Format JPEG

Sämtliche oben aufgeführten BAV-Umgebungskarten, zusätzlich

Bedeckungsveränderliche	- Beobachtung erwünscht 2010	87 Karten	
Bedeckungsveränderliche	- Langperiodisch 2010	62 Karten	
RR-Lyrae-Sterne	- Programm 90	57 Karten	10,00 €

Hinweis: Für Mirasterne, Halb- und Unregelmäßige, Eruptive und Kataklysmische werden von der BAV die bewährten AAVSO-Karten verwendet. Sie sind unter folgendem Link zu finden: www.aavso.org/observing/charts/vsp/. Bei Fragen hilft Kerstin Rätz (s.Vereinsseite) gern weiter.

BAV Blätter Hilfsmittel zur Vorbereitung und Auswertung von Beobachtungen

1	Kleines Programm - Elf Umgebungskarten für Einsteiger	2. Aufl., 2009	16 S.	2,00 €
2	Tabellen - JD und Tagesbruchteile	4. Aufl., 2007	8 S.	1,00 €
3	Lichtkurvenblätter - Dokumentation von Maxima und Minima	5. Aufl., 2008	16 S.	2,00 €
5	Der Sternhimmel - Mit griechischen Buchstaben aller Sterne	2. Aufl., 2008	4 S.	0,50 €
7	Feldstechersterne - Veränderliche bis zur Grenzgröße 8,5 ^m	3. Aufl., 2006	4 S.	0,50 €
8	Die Übung der Argelandermethode (mit CD-ROM)	3. Aufl., 2010	12 S.	4,00 €
16	Beobachtungen für die BAV	neu 1. Aufl., 2011	5 S.	1,00 €

BAV Informationspaket Die sinnvolle Erstausrüstung für Einsteiger

BAV Einführung,

BAV-Umgebungskarten (Drei gedruckte Sätze (Bedeckungsveränderliche Standardprogramm 2010, RR-Lyrae-Sterne Standardprogramm, Cepheiden Feldstechersterne),

BAV Blätter komplett,

BAV Circular mit aktuellen Jahresvorhersagen zu den BAV-Programmen.

37,50 €

BAV-Materialien auf der BAV-Website! In Kürze können die BAV-Umgebungskarten und BAV Blätter dort unentgeltlich herunter geladen werden. **neu**

Bestellungen bitte an:

BAV, Munsterdamm 90, 12169 Berlin oder zentrale@bav-astro.de
Porto wird zusätzlich in Rechnung gestellt, wir bitten dafür um Verständnis.

BAV-Veröffentlichungen

BAV Mitteilungen Die Beobachtungsergebnisse der BAV seit 1950, mehr als 210 Publikationen.

BAV Rundbrief Das Mitteilungsblatt für unsere BAV-Mitglieder erscheint 4xjährlich seit 1952.

BAV Circular Daten und Jahresvorhersagen zu den Veränderlichen der BAV-Programme.

BAV Dateien Sämtliche Maxima und Minima der BAV seit 1950, über 47.000 Ergebnisse.

Unsere Mitglieder erhalten die BAV Mitteilungen, den BAV Rundbrief und das BAV Circular regelmäßig. Alle BAV-Veröffentlichungen sind auf der BAV Website verfügbar.

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

Anschrift	B A V	Munsterdamm 90	zentrale@bav-astro.de
		12169 Berlin (Germany)	

Vorstand

1. Vorsitzender	Prof. Dr. Lienhard Pagel	Mecklenburger Str. 87 18311 Klockenhagen	Tel. 03 81 - 498 36 08 lienhard.pagel@t-online.de
2. Vorsitzender	Dietmar Bannuscher	Burgstr. 10 56249 Herschbach	Tel. 026 26 - 55 96 dietmar.bannuscher@t-online.de
Geschäftsführer	Joachim Hübscher	Marwitzer Str. 37 a 13589 Berlin	Tel. 030 - 375 56 93 joachim.huebscher@arcor.de

Redakteure

BAV Rundbrief	Dietmar Bannuscher	Tel. 026 26 - 55 96	rundbrief@bav-astro.de
BAV-Website	Wolfgang Grimm	Tel. 061 51 - 66 49 65	webmaster@bav-astro.de
Lichtenknecker-Database	Frank Walter	Tel. 089 - 930 27 38	lkdb@bav-astro.de
VdS-Journal	Dietmar Bannuscher	Tel. 026 26 - 55 96	vdslj@bav-astro.de

BAV-Sektionen und ihre Ansprechpartner

Bedeckungsveränderliche	Frank Walter	Tel. 089 - 930 27 38	bv@bav-astro.de
RR-Lyrae-Sterne	Dr. Hans-M. Steinbach	Tel. 060 81 - 96 51 88	rr@bav-astro.de
Mirasterne	Frank Vohla	Tel. 034 47 - 31 52 46	mira@bav-astro.de
Halb- und Unregelmäßige	Roland Winkler	Tel. 034 204 – 606 68	sr@bav-astro.de
Kataklysmische und Eruptive	Thorsten Lange	Tel. 05 51 – 273 30 62	eru@bav-astro.de
Exoplaneten	Manfred Rätz	Tel. 036 847 - 314 01	exopl@bav-astro.de
CCD-Beobachtung	Wolfgang Quester	Tel. 0711 - 36 67 66	ccd@bav-astro.de
Beobachtungsbearbeitung	Joachim Hübscher	Tel. 030 - 375 56 93	publikat@bav-astro.de

Weitere Ansprechpartner

Cepheiden	Wolfgang Kriebel	Tel. 094 51 - 94 48 60	cep@bav-astro.de
Delta-Scuti-Sterne	Dr. Gerold Monninger	Tel. 062 21 – 41 31 14	dsct@bav-astro.de
Karten	Kerstin Rätz	Tel. 036 847 - 314 01	karten@bav-astro.de
Spektroskopie	Ernst Pollmann	Tel. 0214 - 918 29	spekro@bav-astro.de
BAV-Bibliothek	Werner Braune	Tel. 030 - 34 72 73 31	bibliothek@bav-astro.de

BAV-Website	www.veraenderliche.de / www.veraenderliche.de /	www.bav-astro.de
--------------------	---	-------------------------

BAV-Diskussionsforum	Eine Anleitung zur Anmeldung, siehe www.bav-astro.de/vorstand/forum.php
-----------------------------	--

VdS-Fachgruppe	Die BAV übt die Funktion der Fachgruppe Veränderliche Sterne der VdS aus.
-----------------------	---

Bankverbindung	Konto: 163750102 BIC: PBNKDEFF	BLZ: 10010010 IBAN: DE34100100100163750102	Postbank Berlin
-----------------------	-----------------------------------	---	-----------------

Beobachtungen für die BAV	per Post an die BAV	per E-Mail an data@bav-astro.de
----------------------------------	----------------------------	---

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