

BAV Rundbrief

2020 | Nr. 1 | 69. Jahrgang | ISSN 0405-5497



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

Table of Contents

G. Maintz	<i>RR Lyrae star LY Com - a RRc star with double maximum</i>	1
G. Maintz	<i>RR Lyrae stars CO and UX Lyrae</i>	5

Inhaltsverzeichnis

G. Maintz	Der RR-Lyrae-Stern LY Com - ein RRc-Stern mit Doppelmaximum	1
G. Maintz	Die RR-Lyrae-Sterne CO und UX Lyrae	5

Beobachtungsberichte

N. Steenken / J. Simpson	Welchen Zusammenhang gibt es bei dem Bedeckungsveränderlichen AH Cep zwischen der Lichtkurve und der variablen Polarisation?	9
W. Vollmann	Minimum von Gamma Persei im November 2019	20
W. Vollmann	Minimum von Zeta Aurigae im November 2019 (Okt.-Dez. 2019)	23
K. Bernhard / S. Hümmerich	TW Col: ein α 2-CVn-Veränderlicher mit komplexer Lichtkurve	29
R. Gröbel	Die fortlaufende Beobachtung eines Novaähnlichen Kataklysmischen und Entdeckung eines weiteren Mitglieds dieser Gruppe	33
K. Wenzel	Überraschende Echoausbrüche von ASASSN-18ey und TCP J1040470+4631129	46
D. Bannuscher	Anmerkungen zum BAV Rundbrief 1-2020	49
P. B. Lehmann	Welche Photometrie- und Spektraluntersuchungen sind dem Sternfreund, dem Liebhaber- und Amateurastronomen zugänglich? Teil 3	50
D. Bannuscher	My Cephei (μ Cephei) - ein heller, zirkumpolarer Veränderlicher	54

Aus der Literatur**Aus der BAV**

L. Pagel	Einladung zum BAV-Veränderlichenbeobachter-Treffen am 15. und 16. Mai 2020 in Hartha	56
A. Barchfeld	BAV: Ankündigung SEPA-Eintrag Mitgliederbeiträge 2020	56
G. Flechsig	Nicht nur für Einsteiger: BAV-Urlaubswoche und Veränderlichenbeobachtung 2020	57
D. Bannuscher	Auf der Argelander-Tagung 2019 in Bornheim	58
W. Braune	EQ Lyn - ein Beispiel enger Zusammenarbeit	61
J. Hamsch	Remote Observatory Atacama Desert (ROAD)	63

Aus den Sektionen

T. Lange	Kataklysmische: Aktivitäten zwischen August und November 2019	69
A. Barchfeld	Veröffentlichungen unserer Mitglieder ohne BAV Mitteilungen Nummern	71

Der RR-Lyrae-Stern LY Com - ein RRc-Stern mit Doppelmaximum

RR Lyrae star LY Com - a RRc star with double maximum

Gisela Maintz

Abstract: *LY Com is a relatively new found RR Lyrae star of type RRc. Its period was found 2002. New observations were taken at my private observatory and 8 maxima were observed. LY Com shows a double maximum at all my observations. Its period was revised.*

*LY Com; Max = 2447654.582 + 0.29531105 * E.*

LY Com} = GSC 2532 672, RA = 12 54 47.33; DE = +31 16 45.1 (2000) habe ich schon auf dem Argelandertreffen der BAV in Bornheim vorgestellt. Es ist ein RR-Lyrae-Stern vom Typ RRc und wurde erst 1988 entdeckt. Kinman bestimmte ein erstes Maximum und eine Periode (2002), die auch im GCVS angegeben ist. Alle weiteren Maxima habe ich - soweit mir bekannt - selber beobachtet. Meine Beobachtungen gingen von 2014 bis 2016 und es wurden in 8 Nächten Maxima gewonnen.

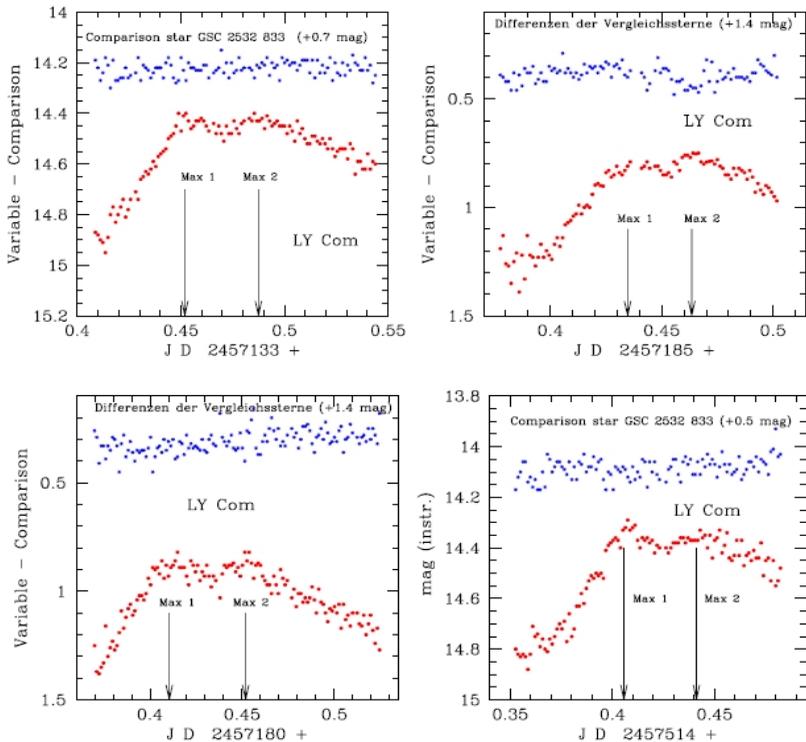


Abb. 1: Vier meiner Lichtkurven von LY Com

Abbildung 1 zeigt vier dieser Lichtkurven. Sie stammen vom 20.4.2015 (links oben), dem 6.6.2015 (rechts oben) sowie dem 11.6.2015 (links unten) und dem 5.5.2016 (rechts unten). Die beiden Maxima des Doppelmaximums wurden jeweils getrennt ausgewertet.

Es ist klar zu erkennen, dass sich die Form der Doppelmaxima von Beobachtung zu Beobachtung leicht verändert. Mal ist das erste Maximum das etwas höhere, mal das zweite. Bei allen Beobachtungen wurde als Vergleichssterne GSC 2532 833 und als Checksterne GSC 2532 694 genommen. Die Differenzen der beiden Vergleichssterne sind oben in den Lichtkurven gezeigt. Da die (B-R)-Werte mit der Periode des GCVS für beide Maxima des Doppelmaximums leicht negativ sind, wurde die Periode von LY Com - unter Beibehaltung der Erstepoche von Kinman - von mir angepasst zu:

LY Com; Max = $2447654.582 + 0.29531105 * E \pm 0.00000002 \text{ d}$

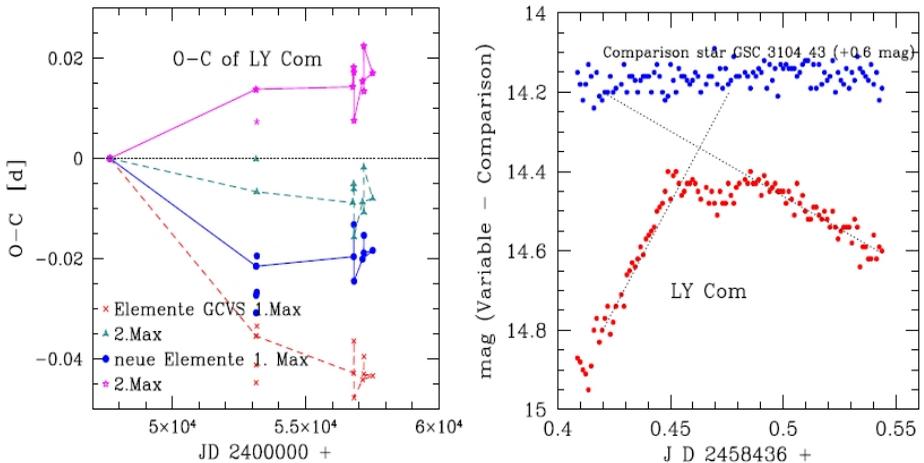


Abb. 2: Links: (B-R) von LY Com getrennt nach 1. und 2. Maximum mit den Elementen des GCVS und der verbesserten Periode von 0.29531105 d. Rechts: Eine Lichtkurve mit einer Auswertung der Maxima über die Flanken.

Abbildung 2 zeigt links die (B-R)-Werte mit den beiden Perioden getrennt nach dem ersten und zweiten Maximum des Doppelmaximums. Dabei liegen die beiden Maxima mit der verbesserten Periode (Punkte und Sternchen) bei (B-R) von -0.02 d bzw. bei +0.02 d, während die beiden mit der Periode des GCVS bei negativen (B-R)-Werten liegen.

Außer meinen Beobachtungen konnten noch Maxima aus 5 Nächten der SWASP-Datenbank bestimmt werden, obwohl die Daten aufgrund des Doppelmaximums eine große Streuung aufweisen. Diese Maxima sind ebenfalls in der Abbildung 2 links eingetragen bei circa JD 245350. Die größere Streuung in deren (B-R)-Werten liegt

leider an der Unsicherheit wegen der Streuung der Daten. Diese Maxima sind in Tabelle 1 aufgeführt.

Abbildung 2 rechts zeigt eine Lichtkurve von LY Com mit einer Auswertung über die Flanken. Mit solch einer Auswertung könnte man einen mittleren Zeitpunkt für die Maxima bestimmen, der in den (B-R)-Werten bei Null liegt. Aber dieser Zeitpunkt ist nicht im Maximum der Lichtkurve, sondern in dem Sattel zwischen den beiden Maxima, so dass man diese Auswertung nicht empfehlen kann.

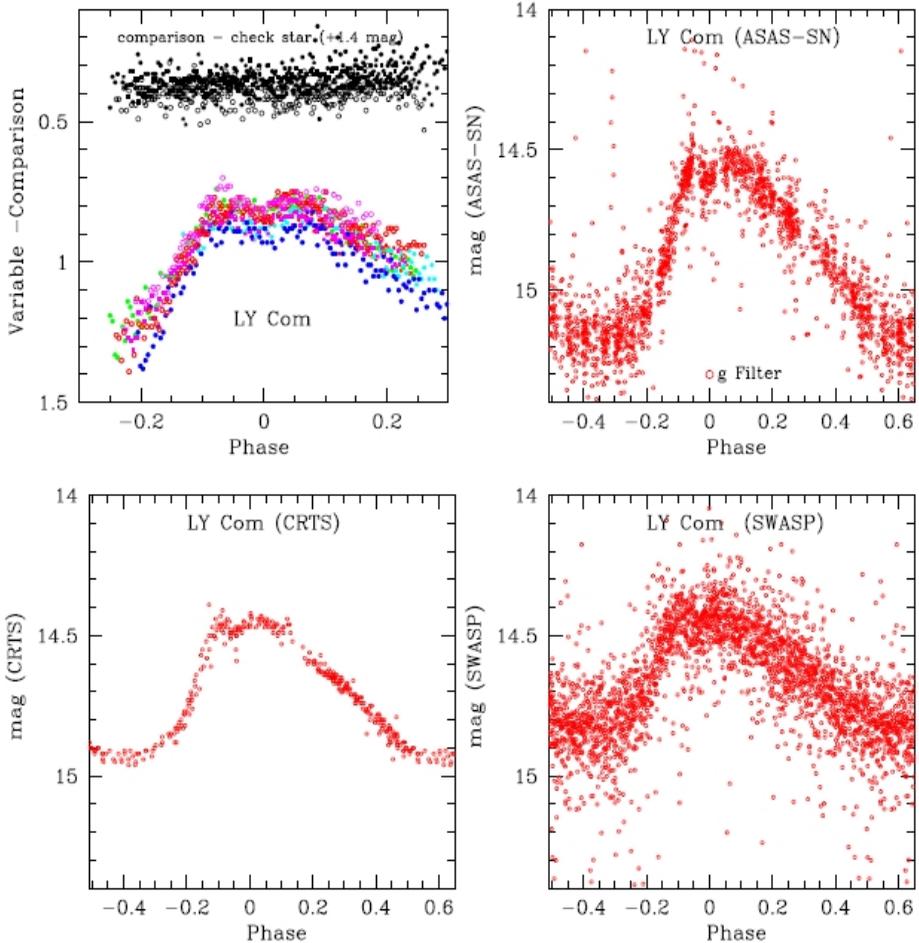


Abb. 3: Alle meine Lichtkurven von LY Com (oben links) und die mit Daten aus dem Internet. Rechts oben: ASAS-SN mit g-Filter, links unten: CRTS und rechts unten SWASP.

den Daten des Internets sind in Abbildung 3 zu sehen. In diesen Abbildungen zeigt sich auch, dass der Blazhko-Effekt von LY Für LY Com gibt es Daten in den Datenbanken von SWASP, ASAS-SN und CRTS. Bei NSVS gibt es nur wenige stark streuende Datenpunkte. Die Lichtkurven meiner Beobachtungen (links oben) sowie die aus Com relativ klein ist, und dass der Stern wohl immer ein Doppelmaximum hat.

Literatur:

Sanduleak, N., ApJ Suppl 66 No.3, 309, 1988
 Kinman, T. D.; Suntzeff, N. B.; Kraft, R. P. 1994
 Kinman, T. D. IBVS 5311 2002
 Hübscher J., BAVJ 2, 2016
 Hübscher J., Lehmann P.B. IBVS 6149 , BAV Mitteilungen No. 238, 2015
 SuperSWASP Wide Angle Search for Planets <http://wasp.cerit-sc.cz/search?>
 Northern Sky Variability Survey <http://skydot.lanl.gov/nsvs/nsvs.php>
 Shappee et al. (2014) and Kochanek et al. (2017)

Danksagung:

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

Gisela Maintz, 53121 Bonn, Römerweg 39, E-Mail: rly-bn@t-online.de

Tabelle 1

Maxima von LY Com aus der SWASP-Datenbank. Die Angaben für (B-R) beziehen sich auf die neu bestimmte Periode.

Stern	Maximum JD	Unsicherheit [d]	(B-R) [d]	n	Bem.	Beobachter
LY Com	2453138.4774	0.070	-0.0308	70	1. Max	SWASP Cam 102
LY Com	2453138.5220	0.070	0.0138	70	2. Max	SWASP Cam 102
LY Com	2453141.4340	0.090	-0.0273	64	1. Max	SWASP Cam 102
LY Com	2453141.5070	0.090	0.0457	64	2. Max	SWASP Cam 102
LY Com	2453143.5070	0.070	-0.0215	64	1. Max	SWASP Cam 102
LY Com	2453143.5740	0.070	0.0455	64	2. Max	SWASP Cam 102
LY Com	2453167.4220	0.070	-0.0267	44	1. Max	SWASP Cam 102
LY Com	2453167.4560	0.070	0.0073	44	2. Max	SWASP Cam 102
LY Com	2453169.4964	0.070	-0.0195	25	1. Max	SWASP Cam 102

Die RR-Lyrae-Sterne CO und UX Lyrae

RR Lyrae stars CO and UX Lyrae

Gisela Maintz

Abstract: CO Lyr and UX Lyr are RR Lyrae stars of type RRab. Both stars are very long neglected. I observed them at my private observatory and found, that they have regular lightcurves without a Blazhko effect. The period of CO Lyr - given in GCVS - proved to be inexact. So both periods were revised to:

CO Lyr: Max = 2458373.3769 + 0.6657742 * E

UX\,Lyr: Max = 2458436.3249 + 0.527370116 * E

Auf der Argelandertagung in Bornheim habe ich schon über vernachlässigte RR-Lyrae-Sterne berichtet, von denen - vor mir - einige bereits über 50 Jahre nicht mehr beobachtet wurden. Hier stelle ich 2 von diesen Sternen vor.

CO Lyr = AN 1929.0220 (RA = 18 41 56.58; DE = +31 38 34.9) ist schon von Hoffmeister (1930) entdeckt worden. Hoffmeister gibt aber nur die Koordinaten und die Amplitude des Sterns an. Die Periode von CO Lyr wurde erst 1959 nach visuellen Beobachtungen von Korovkina (1959a) bestimmt. Danach gab es - meiner Kenntnis nach - keine weiteren Beobachtungen des Sterns (außer automatischen Surveys).

Ich beobachtete CO Lyr von 2016 bis 2018 in 7 Nächten und erhielt dabei 4 Maxima (s. Tab. 1). Die Lichtkurve von CO Lyr ist regelmäßig ohne Blazhko-Effekt. CO Lyr hat nach der Periode im GCVS (0.39973 d) jeden 2. Tag fast zur gleichen Zeit ein Maximum. Dies zeigte sich auch bei meinen Beobachtungen, allerdings mit einem (B-R) von kleiner als -0.1 d gegen die erwartete Maximumszeit. Der Versuch, die Periode an die beobachteten Maxima anzupassen, scheiterte völlig. Die (B-R)-Werte der Maxima waren zwar alle fast null, aber die Lichtkurventeile der verschiedenen Nächte passten - gefaltet mit dieser Periode - nicht aneinander. Deswegen wurde nach einer neuen Periode gesucht. Laut GCVS gab es in den 2 Tagen 5 Epochen, aber die Periode musste länger sein. Ein Versuch mit nur 3 Epochen in den 2 Tagen brachte den gewünschten Erfolg.

Die neuen Elemente von CO Lyr wurden bestimmt zu:

CO Lyr; Max = 2458373.3769 + 0.6657742 * E +/- 0.0000003 d

Mit diesen Elementen passten nun alle Beobachtungen zu einer Gesamtlichtkurve aneinander. Abbildung 1 zeigt links die Lichtkurve von CO Lyr aus meinen Beobachtungen und rechts die (B-R)-Werte mit den neuen Elementen und denen des GCVS.

Von den Daten der Surveys im Internet sind nur die der ASAS-SN-Datenbank gut genug um eine brauchbare Lichtkurve zu ergeben (s. Abb. 3 links). Hier wurden die Daten mit V- und g-Filter verwendet.

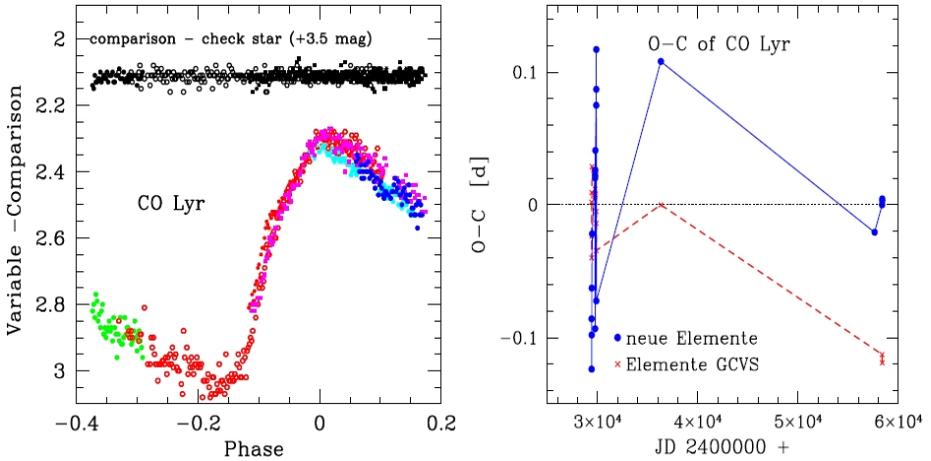
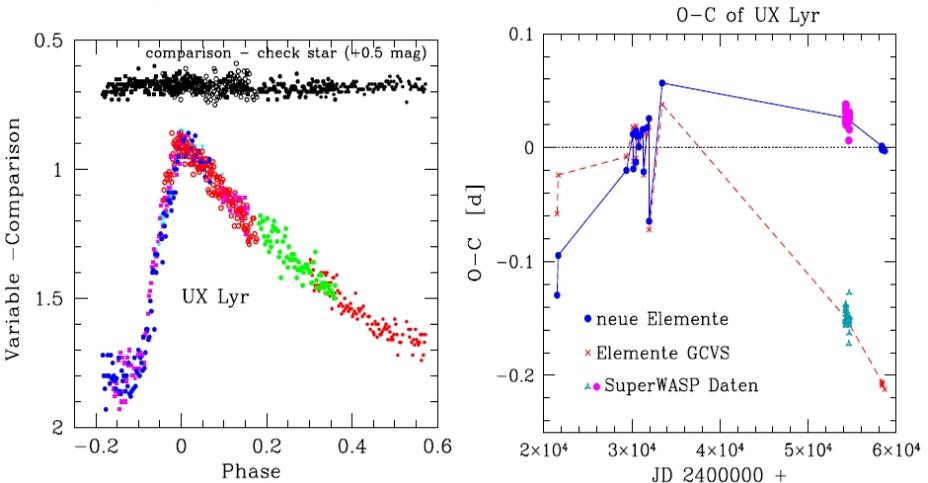


Abb. 1: Links: Meine Beobachtungen von CO Lyr mit den neuen Elementen von $2458373.3769 + 0.6657742 * E$. Rechts: (B-R) von CO Lyr mit den neuen Elementen und denen des GCVS.

UX Lyr = GSC 3104 115 (RA = 18 24 03.69; DE = +39 04' 28.60) ist ebenfalls ein bereits sehr lange bekannter RRab-Stern, der stark vernachlässigt wurde. Er wurde bereits 1914 entdeckt. Seine Periode wurde von Huth (1962) bestimmt aus photographischen Beobachtungen. Das letzte bekannte Maximum stammt aus dem Jahr 1950, abgesehen von automatischen Surveys.



Links: Meine Beobachtungen von UX Lyr mit den neuen Elementen $2458436.3249 + 0.527370116 * E$. Rechts: (B-R) von UX Lyr mit den neuen Elementen und denen des GCVS. Die Maxima aus der SWASP-Datenbank sind mit eingetragen.

Ich habe den Stern von 2015 bis 2019 beobachtet und in 7 Nächten 5 Maxima erhalten (s. Tab. 1). Dabei zeigte sich, dass UX Lyr eine regelmäßige Lichtkurve ohne Blazhko-Effekt hat. Weitere 25 Maxima konnten aus der SWASP-Datenbank bestimmt werden (s. Tab. 1). Mit den neu gewonnenen Maxima wurde die Periode verbessert zu:

$$\text{UX Lyr: Max} = 2458436.3249 + 0.527370116 * E + - 0.000000003 d$$

In Abbildung 2 sind rechts die (B-R)-Werte mit den neuen Elementen und denen des GCVS gezeigt. Die Maxima aus der SWASP-Datenbank sind eingetragen. Links ist die Lichtkurve aller meiner Beobachtungen zu sehen.

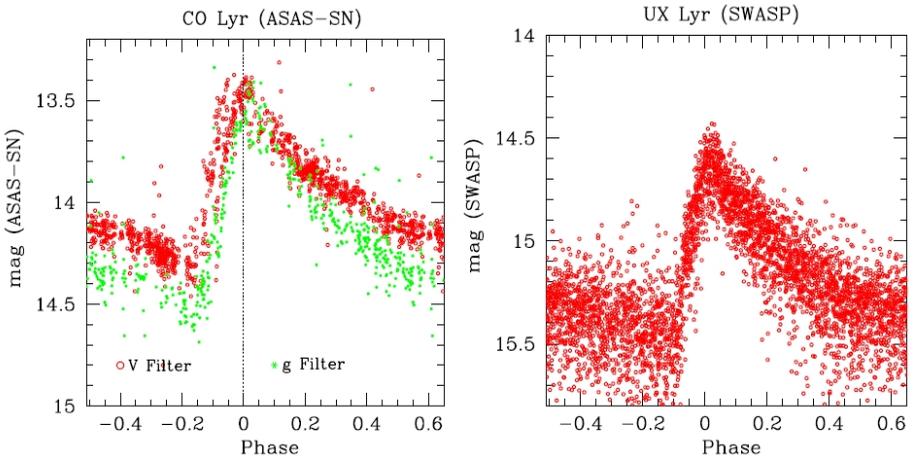


Abb. 3: Links: Lichtkurve der Internet-Daten von CO Lyr von ASAS-SN mit den neuen Elementen von $2458373.37690 + 0.6657742 * E$ mit V- und g-Filter. Rechts: Die Lichtkurve von UX Lyr der SWASP-Datenbank (Kamera 141) mit den verbesserten Elementen.

Abbildung 3 zeigt die Lichtkurve von UX Lyr mit den verbesserten Elementen aus den Daten der SWASP-Datenbank mit der Kamera 141.

Literatur:

Korovkina, 1959a

C.Hoffmeister, Sonn Mitt N17, 1930.

Ahnert et al.,1941, KVBB, 6, 4

Hoffmeister,C.,Astron. Nachr., 201, 1915

H.Huth, MVS N693-694, 1962.

Shappee et al. (2014) und Kochanek et al. (2017)

SuperSWASP Wide Angle Search for Planets <http://wasp.cerit-sc.cz/search?>

Danksagung:

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

Gisela Maintz, Römerweg 39, 53121 Bonn, E-Mail: rrlly-bn@t-online.de

Tabelle 1:

Meine Maxima von CO Lyr und UX Lyr sowie die 25 Maxima von UX Lyr aus Daten der SWASP-Datenbank. Die Angaben für (B-R) beziehen sich auf die neu bestimmten Elemente.

Stern	Maximum JD	Unsicherheit [d]	(B-R) [d]	Epoche n		Beobachter
CO Lyr	2457626.3576	0.002	-0.0207	-1122	102	Maintz
CO Lyr	2458373.3769	0.001	0.0000	0	114	Maintz
CO Lyr	2458387.3612	0.0014	0.0030	21	98	Maintz
CO Lyr	2458389.3599	0.0015	0.0044	24	143	Maintz
UX Lyr	2454231.6260	0.007	0.0230	-7973	38	SWASP Camera 1.41
UX Lyr	2454250.6264	0.005	0.0381	-7937	53	SWASP Camera 1.41
UX Lyr	2454269.6060	0.005	0.0324	-7901	52	SWASP Camera 1.41
UX Lyr	2454270.6533	0.007	0.0249	-7899	37	SWASP Camera 1.41
UX Lyr	2454278.5735	0.007	0.0346	-7884	83	SWASP Camera 1.41
UX Lyr	2454287.5289	0.005	0.0247	-7867	88	SWASP Camera 1.41
UX Lyr	2454288.5852	0.005	0.0263	-7865	91	SWASP Camera 1.41
UX Lyr	2454289.6349	0.006	0.0212	-7863	89	SWASP Camera 1.41
UX Lyr	2454295.4447	0.005	0.030	-7852	79	SWASP Camera 1.41
UX Lyr	2454296.4957	0.005	0.0262	-7850	96	SWASP Camera 1.41
UX Lyr	2454297.5507	0.007	0.0265	-7848	66	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2454305.4722	0.006	0.0374	-7833	71	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2454306.5095	0.007	0.020	-7831	67	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2454324.4435	0.005	0.0234	-7797	54	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2454608.6789	0.008	0.0063	-7258	64	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2454625.5732	0.005	0.0248	-7226	87	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2454626.6311	0.005	0.0279	-7224	93	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2454635.5912	0.005	0.0227	-7207	107	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2454645.6170	0.008	0.0285	-7188	99	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2454652.4711	0.005	0.0268	-7175	114	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2454655.6382	0.008	0.0297	-7169	108	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2454661.5131	0.008	0.1035	-7158	118	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2454663.5351	0.006	0.0160	-7154	116	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2454680.4259	0.007	0.0310	-7122	86	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2454681.4799	0.007	0.0302	-7120	60	SWASP Camera 1.42
UX Lyr	2458350.3649	0.0013	0.0013	-163	86	Maintz
UX Lyr	2458369.3488	0.0015	-0.0001	-127	44	Maintz
UX Lyr	2458379.3671	0.0021	-0.0018	-108	111	Maintz
UX Lyr	2458436.3249	0.0010	0.00	0	101	Maintz
UX Lyr	2458688.4050	0.0017	-0.0028	477	84	Maintz

Alle Maxima sind zur Veröffentlichung eingereicht.

Welchen Zusammenhang gibt es bei dem Bedeckungsveränderlichen AH Cep zwischen der Lichtkurve und der variablen Polarisation?

