

BAV Rundbrief

2025 | Nr. 4 | 74. Jahrgang | ISSN 0405-5497



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

Inhaltsverzeichnis

Beobachtungen

N. Hauck	Ein sehr junger und schnell rotierender Hüllenstern entdeckt im Bedeckungssystem ZTF J200347.63+394429.8	161
D. Husar	BM Orionis CCD-Parallelbeobachtungen zu visuell beobachteten Lichtschwächungen	167
D. Husar	BM Orionis Beobachtungen der Hauptminima 2024/2025	177
S. Hümmerich / K. Bernhard	LAMOST J054813.19+240333.7: Entdeckung eines neuen, photometrisch variablen CP4-(„He-weak“)-Sterns	186
W. Kriebel	Der Cepheide SV Vulpeculae	192
K. Wenzel	Ausbruch der Zwergnova AT 2025tfu = V536 Dra	194
K. Wenzel	SN 2025rbs - Supernova (Typ Ia) in NGC 7331	196
M. Dumont	Visuelle Photometrie versus KWS-Photometrie	198
D. Bannuscher	OW Geminorum – Bedeckung Februar 2026	201

Aus der Literatur

Aus der BAV

L. Pagel	BAV-Veränderlichen-Beobachter-Treffen am 9. Mai 2026 in Hartha	202
----------	--	-----

Aus den Sektionen

M. Kolb	Kataklysmische Sterne: Aktivitäten Q4 2025	203
D. Bannuscher / BAV-Vorstand	Dank und Feiertagswünsche	206
L. Pagel	Auswertung: 7-9/2025	208

Ein sehr junger und schnell rotierender Hüllenstern entdeckt im Bedeckungssystem ZTF J200347.63+394429.8

A very young and fast rotating shell star discovered in the eclipsing binary
ZTF J200347.63+394429.8

Norbert Hauck

Abstract: *A photometric study in combination with existing stellar models has revealed details of this eclipsing post-mass-transfer binary. The shell star has an equatorial/polar radius of $\sim 2.60/1.90 R_{\text{sun}}$ at an equatorial rotational velocity of $\sim 430 \text{ km s}^{-1}$, an effective mean temperature T_{eff} of $\sim 13300 \text{ K}$ and a mass of $\sim 3.42 M_{\text{sun}}$. This former accretor star is surrounded by a large decretion disk of $\sim 47 R_{\text{sun}}$. The secondary star is a helium white dwarf precursor with a radius of $0.98 R_{\text{sun}}$, a T_{eff} of $\sim 17100 \text{ K}$ and a mass of $0.29 M_{\text{sun}}$. The parameters of this former donor star indicate an age of the binary system of only $\sim 1.8 \text{ Myr}$ after the end of mass transfer. The results fit to a sub-solar metallicity of $Z = 0.007$. [The English version of this paper is available under: www.bav-astro.eu/rb/rb2025-4/161.html and [arXiv:2510.19023](https://arxiv.org/abs/2510.19023)].*

Das Bedeckungssystem ZTF J200347.63+394429.8 (2MASS J20034764+3944298; GAIA DR3 2074020676273655296) wurde inklusive einer Bahnperiode von 45 Tagen im Zwicky Transient Facility (ZTF)-Katalog periodisch veränderlicher Sterne von Chen et al. [1] aufgeführt. Es hat eine Helligkeit von ~ 13.8 Vmag und befindet sich im Sternbild Cygnus. In der Literatur wurde keine Spektralklasse dazu gefunden.

Mit den ZTF-Datenpunkten wurde eine erste Lichtkurve erstellt (s. Abb. 1), die eine bemerkenswerte Ähnlichkeit mit der eigenartigen Form der Lichtkurve des Hüllenstern-Bedeckungssystems V658 Car zeigt (s. Abb. 1-3 von Hauck [2]). Mit ferngesteuerten 17-, 20- und 24-Zoll-Teleskopen in Utah und Kalifornien, USA, wurden neue photometrische Daten im *UBV* erhalten. Die Lichtkurven wurden mit der *Binary Maker 3* (BM 3) - Software modelliert. Die Gesamthelligkeit des Doppelsternsystems im *UBV* (s. Tab. 1) wurde der synthetischen Photometrie von GAIA DR3, Teil 6, (CDS cat. I/360/syntphot) entnommen.