Nicolaus Steenken und John Simpson

Abstract: *We measured the polarisation of the eclipsing binary AH Cep in 29 nights from November 2019 until February 2020 with Wollaston-Polarimeters. After removing the interstellar component, we were able to analyse the intrinsic polarisation of the star system. It varies between 0.1 % and 0.9% (V) at angles between 80-100 degrees. We found higher intrinsic polarisation during eclipse phases. Polarisation is increasing with smaller wavelenghts. Rayleigh scattering of the starlight on an accretion disk would be a plausible explanation.*

AH Cep ist ein Mehrfachsystem im Sternbild Cepheus vom Typ Beta Lyrae. Es besteht aus jungen B-Sternen, von denen sich die Sterne A und B in 1,77 Tagen umkreisen. Die beiden Hauptsterne A und B sind 30.000 Grad heiÙe B0.5 Sterne mit der 15 bzw. 14-fachen Sonnenmasse und bedecken sich. Sie sind sich so nahe, dass sich ihre Atmosphären berühren und Plasma überströmt. Vermutlich hat sich um den kleineren Stern B eine Akkretionsscheibe gebildet. Im Jahr 2017 entdeckte ein Team um R. Ignace mit dem Röntgensatelliten Chandra, dass AH Cep Röntgenstrahlung emittiert. AH Cep [1] hat zudem eine variable Polarisation, deren Ursprünge offenbar noch nicht geklärt sind. In einer 2008 veröffentlichten Studie konstatiert N. Elias [2] für AH Cep zwar einen Zusammenhang der variablen Polarisation mit der Umlaufperiode, aber auch, dass die Quelle von einem Großteil der Polarisation noch unbekannt ist. Erstaunlicherweise gibt es nur wenige in der Literatur dokumentierte Polarisationsmessungen. Auch in dem sehr umfassenden Beobachtungsprogramm HPOL der University of Wisconsin war AH Cep nicht vertreten.

Da AH Cep gut in den Wintermonaten von uns aus zu beobachten ist, entschlossen wir uns, die variable Polarisation und die Lichtkurve dieses interessanten Sternsystems mit unseren Selbstbau-Polarimetern in verschiedenen Wellenlängenbereichen zu messen. Nachdem wir zunächst unabhängig voneinander ähnliche Wollaston-Polarimeter entwickelt und gebaut hatten, haben wir uns in den vergangenen zwei Jahren intensiv über unsere Erfahrungen ausgetauscht. Die Messgenauigkeit konnten wir so verbessern und wir haben unsere Beobachtungsobjekte abgestimmt.

Zur besseren Vergleichbarkeit haben wir die meisten Messungen im visuellen Bereich (V) durchgeführt. Einer von uns (Simpson) hat zusätzliche Messungen in den Bereichen U, B und R durchgeführt.

Der Aufbau und die Kalibrierung eines Wollaston-Polarimeters (Steenken) ist im BAV-Rundbrief 4/2018 beschrieben.

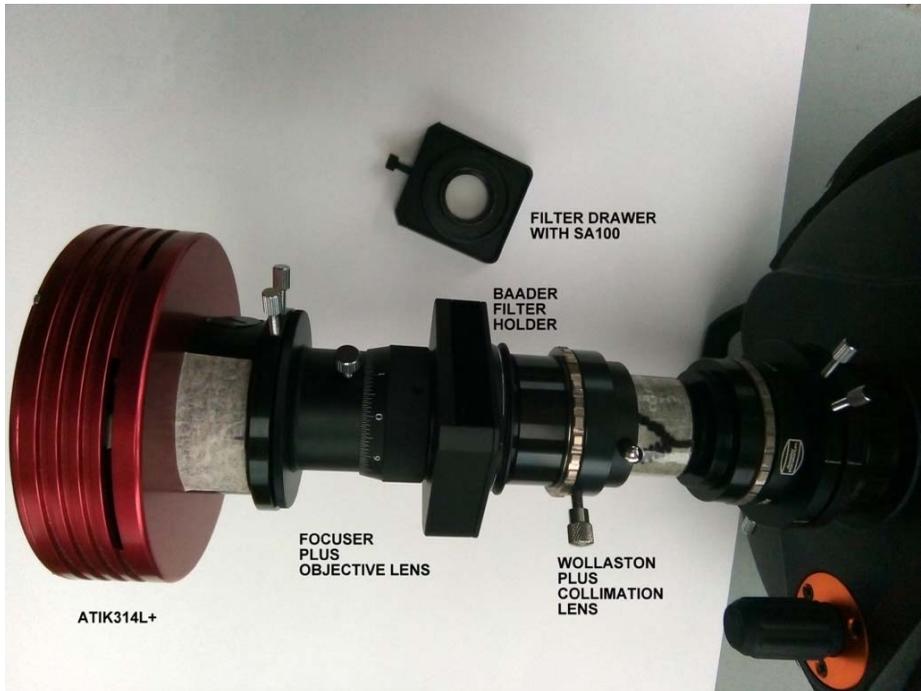


Abb. 1: Selbstbau-Polarimeter von John Simpson. Das Polarimeter verzichtet auf eine drehbare Lambda-Halbe-Platte und wird stattdessen zwischen den Aufnahmen jeweils 45 Grad gedreht

Ein Wollaston-Prisma spaltet das Licht eines Sternes in einen ordentlichen und einen außerordentlichen Strahl auf. Um für die Polarisationsmessungen eine Messgenauigkeit von ca. $\pm 0,1\%$ zu erreichen, werden für jede Messung mehrere Hundert Einzelbilder aufgenommen und auf jedem Bild beide Sternbilder photometrisch vermessen. Das Signal-/Rauschverhältnis der beiden Sternbilder auf einer Einzelaufnahme liegt typischerweise zwischen 500 und 800. Die Polarisationswerte aller Aufnahmen einer Messreihe werden in einer Excel-Tabelle ausgewertet und Mittelwerte der Stokes-Parameter sowie der Messfehler in einem 95%-Konfidenzintervall errechnet. Zur Kalibrierung der Polarimeter verwenden wir bekannte 0-Polarisationssterne, wie Beta Cassiopeiae und Sterne mit hoher konstanter Polarisation, wie Phi Cassiopeiae mit 3,4%.

Im Zeitraum November 2019 bis Anfang Februar 2020 haben wir insgesamt 29 Polarisationsmessungen im V-Bereich durchgeführt und dabei die Variabilität zwischen 1,5% und 1,9% bestätigen können. Hoch war die Veränderung beispielsweise vom 5.1.2020 an dem 1,8% gemessen wurde auf den folgenden Tag mit 1,58% Polarisation. Die Variationen auf der Zeitachse folgen keinem erkennbaren Muster.

Die Helligkeit von AH Cep variiert im visuellen Bereich um etwa 0,4 mag zwischen 6,8 und 7,2 mag, je nachdem, ob sich die Sterne gerade ganz oder teilweise bedecken.

Zur Berechnung der Minima wurde von dem letzten dokumentierten Minimum in der Lichtenknecker-Datenbank ausgegangen $E(0) = 2457923.5087$ am 19.06.2017. Als Vergleichssterne wurde der nahe HD 215371 mit 6,76 mag (visuell) verwendet.

Um die Polarisation im Umlauf des Doppelsternsystems zu untersuchen, wurde die Messungen in ein Phasendiagramm umgerechnet und dargestellt.

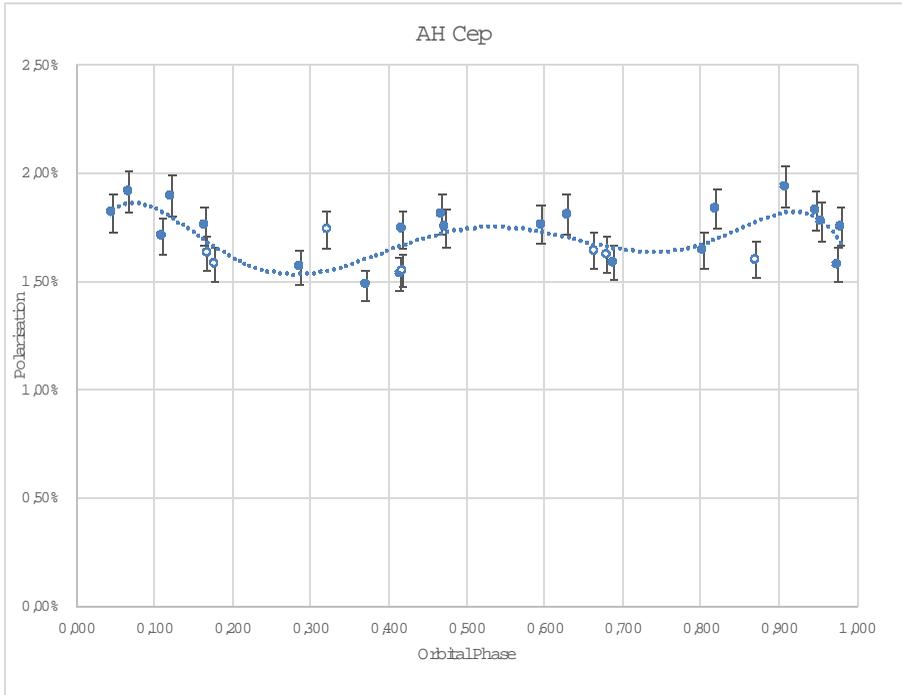


Abb. 4: Polarisation nach Phase. Die Mittelwerte (gestrichelte Linie) zeigen eine Variation der Polarisation mit der Umlaufphase. Punkte (Steenken), Kreise (Simpson)

In Abbildung 4 ist eine leichte Korrelation der Polarisation des Doppelsternsystems mit der Phase zu erkennen.

Die gemessene Polarisation eines Objektes setzt sich aus der der intrinsischen Polarisation des Objektes und der Polarisation durch interstellaren Staub in Richtung des Objektes zusammen. Die interstellare Polarisation wird im Allgemeinen als konstant angenommen. Durch Abschätzen und Entfernen des interstellaren Anteils aus den Polarisationsmessungen kann man die Natur und das Verhalten der intrinsischen Polarisation besser verstehen.

Für diese Schätzung des interstellaren Beitrags stehen zwei Methoden zur Verfügung. In der Vizier-Datenbank kann der Heiles-Katalog (2000) verwendet werden, der mehr als 9.000 Sternpolarisationsmessungen enthält. Wir haben Sterne innerhalb einer 10-Grad-Sichtlinie von AH Cep und im Bereich von 550-750 Parsec ausgewählt und einen abstandsgewichteten Durchschnitt der Polarisation verwendet. Im Ergebnis liegt die interstellare Polarisation bei AH Cep in der Größenordnung von 1,34%. Die Mittelung der Stokes-Q- und U-Komponenten auf ähnliche Weise ergab 58,1 Grad für den Polarisationswinkel.

<u>POLARISATION OF STARS WITHIN 10 deg@ 550-750pc OF AH CEP</u>						
<u>HEILES (2000) CATALOGUE IN VIZIER</u>						
<u>R[pc]</u>	<u>wt=1/dist</u>	<u>P</u>	<u>PA</u>	<u>Q</u>	<u>U</u>	<u>E(B-V)</u>
713	0,014085	0,84	28	0,47	0,70	0,6
568	0,013514	0,75	98	-0,72	-0,21	0,7
560	0,012195	1,26	70	-0,97	0,81	0,2
673	0,032258	0,75	72	-0,61	0,44	0,3
565	0,012987	0,66	87	-0,66	0,07	1
691,8	0,02008	0,98	48	-0,10	0,97	0,6
609	0,030303	1,31	77	-1,18	0,57	0,2
565	0,012987	1,34	44	0,05	1,34	0,4
717	0,013333	2,03	44	0,07	2,03	0,5
550	0,01087	1,17	59	-0,55	1,03	0,6
739	0,010309	0,74	49	-0,10	0,73	0,4
554	0,011364	0,65	55	-0,22	0,61	0,5
747	0,009524	0	0	0,00	0,00	0,6
632	0,100000	2,39	76	-2,11	1,12	0,6
605,5	0,027397	0,51	18	0,41	0,30	0,5
674	0,03125	1,688	68,5	-1,23	1,15	0,4
726	0,011905	0,98	70	-0,75	0,63	0,3
695	0,018868	0	0	0,00	0,00	0,1
631	0,090909	1,6	0,38	1,60	0,02	0,6
684	0,02381	0,7	37	0,19	0,67	0,7
<u>average R</u>	<u>wt sum</u>	<u>average P</u>	<u>PA by av QU</u>	<u>average Q</u>	<u>average U</u>	<u>average E(B-V)</u>
645,0	0,507947	1,0	58,1	-0,32	0,65	0,49
		<u>wt P</u>	<u>PA by wt QU</u>	<u>wt Q</u>	<u>wt U</u>	<u>wt E(B-V)</u>
		1,34	60,0	-0,4	0,63	0,51

Tabelle 1: Auszug aus Heiles (2000) Katalogdaten in Vizier für Sterne innerhalb von 10 Grad von AH Cep

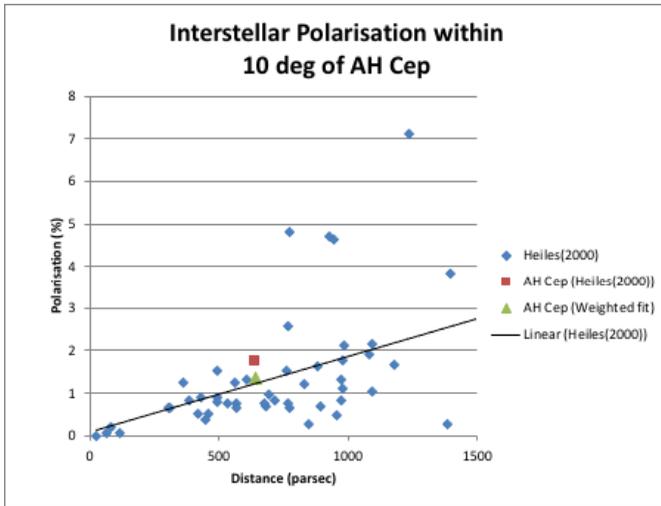


Abb. 5: Interstellare Polarisation im Umkreis von 10 Grad von AH Cep

Eine zweite Methode zur Schätzung der interstellaren Polarisation bietet das empirische Gesetz von Serkowski, das den Grad der interstellaren Polarisation mit der Wellenlänge der Polarisationsmessungen in Beziehung setzt [3].

$$p(\lambda) = p(\lambda_{max}) * \exp [-K * \ln(\lambda_{max} / \lambda)]$$

Spätere Verbesserungen dieses empirischen Gesetzes durch Whittet und andere zeigten, dass K eine Funktion von λ_{max} ist, jedoch ist $K = 1,15$ für optische Wellenlängen eine gute Näherung. Unsere Messungen haben wir zu einem einzigen, gemittelten UBVR-Datensatz zusammengefasst, der mit den jeweiligen Standardfehlern gewichtet wurde. Ein Kleinste-Quadrate-Algorithmus wurde angewendet, um das Gesetz an die abgeleiteten Mehrfarbepolarisationen anzupassen. Hieraus ergab sich eine Schätzung von $p(\lambda_{max}) = 1,62\%$ mit einem Anpassungsfehler von $<0,1\%$ in allen Wellenlängenbereichen. Abgesehen von dem Fehlen einer damit verbundenen Schätzung des Polarisationswinkels besteht jedoch dabei das Risiko einer Überschätzung von $p(\lambda_{max})$ durch die intrinsische Polarisation der Quelle. Aus diesem Grund haben wir uns entschieden, die Ergebnisse aus der Bewertung von Sternen im Heiles (2000)-Katalog mit $p(\lambda_{max}) = 1,34\%$ und Polarisationswinkel $p_a = 58,1$ Grad zu verwenden und die Sensitivität etwaiger Schlussfolgerungen zu bewerten. Annahmen über die Größe von $p(\lambda_{max})$. Nach Entfernung der interstellaren Komponente wird der Grad der intrinsischen Polarisation auf $0,55\%$ ($\sigma = 0,17\%$) mit einem Mittelwert des Polarisationswinkels von $86,3$ ($\sigma = 9,9$) Grad geschätzt.

In Abbildung 6 wird die Auswirkung der beiden Werte für den Polarisationsgrad von $1,34\%$ und $1,62\%$ in der qu-Ebene visualisiert. Es zeigt sich, dass sich bei den unterschiedlichen Werten weder die Größe der intrinsischen Polarisation noch der

Bereich der Polarisationswinkel signifikant ändert. Die intrinsische Variabilität der Messungen ist also der Schlüsselfaktor, der die Polarisations Eigenschaften bestimmt.

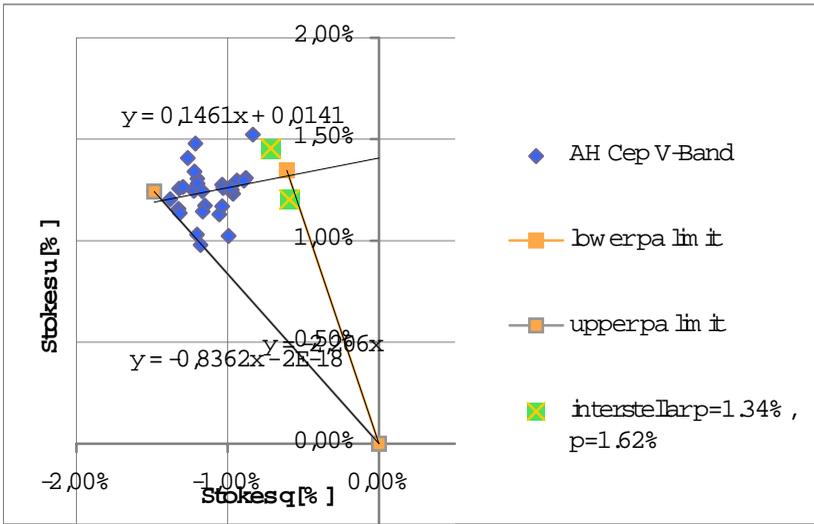


Abb. 6: Geometrische Darstellung der Polarisation von AH Cep nach Stokes

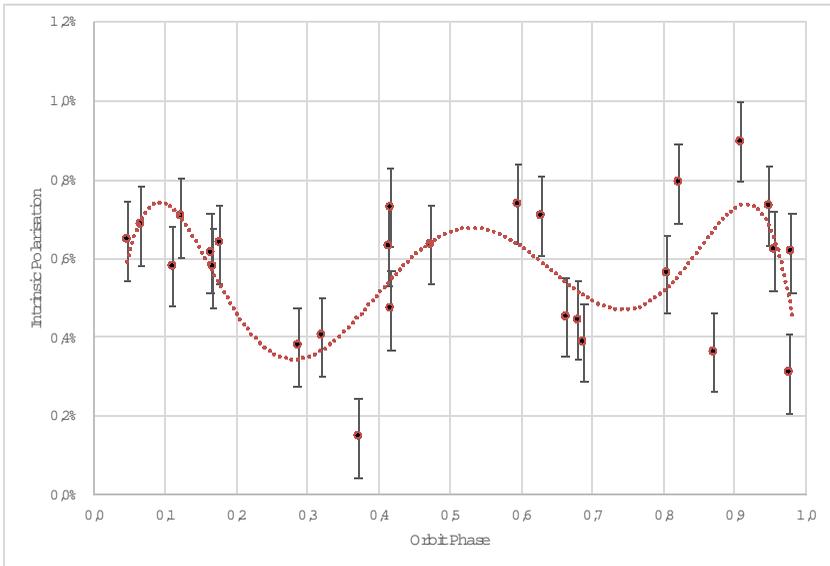


Abb. 7: Intrinsische Polarisation nach Phase. In den Phasen 0,25 und 0,75 ist die intrinsische Polarisation deutlich niedriger.

Da ein großer Teil der Polarisation interstellaren Ursprungs ist, variiert die intrinsische Polarisation mit der Phase deutlich stärker.

Der Polarisationswinkel PA (relativ zu Nord = 0) der intrinsischen Polarisation von AH Cep bewegt sich mit wenigen Ausnahmen zwischen 80 und 100 Grad.

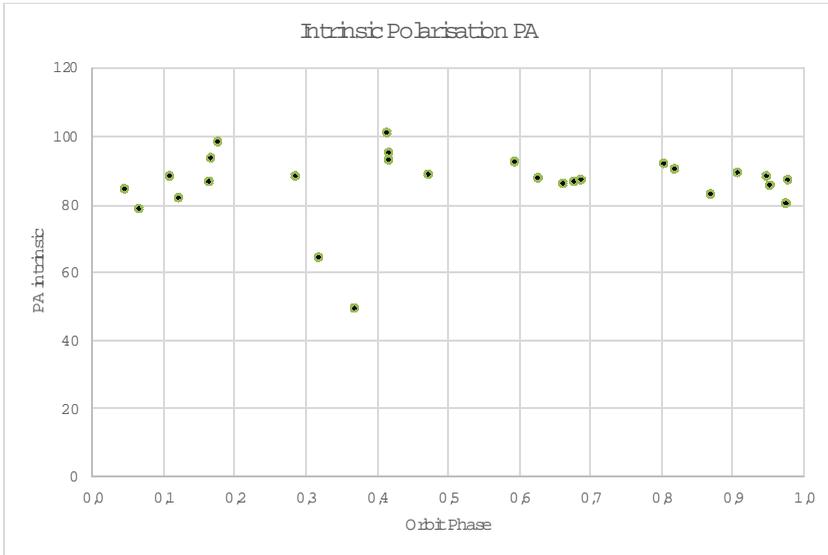


Abb. 8: Der Positionswinkel (PA) der intrinsischen Polarisation im Verlauf der Phase. Zwischen Phase 0,3 und 0,4 wurde zweimal ein deutlich veränderter PA gemessen

Durch Herausrechnen der interstellaren Polarisation kann man auch die Ursachen für die beobachtete intrinsische Polarisation näher zu untersuchen. Insbesondere das Verhalten der Polarisation in verschiedenen Wellenlängenbereichen kann bekannte Polarisationssignaturen aufdecken. Zum Beispiel wird die Thomson-Streuung durch Elektronen in einer Scheibe um entweder einen einzelnen Stern oder den Doppelstern durch ein charakteristisches Polarisations- / Wellenlängenprofil und einen von der Wellenlänge unabhängigen Polarisationswinkel nachgewiesen. Obwohl die Anzahl unserer Messungen noch begrenzt ist, wurden logarithmische Darstellungen der UBVR-Messungen als Funktion Wellenlänge in den Abb. 9 und 10 dargestellt.

Die Polarisation von AH Cep nimmt mit abnehmender Wellenlänge zu. Die Ergebnisse in den Wellenlängenbändern zeigen eine gute Übereinstimmung zwischen den verschiedenen Einzelmessungen. Eine gemittelte lineare Regression über alle Polarisationsdatenpunkte ergibt eine Steigung von $m = -1,3$. Die Rayleigh-Streupolarisation zeigt eine Wellenlängenabhängigkeit, die unter perfekten Umständen proportional zu $1 / \lambda^4$ ist und zu einer Steigung von -4 führt. Die Ergebnisse deuten darauf hin, dass die Polarisation bei AH Cep durch Rayleigh-Streuung und

nicht durch Thomson-Streuung verursacht wird. Dieser Befund ist noch nicht eindeutig und muss durch weitere Messungen überprüft werden.

Die Polarisationswinkel scheinen zwischen den Wellenlängenbereichen und in den verschiedenen Beobachtungsnächten signifikant zu variieren. Elektronenstreuung würde zu einem Profil führen, das im Sichtbaren keine Polarisationswinkel-Wellenlängenabhängigkeit zeigt. Auch hier sind für die eindeutige Interpretation und Bestätigung des beobachteten Verhaltens weitere Messungen notwendig.

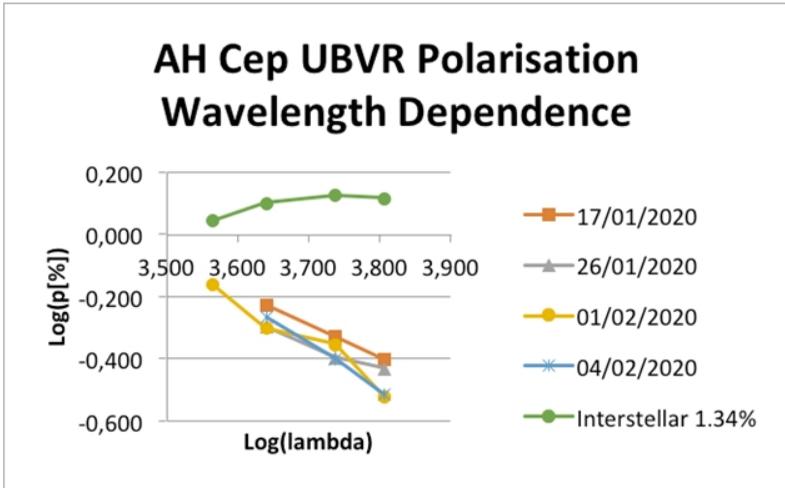


Abb. 9 Wellenlängenabhängigkeit der Polarisation in verschiedenen Nächten

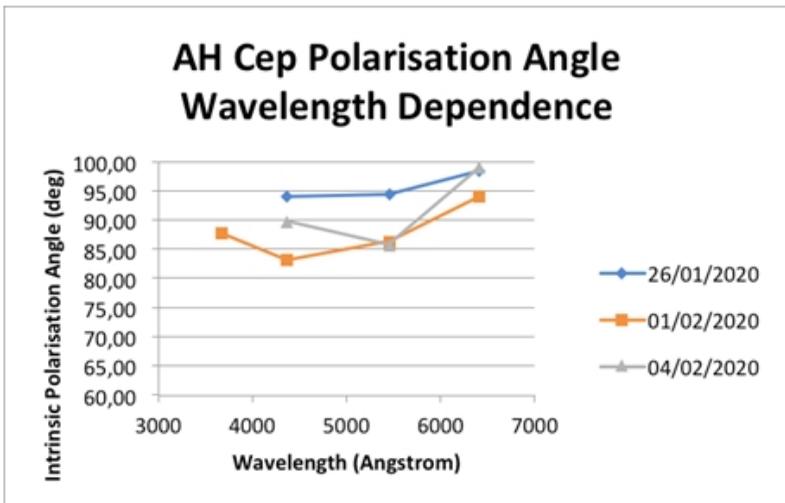


Abb. 10 Wellenlängenabhängigkeit des Polarisationswinkels

Es gibt in der Literatur verschiedene Erklärungsmodelle für die polarisierte Strahlung von Beta-Lyrae-Sternen. Jennifer Hoffmann et.al. haben 1998 eine Studie [4] über die veränderliche Polarisation des Sternes Beta Lyrae veröffentlicht, welche den Ursprung der polarisierten Strahlung einer Akkretionsscheibe erklärt. Sie kommen zu dem Ergebnis, dass die polarisierte Strahlung aus einer Akkretionsscheibe kommt, in der die Strahlung beider Sterne an dieser Scheibe reflektiert und polarisiert wird.

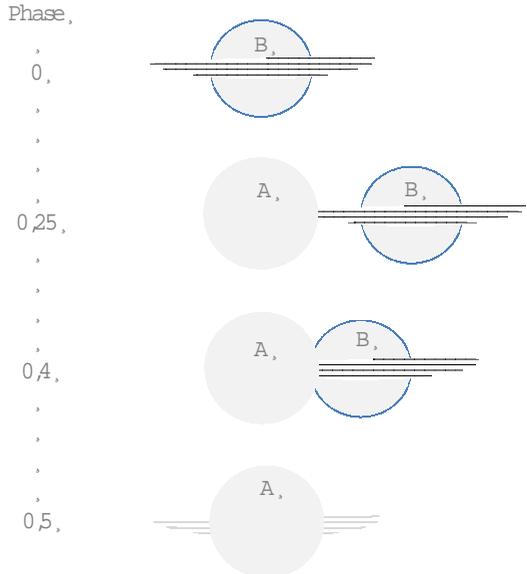


Abb. 11: Schematische Darstellung der Phasen von AH Cep analog Beta Lyrae. Um den kleineren Stern B hat sich eine Akkretionsscheibe gebildet, in der sich Plasma sammelt, das vom „Donator“ A überströmt. In der Scheibe wird das Sternenlicht reflektiert und erzeugt polarisiertes Licht.

Nach diesem Modell könnte der Verlauf der Polarisation nach Phasen folgendermaßen erklärt werden. Im primären Minimum (Phase 0) bedeckt Stern B den helleren Begleiter A. Die Akkretionsscheibe von B verursacht in dieser Phase den relativ höchsten Anteil polarisierter Strahlung des Doppelsterns. Sobald A wieder hinter B auftaucht, wird AH CEP insgesamt wieder heller und der Anteil polarisierter Strahlung verringert sich. Im Helligkeitsmaximum (Phase 0,25 und 0,75), wenn A und B nebeneinander sichtbar sind, verringert sich der Anteil polarisierter Strahlung.

Wenn die Akkretionsscheibe des kleineren Sterns B durch den größeren Stern A in Phase 0,5 bedeckt wird, ist der Anteil der polarisierten Strahlung im Minimum, aber

verschwindet nicht gänzlich, da die Scheibe auch hinter A sichtbar bleibt. Die hohe Dynamik in der Akkretionsscheibe verursacht vermutlich bei jedem Umlauf einen variablen Anteil polarisierter Strahlung.

Der Vergleich der von uns gemessenen intrinsischen Polarisation bei AH Cep mit dem Modell von Hoffmann für Beta Lyrae erklärt die Minima in den Phasen 0,25 und 0,75 recht plausibel. Die relativ hohe gemessene Polarisation um Phase 0,5 wird durch das Modell nicht vorhergesagt und wurde bei Beta Lyrae auch nicht beobachtet. Eine mögliche Erklärung könnte sein, dass die Akkretionsscheibe polarisiertes Licht asymmetrisch reflektiert, oder dass sich um beide Sterne eine Scheibe gebildet hat. Sollte der größte Anteil der polarisierten Strahlung z.B. nur von einem Rand der Akkretionsscheibe stammen, würde dieses erklären, warum auch in Phase 0,5 der Anteil der polarisierten Strahlung hoch bleibt. Beim Vergleich mit Beta Lyrae ist zu berücksichtigen, dass bei diesem Bedeckungsveränderlichen die beiden Sterne 12,9 Tagen für einen Umlauf benötigen, also mehr als die 7-fache Zeit wie bei AH Cep.