Das **Hauptminimum** von ~ 14.6 Stunden ist in unserem besten Fit nahezu total, d.h. verfehlt dieses nur um 0.03° Bahnneigung, da der Sternabstand in dieser Position der exzentrischen Bahn etwas grösser ist als im **Nebenminimum** von ~ 13.1 Stunden, das eine ringförmige Bedeckung von ~ 2.1 Stunden enthält (s. Abb. 2-4). Die 9.3 Tage dauernde dominante, tiefe **Scheibenbedeckung** von Phase 0.9055 bis 0.1136 (siehe Abb. 1) zeigt ihre etwas exzentrische Lage in Bezug auf den Primärstern an. Unter der Annahme einer den Rochelobe füllenden Scheibe ergibt diese Phasendifferenz ein Massenverhältnis von 11.80 ± 0.035 in unserem Doppelsternmodell.

Der Lichtverlust im Hauptminimum wird ausschliesslich der Bedeckung des kleineren Begleitsterns zugeschrieben und erlaubt die Bestimmung seiner **Temperatur** T_{eff} sowie der interstellaren Extinktion mittels unserer *UBV*-Photometrie in Phase 0 und im maximalen Licht. Für eine als normal angenommene interstellare Extinktion ($R_V = 3.16$) erhalten wir aus Tabelle 3 von Wang & Chen [3] die Koeffizienten $A_U = 1.584 A_V$ und $A_B = 1.317 A_V$. Die von T_{eff} abhängigen Werte von $U-B$ und $B-V$ sind in Tabelle 5

von Pecaut & Mamajek [4] enthalten. Wir ermitteln damit eine T_{eff} von 17140 ± 570 K für den Sekundärstern sowie eine interstellare Extinktion A_V von 1.00 ± 0.02 mag.

Die Modellierung der Lichtkurve mit unseren V-Band-Daten des Nebenminimums (s. Abb. 3) (plus eine künstliche totale Bedeckung) ergibt bei einem Rotationsfaktor von 146.3 mal pro Bahnumlauf für den Hüllenstern in unserer Äquatoransicht (hinter seiner halben *verdichteten* Dekretionsscheibe) eine mittlere scheinbare T_{eff} von 8370 K. Die Lichtkurve zeigt zum Maximum hin eine sichtbare Aufhellung (s. Abb. 1), die einer auf 8680 K erhöhten mittleren T_{eff} des Hüllensterns (hinter seiner halben *unverdichteten* Dekretionsscheibe (A_V halbe Scheibe = 0.887 mag)) entspricht, und die ohne Scheibe 11590 K in unserer Äquatoransicht beträgt. Der Dimmeffekt der ganzen Scheibe von 78.5% im V-, 78.0% im B- und 80.4% im U-Fluss wurde in Phase 0.0197 kurz nach der stellaren Sternbedeckung im Hauptminimum gemessen. Für die mittlere T_{eff} der gesamten Oberfläche dieses rotierenden Sterns ergeben sich dann 13260 K (durch Vergleich mit einer Kugel gleicher Oberfläche und Leuchtkraft bei 550 nm). Die daraus und mit Hilfe von Abb. 4 und 5 von Ekström et al. [5] berechnete theoretische T_{eff} des nicht rotierenden Sterns beträgt 14750 K.

Ausgehend von dem hier oben angenommenen Massenverhältnis von 11.80 wurden weitere **Parameter** unserer Doppelsternkomponenten abgeleitet (s. Tab. 2). Für den Sekundärstern passen damit eine Masse von $0.290 M_{\odot}$, ein Radius von $0.980 R_{\odot}$ und eine bolometrische Leuchtkraft von $74.34 L_{\odot}$ in die stellaren Modelle für die Vorläufer von Weißen Zwergen aus Helium, d.h. Abb. 1 von Driebe et al. [6] in Kombination mit Abb. 9 von Istrate et al. [7]. Für den Primärstern erhalten wir zugleich eine Masse von $3.42 M_{\odot}$, und für den *nicht rotierenden* Stern einen theoretischen Radius von $1.927 R_{\odot}$ bei einer bolometrischen Leuchtkraft von $157.6 L_{\odot}$, die bei einer halbsolaren Metallizität von $Z=0.007$ gut *zwischen* die Sternmodelle von Georgy et al. [8] ($Z=0.006$, $3.38 M_{\odot}$, 38 Myr nach Alter Null auf der Hauptreihe (ZAMS)) und Schaerer et al. [9] ($Z=0.008$, $3.46 M_{\odot}$, auf der ZAMS) passen. Die halbwegige Annäherung unseres verjüngten Sterns an die ZAMS nach seiner Wiedererlangung des thermischen Gleichgewichts ist in Übereinstimmung mit dem erwarteten Verhalten (siehe C' in Fig. 3.7(a), Eggleton [10]). Letztendlich bestätigt der erfolgreiche *simultane* Fit beider Sterne in ihre Sternmodelle das oben angenommene Massenverhältnis.