In Anbetracht der geringen Anzahl von UBVR-Messungen müssen diese Ergebnisse und etwaige Rückschlüsse mit Vorsicht behandelt werden. AH Cep hat sich als interessantes, herausforderndes und in gewisser Hinsicht mysteriöses Objekt erwiesen, das eingehender untersucht werden sollte. Wir möchten mehr über die eigentliche Natur der variablen Polarisation, den Streumechanismus und die möglichen Korrelationen des Polarisationsverhaltens in den verschiedenen Wellenlängenbereichen herausfinden.

nicolaus@steenken.info

john.jean.simpson@gmail.com

Literatur:

- [1] R. Ignace et al., An X-Ray Study of two B+B Binaries: AH CEP and CW CEP, 2017, AJ Vol. 850
- [2] N. M. Elias et al., Polarimetric measures of selected variable stars, 2008, A&A 489
- [3] Serkowski, K., Mathewson, D.L., & Ford, V.L. 1978, ApJ, 196, 261
- [4] Hoffmann et.al., Spectropolarimetric Evidence for a bipolar Flow in Beta Lyrae, The Astronomical Journal, 1998 April

Minimum von Gamma Persei im November 2019

Wolfgang Vollmann

Abstract: *A minimum of the eclipsing binary star gamma Persei (HD 18925) was observed in Nov 2019. With a DSLR camera and 35 mm camera lens series of slightly defocused 10-20 images were taken as often as possible. The minimum was detectable in green light and also quite noticeable visually with the naked eye. In blue light the following contact times and minimum time were observed:*

Event	JD	Date UT
1st contact	2458803.5	2019 Nov.16.0
2nd contact	2458805.5	2019 Nov.18.0
Minimum	2458809	2019 Nov.21.5
3rd contact	2458812.5	2019 Nov.25.0
4th contact	2458814.5	2019 Nov.27.0

Times deduced from the blue lightcurve are uncertain 0.5 to 1 day.

Minima von Gamma Persei

Gamma Persei ist ein heller Bedeckungsveränderlicher mit langer Periode von 14,6 Jahren. Die erste Bedeckung wurde im September 1990 beobachtet [1]. Das nächste Minimum im April 2005 konnte durch die Nähe zur Sonne kaum beobachtet werden. So war das Minimum im November 2019 erst das zweite gut beobachtbare Ereignis. Mit freiem Auge war die Bedeckung in den Tagen um den 21. November 2019 deutlich sichtbar, Gamma Persei erschien eindeutig schwächer als Delta Persei. Im Normallicht ist Gamma gerade eben heller als Delta Persei.

Beobachtung der Bedeckung

Mit einer digitalen Spiegelreflexkamera Canon 450D und Objektiv 1:2,8 f=35 mm machte ich Strichspuraufnahmen. Dabei wurde etwas defokussiert, um die Sternbilder auf mehrere Pixel zu verteilen. Normalerweise machte ich pro Beobachtung 10-20 Einzelfotos mit 13 Sekunden Belichtungszeit bei ISO 200. Dabei wurde bei jeder sich bietenden Gelegenheit beobachtet, auch durch Wolkenlücken. Fotos mit Wolken oder stark abweichenden Messungen wurden aussortiert, manchmal eine ganze Serie von 10 Aufnahmen. Trotzdem ist die Genauigkeit unter diesen „nicht-photometrischen Bedingungen“ schlechter als bei völlig klarem Himmel.

Photometrie der Bedeckung

Die Auswertung der RAW-Bilder im Canon-.CR2-Format übernahm die Software Muniwin [2]. Dabei wurden die Grün- und Blaubilder getrennt photometriert. Ein Messpunkt ist jeweils der Mittelwert von 10-20 Einzelfotos. Als Vergleichsstern benutzte ich wie in [1] den nahe stehenden Stern Tau Persei (HD 17878) in 1,7° Abstand, der mit $V=3,96$ mag und $B=4,71$ mag angegeben ist [3]. Damit ist die differentielle Extinktion zwischen Veränderlichem und Vergleichsstern klein, sie wurde

aber bei der Auswertung berücksichtigt. Tau Persei ist ebenfalls ein langperiodischer Bedeckungsveränderlicher, der sich zur Beobachtungszeit allerdings im Maximallicht befand [4]. Als Prüfstern diente der etwas weiter entfernte Theta Persei.

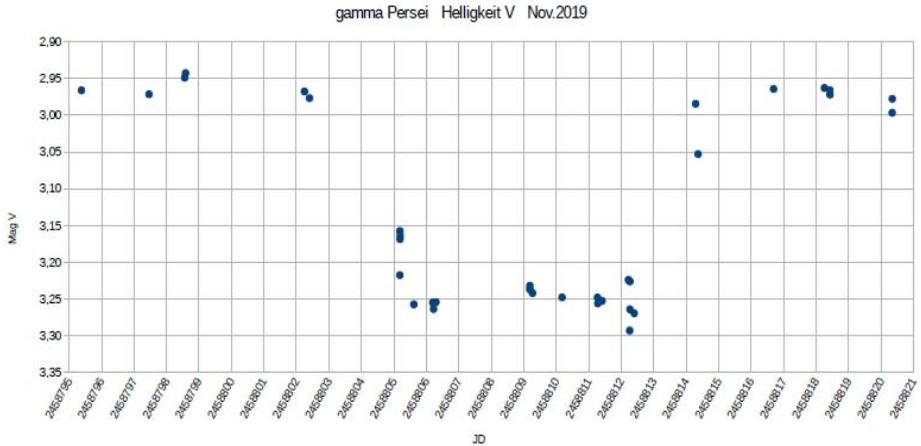


Abb. 1: Lichtkurve gewonnen aus den Grünbildern und die Helligkeiten transformiert auf Johnson V mit der B-V Differenz von Gamma und Tau Persei. Jeder Messpunkt ist der Mittelwert aus 10-20 gemessenen Einzelfotos. Amplitude: 2,97 bis 3,26 mag V.

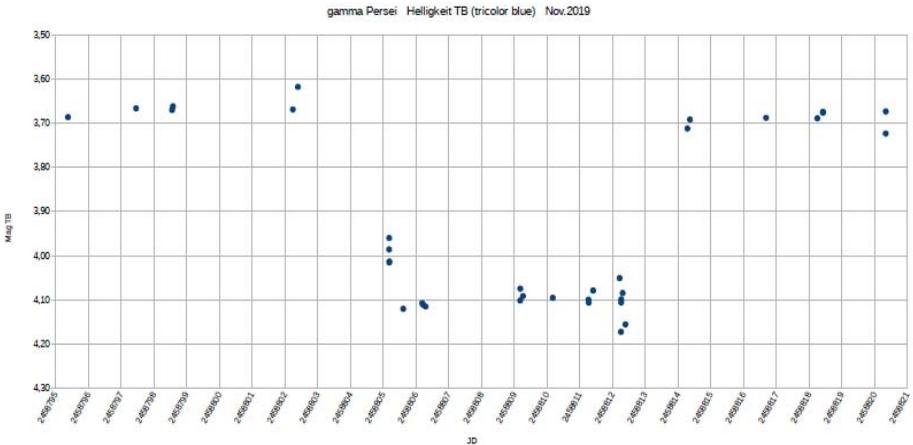


Abb. 2: Lichtkurve gewonnen aus den Blaubildern. Die instrumentelle Helligkeitsdifferenz zum Vergleichssterne Tau Persei mit $B=4,71$ mag wurde zur Berechnung der Blauhelligkeit TB (tricolor blue) benutzt. Amplitude: 3,68 bis 4,10 mag TB.

Ergebnisse

Aus den Messungen im blauen Licht und um den wahrscheinlichen Minimumstermin gespiegelter Lichtkurve erhielt ich folgende Termine:

Event	JD	Date UT
1st contact	2458803.5	2019 Nov. 16.0
2nd contact	2458805.5	2019 Nov. 18.0
Minimum	2458809	2019 Nov. 21.5
3rd contact	2458812.5	2019 Nov. 25.0
4th contact	2458814.5	2019 Nov. 27.0

Die Unsicherheit nehme ich aus der Lichtkurve mit etwa 0,5 bis 1 Tage an.

Dauer der totalen Bedeckung: 7,0 Tage

Dauer des Minimums: 11,0 Tage

Das nächste Minimum wird voraussichtlich um den 24. Juni 2034 eintreten.

gamma Persei – Bedeckung Nov.2019

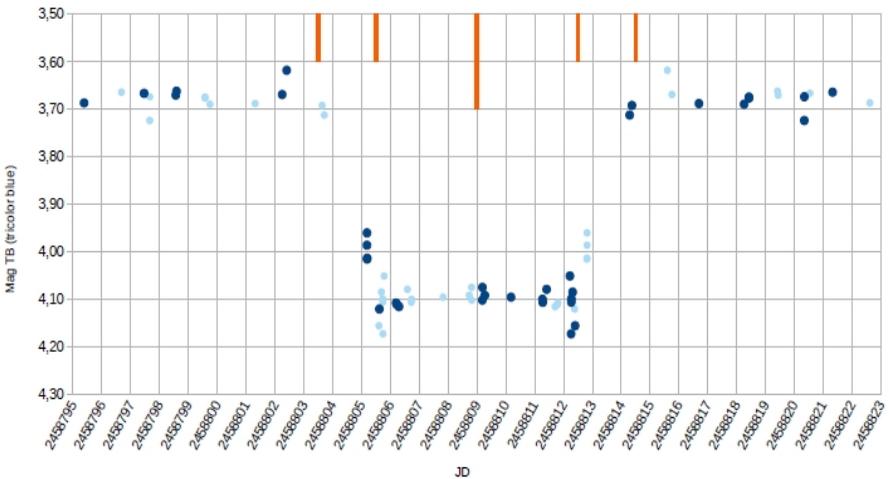


Abb. 3: Lichtkurve aus den Blaubildern wie Abb. 2, aber gespiegelt um den wahrscheinlichen Minimumstermin JD 2458809. Eingezeichnet sind auch die Kontaktzeiten und der Minimumstermin

Referenzen

- [1] Griffin, R. F. et al: The Eclipse of Gamma Persei. International Amateur Professional Photoelectric Photometry Communication, No. 57, p.31. <http://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/1994IAPPP..57...31G>
- [2] Motl, David: Muniwin. <http://c-munipack.sourceforge.net/>
- [3] Simbad Datenbank: <http://simbad.u-strasbg.fr>
- [4] AAVSO International Variable Star Index: <https://www.aavso.org/vsx>

Danksagungen

Ich danke Prof. Klaus-Peter Schröder von der Universität Guanajuato in Mexiko für die Mitteilung und Anregung zur Beobachtung. This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France.

Minimum von Zeta Aurigae im November 2019 (Okt.-Dez. 2019)

Wolfgang Vollmann

Abstract: *A minimum of the eclipsing binary star zeta Aurigae (HD 32068 and 32069) was observed Oct.-Dec.2019, with mid-eclipse in Nov.2019. With a DSLR camera and 35mm camera lens series of slightly defocused 10-20 images were taken as often as possible. The minimum was detectable in green light. In blue light the following contact times and minimum time were observed:*

<i>Event</i>	<i>JD</i>	<i>Date UT</i>
<i>1st contact</i>	<i>2458782.0</i>	<i>2019 Oct.25.5</i>
<i>2nd contact</i>	<i>2458783.5</i>	<i>2019 Oct.27.0</i>
<i>Minimum</i>	<i>2458802</i>	<i>2019 Nov.14.5</i>
<i>3rd contact</i>	<i>2458820.5</i>	<i>2019 Dec. 3.0</i>
<i>4th contact</i>	<i>2458822.0</i>	<i>2019 Dec. 4.5</i>

*Times deduced from the blue lightcurve are uncertain 0.5 to 1 day.
Duration of eclipse was 40.0 days with total eclipse lasting 37.0 days.*

Doppelsternsystem Zeta Aurigae

Zeta Aurigae ist ein heller Bedeckungsveränderlicher mit langer Periode von 972 Tagen = 2,66 Jahren. Sterne mit solch langer Periode haben eine ausgedehnte Bahn, so daß nur bei wenigen Systemen die Möglichkeit einer von der Erde aus sichtbaren Bedeckung besteht [7].

Die beiden Sterne des Doppelsternsystems umkreisen sich in einer elliptischen Bahn mit 4,2 AE mittlerem Abstand (Astronomischen Einheiten; Entfernung Erde-Sonne). In Sternnähe (Periastron) sind die beiden Sterne nur 2,5 AE voneinander entfernt, in Sternferne (Apastron) 5,9 AE. Die Entfernung des Systems Zeta Aurigae wird mit 800 bis 850 Lichtjahren angegeben [9,12].

Zeta Aurigae's hellere Doppelsternkomponente ist ein roter Riesenstern vom Spektraltyp K4, die schwächere ein Hauptreihenstern vom Spektraltyp B5. Zeta Aurigae bietet so die seltene Gelegenheit, direkt Sternparameter wie Masse und Durchmesser für einen Riesenstern zu bestimmen. Die gesamte Dauer der Bedeckung von 40 Tagen deutet schon die gewaltigen Ausmaße des Riesensterns von mehr als

150 Sonnendurchmessern an. Der Begleiter ist demgegenüber „nur“ etwa fünfmal so groß wie die Sonne (s. Tab. 1).

Tabelle 1:

Stern/Spektraltyp	Leuchtkraft (Sonnen)	Temperatur K	Durchmesser (Sonnen)
K4 II	4.800	3.950	150
B5 V	1.000	15.300	4,5

Klaus-Peter Schröder schreibt in [9]: „Für die Wissenschaft sind bei diesem Ereignis vor allem die Wochen vor und nach der eigentlichen Verfinsterung sehr interessant, weil dann der Begleiter die ausgedehnte Chromosphäre des Riesensterns, also dessen transparente äußere Gashülle, von hinten durchleuchtet. Die spektroskopische Erfassung dieser chromosphärischen Bedeckungsphasen erlaubt eine genaue und geradezu einmalige Analyse des Dichte- und Temperaturverlaufs in der Chromosphäre des Riesensterns – wie bei einem Scan.“

Faszinierend ist auch die Entdeckungs- und Beobachtungsgeschichte der Verfinsterungen von Zeta Aurigae nachzulesen. Dank Internet sind diese Artikel auch online verfügbar, siehe [1-6].

Beobachtung der Bedeckung

Werner Braune und ich hatten schon 2011 ein Minimum von Zeta Aurigae beobachtet [11]. Die Beobachtung ist bei mitteleuropäischen Verhältnissen durch die Unsicherheit des Wetters schwierig. Der B-Begleitstern benötigt auch nur etwa einen Tag, um vom Roten Riesen bedeckt zu werden bzw. wieder aufzutauchen. Zu dieser Zeit ist eine Beobachtung über eine ganze, möglichst lange Nacht erforderlich, solange der Stern hoch genug über dem Horizont steht.

Im visuellen Licht bzw. Johnson V ist die Bedeckung auch nur wenig merkbar, knapp 0,2 mag wird Zeta Aurigae's Gesamthelligkeit schwächer. Im blauen Licht (Johnson B) ist die Amplitude schon viel deutlicher, etwa 0,6 mag, da der bedeckte viel heißere B-Stern den Hauptteil der Strahlung im blauen bzw. UV-Licht abstrahlt.

Mit einer digitalen Spiegelreflexkamera Canon 450D und Objektiv 1:2,8 f=35 mm machte ich Strichspuraufnahmen. Dabei wurde etwas defokussiert, um die Sternbilder auf mehrere Pixel zu verteilen. Normalerweise machte ich pro Beobachtung 10-20 Einzelfotos mit 13 Sekunden Belichtungszeit bei ISO 400. Dabei wurde bei jeder sich bietenden Gelegenheit beobachtet, auch durch Wolkenlücken. Fotos mit Wolken oder stark abweichenden Messungen wurden aussortiert, manchmal eine ganze Serie von 10 Aufnahmen. Trotzdem ist die Genauigkeit unter diesen „nicht-photometrischen Bedingungen“ schlechter als bei völlig klarem Himmel. Letztlich hatte ich großes Glück mit dem Wetter, welches öfters tägliche Beobachtung zuließ. Den Beginn der Bedeckung konnte ich glücklicherweise praktisch vollständig erfassen (Abb. 4).

Photometrie der Bedeckung

Die Auswertung der RAW-Bilder im Canon-CR2-Format übernahm die Software Muniwin [8]. Dabei wurden die Grün- und Blaubilder getrennt photometriert. Ein Messpunkt ist jeweils der Mittelwert von 10-20 Einzelphotos. Als Vergleichsstern benutzte ich den knapp 5° entfernten Stern 58 Persei (HR 1454, HD29095), der mit V=4,25 mag und B=5,42 mag angegeben ist [9]. Die differentielle Extinktion in unterschiedlichen Sternhöhen zwischen Veränderlichem und Vergleichsstern wurde bei der Auswertung berücksichtigt. Als Prüfstern diente der nahe stehende Eta Aurigae, der für die Blaufaufnahmen gut geeignet, aber bei den Grünaufnahmen schon nahe der Sättigung war.

Auswertung der photometrischen Messungen

Aus den Grünbildern wurden instrumentelle Grünhelligkeiten gewonnen, die mit der mittleren Farbindexdifferenz B-V von Veränderlichem und Vergleichsstern genähert auf Johnson V transformiert wurden. Dabei wurde der durch Eichaufnahmen mit meiner Kamera festgestellte Farbkorrekturwert von 0,11 mag pro Größenklasse B-V-Differenz benutzt. Für die Korrektur auf differentielle Extinktion wurde ein mittlerer Extinktionskoeffizient von 0,15 mag pro Luftmasse verwendet (Abb. 1).

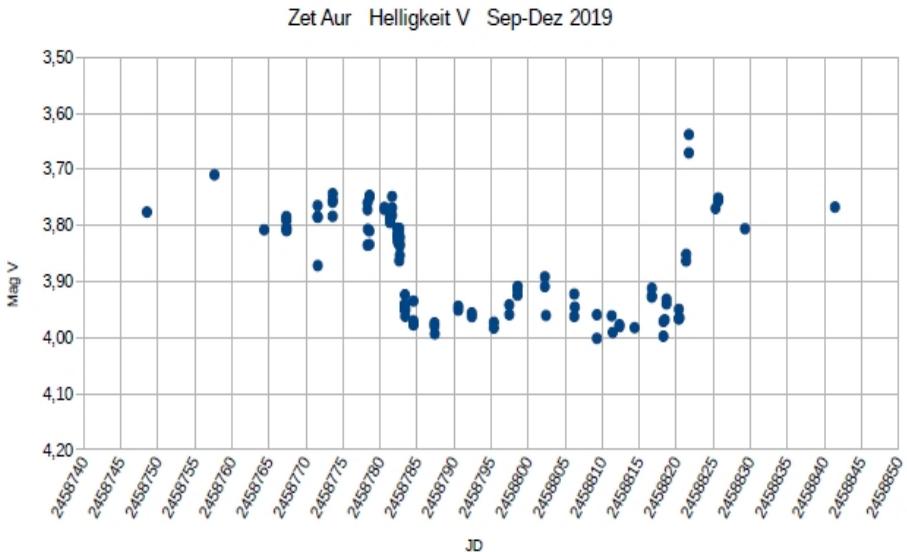


Abb. 1: Lichtkurve gewonnen aus den Grünbildern. Die instrumentellen Grünhelligkeiten sind genähert transformiert auf Johnson V mit der B-V-Differenz von Zeta Aurigae und dem Vergleichsstern 58 Per. Jeder Messpunkt ist der Mittelwert aus 10-20 gemessenen Einzelphotos. Amplitude: 3,76 bis 3,95 mag V.

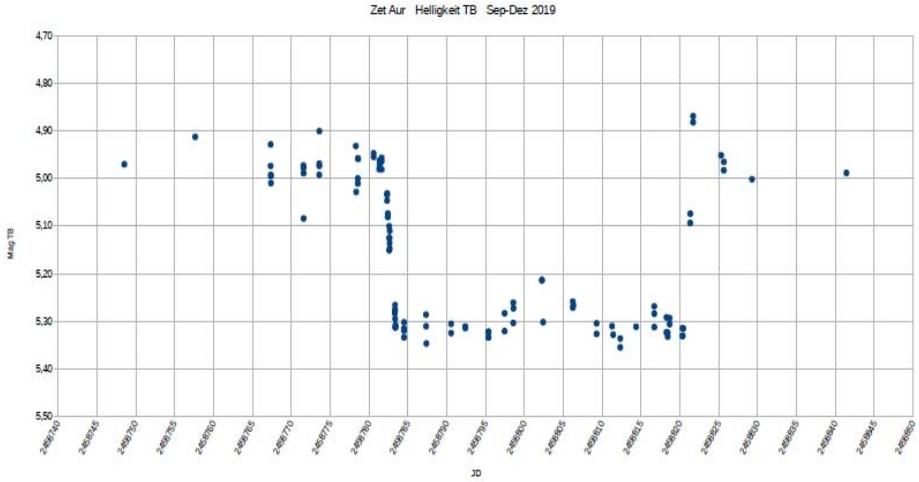


Abb. 2: Lichtkurve gewonnen aus den Blaubildern. Die instrumentelle Helligkeitsdifferenz zum Vergleichssterne 58 Persei mit $B=5,42$ mag wurde zur Berechnung der Blauhelligkeit TB (tricolor blue) benutzt. Diese Blauhelligkeit ist durch die unterschiedliche spektrale Empfindlichkeit der Kamera verschieden von Johnson B. Amplitude: 4,97 bis 5,32 mag TB.

Zeta Aurigae – Bedeckung Okt.-Dez.2019

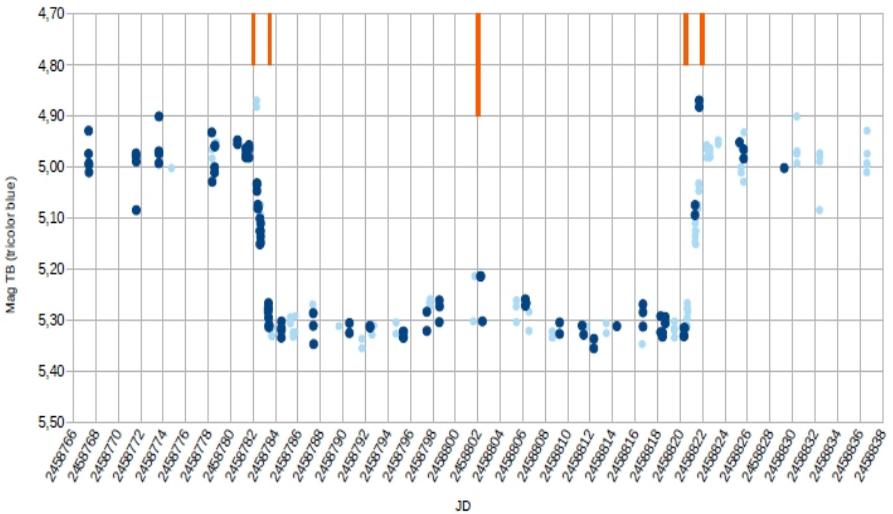


Abb. 3: Lichtkurve aus den Blaubildern wie 2. aber gespiegelt um den wahrscheinlichen Minimumstermin JD 2458802. Eingezeichnet sind auch die Kontaktzeiten und der Minimumstermin

Aus den Blaubildern wurden instrumentelle Blauhelligkeiten TB (tricolor blue) bezogen auf die B-Helligkeit des Vergleichssterne 58 Persei mit $B=5,42$ mag ermittelt. Diese Blauhelligkeit ist durch die unterschiedliche spektrale Empfindlichkeit der Kamera verschieden von Johnson B. Für die Korrektur auf differentielle Extinktion wurde ein mittlerer Extinktionskoeffizient im blauen Licht von $0,30$ mag pro Luftmasse verwendet. (Abb. 2).

Ergebnisse

Aus den Messungen im blauen Licht und um den wahrscheinlichen Minimumstermin gespiegelter Lichtkurve (Abb. 3) erhielt ich folgende Termine:

Event	JD	Date UT
1st contact	2458782.0	2019 Oct. 25.5
2nd contact	2458783.5	2019 Oct. 27.0
Minimum	2458802	2019 Nov. 14.5
3rd contact	2458820.5	2019 Dec. 3.0
4th contact	2458822.0	2019 Dec. 4.5

Die Unsicherheit nehme ich aus der Lichtkurve mit etwa $0,5$ bis 1 Tage an.

Dauer der totalen Bedeckung: $37,0$ Tage

Dauer des Minimums: $40,0$ Tage

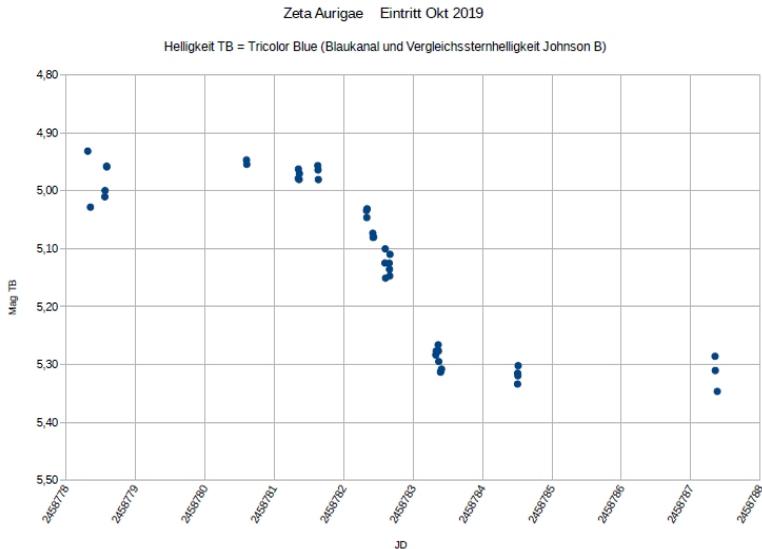


Abb. 4: Durch Wetterglück konnte der Beginn der Bedeckung aus den Blauhelligkeiten gut beobachtet werden.

Referenzen

- [1] Geschichte und Literatur des Lichtwechsels der Veränderliche Sterne by Müller/Hartwig, Richard Prager and Schneller. Online verfügbar: <http://www.varstar.nl/>
Entdeckungsgeschichte: GuL Zweite Ausgabe (second edition) Vierter Band (4th volume) 1957 (published by H. Schneller)
<http://www.varstar.nl/2a4b086.pdf>
- [2] Guthnick, P.; Schneller, H.: Die Lichtkurve von ζ Aurigae im Minimum 1934. *Astronomische Nachrichten*, volume 256, Issue 22, p.389.
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1935AN....256..389G/abstract>
- [3] Guthnick, P.; Schneller, H.; Hachenberg, O.: Der Beginn des Minimums von ζ Aurigae am 21. April 1937 nach den Beobachtungen in Babelsberg. *Astronomische Nachrichten*, volume 262, Issue 21, p.429.
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1937AN....262..429G/abstract>
- [4] Guthnick, P.: Der Beginn der Bedeckung von ζ Aurigae 1942 August 17-18. *Astronomische Nachrichten*, volume 273, Issue 1, p.39.
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1942AN....273...39G/abstract>
- [5] Griffin, R. E. M.; Griffin, R. F.; Schroeder, K. -P.; Reimers, D.: Optical spectra of zeta Aurigae binary systems. I. The 1987 eclipse of zeta Aurigae. *Astronomy and Astrophysics*, Vol. 234, p. 284 (1990).
<http://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/1990A%26A...234..284G>
- [6] Bennett, Philip D.; Harper, Graham M.; Brown, Alexander; Hummel, Christian A.: The Masses and Radii of the Eclipsing Binary zeta Aurigae. *Astrophysical Journal* v.471, p.454.
<http://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/1996ApJ...471..454B>
- [7] Schröder, Klaus-Peter: Verfolgen Sie eine seltene Bedeckung in einem Doppelstern. <https://www.spektrum.de/news/verfolgen-sie-eine-seltene-bedeckung-in-einem-doppelstern/1673416>
- [8] Motl, David: Muniwin. <http://c-munipack.sourceforge.net/>
- [9] Simbad Datenbank: <http://simbad.u-strasbg.fr>
- [10] AAVSO International Variable Star Index: <https://www.aavso.org/vsx>
- [11] Vollmann, Wolfgang und Werner Braune: Beobachtung des Minimums von Zeta Aurigae Oktober-Dezember 2011. BAV Rundbrief 1/2012.
<https://www.bav-astro.de/rb/rb2012-1/16.pdf>
- [12] Kaler, James: HAEDUS I (Zeta Aurigae).
<http://stars.astro.illinois.edu/sow/haedus1.html>

Danksagungen

This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France

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

TW Col: Ein $\alpha 2$ -CVn-Veränderlicher mit komplexer Lichtkurve

Klaus Bernhard und Stefan Hümmerich

Abstract: *Renson & Manfroid (1992) identified a small-scale dip near the phase of maximum in the light curve of the ACV variable TW Col. Using TESS observations, we confirm that TW Col indeed shows an unusual, nearly flat-topped maximum. Although separated by 35 years, both light curves are very similar in shape, highlighting the general stability of the light curves of ACV variables.*

$\alpha 2$ -CVn-(ACV)-Veränderliche sind chemisch pekuliäre Sterne, deren Rotationsvariabilität durch eine oberflächlich ungleichmäßig starke Konzentration bestimmter Elemente wie Helium, Silizium, Europium oder Strontium („chemical spots“) hervorgerufen wird.