Unser bester Lichtkurvenfit beinhaltet bei einer Wellenlänge von 550 nm einen Lichtanteil der Dekretionsscheibe von 25.2% am 1. bzw. 4. Kontakt des stellaren Nebenminimums und 28.3% im Maximum. Dadurch steht die Entfernung des Hüllensterns im Einklang mit den für den Weißen Zwergvorläufer aus Helium berechneten ≈ 2938 pc.

Die Ergebnisse passen zu der **Evolutionsgeschichte** eines Postmassetransfer-systems, in der ein anfänglich massereicherer Stern von $2.19 M_{\odot}$ seine Wasserstoffhülle zu seinem Begleitstern von $1.52 M_{\odot}$ transferiert hat (bei angenommenem konservativen Massetransfer), und nun, etwa 1.8 Myr nach Ende des Massetransfers, ein ungewöhnlich heißer und massereicher, kontraktierender Vorläufer eines Weißen Zwerges aus Helium geworden ist. Heliumsterne mit Massen $< \sim 0.3 M_{\odot}$ erreichen das Heliumbrennen nicht, sondern degenerieren (Eggleton [10], Kapitel 2.5). Der Massetransfer hat zudem auch die sehr schnelle Rotation des akkretierenden Sterns

verursacht, der nun ein von einer äquatorialen Dekretionsscheibe mit einem mittleren Radius von $\sim 47 R_{\odot}$ umgebener Hüllenstern ist.

Abgesehen von seinem bemerkenswerten Abplattungsverhältnis von 1.37 ± 0.04 (kritische Grenze = 1.5) und einem Rotationsgeschwindigkeitsverhältnis $W = v_{\text{rot}}/v_{\text{orb}}$ von 0.86 ± 0.03 (kritische Grenze = 1.0) hat unser Hüllenstern eine berechnete **Rotationsgeschwindigkeit** von $432 \pm 9 \text{ km s}^{-1}$ am Äquator. Dies ist im Vergleich mit anderen jungen Postmasstransfer-Doppelsternsystemen überraschend. Rivinius et al. [11] haben erst neulich für ähnliche neugeborene Be-Sternsysteme Rotationsgeschwindigkeiten von bis zu $\sim 60 \text{ km s}^{-1}$ angegeben (s. ihre Tab. 4). Unser neuer Hüllenstern hingegen scheint einer der am schnellsten rotierenden B-Sterne zu sein, die bis heute gefunden wurden.

Eine Literaturrecherche nach Rotationsgeschwindigkeiten von deutlich oberhalb von 450 km s^{-1} bei normalen, d.h. nicht-degenerierten Sternen, hat lediglich drei überzeugende Funde ergeben: LAMOST J040643.69+542347.8 (Li [12]), VFTS 285 & VFTS 102 (Shepard et al. [13]) mit projizierten Rotationsgeschwindigkeiten $v \sin i = 540 \pm 29$, 610 ± 41 und $649 \pm 52 \text{ km s}^{-1}$. Diese gehören alle zu den massereicheren O-Sternen. Zudem haben sie entweder eine vermutete Metallizität der Grossen Magellanschen Wolke (LMC) wie im Falle des Milchstrassen(MW)-LAMOST-Sterns oder sie gehören zur LMC. Niedrigere Metallizität hat schnellere Sternrotation sowie seltener auftretende Sternpulsationen zur Folge (Rivinius et.al. [14], s. ihre Tabelle 3, und Abb. 18 mit der interessanten Ergänzung durch unseren Primärstern). Die überraschend gut zu unserem Milchstrassenhüllenstern passende untersolare \sim LMC-Metallizität von $Z=0.007$ scheint daher seine ungewöhnlich schnelle Rotation zu erklären.