Voraussetzungen für das Entstehen der beobachteten anomalen chemischen Häufigkeiten sind radiative Außenzonen, langsame Rotation sowie starke, organisierte Magnetfelder. ACV-Veränderliche sind heißer und massereicher als unsere Sonne und als frühe B bis frühe F Sterne Mitglieder der oberen Hauptreihe. Das heiße Ende wird dabei durch starke Sternwinde und das kühle Ende durch das Einsetzen von signifikanter Konvektion in der Sternatmosphäre definiert (vgl. Zusammenfassung in Bernhard & Hümmerich, 2016).

Auf Grund beschränkter Beobachtungsgenauigkeit wurde lange Zeit angenommen, dass sich die Rotationslichtkurven von ACV-Veränderlichen im Wesentlichen durch eine Sinuswelle und deren erste Oberschwingung beschreiben lassen. Angenommen wurde ein simples „spotted rotator“ Modell mit kreisförmigen Flecken in der Nähe der magnetischen Pole, das sich erfolgreich auf die Lichtkurven der meisten ACV-Veränderlichen anwenden ließ.

Einige wenige Ausnahmen wurden jedoch bald beschrieben, unter anderem TW Columbae (RA 06 00 51.03, DEC -42 52 13.7, J2000, Spektraltyp B9IIIpSrEu), der von Renson & Manfroid (1992) als zweiter Stern nach 46 Eri identifiziert wurde, dessen Lichtkurve aufgrund eines „dips“ im Bereich des Maximums nicht zu den einfachen Modellvorhersagen passte. Grundlage dieser Arbeit waren unter anderem Beobachtungen am dänischen 50-cm-Teleskop sowie am 61-cm-Bochum-Teleskop, beide auf La Silla in Chile situiert.

Durch präzise Satellitenbeobachtungen konnte mittlerweile belegt werden, dass sogar etwa ein Viertel der chemisch pekuliären Sterne komplexe Lichtkurven - und damit auch komplexe Oberflächenstrukturen - aufweist (Hümmerich et al., 2018). Auch wenn komplexe Lichtkurven von ACV Veränderlichen somit keine Seltenheit mehr darstellen, sind Langzeitbeobachtungen wie die von Renson & Manfroid (1992) (Beobachtungszeitraum 1980 bis 1988) eine wertvolle Grundlage zur Erforschung der Langzeitstabilität von ACV-Lichtkurven.

TW Col ist in dieser Hinsicht ein sehr günstiges Objekt, da nicht nur qualitativ hochwertige Beobachtungen aus den Achtziger Jahren vorliegen, sondern auch

aktuelle Daten des primär zur Suche nach Exoplaneten geplanten TESS-Satelliten (Ricker et al., 2015) aus dem Jahre 2019.

Da die in Renson & Manfroid (1992) dargestellten reduzierten Lichtkurven in den Bändern y , b , v und u (Abbildung 1 a.a.O.) nicht als Datenfiles vorliegen, mussten die im Vergleich zur maximalen spektralen Empfindlichkeit von TESS besonders geeigneten y -Daten mittels des Programmes „Graph Data Extractor“ von A. J. Mathews eingelesen werden (<https://sourceforge.net/projects/graphdataextract/>).

Über das Programm Eleanor (Feinstein et al. 2019; <https://adina.feinste.in/eleanor/>) sind TESS-Daten der Sektoren 5 und 7 zugänglich, wobei der 6.5 mag helle Stern TW Col in den Daten aus Sektor 5 deutliche Hinweise auf Sättigung zeigt, was sich in Form einer stark erhöhten Streuung bemerkbar macht. Daher wurden für die vorliegende Arbeit ausschließlich Daten aus Sektor 7 (HJD 2458491-2458516) verwendet; als Analyseverfahren fand die „point spread function“ von Eleanor mit den Standardeinstellungen Verwendung. Die anschließende Periodenanalyse wurde mittels Period04 (Lenz & Breger, 2005) durchgeführt.

Die so erhaltene Periode von 1.37849(3) d ist im Rahmen der Unsicherheit konsistent mit der in der Literatur angegebenen Periode von 1.37853(4) d.

$$(1) \quad \text{HJD}(\text{Max}) = 2458498.498(5) + 1.37849(3) * E$$

Abbildung 1 zeigt die mit dieser Ephemeride erhaltene reduzierte Lichtkurve im Vergleich zu den reduzierten y -Daten von Renson & Manfroid (1992) und illustriert zudem in einer Detaildarstellung des Phasenbereiches $0.75 < \phi < 1.25$ den Sinusfit aus Grundschwingung f_0 und erster Oberschwingung $2f_0$ für den Bereich des Maximums.

Eindeutig ist im Bereich des von Renson & Manfroid (1992) festgestellten „dips“ ($0.95 < \phi < 1.05$) eine Abflachung der TESS-Lichtkurve erkennbar, die eine komplexe Struktur der chemischen Flecken nahelegt. Durch die Präzision der Daten kann auch die damals als Möglichkeit eingeräumte Bedeckung durch einen Exoplaneten praktisch ausgeschlossen werden.

Die weitgehend idente Form der etwa 35 Jahre auseinander liegenden reduzierten Lichtkurven belegt deren grundsätzliche Stabilität. Denkbare leichte Abweichungen könnten den seinerzeit möglicherweise etwas prominenteren „dip“ betreffen, der die Grundlage für die Annahme einer möglichen Exoplanetenbedeckung bildete. Eine weitere leichte Differenz könnte im etwas steileren Anstieg der TESS-Helligkeit um Phase 0.6 vermutet werden.

In beiden Fällen erscheint es aufgrund der Streuung der Messwerte sowie im Hinblick auf die unterschiedliche spektrale Empfindlichkeit der verwendeten Geräte jedoch sehr fraglich, ob es sich um tatsächliche Änderungen der Detailstruktur der Lichtkurve handelt oder nicht. Wahrscheinlich werden erst weitere präzise Beobachtungen in einigen Jahren die Frage der Stabilität der Lichtkurve von TW Col endgültig lösen können.

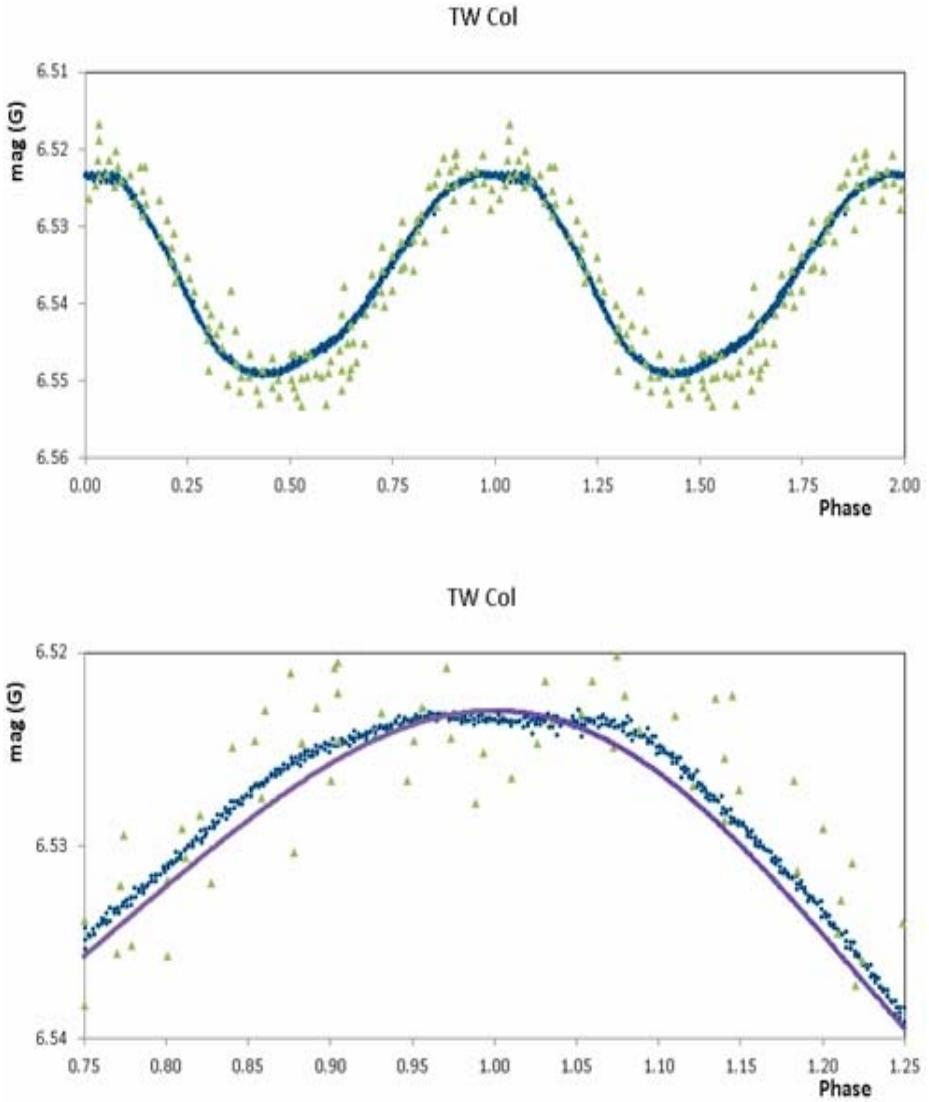


Abbildung 1: Mit der Ephemeride (1) reduzierte TESS-Lichtkurve (blaue Punkte) sowie den in Renson & Manfroid (1992) dargestellten y -Daten (grüne Dreiecke) (oben). Die untere Detaildarstellung des Phasenbereiches $0.75 < \phi < 1.25$ illustriert zudem den Sinusfit aus Grundschiwingung f_0 und erster Oberschiwingung $2f_0$ für den Bereich des Maximums.

Referenzen:

Bernhard, K.; Hümmerich, S., 2016, BAV Rundbrief 3/2016, 15
<http://www.bav-astro.eu/rb/rb2016-3/15.pdf>

Feinstein, A.; Montet, B.; Foreman-Mackey, D.; Bedell, M., et al., 2019 2019, PASP, 131i4502F
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019PASP..131i4502F>

Hümmerich, S.; Mikulášek, Z.; Paunzen, E.; Bernhard, K., et al., 2018, A&A, 619, A98
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2018A&A...619A..98H>

Lenz, P.; Breger, M., 2005, CoAst, 146, 53
<http://adsabs.harvard.edu/abs/2005CoAst.146...53L>

Renson, P.; Manfroid, J., 1992, A&A, 256, 104R
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1992A&A...256..104R>

Ricker, G. R.; Winn, J. N.; Vanderspek, R., et al., 2015, JATIS, 1a4003R
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2015JATIS...1a4003R/>

Danksagung

Wir danken A. J. Mathews für die Bereitstellung des Programmes „Graph Data Extractor“ im Internet. Für diese Arbeit wurden zudem die Datenbank VizieR und der AAVSO VSX benutzt.

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

Stefan Hümmerich
D-56338 Braubach
ernham@rz-online.de

Die fortlaufende Beobachtung eines Novaähnlichen Kataklysmischen und Entdeckung eines weiteren Mitglieds dieser Gruppe

Rainer Gröbel

Im Rundbrief 2015/4 [1] habe ich von der zufälligen Entdeckung eines der seltenen Kataklysmischen Veränderlichen vom SW-Sextantis-Typ und dessen Enträtselung bis hin zur vollständigen Modellierung berichtet. Seitdem beobachte ich diesen Stern regelmäßig um das Verhalten der Periode zu verfolgen. Eventuelle Änderungen könnten etwas über die Entwicklung dieses Systems verraten. Zunächst war eine Überwachung weiterer Sterne dieser Art nicht geplant, aber völlig unerwartet konnte ich auf Bitten eines unserer Mitglieder Erstmessungen an einem Stern durchführen, den er aus guten Gründen verdächtigte, zu dieser Gruppe zu gehören. Die Lichtkurven zeigten ein für Sterne dieser Art typisches Verhalten, aber erst ein Spektrum gab letzte Sicherheit und schließlich Anlass zu einer Publikation. In der Folge wurde die Überwachung um weitere für meine Anlage zugängliche Objekte dieser Art erweitert. Dabei ist Geduld gefragt, denn Aussagekräftiges wird es erst, wenn überhaupt, in einigen Jahren geben...

Nachfolgebeobachtungen des Novaähnlichen Kataklysmischen mit Bedeckungen 2MASSJ22560844+5954299

Bei diesen besonderen Doppelsternen registriert der Beobachter im Prinzip nur die Helligkeit der sich um einen Weißen Zwerg bildende Akkretionsscheibe, die vom abfließenden Gas eines bis an seine Roche-Grenze aufgeblähten Roten Zwerg gespeist wird. Daraus ergibt sich eine sehr unruhige Lichtkurve (LK) mit schnellem Flackern (flickering), eine sich rasch ändernde Höhe der Schultern der LK in Abhängigkeit der bisweilen stoßweise verlaufenden Masseabflußrate und der stark schwankenden Helligkeit der Akkretionsscheibe. Je nach Ausrichtung der Bahnebene zu unserer Sichtlinie, kann die Tiefe der Bedeckungen sehr unterschiedlich ausfallen. Je nach Bedeckungsgrad können diese von streifenden, nicht oder kaum sichtbaren Absenkungen bis hin zu mehreren Größenklassen betragen. Bei Letzteren ist die Entdeckungswahrscheinlichkeit hoch, so dass es in dieser Gruppe zu einem starken Auswahleffekt kommt, die „tiefen“ Systeme sind stark überrepräsentiert. Bei Studien werden diese aber bevorzugt, denn erst durch die aus der Bedeckung zusätzlich erhaltenen Informationen lässt sich das System im Modell darstellen [2,3]. In den LKn in Abbildung 1 sind diese Effekte zu sehen, wobei die Auflösung des Flackerns durch die Belichtungszeit begrenzt ist. Auffallend ist die von Saison zu Saison stark schwankende mittlere Höhe der Schultern.

Schon bald nach den ersten Beobachtungen hat sich herausgestellt, dass bei diesem System die Helligkeitsschwankungen in den Schultern und in der Tiefe der Minima in Wirklichkeit viel größer sind, denn kaum 6 Bogensekunden entfernt befindet sich ein fast gleichheller „Begleiter“, der ständig in die Messungen eingeht. Allein stehend wäre dieser Stern eine auffallende Erscheinung und schon viel früher entdeckt worden. Erst die längere Brennweite eines professionellen 60-cm-Teleskops erlaubte die Trennung und dessen LKn zeigten, dass es sich wohl um den SW-Sextantis-Stern* mit der bislang tiefsten bekannten Absenkung handeln dürfte [2].

* Zur Einordnung dieser Sterngruppe unter den Kataklysmischen Veränderlichen (CV) siehe Abbildung 12 am Ende des Artikels.

Diese beträgt im B-Bereich mehr als 4 Größenklassen, also ein Intensitätsverhältnis von fast 1 zu 100. Diese große Amplitude erklärt sich durch die letztendlich im Modell angenommene totale Bedeckung der Akkretionsscheibe, so dass am tiefsten Punkt im Minimum nur noch die Helligkeit des Roten Zwergs übrig bleibt.

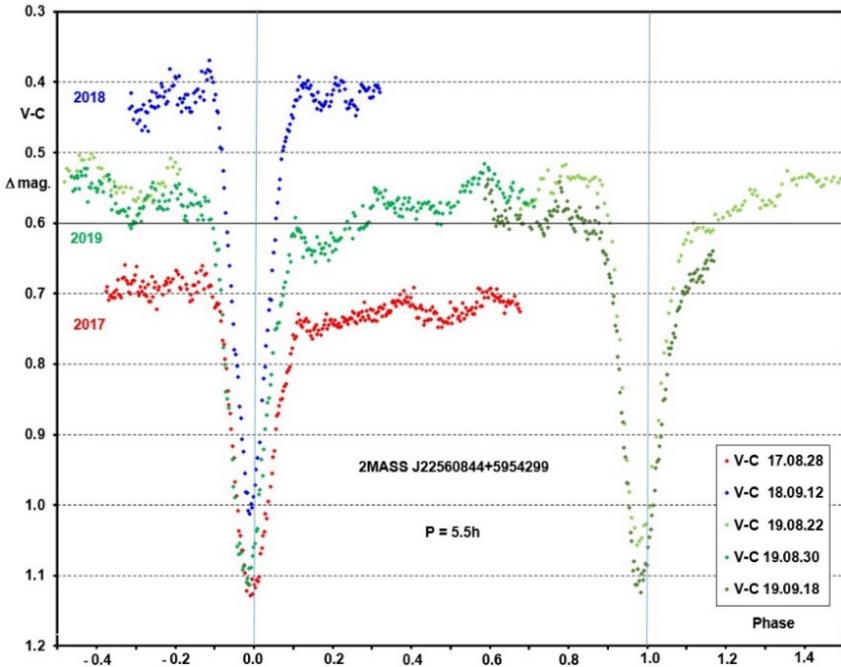


Abb. 1: Von 2017 bis 2018 wurde ein starker Anstieg der Helligkeit registriert. Nun scheint das System zur langjährigen mittleren Helligkeit zurückzukehren (durchgezogene Linie bei 0,6 mag).

Bei diesen Systemen wird von einer hohen Akkretionsrate ausgegangen, so dass es zu starken Turbulenzen in der Akkretionsscheibe kommt und diese daher besonders hell erscheint. Das System befindet gewissermaßen in einem ständigen, Novaähnlichen Ausbruch. Die am Auftreffpunkt der Materie auf die Akkretionsscheibe (Hot Spot) nötigen Temperaturen zur spontanen Zündung von Kernreaktionen werden aber nie erreicht. Nicht einmal die bei den ähnlichen Zwergnovae üblichen, u. U. mehrere Größenklassen betragenden kurzzeitigen Ausbrüche sind zu erwarten. Kann man sich aber dessen so sicher sein?

Neben der bislang stets enttäuschten Hoffnung auf die Beobachtung eines solchen Ereignisses, verfolge ich nun seit elf Jahren die Entwicklung der Periode. Bislang

wurden 144 Minima registriert und es ist immer wieder faszinierend, am Bildschirm verfolgen zu können, wie die etwas schwächere Komponente des vermeintlichen „Doppelten“ innerhalb einer Stunde von Bild zu Bild fast bis zum Verschwinden schwächer wird, um ebenso schnell wieder zur Anfangshelligkeit zurückzukehren.

Das Diagramm in Abbildung 2 stellt die Abweichungen von der ursprünglichen Periode von 0.22860563 d (ca. 5,5 h) gegenüber der Zeit dar. Bis 2015 schien die Periode konstant zu bleiben, aber danach nimmt die Abweichung von der Vorhersage stetig zu. Die Periode hat sich geringfügig, aber dennoch deutlich verkürzt. Das Diagramm bietet zwei Möglichkeiten der Interpretation die bei allen Arten enger, halbgetrennter Doppelsterne vorkommen können. Entweder fand zwischen 2014 und 2015 eine abrupte Änderung statt (blau), oder die Periode verkürzt sich fortlaufend (rot). Eine Anpassungskurve dritter Ordnung scheint aber die Messungen am besten darzustellen und entspricht der Vorstellung, dass sich diese Systeme in Richtung immer kürzerer Umlaufzeiten entwickeln. Eine ähnlich dichte Verfolgung gibt es bislang nur für wenige der bekanntesten Mitglieder dieser Gruppe und diese wird nur von Amateuren [4] durchgeführt. Fast aus den Stand heraus, schließt dieser vergleichsweise „neue“ Veränderliche zu den bestuntersuchten und beobachteten Systemen dieser Art auf.

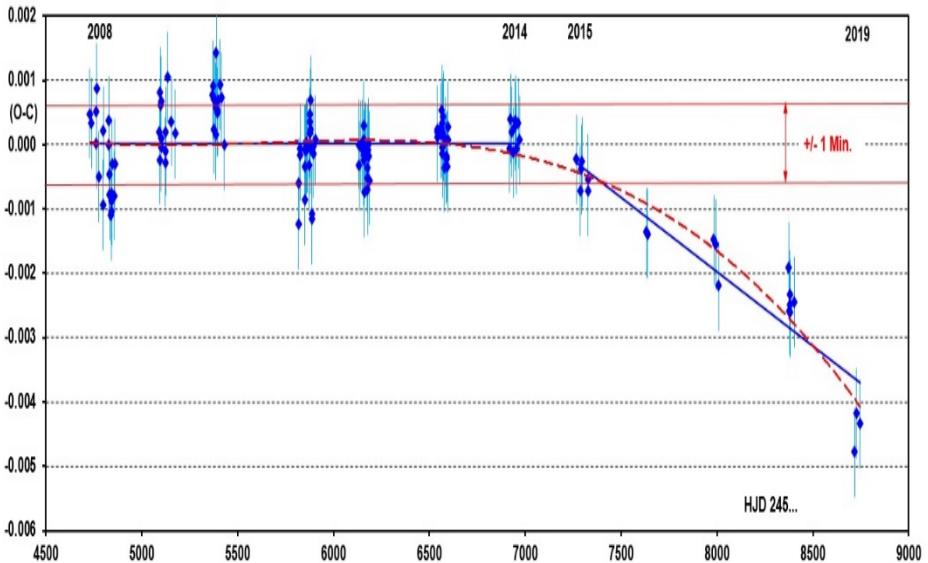


Abb. 2: Das Beobachtung–Rechnung–(B-R)-Diagramm zeigt die Verkürzung der Periode. Die Ungenauigkeit bei der Bestimmung des Zeitpunkts eines Minimums wird auf +/- 1 Min. geschätzt.

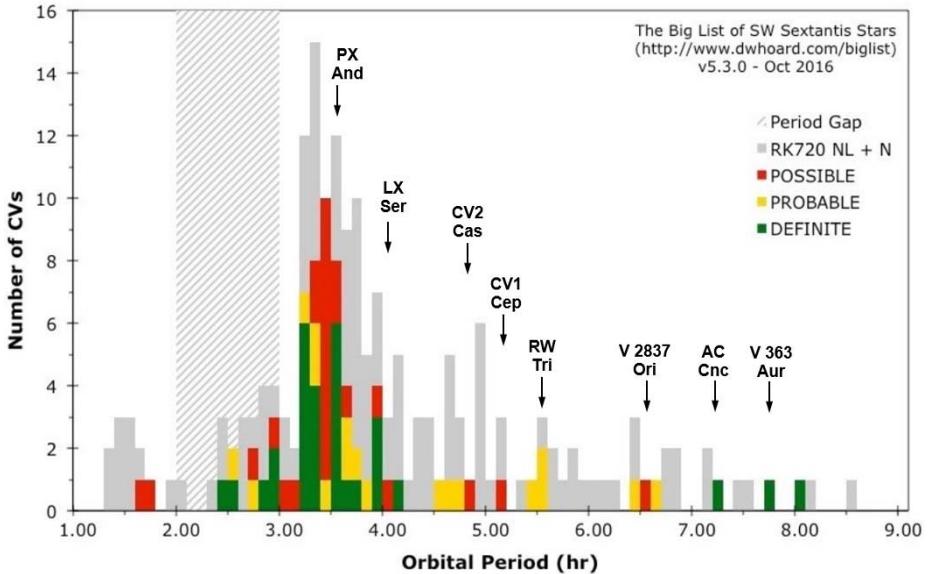


Abb. 3: Für der Zugehörigkeit zu dieser Gruppe legt der Autor dieser Darstellung einen strengen Maßstab an. Zusätzlich sind einige Sterne aus meiner Überwachungsliste eingetragen.

In Abbildung 3 [5] ist die Häufigkeit der dieser Gruppe zugehörig gemeldeten Sterne gegenüber der Periode aufgetragen. Bei Perioden zwischen drei und vier Stunden kommt es zu einer auffälligen Häufung. Eine mögliche Erklärung wäre, dass SW-Sex-Sterne sich in einer besonderen Phase der Entwicklung dieser Kataklysmischen (CV) befinden. Beim Übergang zu halbgelassenen Doppelsternen würde es zu einem kurzzeitigen starken Anstieg des Masseabflusses kommen und diese Systeme würden sich bevorzugt in diesem Bereich bilden. Bei Perioden zwischen zwei und drei Stunden nimmt dagegen die Häufigkeit schlagartig ab. Es wird angenommen, dass die Akkretion abreißt, wenn ein System in diesen Periodenbereich kommt. Im Laufe der Entwicklung dieser CVs soll sich deren Periode soweit verkürzen, dass sie letztendlich in dieses „Period Gap“ fallen. Es erschien mir nun reizvoll, bei einigen der „sicheren“ und für mich erreichbaren Mitglieder dieser Gruppe die Entwicklung der Periode über längere Zeit zu verfolgen, aber dazu mehr im dritten Kapitel.

Ist der der Veränderlichkeit verdächtige NSV 1907 ein SW-Sextantis-Stern?

Schon bald nach dem Aufkommen der Photographie hatten sich einige Sternwarten der Himmelsüberwachung verschrieben. Plattensammlungen wurden angelegt und stetig erweitert. Für die Erforschung der Veränderlichen war dies ein entscheidender Durchbruch. Das Aufkommen der CCD läutete aber das schnelle Ende der chemischen Photographie und zunächst auch das dieser Himmelsüberwachungen ein. Der Flächenzuwachs der CCD-Chips gelang aber so rasant, dass nun immer leistungsfähigere vollautomatische Stationen diese Überwachungsfunktion (surveys)

ungemein erfolgreich übernommen haben. Die Betreiber dieser Automaten verfolgen meist sehr spezifische Ziele, z.B. die möglichst frühe Meldung von Supernovae, die Entdeckung von Exoplaneten oder die Überwachung von eventuell gefährlichen Asteroiden (NEOS). Bisweilen reichen die diesen Projekten zugeteilten Mittel, um einen Teil der Daten in eine Datenbank abzulegen und diese im Netz als „public release“ für jedermann zugänglich zu machen. Dieses „data mining“ eröffnet ganz neue Perspektiven und einige unserer Mitglieder haben sich dieser Art der Beobachtung verschrieben. An der Anzahl der sich daraus ergebenden Publikationen gemessen, widmet sich Stefan Hümmerich mit Erfolg dieser Tätigkeit. Zusätzlich zum „mining“ kam er auf die Idee, die beim „Centre de Données Stellaires“ (CDS) [6] in Strasbourg gegebene Möglichkeit auszunützen, verschiedenste Sternkataloge untereinander abzugleichen, um nach Auffälligkeiten zu suchen. In der im UV-Bereich durchgeführten Durchmusterung des Weltraumteleskop GALEX [7] fiel ihm ein Stern auf, dessen Helligkeit im Nahen UV (NUV) und im Fernen UV (FUV) gleich blieb (Abb. 4), so dass der (FUV-NUV)-Index gleich Null ist. Dieser „UV-Überschuss“ deutet auf ungewöhnliche Vorgänge bei diesem Objekt. Die weitere Recherche ergab, dass die Veränderlichkeit dieses Sterns schon 1962 anhand von Plattenschwächungen der Sonneberger Himmelsüberwachung vom Gründer und Direktor der Sternwarte, C. Hoffmeister, persönlich entdeckt wurde. Wohl aufgrund der wenigen und weit auseinander liegenden Messpunkte fiel die Klassifizierung als „langperiodisch“ recht unsicher aus, so dass der Stern im Veränderlichen-Katalog GCVS nur als „New Suspected Variable“ NSV 1907 aufgenommen wurde. Es wäre bei diesen dürren Angaben geblieben, aber nun kam das „mining“ ins Spiel. Ein Aufruf des Catalina Sky Survey (CSS) [8] ergab 283 über 7 Jahre verteilte Messpunkte.

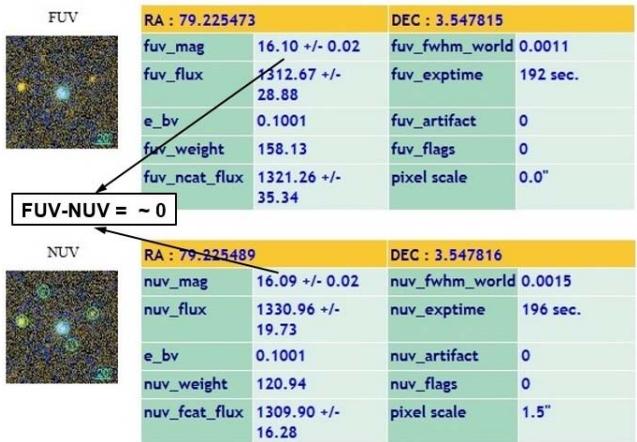


Abb. 4: Auszug aus dem GALEX-Katalog. Auch in der Abbildung des Feldes in beiden Bereichen (links) erscheint der Stern gleichhell.

Der Einsatz eines Periodensuchprogramms zeigte die LK eines Bedeckungsveränderlichen (BV) mit einer recht kurzen Periode von ca. 6,6 h und einer ungewöhnlich schnell verlaufenden, tiefen Absenkung von ca. 1,7 mag Amplitude

(Abb. 5). Noch rätselhafter erschien die bis zu 0,6 mag starke Amplitude der Streuung in den Schultern, beides für einen BV recht unüblich.

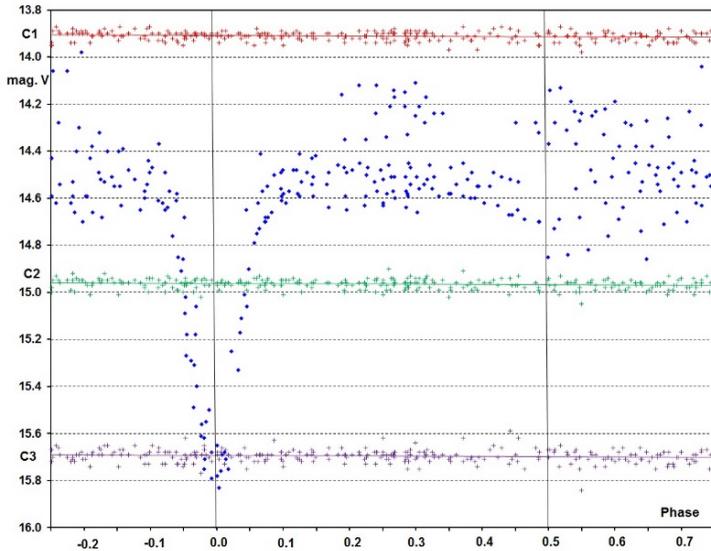


Abb. 5: Die aus Daten des CSS Survey gewonnene LK von NSV 1907. Die Qualität der Messungen zeigt sich an der geringen Streuung der eingezeichneten Vergleichssterne

Rechtzeitig vor Beginn der Beobachtungssaison übergab er mir seine Erkenntnisse mit der Bitte, diesen „heißen“ Kandidaten zu beobachten. Nichts lieber als das, aber die Zeit verging ohne Hoffnung auf eine ausreichend lange Lücke in einem durchgehend verhängten Himmel. Außerdem ist der Stern am Himmel rechts etwas oberhalb der Verlängerung der Gürtelsterne des Orion zu finden. Eigentlich kein Problem, leider steht am Anfang und für einen Gutteil der Saison mein Haus dazwischen. Aber nur Geduld, ab Januar taucht das Objekt schon am frühen Abend hinter der Kante des Hauses auf und kann über mehr als fünf Stunden verfolgt werden. In der Zwischenzeit kamen mir Zweifel an der in der CSS-LK gezeigten Amplitude der Schwankungen. Aus Erfahrungen mit anderen Surveys weiß ich, dass die Streuung der Messwerte in diesem Helligkeitsbereich oft viel größer als angegeben ausfällt. Ist der mit $\pm 0,05$ mag recht gering angesetzte Fehler bei den CSS-Daten realistisch? Die Messpunkte von drei in unmittelbarer Nähe gewählten Vergleichssterne bestätigten die geringe Streuung, so dass an der starken Unruhe der LK nun kein Zweifel bestand und ich meinte sogar bei Phase 0,5 die Spur eines Nebenminimums (NM) erkennen zu können. Beim Vorübergang der angenommenen Akkretionsscheibe vor dem Spenderstern“ könnte es zu einer leichten Absenkung kommen, die zeigen würde, dass dieser viel mehr zur Gesamthelligkeit des Systems beiträgt, als der sonst übliche Rote Zwerg.

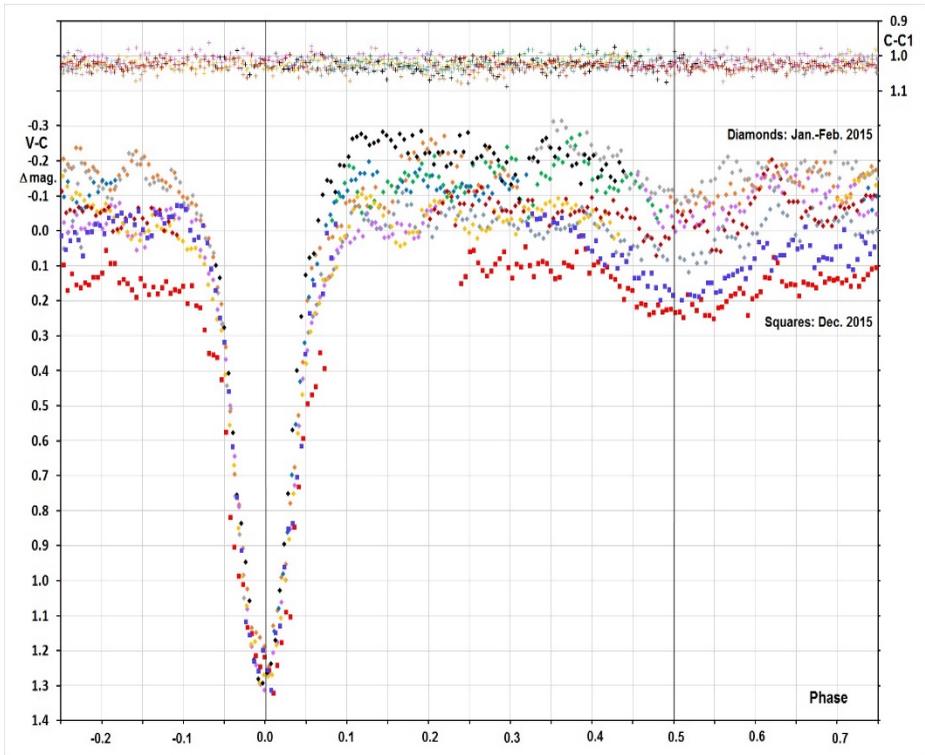


Abb. 6: Die ersten Beobachtungen dieses Systems

Die Beobachtung lief zunächst zäh an und es waren schließlich zwei Beobachtungsabschnitte zwischen Dezember und Februar in den Jahren 2014 und 2015 nötig, um eine befriedigende Dichte der LK zu erreichen, damit die wesentlichen Merkmale ausreichend dokumentiert werden konnten (Abb. 6). Da sich die Tiefe des Hauptminimums (HM) kaum ändert, kann von einer totalen oder fast totalen Bedeckung der Akkretionsscheibe ausgegangen werden. Bei einer partiellen Bedeckung müsste sich ein Teil der Helligkeitsschwankungen in den Schultern in der Tiefe des HM widerspiegeln. Wie vermutet, ist trotz der starken Unruhe in den Schultern stets ein NM bei Phase 0,5 vorhanden. Dies war mir bei SW-Sex-Sternen bislang nicht bekannt, es stellte sich aber heraus, dass dies ein Merkmal der zwei schon länger bekannten Systeme mit der längsten Periode dieser Gruppe ist. Somit könnte ein drittes System mit einer nur leicht kürzeren Periode hinzugefügt werden. Die in allen Zeitskalen starken Schwankungen in den Schultern der LK sind ein Anzeichen für turbulente Vorgänge in der Akkretionsscheibe und je näher das Gas zum Weißen Zwerg hin strudelt, desto kurzweiliger und heftiger dürften die Helligkeitsschwankungen ausfallen. Allerdings, bei einem Abgleich mit Katalogen aus dem Röntgenbereich, konnte an dieser Position bislang keine Quelle gefunden werden.

Bei einer „Schönwetterkatastrophe“ im Januar 2017 konnte ein starker Abfall der Helligkeit der Akkretionsscheibe fast Nacht für Nacht verfolgt werden (Abb. 7), wobei kleine Variationen in der Tiefe der HM zeigen könnten, dass die Bahnebene des Systems zu unserer Sichtlinie so gekippt ist, dass die Bedeckung zwar tief, aber doch nur partiell ist.

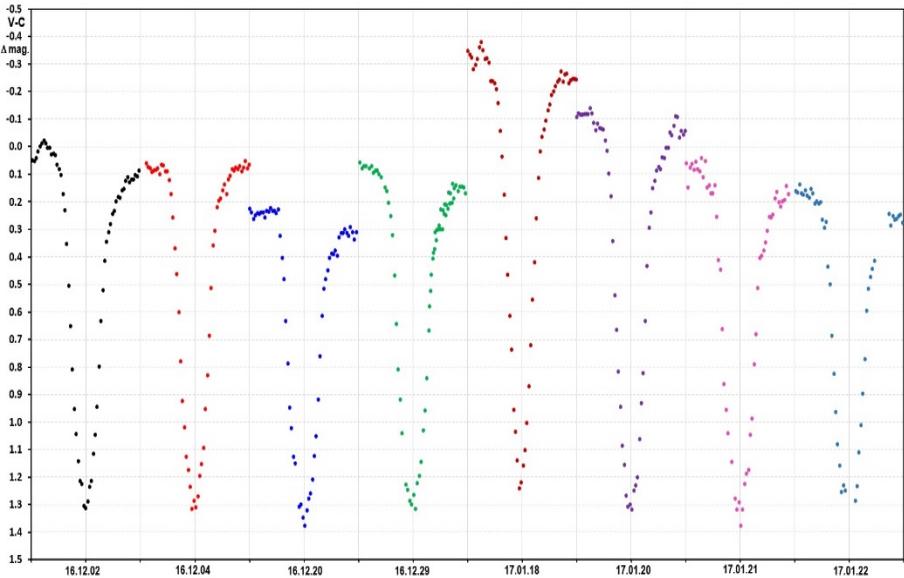


Abb. 7: Nebeneinander eingezeichnete Minima. Rechts konnte fast Nacht für Nacht ein starker Abfall der Amplitude der Bedeckung registriert werden.

Die bisherigen Ergebnisse sprechen für die Zugehörigkeit zur Gruppe der SW Sex Sterne, aber nur ein Spektrum kann dies zweifelsfrei belegen. Bei allen Sternen dieser Gruppe zeigen sich dort ausgeprägte und in der Höhe stark schwankende Wasserstofflinien in Emission. In einem Schreiben „What is going on with NSV 1907?“ habe ich unsere Erkenntnisse zusammengefasst und mögliche Interessenten wurden angeschrieben. Schließlich meldete sich ein Spezialist für Kataklysmische an der Warwick Universität, Coventry und bot an Kollegen am Isaac Newton Teleskop (INT) auf La Palma anzurufen. Nach nur einer halben Stunde Beobachtung würde man Gewissheit haben. Gesagt getan, aber zunächst gab es eine Enttäuschung weil das gewonnene Spektrum dem eines ganz normalen, sonnenähnlichen G Sterns glich! Das kann aber nun wirklich nicht sein, im Schreiben habe ich doch die Koordinaten angegeben. Die Beobachter haben dem aber nicht getraut und stattdessen die in der Datenbank SIMBAD vom CDS, Strasbourg gegebenen Koordinaten genommen. Leider beziehen sich diese auf den unmittelbar davor liegenden Stern, so dass erst beim zweiten Anlauf klar wurde, dass der Kandidat zweifellos zu den Novaähnlichen gehört (Abb. 8).

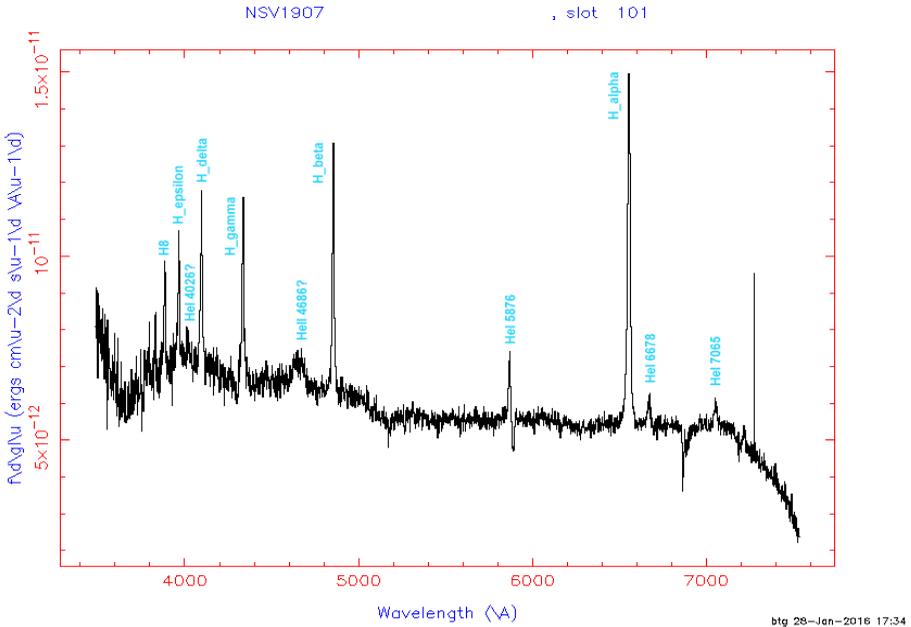


Abb. 8: Im Spektrum eines SW-Sex-Sterns zeigen sich die Wasserstofflinien in Emission

Leider blieb es bei dieser Beobachtung, denn für eine Modellierung wäre eine vollständige Abdeckung der Periode mit hochauflösenden Spektren nötig und das INT ist auf Jahre hinaus ausgebucht. Parallel dazu müsste eine ausgedehnte Mehrfarbenphotometrie durchgeführt werden und das dazu nötige kleinere Instrument ist nicht verfügbar. So wurde uns geraten einstweilen die Priorität durch eine Publikation zu sichern. Beim Verfassen des Artikels war ich froh, dass Stefan diese nicht ganz einfache Aufgabe übernahm, zumal er bei seinen vorangegangenen Publikationen Erfahrungen mit dem Textsatzsystem LaTeX gewonnen hatte. Die Zeitschrift „New Astronomy“ gehört zwar nicht zur ersten Liga astronomischer Zeitschriften, zeigte sich aber interessiert, so dass es nach Gegenlesen und den darauf folgenden Korrekturen verhältnismäßig zügig zur Veröffentlichung kam [9]. Zu unserer Überraschung wurde der Stern kurz darauf im GCVS übernommen mit der nun „offiziellen“ Bezeichnung V2837 Ori.

Die Überwachung der Periode einer Auswahl von SW-Sextantis-Sternen

Nun habe ich zwei Sterne zu überwachen und zunächst war an eine Erweiterung hin zu einem langfristigen Beobachtungsprojekt mit mehr Objekten nicht gedacht, bis mir der Artikel [10] eines Mitglieds der British Astronomical Association (BAA) auffiel. Auf Anregung des oben erwähnten Spezialisten für Kataklysmische, hat der Autor achtzehn mit Amateurinstrumenten erreichbare Sterne dieser Gruppe ausgesucht, fleißig Minima beobachtet, sie mit Daten aus der Literatur in (B-R) Diagrammen in

Beziehung gesetzt und vorläufige Schlüsse über deren Periodenverhalten gezogen. Leider kam dieses Projekt mit dem Artikel nach nur fünf Jahren zu einem Abschluss. Immerhin wurde in diese Richtung Grundlegendes geleistet und ich beschloss, dieses Programm meinen Möglichkeiten anzupassen und fortzuführen. Unter anderem musste ich auf zu weit südlich gelegene Sterne, darunter den Prototypen SW Sex selbst verzichten, weil sie am Standort nicht oder nur eingeschränkt zugänglich sind. Dafür wurde die angepasste Liste mit den zwei „Neuen“ und ein weiteres, in der Literatur bislang arg vernachlässigtes System ergänzt. Abbildung 13 zeigt die LKn einiger der bislang beobachteten Sterne. Der Beobachtungsaufwand erscheint tragbar, denn wenn überhaupt verlaufen Periodenänderungen so langsam, dass es ausreicht, ein oder zwei Minima pro Stern und Jahr zu gewinnen. Dabei ist die Kontinuität wichtig, denn in einigen Fällen besteht schon jetzt eine so große Lücke zwischen meinen und den vorangegangenen Beobachtungen, dass nicht mehr zu entscheiden ist, ob die Veränderung abrupt oder kontinuierlich stattgefunden hat (Abb. 9). Für die Abschätzung des Verlaufs oder gar für die Berechnung der Akkretionsrate in einem modellierten System wäre diese Unterscheidung wichtig.

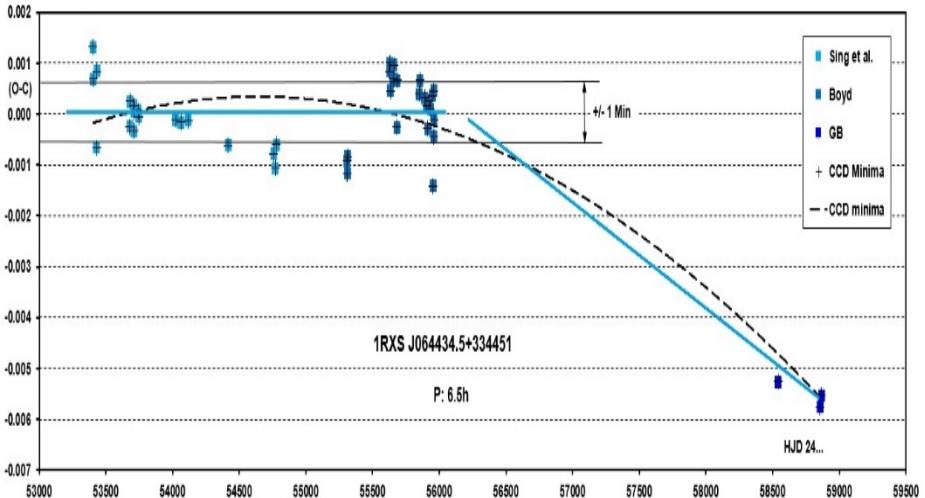


Abb. 9: Kontinuierliche (schwarz) oder abrupte (blau) Periodenverkürzung?

Zusammenfassend lässt sich sagen, dass die abgedeckte Zeitspanne bei einigen der neueren Objekte bislang nicht ausreicht, um eine Änderung festzustellen. Bei drei Sternen konnte im Einklang mit der vorherrschenden Meinung eine deutliche Verkürzung festgestellt werden, wobei der schon länger beobachtete V363 Aur (Abb. 10) nicht nur wegen seiner langen Periode eine Sonderstellung einnimmt. Bei V1315 Aql (Abb. 11) wird es spannend, denn es scheint sich eine Verlängerung anzudeuten und dies umso mehr, weil der Stern sich genau im Bereich der auffälligen Häufung der Perioden von SW-Sex-Sternen liegt und sich ganz nah am „Period Gap“ befindet, in das alle Systeme schließlich „hineinfallen“ sollen.

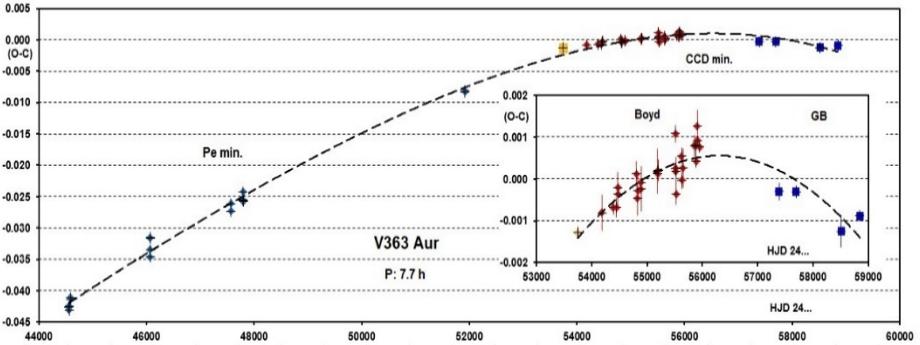


Abb. 10: Die erst in letzter Zeit festgestellte Umkehrung der Periodenänderung ist vergrößert dargestellt.

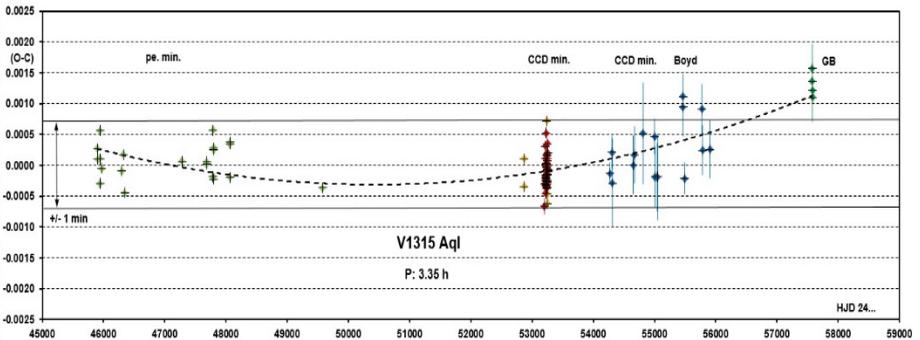


Abb. 11: Gegen den Trend: Deutet sich hier eine Verlängerung der Periode an?

Leider enthält meine Liste eine nicht geringe Anzahl von Sternen bei denen die Minima sich nicht so genau bestimmen lassen wie bei den gezeigten Beispielen. Die erhöhte Streuung kann von geringen, sich Nacht für Nacht ändernden leichten Verformungen der LK kommen und somit verlängert sich die Zeitspanne bis eine Tendenz erkennbar wird. Es bleibt nur zu hoffen, dass meine Apparatur noch lange genug durchhält um zu aussagekräftigen Ergebnissen zu kommen...

Referenzen:

[1] Gröbel R.: Ist N1CB002289 ein SW Sextantis Stern? RB 2015/4
[2] Kjurkchiewa, D. et al.: 2MASSJ22560844+5954299: the newly discovered cataclysmic star with the deepest eclipse, <https://arxiv.org/pdf/1510.04094.pdf>
[3] Khruzina, T. et al.: The SW Sex-type star 2MASS J01074282+4845188: an unusual bright accretion disk with a non-steady emission and a hot White Dwarf. <https://arxiv.org/pdf/1303.1675.pdf>

[4] CBA, Center for Backyard Astronomy, photometric study of cataclysmic variable stars, <https://cbastro.org/>

[5] D. W. Hoard, The Big List of SW Sextantis Stars, <https://www.dwhoard.com/biglist>

[6] CDS, Centre de Données astronomiques de Strasbourg, <https://cds.u-strasbg.fr/>

[7] Bianchi, L., Revised Catalog of GALEX Ultraviolet Sources, <https://arxiv.org/pdf/1704.05903.pdf>

[8] The Catalina Surveys Data Release 2 (CSDR2), <http://nessi.cacr.caltech.edu/DataRelease/>

[9] Hümmerich, S. et al., NSV 1907 - a New Eclipsing, Nova-Like Cataclysmic Variable <https://arxiv.org/pdf/1608.07610.pdf>

[10] Boyd, D., A Study of the Orbital Periods of Deeply Eclipsing SW Sextantis Stars, JAAVSO Volume 40, 2012

Rainer Gröbel, Blütenstr. 19, 90542 Eckental, 09126 9701, rainer.groebel@tzboo.de

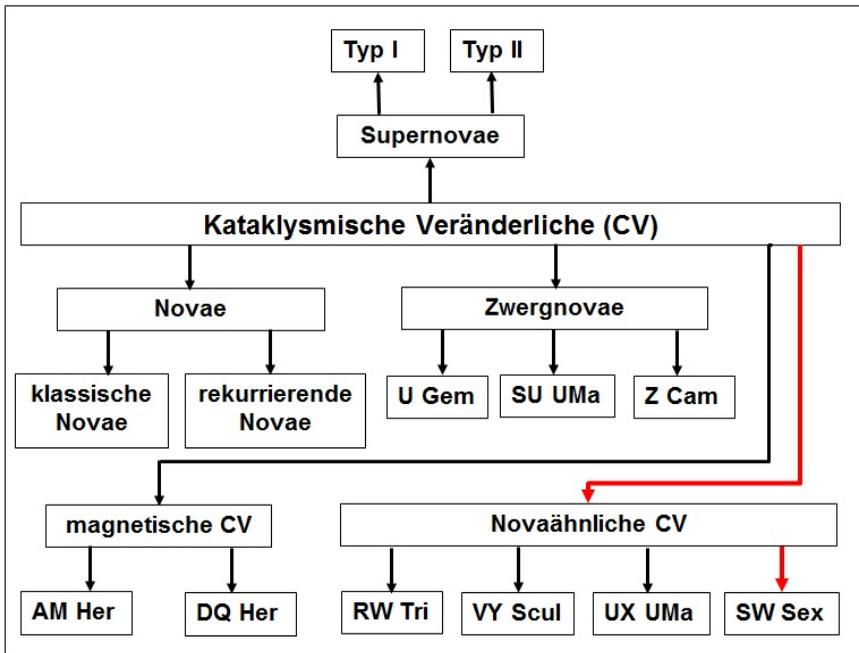


Abb. 12: Die Einordnung der SW-Sex-Sterne unter den Kataklysmischen Veränderlichen.

Abb. 13 (Folgeseite): Lichtkurven einiger Sterne aus meiner Liste nach abnehmender Periode geordnet.

Überraschende Echoausbrüche von ASASSN-18ey und TCP J21040470+4631129

Klaus Wenzel

Abstract: *Two objects (ASASSN-18ey; TCP J21040470+4631129), which have already been reported in detail here, showed rebrightenings. I present my updated light curves based on visual and CCD observations in my Roof-Observatory in Wenigumstadt.*

Zwei Objekte (ASASSN-18ey; TCP J21040470+4631129), über die an dieser Stelle schon ausführlich berichtet wurden, zeigten überraschende Echoausbrüche. In diesem Bericht stelle ich meine aktualisierten Lichtkurven basierend auf visuellen und digitalen Beobachtungen meiner Dachsternwarte in Wenigumstadt vor.

ASASSN-18ey = V3721 Oph

Bei ASASSN-18ey handelt es sich um ein stellares Schwarzes Loch (black hole X-ray binary candidate), über das ausführlich im RB 4/2018 von Josch Hamsch und mir berichtet wurde [1]. Mittlerweile trägt es die offizielle Bezeichnung V3721 Oph.

Naoto Koojiguchi und weitere Kollegen der Kyoto University entdeckten bei Nachforschungen im Harvard Archiv zwei historische Ausbrüche 1898 und 1934, was auf eine ungefähre Periode von 40 Jahren hinweisen könnte [2]. Ein weiterer bisher unentdeckter Ausbruch könnte also um 1980 stattgefunden haben.

Der aktuelle Ausbruch ereignete sich bereits im März 2018. Das Objekt erreichte um den 25.03.2018 eine Maximalhelligkeit von knapp über 12 mag. Bis zum Ende der Beobachtungssaison im November 2018 fiel diese Helligkeit wieder unter die 15. Größenklasse. Bei ersten Beobachtungen Anfang Februar 2019 war die Helligkeit mittlerweile unter die 17. Größe gefallen. Mitte März 2019 konnte dann ein erneuter Helligkeitsanstieg beobachtet werden, der eine Maximalhelligkeit um den 20.03.2019 mit etwa 13,7 mag erreichte. Die Helligkeit ging dann wieder kontinuierlich zurück und fiel bis Mitte Mai unter die 18. Größe. Der Ausbruch schien nun endgültig vorbei zu sein.

Im März änderte sich diese Situation und ASASSN-18ey wurde wieder dramatisch heller. Am 13.03.2019 notierte ich 14,8 mag und am 22.03.2019 13,7 mag - die Maximalhelligkeit dieses ersten Echoausbruchs. Die Helligkeit stagnierte kurz bis Ende März, um dann wieder kontinuierlich bis Ende Mai auf etwa 18 mag abzufallen. Bei weiteren sporadischen Beobachtungen bis Anfang August konnte ein weiterer schwacher Rückgang der Helligkeit beobachtet werden.

Zwischen dem 5. und dem 21.08.2020 setzte dann ein weiterer Helligkeitsanstieg ein, der u.a. von BAV-Mitglied Josch Hamsch entdeckt wurde [3]. Am 23.08. beobachtete ich ASASSN-18ey mit 13,8 mag, also ähnlich wie der erste Echoausbruch. Am 23.09.2020, meiner letzten Beobachtung der Saison 2019, lag die Helligkeit wieder bei 15,5 mag.

Als ASASSN-18ey Ende Januar 2020 wieder am Morgenhimmel auftauchte, konnte ich das Objekt mit etwa 18,5 mag in der Nähe der Ruheshelligkeit beobachten. Um so überraschender kam dann die Meldung am 19. Februar 2020 über Astronomers

Telegram, über ein erneutes Rebrightening, das ich am 22. Februar mit 14,8 mag bestätigen konnte. Am 2. Februar konnte ich ASASSN-18ey dann mit 13,9 mag beobachten, damit war in etwa die Helligkeit der vorangegangenen Echoausbrüche erreicht. Ob damit das Maximum dieses 3. Echoausbruchs erreicht ist und die Helligkeit wieder wie bei den vorangegangenen Ausbrüchen zurückgeht, werden weitere Beobachtungen im Frühjahr und Sommer 2020 zeigen. Vielleicht kehrt ASASSN-18ey dann endgültig für die nächsten Jahrzehnte zu seiner Ruhelihelligkeit zurück. Eventuell erleben wir aber auch noch einen 4. Echoausbruch. Das exotische Objekt bleibt in jedem Fall spannend.

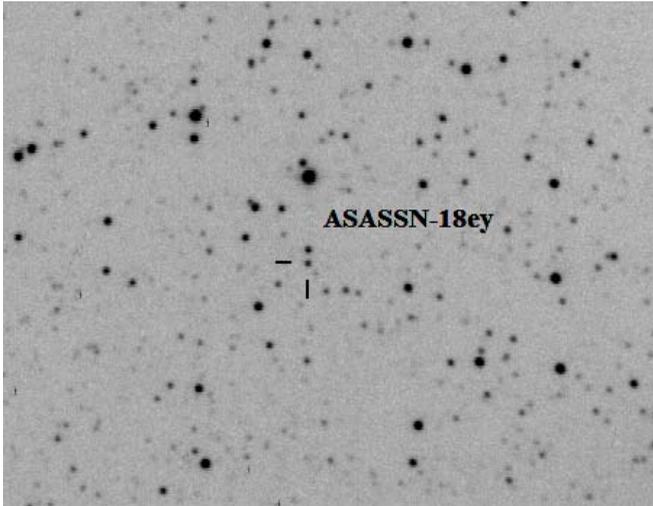


Abb 1: CCD-Aufnahme vom 18.03.2019 kurz vor dem Maximum des ersten Echoausbruchs (6"-Newton, f/6, 10 x 25 s)

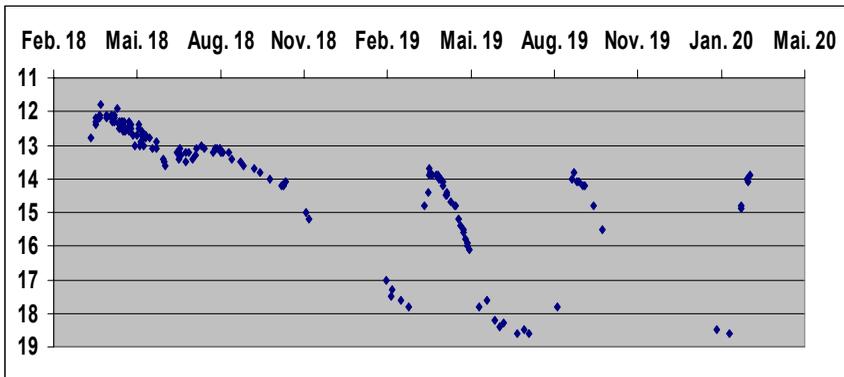


Abb 2: Gesamtlchtkurve mit den drei hier beschriebenen Echoausbrüchen von ASASSN-18ey nach visuellen (12,5- und 16"-Newton) und CCD-Beobachtungen (6"- und 8,3"-Newton) meiner Dachsternwarte in Wenigumstadt.

TCP J21040470+4631129

Bei dieser am 12.07.2019 entdeckten Zwergnova vom Typ UGWZ konnten zunächst 4 Echoausbrüche zwischen dem 17.08. und dem 17.09.2019 kurz hintereinander beobachtet werden. Auch über diese Beobachtungen hatte ich bereits hier im BAV Rundbrief berichtet [5]. Bei weiteren Beobachtungen blieb die Helligkeit bei knapp unter 15 mag hängen. Der Ausbruch schien vorbei zu sein. Aber auch bei diesem Objekt führte ich sporadisch weitere Beobachtungen durch. Knapp 3 Monate nach Ende des 4. Echoausbruchs, stieg die Helligkeit ab dem 08.12.2019 erneut an und erreichte am 12.12.2019 wieder 11 mag. Die Helligkeit ging dann langsam bis zum 19.12. auf 11,9 mag zurück, um dann abrupt bis zum 21.12. auf 14,5 mag einzubrechen. Dieser 5. Echoausbruch war damit der mit Abstand heftigste und stellte die 4 vorherigen weit in den Schatten, oder kann man hier von einem eigenständigen Ausbruch sprechen, was aber für eine Zwergnova vom Typ WZ sehr unüblich wäre.

Bei meiner letzten Beobachtung im Jahr 2019 am 29. Dezember lag die Helligkeit bei 15,5 mag. Dieser Trend konnte auch nach ersten Beobachtungen Mitte Januar 2020 am Morgenhimmel bestätigt werden. Auch bei diesem Objekt sind weitere Kontrollbeobachtungen in der kommenden Beobachtungssaison geplant. Vielleicht hält die Zwergnova TCP J21040470+4631129 ja noch eine weitere Überraschung für uns bereit.

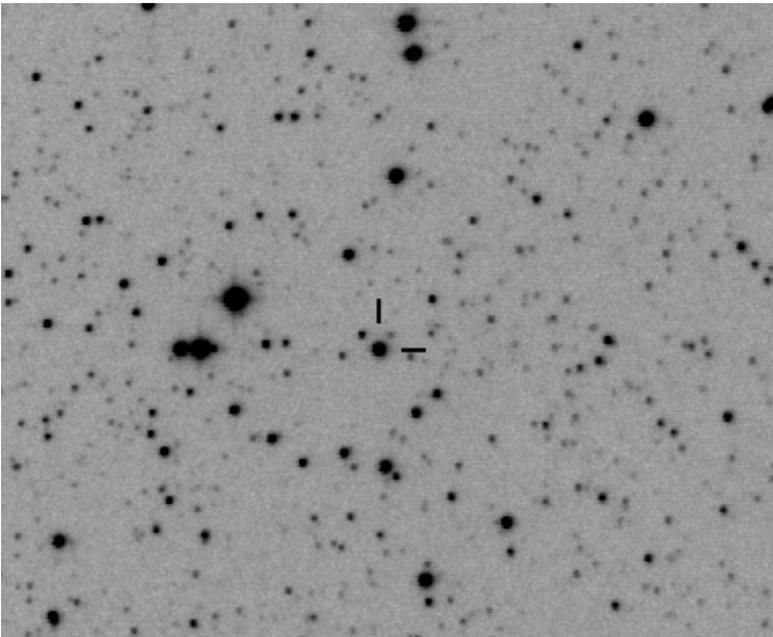


Abb 3: TCP J21040470+4631129 am 12.12.2019 (Maximum 5. Echoausbruch) mit einer Helligkeit von 11 mag (6"-Newton, f/6)

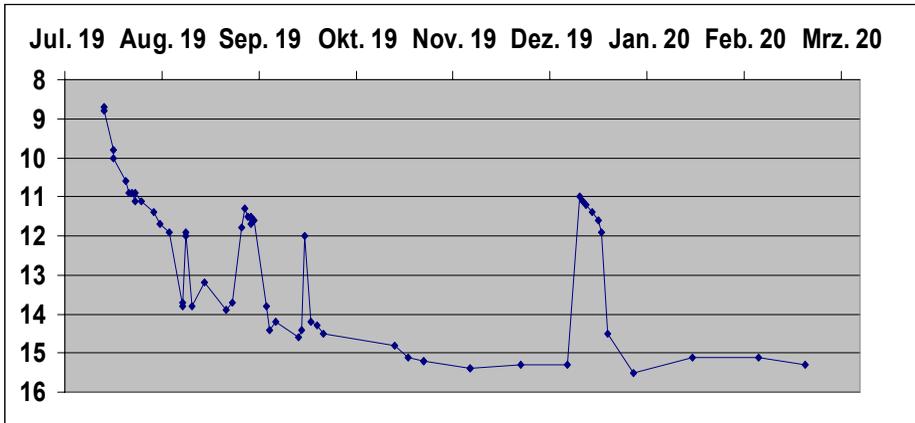


Abb 4: Gesamtlichtkurve von TCP J21040470+4631129 nach Beobachtungen (visuell und digital) in meiner Dachsternwarte in Wenigumstadt mit dem heftigen 5. Echoausbruch

Literatur:

- [1] BAVR 4/2018 139 - K. Wenzel, F. J. Hamsch - MAXI J1820+070 = ASASSN-18ey - Ein stellares schwarzes Loch
- [2] ATel #13066 (2019) N. Kojiguchi et. al. - The 1898 and 1934 outbursts of ASASSN-18ey (= MAXI J1820+070)
- [3] ATel #13014 (2019) J. Hamsch et. al. Optical Rebrightening of ASASSN-18ey = MAXI J1820+070)
- [4] ATel #13502 (2020) R. Adachi et. al. Optical Rebrightening of ASASSN-18ey = MAXI J1820+070)
- [5] BAVR 4/2019 208 - K. Wenzel - Zwergnovaausbruch in Cygnus - TCP J21040470+4631129

Klaus Wenzel, Hamoirstr. 8, 63762 Großostheim, Wenzel.qso@t-online.de

Anmerkungen zum BAV Rundbrief 1-2020

Dietmar Bannuscher

Dieser Rundbrief hat genau wie der letzte in 2019 die praktikable Maximalseitenzahl von 76 Seiten (einschließlich Umschlag) erreicht. Die Entwicklung ist toll, hatten wir in der Vergangenheit eher zu wenig Artikel erhalten. Allerdings mussten deswegen erneut Artikel verschoben werden, das betrifft insbesondere einen vorgesehenen Artikel über die aktuelle Entwicklung von Beteiligte sowie einige Beobachtungsartikel. Interessante Meldungen über das BAV-Forum werden nun in den nächsten Rundbrief verschoben. Das 70jährige BAV-Jubiläum wird auch erst im Folgeheft gewürdigt.

Welche Photometrischen- und Spektraluntersuchungen sind dem Sternfreund, dem Liebhaber und Amateurastronomen zugänglich? Teil 3

Peter B. Lehmann

Zum Handwerkzeug des Amateur-Spektroskopikers seien jetzt die Richtung weisenden Begrifflichkeiten dargestellt. Eine Rezeptur nach dem Motto man nehme, usw. ist mit diesem kleinen Aufsatzes für Amateure nicht angestrebt. Aber dem Leser sei versichert, dass, je tiefer er in die unten genannten Teilbereiche der Physik eindringt, um so erlebnisreicher die Erkenntnisse sein werden, die er daraus schöpfen kann.

Um auch als Amateur aus und mit den Spektren verwertbare Ergebnisse zur Sternentwicklung zu erkennen oder sogar zu erzielen, ist es unerlässlich, sich etwas eingehender mit den physikalischen Grundbegriffen, bevorzugt aus Atomphysik, Mechanik, Elektromagnetismus, Schwingungen und Wellen sowie Thermodynamik zu befassen.

Normales Sternlicht ist stets eine Mischung aus allen Spektralfarben. Ausgenommen sind extrem kühle Sterne und solche, die hinter besonders dichten Staubwolken stehen. Der Farbton eines Sterns entsteht durch die Sättigung mit der einen oder anderen Spektralfarbe. Der Zusammenhang zwischen Sternfarbe (Verteilung der Strahlungsenergie über das Spektrum) und das Helligkeitsempfinden in einem bestimmten Spektralbereich beruht auf der messtechnischen Definition der Sternfarben (Farbindizes). Dieser taucht oftmals in Katalogen auf und gibt einen Hinweis auf den Spektraltyp der Sterne.

Was ist Farbe: Das für uns sichtbare weiße Licht ist eine farbige Mischung aus allen Regenbogen-Farben einer bestimmten Wellenlänge und wird von unseren Augen als farbig empfunden. Es ist aber nur ein kleiner Teil aus dem breiten Band der elektromagnetischen Wellen, die uns in so unterschiedlichen Erscheinungsformen wie Radiowellen, Wärme-, Röntgen- und Gammastrahlen bekannt sind. All diese Erscheinungsformen unterscheiden sich nur durch ihre Frequenz (Anzahl der Schwingungen im Vakuum pro Sekunde). Die Einheit für die physikalische Größe Frequenz ist das Hertz. Obwohl in den Medien (Rundfunk, TV) oft von Wellenlänge im Kiloherz oder Meterbereich die Rede ist, muss hier eingefügt werden, dass in der Astrophysik die spektroskopische Ausbreitungsgeschwindigkeit der Wellenlänge stets auf die Lichtgeschwindigkeit von rund 300.000 km/s im Vakuum bezogen ist. Wollen wir das Wesen aller sichtbaren Himmelskörper ergründen, so bleibt uns nichts anderes übrig, als den Code des Lichtstrahles zu entziffern und verstehen zu lernen.

Eine weitere Grundtatsache aller Spektroskopie ist, dass Atome und Moleküle Licht und andere elektromagnetische Strahlung mittels ihrer Elektronen erzeugen und verschlucken. Nur mit extrem hohen Energien (kurzen Wellenlängen) spielen die Atomkerne dabei eine direkte Rolle. Die Elektronen können den Atomkern auf verschiedenen elliptischen Bahnen umrunden. Auf jeder Umlaufbahn benötigen sie eine andere Energiestärke. Beim wechseln von einer Umlaufbahn zur nächsten Bahn können die Elektronen Strahlung absorbieren (verschlucken) oder emittieren (aussenden oder abgeben). Die Energiestärke, der dabei erzeugten, beziehungsweise vernichteten Photonen (Lichtteilchen) entspricht gerade der

Differenz zwischen den Energiestärken der beiden beteiligten Elektronenbahnen. Denn jede Elektronenbahn hat eine individuelle andere Energiestärke. Das von E. Rutherford 1911 vermutete, den Planeten ähnliche, aber kreisförmige Bahnverhalten der Elektronen, bestätigte sich also nicht.

Aber seine weiteren experimentellen Kernladungsbestimmungen ergaben die folgenden klaren und genauen Übereinstimmungen mit den Kernladungszahlen der Elemente: 1. Wasserstoff, 2. Helium, 3. Lithium, 4. Beryllium, 5. Bor, 6. Kohlenstoff usw., als kleinste Einheit 1 bis zur Ordnungszahl 92 für Uran! Um das Ladungsgleichgewicht im Atom herzustellen, musste Rutherford seinem Atommodell die Anzahl der bekannten Elektronen den Elektronenhüllen zuordnen. Dieses neue Modell des Atoms entwickelte Rutherford im Jahre 1911. Nach den Gesetzen der Elektrodynamik musste das Elektron auf der Kreisbahn des Rutherford-Atoms ein elektromagnetisches Wechselfeld erzeugen, also ständig strahlen. Dadurch musste jedoch auch ständig Energie an den umgebenden Raum abfließen. Mit diesen Überlegungen stand die Physik vor einem peinlichen Dilemma. Alle bisherigen Experimente hatten schließlich die Atome als sehr stabile, zeitbeständige Gebilde beschrieben.

Das Rutherfordsche Modell konnte diese Widersprüche kurzzeitig nicht klären. Es dauerte fast 2 Jahre, bis der junge dänische Physiker Niels Bohr (1886-1961) diesem Problem ein Ende bereitete. Die experimentell erzeugten Ergebnisse standen im krassen Gegensatz zu den Gesetzen der klassischen Mechanik Newtons und der Elektrodynamik Maxwells, sie mussten im Bereich des Atoms falsch sein. Diese theoretische Neuorientierung des jungen Physikers Bohr war zu dieser Zeit eine wahrhaft mutige Tat, aber nach den Geboten der Ehrfahrungs-Wissenschaft Physik eine absolute Notwendigkeit. Im Mikrokosmos zeigen sich seltsame Regeln. Die Elektronen können sich nämlich nicht wie erwartet beliebig bewegen oder verhalten, sondern müssen immer ganz bestimmte Bahnradien und Energiestärken einnehmen. Dazwischen gibt es verbotene Bereiche, in denen sich kein Elektron aufhalten kann (darf). Diese Bereiche werden beim Bahnwechsel der Elektronen (quantenweise) übersprungen (Quantensprung). Die moderne Physik spricht hier von Quantisierung der atomaren Eigenschaften. Dies ist eine der seltsamsten Erscheinungen, die in unseren täglichen Erfahrungen keinerlei Gegenstück findet. Die Quantisierung beginnt erst, wenn man zu sehr kleinen Dimensionen und sehr geringen Energien vordringt. Die fundamentale Einheit der Quantisierung der atomaren Größen ist die Plancksche Konstante "h".

Das Standardmodell der Teilchenphysik funktioniert eigentlich prächtig. Es beschreibt alle bekannten Elementarteilchen und die zwischen ihnen wirkenden Kräfte mit zum Teil unglaublicher Präzision. Theorie und Experiment decken sich manchmal bis jenseits der zehnten Nachkommastelle. Bemerkenswert ist, dass die Wissenschaftler aber selbst noch nie richtig glücklich damit waren. Von Anfang an galt dieses Modell als Übergangslösung, eine Zwischenstufe auf dem Weg zu einer noch tieferen Theorie. Dafür gibt es wesentliche Gründe: Erstens beschreibt das Standardmodell nur 3 von 4 fundamentalen Kräften in der Physik. Diese sind 1. elektromagnetische Kraft, 2. starke Kraft und 3. schwache Kernkraft, die den Aufbau der Atomkerne und ihren radioaktive Zerfall erklärt. Die 4. Kraft, die Gravitation, welche umgangssprachlich auch "Schwerkraft" oder "Schwerefeld" genannte wird, ist

keine Kraft, sondern eine Eigenschaft des gekrümmten Raumes. Diesen nutzen wir z.B. in der Seefahrt oder Flugnavigation, wenn wir sehr weite Entfernungen z.B. zwischen New York und Hamburg berechnen wollen. Dabei müssen wir immer berücksichtigen, dass die kürzeste Entfernung auf der Oberfläche unserer Erdkugel die geodätische Linie ist. Damit meinen wir die gekrümmte Linie eines Großkreises, der durch beide Zielorte läuft.

Der bekannte Versuch von Galilei am schiefen Turm von Pisa, der von der NASA mit modernen Mitteln in einem 60 m hohen luftdichtem Stahlurm, in dem bisher stärksten auf unserem Planeten erzeugtem Vakuum, wiederholt wurde, zeigte eindeutig, dass ein Federbüschel zusammen mit einer Bowlingkugel zeitgleich ohne die geringste gegenseitige Beeinflussung auf dem Boden landete. Die Erklärung dazu liefert die "Allgemeine Relativitäts-Theorie", mit dem von Einstein postulierten gekrümmten Raum.

Die Gesetze der Strahlung sind in der Physik seit 1860 unangefochten. Die beiden Wissenschaftler G. R. Kirchhoff (1824-1887) und Robert W. Bunsen (1811-1899) entdeckten, dass das Verhältnis von Absorption zu Emissionsvermögen für alle gasförmige, flüssige und feste Körper dasselbe ist. Allerdings hängt dies von der Temperatur der Schwarzkörper (SK) und deren Wellenlänge ab und dem Betrag nach dem Emissionsvermögen eines (SK) bei dieser Temperatur entspricht. In der Folge gelang J. Stefan 1878 theoretisch zu begründen, dass die Gesamtenergie eines SK der 4. Potenz der Temperatur proportional ist (Stefan-Boltzmann-Gesetz).

Die Energieverteilungsmessungen durch W. Wien 1893 führten zur Aufstellung des Wienschen Verschiebungs-Gesetzes. Die Energie-Verteilung verschiebt nämlich die Temperatur immer zur kürzeren Wellenlänge. 1896 fand Wien eine mathematische Beziehung, die gut mit seinen kurzwelligen Messungen übereinstimmte. Das gesetzmäßige Mitwachsen der Formel versagte aber aufgrund neuer Messungen von F. Kurlbaum und H. Rubens bei höheren Temperaturen und langen Wellenlängen. Max Planck, der sich zu gleicher Zeit mit der Energieverteilung im Spektrum eines SK beschäftigte, fand aber zunächst nach einer Kontrollrechnung lediglich eine Begründung für das Wiensche Gesetz. Diese zufällige Entdeckung befriedigte Planck aber nicht. Unter Einbeziehung der Messungen von Kurlbaum und Rubens wiederholte er seine Rechnungen. Heraus kam dabei nicht nur das Plancksche Strahlungsgesetz (h) und das Plancksche Wirkungsquantum, sondern auch noch den Nobelpreis. Mit seiner Arbeit „Zur Theorie des Gesetzes der Energieverteilung im Normal-Spektrum“ war damit der modernen Quantenmechanik und -theorie der Boden bereitet.

Niels Bohr (1886-1961) stellte ein System von Regeln im Gegensatz zu Newtons Mechanik und Maxwells Elektrodynamik in seiner Quantentheorie des Atombaus auf, welche über das Verhalten der Elektronen in der Atomhülle entschied. Er knüpfte dabei an die Gedanken von Max Planck und Albert Einstein von der gequantelten Energie an. Seine willkürlich erscheinenden Formulierungen der neuen Gesetze entsprangen offensichtlich seinem genialen Ahnungsvermögen:

1.) Elektronen bewegen sich so auf Quantenbahnen um den Atomkern, dass ihre Fliehkraft der elektrostatischen Anziehungskraft das Gleichgewicht hält. und ihr Aufenthalt ist nur auf bestimmten Quantenbahnen erlaubt.

(Während Rutherford die Elektronen auf beliebigen, nach den Gesetzen der Mechanik kreisförmigen Bahnen um den Atomkern laufen ließ, gestattete Nils Bohr ihnen es nicht).

2.) Das Gesetz der klassischen Elektrodynamik, nach dem Elektronen auf einer Kreisbahnen elektromagnetische Wechselfelder erzeugen, ist in der Atomhülle ungültig. Denn auf den Quantenbahnen bewegen sich die Elektronen ohne Energieverlust durch Strahlung.

3.) Die Elektronen können von einer Quantenbahn auf eine andere springen. Dabei verändert sich die Energiestufe des Atoms. Der Sprung auf eine weiter außen liegende Bahn erfordert die Aufnahme von Energie. Das erfolgt z.B., wenn das Atom ein Einsteinsches Lichtquant absorbiert (verschluckt). Springt dagegen das Elektron auf eine Bahn, die näher am Atomkern liegt, wird Energie frei und in der Form als einzelnes Energiepaketes Photon (Lichtteilchen) ausgestrahlt.

Auswertbare spektroskopische Beobachtungen erfordern spezielle optische und astrofotografische oder oft noch digitale Ausrüstungen sowie spezielle Rechenmethoden. Das Auftreten und die Intensität von Spektrallinien in Sternspektren sind von der Temperatur und der chemischen Zusammensetzung der Sternatmosphäre abhängig. Aus Sternspektren ist erkennbar, dass bei hohen Temperaturen Spektrallinien von Wasserstoff und Helium oder deren Ionen (Ionisation) vorherrschen (z.B. Balmerreihe). Bei geringeren Temperaturen erscheinen auch Linienspektren anderer Elemente.

Eine Einteilung der Sternspektren nach diesen Gesichtspunkten führt zur Definition der Spektralklassen, die durch einen großen Buchstaben mit angehängter Indexzahl bezeichnet werden. Die an diese Buchstaben gesetzten Indexzahlen von 0 bis 9 ermöglichen die feinere Unterteilung der Spektren (siehe Kasten). Die Einteilung nach Spektralklassen ist zugleich eine Einteilung nach der fallenden Oberflächentemperatur der Sterne und steht demzufolge mit dem Farbindex in Verbindung. Die endgültige Form der Spektralfolge lautet O--B--A--F--G--K--M---R---N/S.

In den Sternspektren der Klasse A, ursprünglich der Anfang der Folge, sind die H-Linien des Wasserstoffs am intensivsten. In den Klassen F, G, K und M werden diese Linien zunehmend schwächer. In den Klassen B und O sind die H-Linien ebenfalls schwach. In den Klassen R, N und S gibt es fast keine Wasserstofflinien mehr. Nur sehr wenige Sterne gehören diesen Klassen an. Sie haben auch eine etwas andere chemische Zusammensetzung und sondern sich deshalb von der einheitlichen Spektralfolge ab.

Die Sternklasse R und N sind so genannte Kohlenstoff-Sterne. Bei S-Sternen sind die Linien des Zirkoniumoxids zu sehen. Während in den Spektren der K- und M-Klasse die Linien von Titanoxid vorherrschen. Bemerkenswert ist auch, dass bei den niedrigen Temperaturen der Klassen K, M und R in den Atmosphären der Sterne noch Moleküle chemischer Verbindungen existieren, während an der Oberfläche der heißeren O- und G-Sterne alle Moleküle in Atome gespalten sind. Aus der Anwesenheit der Molekül-Linien in den Spektren kann auch auf die Oberflächentemperatur geschlossen werden.

My Cephei (μ Cephei) - ein heller, zirkumpolarer Veränderlicher

Dietmar Bannuscher

Ein heller, alt gedienter Veränderlicher ziert das südliche Ende des Sternbilds Cepheus. Lediglich ein "Daumensprung" von Delta Cep entfernt fristet er sein Dasein am Rande eines schönen Nebels mit Sternhaufen (IC 1396), inmitten der Milchstrasse.

Johann Bayer gab 1603 der Helligkeit im Sternbild folgend dem Veränderlichen die Bezeichnung "My" oder besser " μ ". Interessanterweise fand Sir William Herschel 1783 den Stern wieder und benannte ihn nach seiner leuchtender Farbe "Granatstern". Erst J.R. Hind entdeckte 1848 die Veränderlichkeit.

In der Tat findet man bei My Cep einen Lichtwechsel von 3,4 bis 5,1 mag, bei mehreren Perioden. Der Veränderlichkeitstyp ist SRc, also ein Halbregelmäßiger. In der BAV wird der Stern leider nicht oft erwähnt, obschon viele BAVer ihn regelmäßig überwachen. Eine Lichtkurve von Dietmar Böhme rief die Erinnerung an ihn in mir wach und man sieht diese seine Beobachtungen auf der Rückseite des Rundbriefes.

In der Literatur finden sich verschiedene Perioden (nichts ungewöhnliches für Halbregelmäßige), es wird von einer 730-Tage- und 4400-Tage-Periode gesprochen, auch 850 Tage wurden gefunden. Letztendlich können das nur weitere, womöglich eigene Beobachtungen zeigen. Ein Beispiel von Wolfgang Vollmann sei hier zur Motivation in Abbildung 1 gezeigt.

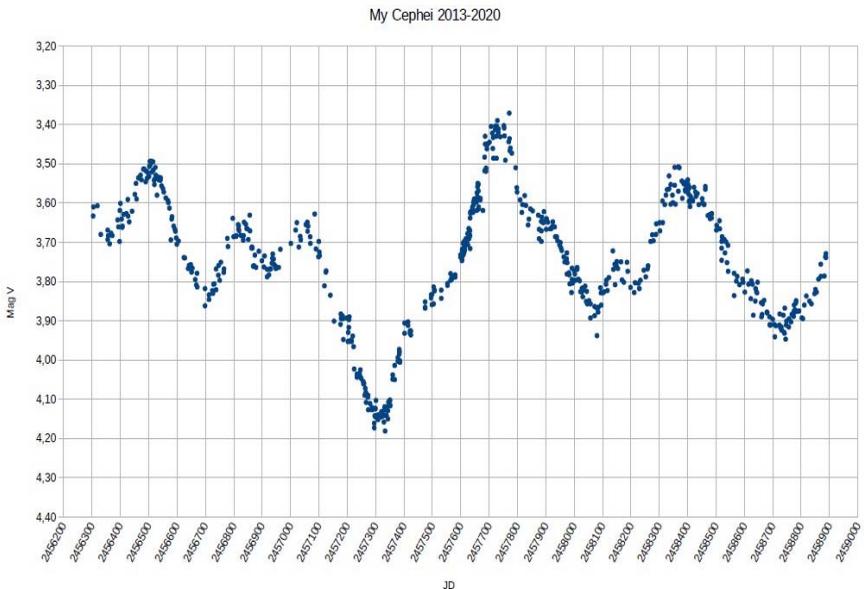


Abb. 1: Langzeitlichtkurve von My Cep, beobachtet von Wolfgang Vollmann

My Cep ist riesig, an die Stelle der Sonne gesetzt, würde seine Oberfläche bis zur Saturnbahn reichen (ca. 1420 Sonnenradien). Dort beträgt seine Temperatur 3450 K. In seiner Umgebung gibt es sogar Wasserdampf. Nach Epsilon Aur und VV Cep ist My Cep der drittgrößte Stern am Himmel. Er wird irgendwann als Supernova explodieren.

Seine 25 Sonnenmassen erzeugen 350.000 Sonnenleuchtkräfte, er dreht sich in 1520 Tagen einmal um sich selbst. Begleitet wird My Cep von zwei Partnern.

Alles in allem ein hochinteressantes Objekt, hell, leicht zu finden, mit einfachen Mitteln zu beobachten und sogar das ganze Jahr über sichtbar.

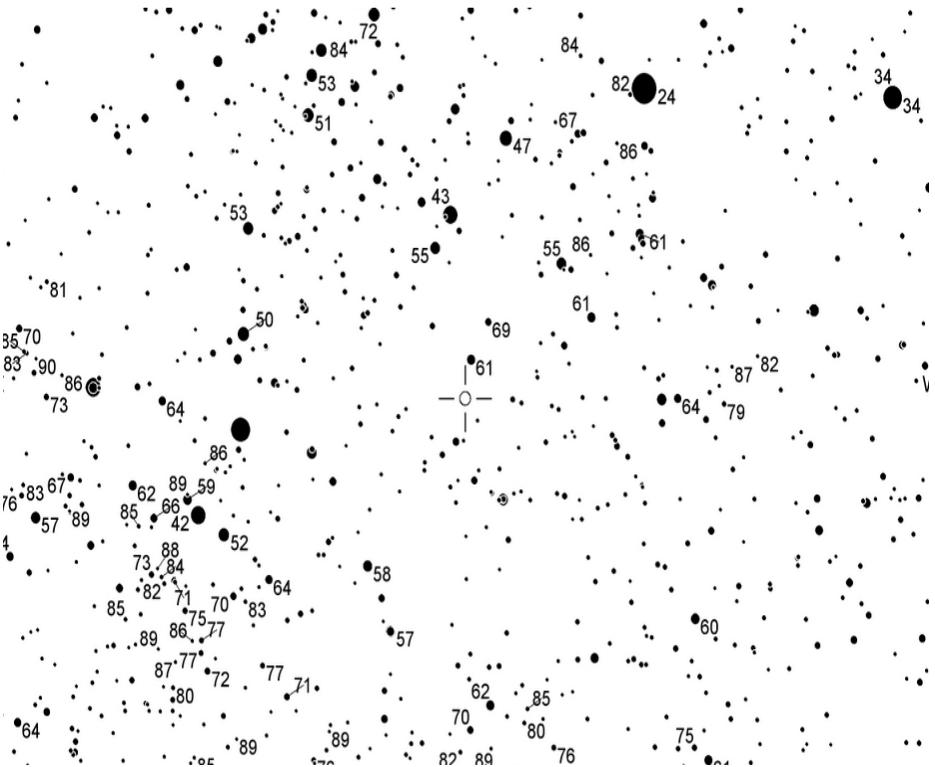


Abb. 2: Vergleichsternkarte der AAVSO für My Cep, Norden oben, Osten links.

In der Gesamtlichtkurve der AAVSO ist der Helligkeitsverlauf im Visuellen eher ein breites Band. Im R-Band zeigt er sich eindeutiger. Die BAV-Gesamtlichtkurve zeigt den Lichtwechsel auch deutlicher.

Dietmar Bannuscher, Burgstr. 10, 56249 Herschbach
 dietmar.bannuscher@t-online.de

Einladung zum BAV-Veränderlichenbeobachter-Treffen am 15. und 16. Mai 2020 in Hartha

Lienhard Pagel

Am 15. bis 16. Mai 2020 kommen BAVer sowie alle an Veränderlichen Sternen interessierten Sternfreunde zum alljährlichen Treffen in Hartha zusammen. Wir bieten Themen für Anfänger und Fortgeschrittene.

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

Freitagabend (15.5.) ab 20 Uhr sind Präsentationen oder Tutorials im Konferenzraum des Hotels "Goldener Löwe" in Waldheim vorgesehen.

Am Sonnabend (16.5.) ab 9:30 Uhr bis etwa 17 Uhr findet in der Sternwarte Hartha ein Vortragsprogramm statt.

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

Übernachtung und nach Schluss des Treffens:

Für Übernachtungen nutzen wir das Hotel "Goldener Löwe" in 04736 Waldheim, Niedermarkt 42. Im Hotel sind Zimmer vorgemerkt. Bitte bei der Bestellung unbedingt auf die BAV beziehen. Hotel-Tel. (034327) 666 000, E-Mail: info@goldener-loewewaldheim.de. Die Entfernung zur Sternwarte Hartha beträgt etwa 8 km.

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

Anmeldung zur Tagung:

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

Vortragsanmeldungen:

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

BAV: Ankündigung SEPA-Einzug Mitgliederbeiträge 2020

Von allen Mitgliedern, die uns eine Einzugsermächtigung erteilt haben, werden wir zum 1. Mai 2020 den Mitgliedbeitrag von EUR 21,- und – falls vereinbart – den jeweiligen Spendenbetrag abbuchen.

Nicht nur für Einsteiger: BAV-Urlabswoche und Veränderlichenbeobachtung 2020

Gerd-Uwe Flechsig

Unsere Urlaubs- und Veränderlichen-Beobachtungswoche an der thüringischen VdS-Feriensternwarte in Kirchheim, nahe bei Erfurt, ist seit Jahren die **beste** Möglichkeit, Veränderliche „life“ zu erleben.

Beobachterische Anfänger können zusammen mit geübten Beobachtern den Einstieg wagen und dabei Urlaub und Geselligkeit genießen.

Termin: 15.08.2020-23.8.2020

Geboten wird: Visuelle Beobachtungen, CCD-Beobachtungen mit den CCD-Kameras der Sternwarte oder mit eigener Ausrüstung. Außerdem wird in die Nutzung von Goto-Teleskopen und Autoguidern eingeführt.

Den Beobachtern stehen auch größere Spiegel mit 30 und 50 cm zur Verfügung, mit kurzer Brennweite im Primärfokus. Dazu wird der praktische Umgang mit BAV-Vorhersagen und Karten, eine DIA-Übung der Stufenschätzung, der Umgang mit AAVSO-Karten, sowie die Auswertung der erzielten Beobachtungen geübt. Schnelle Internetanbindung steht zur Verfügung. CCD-Auswertung und die Lösung individueller Fragen finden reichlich Beachtung. Außerdem werden die Teilnehmer in die Nutzung von Remote-Teleskopen eingeführt.

Zudem werden Tagesausflüge nach Erfurt, Weimar oder Jena sowie die Luther-Stadt Eisenach mit der Wartburg unter sachkundiger Leitung angeboten. Auto-Mitfahrgelegenheiten sind stets vorhanden.

Kosten und Anmeldung zur Übernachtung:

<http://sternwarte-kirchheim.de>

Die Übernachtung auf der Sternwarte oder in der Nähe tätigen die Teilnehmer selbst.

Interessenten, ggf. mit Freunden, melden sich bitte mit einigen Angaben zu individuellen Interessen (z. B. visuelle Beobachtung, Feldstecher, CCD, Mirasterne, Exoplaneten etc.) bald bzw. spätestens wenige Tage vor Beginn bei:

Gerd-Uwe Flechsig, E-Mail: gf001@me.com oder zentrale@bav.astro.de

Eine Teilnahme ist auch tageweise möglich.

Auf der Argelander-Tagung 2019 in Bornheim

Dietmar Bannuscher

Vor gut drei Jahren regte Wolfgang Quester in der BAV an, 175 Jahre regelmäßige Beobachtung veränderlicher Sterne mit einer Tagung zu begehen. Entstanden ist die Geschichte durch den Hinweis von Friedrich W. Argelander (1844) an die "Freunde und Förderer der Astronomie", dass es sich lohne, veränderliche Sterne zu beobachten.

In hervorragender Weise hat Michael Geffert die Argelander-Tagung als BAV-Veranstaltung tatsächlich im November 2019 organisiert. So trafen sich dann gut 16 Veränderlichenbeobachter und Interessierte (11 BAVer und 5 Nicht-Mitglieder) zu einer schönen, interessanten und fast familiären Veranstaltung ganz bewusst im Alexander-von-Humboldt-Gymnasium zu Bornheim bei Bonn. Wie später zu lesen sein wird, gab es eine länger dauernde Verbindung zwischen Argelander und Humboldt.

Lienhard Pagel begrüßte die Teilnehmer und Herr Henseler, der Bürgermeister von Bornheim, zeigte sich erfreut über unsere Tagung und stellte kurzweilig die Stadt und das Umland vor. Neben Industrie- und Gewerbeflächen bildet die Umgebung von Bornheim die drittgrößte Anbaufläche für Obst und Gemüse in der Bundesrepublik. Er sprach auch über die gute Resonanz der Astronomieausstellung im Rathauseingangsbereich, erstellt und vorbereitet ebenfalls von Michael Geffert. Leider konnte diese aufgrund der Öffnungszeiten des Rathauses nicht besichtigt werden. Es gibt aber im nächsten Rundbrief Bilder der Ausstellung und Michael stellt demnächst einen Film über die Veranstaltung online.

Im ersten Vortrag sprach Michael Geffert über den Werdegang Argelanders, die Entwicklung der Stufenschätzmethode (im Ursprung gab es anstatt Ziffern Bindestriche zwischen den Vergleichsternen, z.B. x - V - - - y) sowie die weitere Entwicklung der Bonner Veränderlichen-Astronomie. So konnte u.a. K. F. Küstner die Länge der Astronomischen Einheit anhand von Radialgeschwindigkeitsänderungen in Arkturus-Spektren messen.

Frau Dr. Kerstin Weis vom Astronomischen Institut der Ruhr-Universität Bochum erzählte von den Entdeckungen und Besonderheiten rund um den Stern und Nebel Eta Carinae. Der riesige Carina-Nebel besitzt im Zentrum den Schlüssellochnebel und darin befindet sich der riesige Stern Eta Carinae. Er hatte 1843 eine große Eruption, war für einige Jahre der zweithellste Stern nach Sirius. Dabei bildete sich der so genannte Humunkulus (das "Männchen"), entpuppte sich als bipolarer Nebel als direktes Resultat des damaligen Ausbruchs. 1844 zeichnete John Herschel die Umgebung des Schlüsselloch-Nebels. Diese Zeichnung deckt sich heute noch ganz genau mit Fotos von 1999. Am Himmel ein wunderschönes Objekt, entpuppt sich der Carina-Nebel als hochinteressante, astrophysikalische "Wundertüte", immer noch spannend und Teil von aktuellen Studien.

In der Folge stellte Josch Hamsch neben seinem astronomischen Leben auch sein Remote-Observatorium in der Atacama-Wüste/Chile vor (ROAD). Dort beschäftigte er

sich neben vielen anderen Sternen auch mit V348 Sgr, einem R-CrB-Stern. Diese Veränderlichenart wechselt seine Helligkeit aufgrund von vorüber ziehenden (Kohlenstoff-)Wolken in der weiteren Umgebung bzw. im Halo des Sterns. Dadurch entstehen kürzere oder längere Verfinsterungen/Helligkeitseinbrüche. Normalerweise zeigen R-CrB-Sterne Temperaturen von 5.000-7.000° K, einige wenige aber 15.000-25.000° K. Siehe hierzu den Artikel auf arXiv.org: 1906.02023.

Das robotische Teleskop kann bis zu 50 verschiedene Sterne in einer Nacht messen, alles gesteuert von einer Software. Die Auswertung der Beobachtungen erfolgt automatisiert in den verschiedenen Formaten für die unterschiedlichen Organisationen (siehe auch den Bericht über diese Sternwarte in diesem Rundbrief).

Dr. Wallasch (u.a. ehemals Lehrerfortbildung NRW) prüfte die Richtigkeit der Titius-Bode-Reihen bei Exoplaneten. Bode hatte für unser Sonnensystem eine typische Abstandfolge der Planeten zur Sonne und untereinander entwickelt und die galt es nun bei anderen Planetensystemen mit jeweils 5-7 Exoplaneten auf Stimmigkeit zu überprüfen. Verblüffende Resultate aus Datenbanken legten für mich eindeutig die Richtigkeit der Theorie dar, ich war hellauf begeistert. Wie mir alle anwesenden Physiker (einschließlich Dr. Wallasch selbst) versicherten, ist die Idee von Titius Bode schon lange widerlegt, auch für unser eigenes Sonnensystem. Trotzdem fand ich die Idee hinter diesen "Zahlenspielerien" wunderschön und alle Anwesenden inklusive des Vortragenden hatten ihre Freude daran.

Im öffentlichen Abendvortrag sprach Prof. Oliver Schwarz von der Uni Siegen über "Humboldts Kosmos - von der Entwicklung der Sterne zu den Sternschnuppen". Wer war Alexander von Humboldt, ein Universalgelehrter, wie man ihm nachsagte?

Ursprünglich erlernte er die so genannten Kameral-Wissenschaften, ein Kombination aus Ökonomie und Verwaltung. In der damaligen deutschen Kleinstaaterei war es wichtig zu wissen, ob der betreffende Kleinstaat ein bestimmtes Projekt (z.B. Bergbau) allein und mit eigenen Ressourcen und Mitteln durchführen kann. Die Kameralistiker prüften alle möglichen Varianten und rieten dann zur Durchführung oder zum Stopp der Idee.

Auf seiner Amerika-Reise mit seinem Partner Bonpland arbeitete Humboldt auf ganz vielen Gebieten alles "kameralistisch" ab, was er sah und erlebte: Astronomische Ortsbestimmungen, astronomische Entdeckungen, geomagnetische Untersuchungen usw. Daraus entstanden die 5 Bände des "Kosmos", der dritte Band behandelt die Astronomie. Während der Niederschrift tauschten sich Humboldt und Argelander in einem längerem Briefwechsel zu den Veränderlichen aus (damals waren schon einige bekannt), dabei wurde über die Stufenschätzmethode (1842) und auf diese "Brieffreundschaft" ging sogar die heute noch gültige Benennung von Veränderlichen zurück.

Prof. Schwarz und Co-Autor Ingo Schwarz brachten im Mai 2019 ein Buch über genau diesen Briefwechsel zwischen Alexander von Humboldt und Friedrich Argelander heraus. Dank der überaus freundlichen Gabe von Michael Geffert an die BAV-Bibliothek kann das Buch von interessierten BAVern ausgeliehen werden.

Am Samstag zeigte Lienhard Pagel, wie wertvoll alte Aufzeichnungen beim Studium zu Veränderlichenverhalten sind. Am Beispiel von Algol konnten sogar Beobachtungen von John Goodricke, Mary Adela Blagg und anderen die (B-R)-Kurve des Sterns

enorm erweitern. Der Übergang zur heutigen BAV-Arbeit behandelte einige Probleme der Auswertung, z.B. der Umgang mit doppelgipfligen Maxima bei RRc-Sternen und anderen (die BAV gibt beide Maxima an). Generell soll noch mehr aus den einzelnen Lichtkurven herausgelesen werden. Durch die Zukunft mit den Surveys der Profis muss sich nach wie vor die BAV fragen, wie Beobachter weiterhin sinnvoll wissenschaftlich mitarbeiten können. Es gilt Nischen zu finden, die von den Himmelsüberwachungen nicht abgedeckt werden können (z.B. die Polregion, helle Veränderliche, schwächere Veränderliche unterhalb von 16 mag usw.).

Frau Maintz zeigte mit Beobachtungen an verschiedenen RR-Lyrae-Sternen, wie in Kombination mit Surveys und eigenen Beobachtungen diesen Sternen weitere Geheimnisse zu entlocken sind. So gibt es viele vernachlässigte RR-Lyrae-Sterne, deren Weiterbeobachtung nach der Entdeckung entfiel. Allein im Sternbild Leier gibt es 104 RR-Lyrae-Sterne, die heller als 15 mag sind. Davon sind 25 lange Zeit nicht beobachtet worden. Der Blazhko-Effekt, dessen Ursache noch nicht wirklich gefunden ist, verlangt eine längerfristige Verfolgung der Sterne mit dieser speziellen Eigenschaft, um die Blazhko-Periode, die Amplitudengrenzen und weitere Erscheinungen zu finden und zu dokumentieren. Auch hier wurde über die Sterne mit doppelten Maxima gesprochen (Frau Maintz gibt ebenfalls beide Maximazeitpunkte an).

Dr. Dominik Bomans und Frau Dr. Kerstin Weis trugen zum verheißungsvollen Titel "Variabilitäten und Instabilitäten massereicher Sterne" vor. Dabei gibt es viele Sterne mit durchaus verschiedenen Mechanismen, die zu vielfältigen Helligkeitsänderungen in unterschiedlicher Ausprägung führen. Massereiche Sterne sind riesig, sie haben 25-80 Sonnenmassen, instabil und hohen Massenverlust. Neben anderen Sternen interessieren sich Beide für die Leuchtkräftigen Blauen Veränderlichen (LBV). Diese zeigen einen so genannten S-Dor-Zyklus. Der Stern erscheint im optischen schwächer, wenn das Spektrum "heiß" ist und damit im UV-Bereich hell. Dann kommt eine Zeit mit "kühlem" Spektrum, er wird visuell heller. Danach erneut eine helle UV-Phase und eine Helligkeitsschwächung für das Auge. SN-Imposter (-Nachahmer) sehen wie eine Supernova aus, sind es aber nicht. Hier können Langzeitbeobachtungen von Amateuren enorm helfen.

Über das "Spektroskopische Portrait" von VV Cep sprach Ernst Pollmann. In der 2017-2019-Kampagne konnte eine noch nie da gewesene Fülle an gut aufgelösten Spektren ausgewertet werden. Die sehr intensive Zusammenarbeit zwischen Profis und Amateuren zeitigt ein neues Bild vom Doppelsternsystem mit gemeinsamer Hülle und Akkretionsscheibe beim blauen Begleiter. Eine neue Darstellung mündet in einen Fachartikel, Erscheinungstermin steht noch nicht fest. Alle Befunde und anschauliche Diagramme sowie Bilder finden sich unter www.astrospectroscopy.de.

Aufgrund von zwei Beitragsabsagen endete die Tagung bereits mittags. Ich danke Michael Geffert für seine hervorragende Organisation dieser Tagung und seiner Frau für die exzellente Bewirtung aller Teilnehmer. Das Wiedersehen mit alten und neuen Bekannten war wunderschön und zeigt wieder einmal: Persönliche Treffen sind durch nichts zu ersetzen.

EQ Lyn - ein Beispiel enger Zusammenarbeit

Werner Braune

Ich bin beglückt über die von mir nicht geahnte Zusammenarbeit von BAVern. Das zeigt, wie unterschiedlich die Ansatzpunkte zu einem Ereignis wie dem Ausbruch des WZ-Sge-Sterns EQ Lyn sein können. Klaus Wenzel zeigte die extreme Helligkeit an, Thorsten Lange gab „historische“ Literatur-Hinweise und Rainer Gröbel brachte diese und ganz aktuelle ASAS-Beobachtungen.

1.10.2019 Klaus Wenzel im BAV-Forum:

Heute früh hatte ich die Gelegenheit diesen Stern sowohl visuell (12,5"-Newton) als auch fotografisch (8,3"-Newton) zu beobachten. Ich schätzte die aktuelle Helligkeit auf 11m,5. Die kurz belichtete (4 x 5 s) CCD-Aufnahme als Abbildung 1.

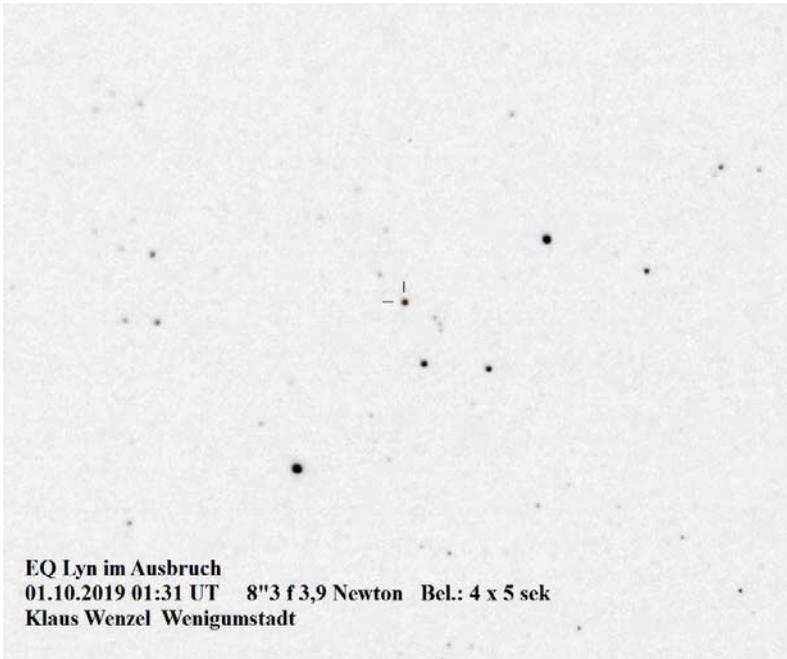


Abb. 1: EQ Lyn 01.10.2019, 01 31 CCD 4 x 5 s Klaus Wenzel.

Klaus Wenzel fragt in die Runde: Wurde von diesem Stern eigentlich bisher überhaupt ein Ausbruch beobachtet?

Thorsten lange teilt unmittelbar mit, dass nach VSX ein Ausbruch beobachtet wurde:

Wils, Patrick 2008-09-11 20:32 UTC, Range updated. Outburst observed by the Catalina Sky Survey in October 2006.

Am 2.10. ergänzt Rainer Gröbel eine langfristige Beobachtungsreihe:

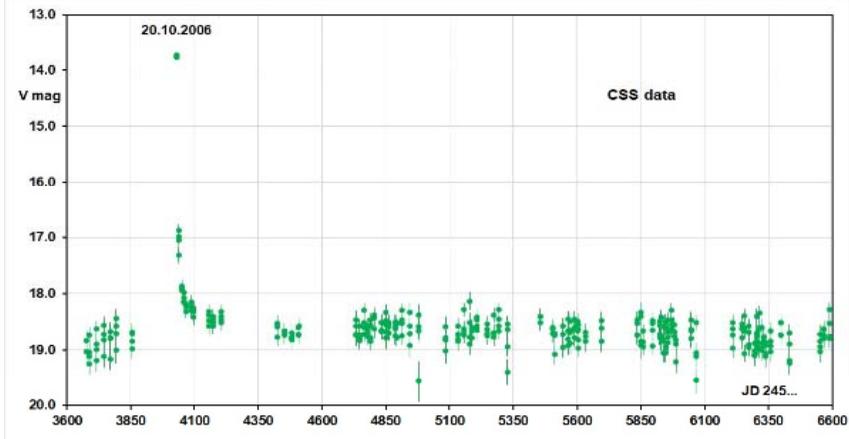


Abb. 2: CSS Beobachtungen

"Bei ASAS finden sich aber die Aktualitäten!"

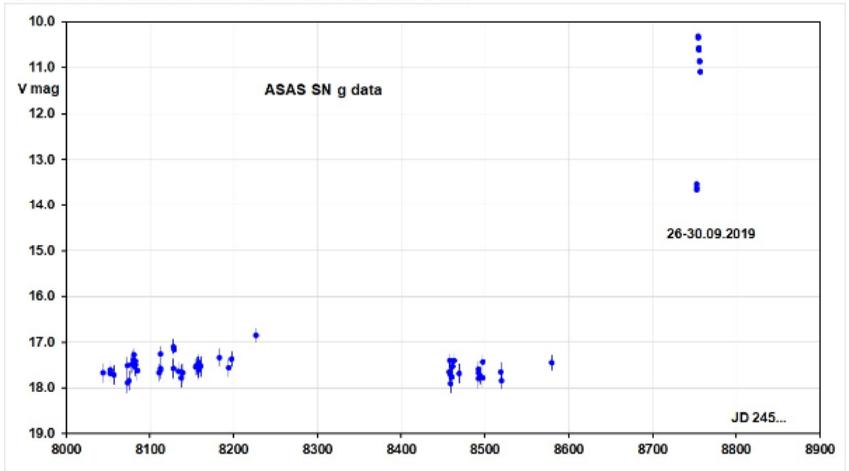


Abb. 3: ASAS SN Beobachtungen

Klaus Wenzel dankt mit der Bemerkung: "So wie es aussieht scheint die Helligkeit schnell wieder zu fallen. Mit etwas Glück, klappt's heute Nacht noch mal mit dem Wetter. Und er meldet: Beobachtung von EQ Lyn von heute früh, durch kurze Wolkenlücken: 3.10.2019, 1:59 UT, 11,8 mag CV 8,3", f4 Newton. Das Ergebnis passt und zeigt EQ Lyn geht weiter runter".

Mein Fazit: Wenn ein Beobachter sich nicht ständig einen Stern am Himmel vornimmt, bekommt er keinen Erfolg. Das könnte er natürlich auch mit ASAS machen. Nur, wie Abbildung 3 zeigt, gibt es dort auch Lücken.

Remote Observatory Atacama Desert (ROAD)

F.-J. (Josch) Hamsch

Jetzt fragen sich wahrscheinlich viele Leser, wie man zu einem Remote-Teleskop in der chilenischen Atacama Wüste kommt. Das ist natürlich eine längere Geschichte: Seit meiner Kindheit interessiere ich mich für Astronomie. In den 1980iger Jahren kaufte ich mir mein erstes Quelle-Teleskop, ein 114-mm-Newton. Danach kam ein gebrauchtes C8-Teleskop ins Haus. Nach vielen Jahren der Inaktivität durch Studium, Beruf und Familie habe ich mir dann vor 20 Jahren eine Rolldachhütte in unserem Garten in Belgien gebaut.

Schon einige Jahre vorher hatte ich eine Astronomie-Gruppe gegründet, da es so etwas in meinem Wohnort nicht gab. Nachdem meine Sternwarte stand, haben wir öfters an unseren Vereinsabenden von dort aus beobachtet. In den ersten Jahren habe ich mich dann hauptsächlich der Astrofotografie mit CCD gewidmet. Dafür hatte ich als Hauptinstrument einen 40-cm-Hypergraphen, f/8 und f/3 photographisch optimiert, von P. Keller erworben.

Mit diesem Gerät habe ich dann einige Jahre Astrofotografie betrieben und wurde auch Mitglied der IAS (Internationalen Amateur Sternwarte), die auf Farm Hakos in Namibia eine Sternwarte errichtet hat. Ich habe einige Jahre die Geräte der IAS in Namibia benutzt und das führte zu einigen APOD's (Astronomical Picture of the Day). Das schönste meines Erachtens ist in Abbildung 1 zu sehen.



Abb. 1: Strichspuren am Südhimmel auf der IAS-Sternwarte Farm Hakos, Namibia, Foto F.-J. Hamsch

Der Wechsel zur wissenschaftlichen Arbeit kam mit der Beobachtung eines Gamma-Ray-Burst GRB03... Für den Wissenschaftler, der ich bin, war es ein großes Ereignis,

in meinem Garten im lichtverschmutzten Belgien ein Ereignis zu beobachten, das Hunderte Millionen, vielleicht Milliarden Lichtjahre von uns entfernt ist. Und das nicht nur in einer Nacht, sondern in mehreren Nächten hintereinander. Das gab den Ausschlag, um mich auf die Veränderlichenbeobachtung zu stürzen. Leider ist ja Belgien nicht bekannt dafür, dass es viele klare Nächte gibt. In guten Jahren kommt man auf ca. 80-100 klare Nächte. Das kann man kompensieren, wenn man anstelle von einem Teleskop, zwei oder mehr Teleskope gleichzeitig benutzt. Glücklicherweise habe ich meine Sternwarte im Garten groß genug konzipiert und im Endausbau hatte ich dann vier Teleskope gleichzeitig in Aktion. Damit konnte man dann 8 oder mehr Sterne an einem klaren Abend beobachten. Allerdings war der Aufwand doch recht groß und ich sah mich nach anderen Möglichkeiten um.

Durch die Astrofotografie kannte ich einige amerikanische Amateure. Zusammen mit dem bekannten Astrofotografen Jay Gabany und einem anderen Amerikaner habe ich für einige Jahre eine Sternwarte in Cloudcroft, New Mexico, USA betrieben. Leider entsprach das Versprechen mit vielen klaren Nächten und sehr gutem Seeing nicht der Wirklichkeit. Regenzeit, Schneefall und immer wieder stärkere Winde reduzierten die Anzahl der nutzbaren Nächte auf ungefähr 150-200 pro Jahr. Das war natürlich immer noch besser als in Belgien, aber auch nicht unbedingt das Geld wert, das man dort investiert zumal man auch noch zu dritt ein Teleskop teilt.

Inzwischen kannte ich auch weitere Amateure die auf dem Gebiet der veränderlichen Sterne arbeiteten. Einer davon, Tom Krajci, lebte selbst auch in Cloudcroft, New Mexico und kannte die dortigen Wetterbedingungen. Als ich ihn einmal auf einer Konferenz traf, sprachen wir natürlich auch über die klimatischen Bedingungen in New Mexico. Ich fragte ihn, ob er denn keinen besseren Platz kennen würde und zu meinem Erstaunen sagte er mir: "Ja, in San Pedro de Atacama in Chile". Dort hatte er einmal für einen Amerikaner ein Teleskop installiert.

Er gab mir die E-Mail-Adresse von Alain Maury, der in San Pedro de Atacama eine Sternwarte mit Remote-Möglichkeiten betreibt. Ihn habe ich dann natürlich gleich kontaktiert und wir wurden uns schnell einig, so, dass ich bei ihm meine Remote-Sternwarte aufbauen konnte. Das war 2009. Das war auch gerade zu der Zeit, als ASA (Astrosysteme Austria) ihre erste direct drive-Montierung DDM85 offerierte. Ich sah sofort die erweiterten Möglichkeiten einer solchen Montierung gegenüber den traditionellen Montierungen mit Schnecke und Schneckenrad. Die Montierung wurde also bestellt und das damals neue 40-cm-Dall-Kirkham-Teleskop, f/6.8 Optimized (ODK) von Orion Optics, UK. Lieferzeiten wurden mit 3 Monaten angegeben. Ich wollte alles in meiner Gartensternwarte testen, bevor es die Reise nach Chile antreten sollte. Das war zumindest der Plan. Dieser wurde durchkreuzt, da sich die Lieferzeit des Teleskopes um beinahe ein Jahr verzögerte. Zum Testen des Teleskopes kam ich also viel später als gedacht. Die Montierung hatte sich in der Zwischenzeit schon bewährt, da ich glücklicherweise noch ein anderes Teleskop hatte, mit der ich sie testen konnte. Durch den Einsatz der schnellen Montierung konnte ich jetzt dieselbe Anzahl von Sternen beobachten, wie vorher mithilfe mehrerer traditioneller Montierungen, die noch in meiner Sternwarte standen. Schlussendlich konnte ich alle Gerätschaften dann im Juni 2011 in einer großen Kiste auf die lange Reise nach Chile schicken. Ich hatte natürlich auch für mich einen Flug im Juli 2011 gebucht, da ich vor

Ort zum Sternwartenaufbau dabei sein wollte. Anders als versprochen, war der Dome bei meinem Eintreffen noch nicht fertig. Also musste sich Alain entschliessen, einen anderen leeren Dome abzubauen und an meinem Sternwartenplatz wieder aufzubauen. Das ging schneller, als den Dome vor Ort zu fertigen. Die Kiste kam natürlich auch nicht zum festgelegten Zeitpunkt an, sondern blieb länger als erwartet im Zoll hängen. Aber mit Hilfe von Alain konnte innerhalb der 14 Tage, die ich in San Pedro blieb, alles aufgebaut, die Poljustage gemacht und auch die ersten Testaufnahmen genommen werden. Nach meiner Rückkehr in die Heimat konnte ich am 1. August 2011 die "Produktion" im wahrsten Sinne des Wortes aufnehmen. Seitdem war die Sternwarte nicht länger als ein Tag außer Betrieb (siehe Abb. 2).

Anfänglich betrieb ich beide Sternwarten, die in San Pedro und in meinem Garten, aber nach kurzer Zeit sah ich ein, dass die Remote-Sternwarte so viele Daten liefert, dass ich damit in meiner Freizeit ausgelastet war. So fing ich an, die Sternwarte in Belgien aufzulösen.

Viele werden sich fragen, was außer der Montierung und dem Teleskop noch verwendet wird. Seit 2011 war ich natürlich schon einige Male wieder in San Pedro, um das ein oder andere auszutauschen. Angefangen mit dem PC. Mittlerweile habe ich dort einen PC mit einem I7-Prozessor und einer 1 GB SSD Harddisk. Die eingesetzte Software ist vom Betriebssystem her Window 10 und von der Astronomiesoftware MAXIM DL für die Kamera-Steuerung, The Sky 6 als Planetariumsprogramm, CCDCommander als Automatisierungssoftware und natürlich Autoslew für die Steuerung der DDM85. CCDCommander hat sich für meine Anwendung als die beste Lösung „von der Stange“ erwiesen.

Als CCD-Kamera wird eine ML16803 von FLI, USA benutzt. Sie hat einen großen Chip von 36 mm x 36 mm Kantenlänge und 16 Millionen Pixel mit 9 Mikrometern. Bei einer Brennweite von 2,7 m benutze ich die Kamera meistens mit 3x3-Binning, um die Größe der Bilddateien zu verringern. In diesem Modus sind die Bilder nur ca. 3 MB groß, gegenüber 32 MB bei 1x1-Binning. Für Veränderlichenbeobachtung spielt das Binning keine so große Rolle.

Das Filtrerrad ebenfalls von FLI, hat 7 Plätze für Filter und ist bestückt mit den photometrischen Filtern UBVR1 und Clear von Astrodon. Das Filerrad von FLI ist genial, da es gegenüber den mir vorher bekannten Filtrerrädern von SBIG mit einer Kette wie beim Fahrrad angetrieben wird. Bei der ST- und STL-Familie wurden die Filtrerräder von einem Reibrad angetrieben. Der Kettenantrieb ist natürlich, wenn man ihn, wie ich, sehr häufig benutzt, gegenüber dem Reibradantrieb verschleißfrei. Bisher gab es mit dem Filtrerrad noch keinerlei Probleme.

Kommen wir nun zu den Beobachtungen: Wie gesagt, habe ich mich ganz der Beobachtung von veränderlichen Sternen verschrieben. Was sind veränderliche Sterne? Diese Sterne ändern periodisch oder nicht periodisch ihre Helligkeit und diese Veränderung zu messen und das nicht nur innerhalb einer Nacht, sondern über einen längeren Zeitraum hinaus, ist der Beitrag, den Amateure leisten können. In den letzten Jahren kommen immer mehr Profi-Astronomen zu den Amateuren und bitten diese um deren Mithilfe bei wissenschaftlichen Projekten. Dies geschieht meistens

über sogenannte Alerts (Alarmmeldungen), die von der Dachorganisation der Veränderlichenbeobachter, der Amerikanischen Vereinigung von Veränderlichenbeobachtern (AAVSO, American Association of Variable Star Observers) über deren Webseite aavso.org mitgeteilt wird. Die AAVSO betreibt auch eine Datenbank, in die man die eigenen Beobachtungen eintragen kann. In Deutschland gibt es die BAV, Bundesdeutsche Arbeitsgemeinschaft für Veränderliche Sterne, welche die Beobachtungen sammelt und ihrerseits über die Webseite bav.eu zu Beobachtungen einzelner Sterne aufruft. Jeder, der ein Teleskop, eine Kamera (DSLR, CMOS oder CCD) und eine Montierung hat, kann sich an solchen Programmen beteiligen. Bei hellen Sternen genügt sogar schon ein Stativ und ein Objektiv ohne Nachführung. Man sollte es einfach einmal probieren und mit der BAV Kontakt aufnehmen. Beobachter gibt es nie genug, da es so viele interessante Sterne gibt.



Abb. 2: Meine Remote-Sternwarte ROAD in Betrieb unter dem Sternenhimmel der Atacama-Wüste, Foto F.-J. Hamsch

Mein eigenes Programm ist ein Sammelsurium vieler Sterne, die ich teilweise schon jahrelang in jeder klaren Nacht beobachte. In den Jahren seit ich die Sternwarte in San Pedro de Atacama betreibe, hat sich da natürlich schon einiges angesammelt. Mein Hauptinteresse gehört den Kataklysmischen Sternen, das sind Doppelsternsysteme, wobei einer der beiden Sterne ein Weißer Zwerg ist, der meistens Materie von dem anderen Stern über eine Akkretionsscheibe erhält. Ab und an zeigen diese Sterne sogenannte Ausbrüche und ihre Helligkeit steigt um bis zu 10 Größenklassen an. In solchen Fällen ist es interessant die Stern zu beobachten und deren Lichtwechsel über einen Zeitraum von Tagen oder Wochen zu verfolgen. Die Profis lernen daraus, wie das System aufgebaut ist und wie der Massentransfer vonstatten geht. Weiterhin

interessieren mich sogenannte RR-Lyr-Sterne, das sind alte, pulsierende Sterne, die auch zur Abstandsmessung innerhalb der Milchstraße dienen. Das Schöne an diesen Sternen ist, dass die Periode kleiner als ein Tag beträgt und man so innerhalb einer Nacht schon einen großen Bereich des Lichtwechsels beobachten kann.

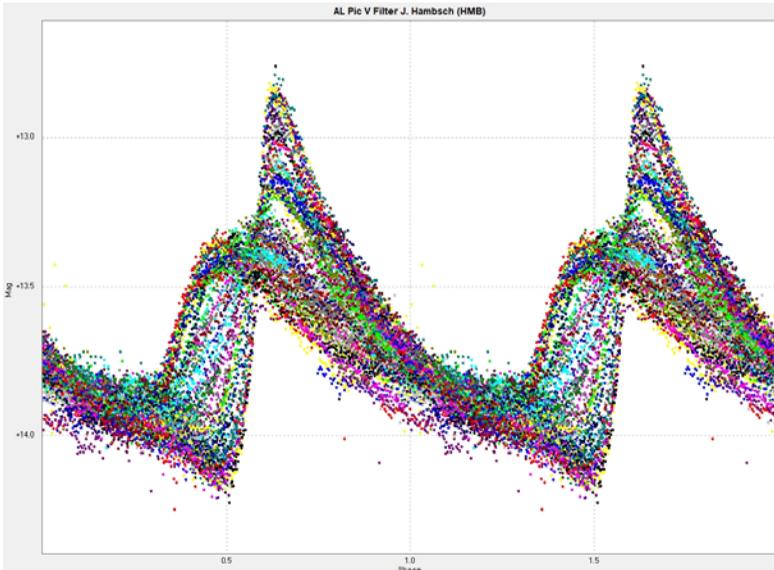


Abb. 3: Phasendiagramm des RR-Lyr-Sterns AL Pic, der auch den so genannten Blazhko-Effekt zeigt. Bei AL Pic ist dabei eine Modulation der Amplitude und der Phase zu sehen. Dieser Effekt ist von den Profis noch nicht verstanden. Diagramm von F.-J. Hamsch.

Weiterhin haben wir in Belgien ein Programm zum Beobachten von sogenannten High-Amplitude Delta-Scuti-Sternen (HADS). Diese Sterne haben noch kürzere Perioden von nur wenigen Stunden und man kann somit die ganze Periode, also den Lichtwechsel des Sterns vom Maximum zum Minimum, innerhalb einer Nacht beobachten. Hier kommt es darauf an, Periodenveränderungen im Laufe der Zeit zu beobachten, die man dann auch benutzen kann, um mehr über die Sternentstehung zu erfahren. Auch hierzu gibt es eine Webseite und jedermann kann sich an den Beobachtungen beteiligen.

Im Laufe der Zeit haben sich natürlich sehr viele Objekte in meinem Programm angesammelt. Alles aufzuzählen würde den Rahmen dieses Artikels sprengen. Deshalb kommen jetzt die sogenannten Highlights. Der bisher größte Erfolg der Zusammenarbeit mehrerer Amateure und der Profis war die Entdeckung des ersten Weißen-Zwerg-Pulsars. Neutronensternpulsare sind schon lange bekannt, aber Weiße Zwerge als Pulsare kannte man bis 2016 noch nicht. Theoretisch wurden diese wohl vorhergesagt, aber Beobachtungen von solchen Sternen gab es bisher nicht. Der

Stern, um den es sich handelt, AR Sco, im Sternbild Skorpion, war schon seit den 1970iger Jahren als Veränderlicher bekannt, aber eben falsch klassifiziert, wie so viele Veränderliche. Ein deutscher (Stefan Hümmerich) und ein österreichischer Amateur (Klaus Bernhard) fanden den Stern bei der Durchsuchung von astronomischen Sterndatenbanken im Internet. Da wir uns schon von vorherigen Projekten und auch über die BAV kannten, fragten mich beide ob, ich diesen Stern beobachten könnte. Gesagt, getan und die Lichtkurve, die herauskam, war für uns rätselhaft. Also schalteten wir die Profis ein und die waren sofort aus dem Häuschen und haben alles, was ihnen zur Verfügung stand (VLT auf dem Paranal in Chile, WHT auf La Palma, Radioteleskope in Australien, verschiedene Satelliten, unter anderem Hubble) auf den Stern gerichtet. Heraus kam dann die Entdeckung des ersten Weißen-Zwerg-Pulsars und eine Publikation der Ergebnisse im Fachblatt Nature (Nature 2016). Die Amateure spielten dabei die herausragende Rolle, diesen Stern als erste entdeckt zu haben und es war doch schön zu sehen, dass mein bescheidenes Teleskop in dem Artikel in Nature neben den großen Lichtkanonen (VLT, WHT, Hubble) erwähnt wurde.

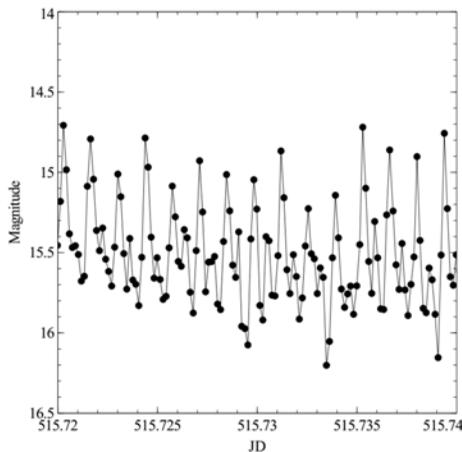


Abb. 4: Lichtkurve des ersten Weißen-Zwerg-Pulsars, AR Sco. Die Aufnahme mit 10 s Belichtungszeit zeigt deutlich die verschiedenen Pulsationsperioden und eine Veränderung der Amplitude von bis zu 1 Magnitude innerhalb von 1 Minute.

Als Naturwissenschaftler, auch wenn meine Ausbildung nicht in der Astronomie war, bin ich natürlich interessiert, dass meine Beobachtungen, die ich für die Profis mache, letztendlich zu publikationsreifen Manuskripten führen. Das war in den letzten Jahren sehr fruchtbar und wer sich dafür interessiert, kann gerne die Artikel als Vorabversion, die für jedermann auf ARXIV.org zugänglich sind, anschauen. Man muss nur nach meinem Nachnamen, Hamsch, suchen.

Ich hoffe, ich konnte einen interessanten Einblick in meine Arbeit und meine Remote-Sternwarte, die, wie im Titel aufgeführt, den Namen ROAD (Remote Observatory Atacama Desert) trägt, geben und stehe für weitere (Detail)Fragen sowohl zum Remote-Betrieb, als auch zu der Veränderlichenbeobachtung zur Verfügung.

Kataklysmische Sterne:

Aktivitäten zwischen August bis November 2019

Thorsten Lange

V2860 Ori = Nova Ori 2019 = PNV J06095740+1212255

Diese Nova wurde auf Bildern des 7. August mit einer Helligkeit von 9.4 mag (CCD ohne Filter) entdeckt. Die Helligkeit fiel sehr schnell ab mit einer Rate von 3 mag in den ersten 10 Tagen. Ein möglicher Vorgängerstern tauchte mit einer Helligkeit von 19.2 mag R sowie 19.7 mag B mag auf älteren Aufnahmen auf.

V3890 Sgr

Die rekurrente Nova brach am 27. August erstmals seit dem Jahr 1990 wieder aus und erreichte kurzzeitig eine Helligkeit von 6.7 mag. Der Abstieg führte nach einer Woche unter 10 mag und nach vier Wochen unter 14 mag. Der erste beobachtete Ausbruch ereignete sich im Jahr 1962. Der jüngste Ausbruch wurde von zahlreichen Beobachtern verfolgt und auch intensiv spektral untersucht.

ASASSN-18ey = MAXI J1820+070

In ATel #13066 berichten mehrere japanische Autoren von zwei alten Ausbrüchen des masse-armen Röntgendoppelsterns, dessen eine Komponente aus einem Schwarzen Loch besteht und der im März 2018 bei einem Ausbruch entdeckt worden war. Fotoplatten aus den Jahren 1898 und 1932 zeigten ebenfalls Ausbrüche. In diesem Jahr wurden bereits zwei kurzzeitige Wiederanstiege beobachtet im März sowie erneut Mitte August auf 15.4 mag, gefolgt von einer Plateauphase mit sogar 14 mag.

Nova Sco 2019 #2 = PNV J17370958-3510211

Bei ihrer Entdeckung am 15. September zeigte die Nova etwa 11 mag.

V659 Sct = Nova Sct 2019 = ASASSN-19aad

Mit einer Helligkeit von 9.4 mag wurde diese Nova am 29. Oktober entdeckt, bevor das Maximum von etwa 8.5 mag am Monatsende erreicht wurde. Mehrere BAV Mitglieder berichteten von erfolgreichen Beobachtungen.

SS Cyg

Bereits seit Jahresbeginn verhält sich der bekannte Stern SS Cyg eher ungewöhnlich mit fast ausschließlich sehr kurzen und dunklen Ausbrüchen, zwischen denen die übliche Minimalhelligkeit kaum erreicht wurde. Nur im August gab es einen halbwegs normalen Ausbruch, siehe Abbildung 1.

R CrB

Das über viele Jahre andauernde Minimum von R CrB war im Sommer dieses Jahres schon fast zu Ende gegangen, die Helligkeit blieb aber über Monate stets mit etwa 6.2 mag mehrere Zehntel Magnituden unterhalb der früheren Maximalhelligkeit. Um den 14. September dann begann ein schneller und kurzer Abstieg auf 8.4 mag am 17. Oktober und einem seitdem laufenden Wiederanstieg mit etwa der gleichen Rate wie zuvor der Abstieg, siehe Abbildung 2.

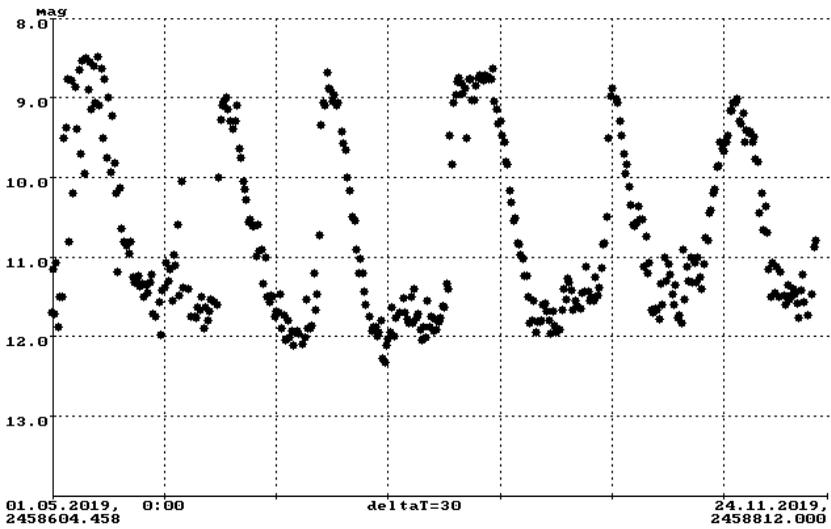


Abb. 1: SS Cyg seit Mai 2019 mit Halbtagesmittelwerten dargestellt.

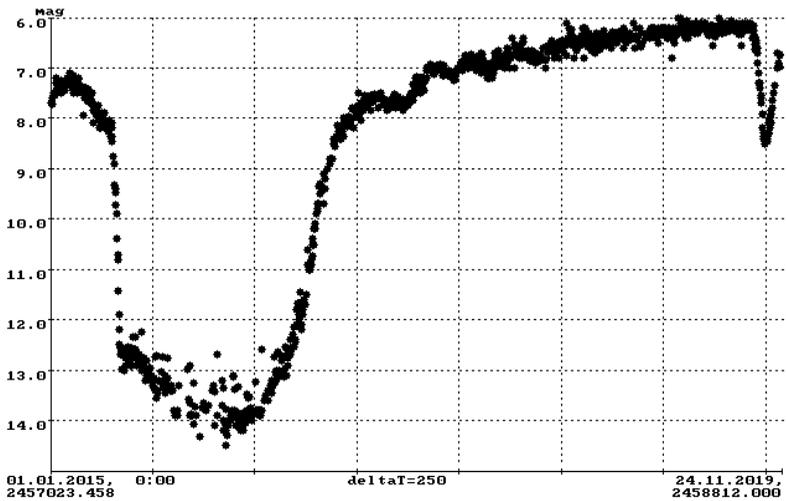


Abb. 2: R CrB mit Tagesmittelwerten dargestellt seit Anfang des Jahres 2015.

Literatur

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

Veröffentlichungen unserer Mitglieder ohne BAV Mitteilungen Nummer

Andreas Barchfeld

Titel: Red Dots: A temperate 1.5 Earth-mass planet candidate in a compact multi-terrestrial planet system around GJ 1061[□]

Autoren: Dreizler, Hamsch, F.-J.

URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2020MNRAS.tmp..235D>

arXiv:1908.04717

Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Advance Access

Titel: The Spin-Period History of Intermediate Polars

Autoren: Patterson, J., Hamsch, F.-J.

URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2020arXiv200107288P>

arXiv:2001.07288

eprint arXiv:2001.07288

Titel: Pulsational properties of ten new slowly pulsating B stars

Autoren: Fedurco, M., Paunzen, E., Hümmelich, S., Bernhard, K., and Parimucha, Š.

URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2020A&A...633A.122F>

arXiv:1912.09358

Astronomy & Astrophysics, Volume 633, id.A122, 11 pp.

Titel: IW And-type state in IM Eridani

Autoren: Kato, T., Hamsch, F.-J.

URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019PASJ..tmp..135K>

arXiv:1911.01587

Publications of the Astronomical Society of Japan, Advance Access

Titel: How-to Hour-Planning an Observing Program (Abstract)

Autoren: Menzies, K. T., Cook, M. J., and Hamsch, F.-J.

URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019JAVSO..47..278M>

The Journal of the American Association of Variable Star Observers, vol. 47, no. 2, p. 278

Titel: Does 3rd dredge-up reduce AGB mass-loss?

Autoren: Uttenthaler, S., McDonald, I., Bernhard, K., Cristallo, S., and Gobrecht, D.

URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019IAUS..343..529U>

Why Galaxies Care About AGB Stars: A Continuing Challenge through Cosmic Time. Proceedings of the International Astronomical Union, Volume 343, pp. 529-530

Titel: CS Indi: SU UMa-type dwarf nova with long precursor outburst

Autoren: Kato, T., Hamsch, F.-J., Monard, B., Nelson, P., Stubbings, R., and Starr, P.

URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019PASJ..tmp..119K>

arXiv:1909.00910

Publications of the Astronomical Society of Japan, Advance Access

Titel: Evolution of the disk of π Aqr: From near-disappearance to a strong maximum

Autoren: Nazé, Y., Pollmann, E.

URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019NewA...7301279N>
New Astronomy, Volume 73, article id. 101279.

Titel: Optical Observations of MAXI J0637-430
Autoren: Hambusch, F. J., Myers, G., Monard, L. A. G., and Patterson, J.
URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019ATel13278....1H>
The Astronomer's Telegram, No. 13278

Titel: Survey of Period Variations of Superhumps in SU UMa-Type Dwarf Novae. X: The Tenth Year (2017)
Autoren: Kato, T., Hambusch, F.-J.
URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019arXiv191104645K>
arXiv:1911.04645
eprint arXiv:1911.04645

Titel: Infrared Spectroscopy of the Recent Outburst in V1047 Cen (Nova Centauri 2005)
Autoren: Geballe, T. R., Hambusch, F.-J.
URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019ApJ...886L..14G>
arXiv:1910.12786
The Astrophysical Journal Letters, Volume 886, Issue 1, article id. L14, 6 pp. (2019).

Titel: 20 Years of Observations of V505 Serpentii
Autoren: Bernhard, K., Frank, P., Hümmerich, S., and Moschner, W.
URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019BAVJ...29....1B>
BAV Journal, No. 025, Oct. 2019

Titel: Monitoring Period Variations of Variable Stars using Precise Photometric Surveys
Autoren: Mikulášek, Hümmerich, Bernhard, K.
URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019IAUS..339..110M>
Southern Horizons in Time-Domain Astronomy, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium, Volume 339, pp. 110-113

Titel: New Intense Multiband Photometric Observations of the Hot Carbon Star V348 Sagittarii (Abstract)
Autoren: Hambusch, F. and Jeffery, C. S.
URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019JAVSO..47..132H>
The Journal of the American Association of Variable Star Observers, vol. 47, no. 1, p. 132

Titel: Mapping the distribution of the planetary debris accreted across the surface of the white dwarf G29-38
Autoren: Toloza Castillo, O. F., Hambusch, F.-J.
URL: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019hst..prop15839T>
HST Proposal. Cycle 27, ID. #15839

Sollte ein Artikel nicht aufgeführt werden, bitte bei mir melden:
andreas.barchfeld@barchfeld.eu

Abbildung auf der Titelseite

Das Sternbild Orion in einer Übersichtsaufnahme von Klaus Wenzel. Beteigeuze erscheint deutlich schwächer als sonst, er ist fast gleich hell wie Bellatrix (Gamma Ori, 1,6 mag), rechter Schulterstern des Orion. Klaus Wenzel belichtete 10 Sekunden mit einer DSLR und einem f/18-mm-Objektiv ausgerechnet am 31.12.2019 um 22:50 Uhr.

Wir freuen uns über Ihre Fragen und Wünsche

Schreiben sie uns:

per Post: BAV Munsterdamm 90 12169 Berlin (Germany)
oder Dietmar Bannuscher, Burgstr. 10, 56249 Herschbach
per E-Mail: zentrale@bav-astro.de

BAV-Mitgliedschaft

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

Redaktionsschluss

BAV Rundbrief	vierteljährlich	1. Februar, 1. Mai, 1. August, 1. November
Einsendung von Lichtkurvenblättern	CCD-Beobachtungen Visuelle Beobachtungen	28. Februar und 31. August 31. August

Veranstaltungen (nicht nur der BAV)

Astronomietag	Deutschland	28. März 2020
Astronomiebörse ATT	Essen	9. Mai 2020
Veränderlichen-Treffen	Hartha	15.-16. Mai 2020
BAV-Veränderlichen-Woche	Kirchheim	15.-23. August 2020
BAV-Tagung/-Mitgliederversammlung	Linz/Österreich	23.-25. Oktober 2020

Impressum

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

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

Registergericht: Dietmar Bannuscher (V.i.S.P.)
Redakteur: Dietmar Bannuscher Burgstr. 10 56249 Herschbach
Beiträge bitte an: dietmar.bannuscher@t-online.de

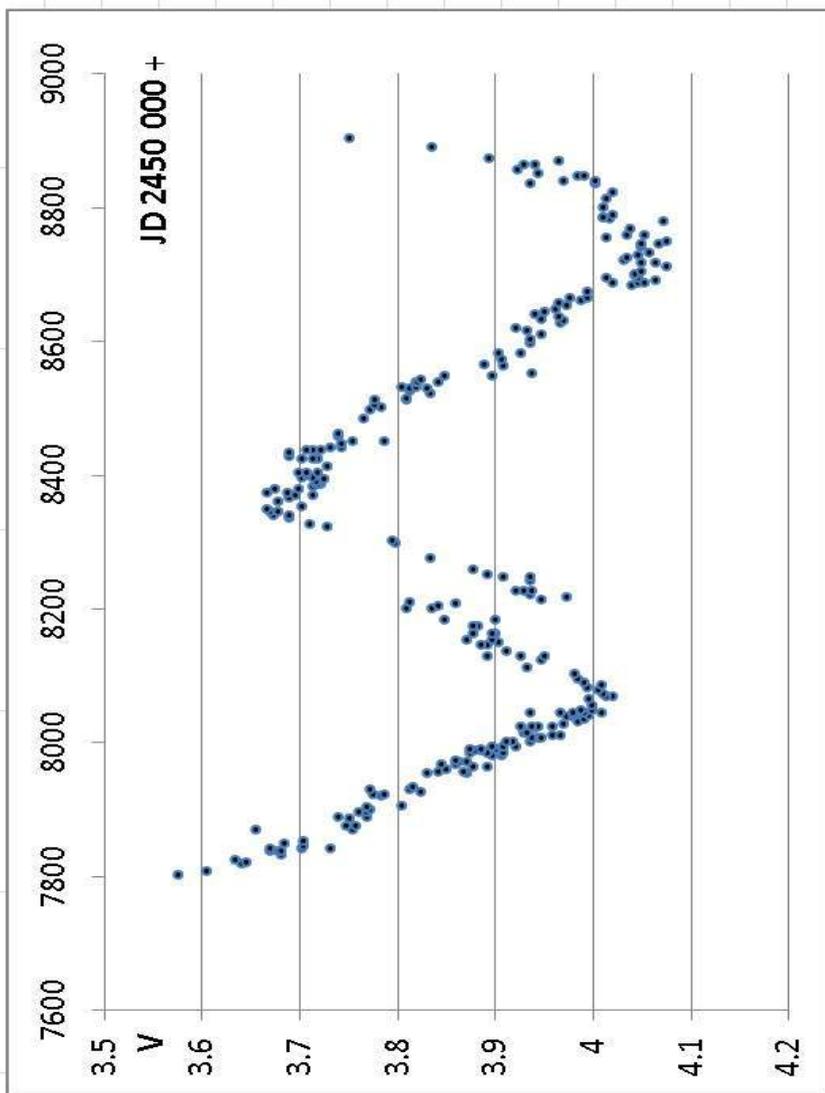
Bezug: Der BAV Rundbrief erscheint viermal pro Jahr und ist für BAV-Mitglieder im Mitgliedsbeitrag enthalten. Er kann für 21 € pro Jahr abonniert werden.

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

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

Druck: Copy King Unter den Eichen 57 12203 Berlin

Redaktionsschluss: 1. Februar 2020



Langzeit-Lichtkurve von My Cep, beobachtet von Dietmar Böhme. Er schreibt: "So ist My Cephei in den letzten Tagen fast sprunghaft heller geworden. Dieses Verhalten hatte er allerdings schon gelegentlich in der Vergangenheit gezeigt und man sieht in meiner Lichtkurve ein Sägezahnschema. Es wird interessant sein, wie diesmal das Maximum aussieht".