Literaturquellen:

- [1] Chen, X., et al., 2020, ApJS, 249, 18
- [2] Hauck, N., 2018, BAV Rundbrief, 67, no. 2, 41 ; arXiv:1805.04318
- [3] Wang, S., & Chen, X., 2019, ApJ, 877, 116
- [4] Pecaut, M.J., & Mamajek, E., 2013, ApJ, 208, 9
- [5] Ekström, S., et al., 2008, A&A, 478, 467
- [6] Driebe, T., et al., 1998, A&A, 339, 123
- [7] Istrate, A.G., et al., 2016, A&A, 595, A35
- [8] Georgy, C., et al., 2013, A&A, 553, A24
- [9] Schaerer, D., et al., 1993, A&AS, 98, 523
- [10] Eggleton, P., 2006, Evolutionary processes in binary and multiple stars, Cambridge University Press
- [11] Rivinius, T., et al., 2025, A&A, 694, A172
- [12] Li, G.-L., 2020, ApJL, 892, L26
- [13] Shepard, K., et al., 2022, ApJ, 931, 35
- [14] Rivinius, T., et al., 2013, A&A Review, 21, 69 ; arXiv:1310.3962

Tabelle 1 : Parameter des Doppelsternsystems ZTF J200347.63+394429.8

Epoche [HJD]	2458657.955(14)	Mitte Hauptminimum
Bahnperiode [Tage]	44.685(1)	() = Fehler in letzten Dezimalen
Scheinbare <i>V</i> -Magnitude	13.820(2)	von GAIA DR3, Teil 6
Scheinbare <i>B</i> -Magnitude	13.994(3)	von GAIA DR3, Teil 6
Scheinbare <i>U</i> -Magnitude	13.743(11)	von GAIA DR3, Teil 6
Bedeckungsdauer [Stunden]	14.6	Hauptminimum
Bedeckungsdauer [Stunden]	13.1	Nebenminimum
Bedeckungsdauer [Tagen]	9.3	Scheibenbedeckung
Exzentrizität <i>e</i>	0.075	
Länge des Periastrons ω [Grad]	61	der Primärsternbahn
Bahnneigung <i>i</i> [Grad]	89.37 \pm 0.08	
Grosse Halbachse <i>a</i> [R_{\odot}]	81.97 \pm 0.38	für R_{\odot} = 696342 km
Entfernung [pc]	2938 \pm 79	
Extinktion A_V [mag]	1.00 \pm 0.02	interstellar

Tabelle 2 : Parameter der Komponenten von ZTF J200347.63+394429.8

Parameter	Primärstern	Sekundärstern	Scheibe
Radius (gemittelt) [R_{\odot}]	2.37 \pm 0.14	0.980 \pm 0.013	47
Radius (Pol/Äquator) [R_{\odot}]	1.90 / 2.60		
Rotationsgeschwindigkeit [km s ⁻¹]	432 \pm 9		
Temperatur T_{eff} (gemittelt) [K]	13260 \pm 440	17140 \pm 570	
<i>V</i> -Flussanteil im Maximum	0.3798	0.3369	0.2833
<i>B</i> -Flussanteil im Maximum		0.3486	
<i>U</i> -Flussanteil im Maximum		0.4043	
Scheinbare <i>V</i> -Magnitude	14.871	15.001	
Scheinbare <i>B</i> -Magnitude		15.138	
Scheinbare <i>U</i> -Magnitude		14.726	
Leuchtkraft (bolometrisch) [L_{\odot}]	146.45	74.34	
Masse [M_{\odot}]	3.42 \pm 0.05	0.290 \pm 0.004	

Danksagungen:

This publication is based on observations obtained with the Samuel Oschin 48-inch Telescope at the Palomar Observatory as part of the Zwicky Transient Facility project. This research has also made use of the Simbad and VizieR databases operated at the Centre de Données astronomique Strasbourg (CDS), France.

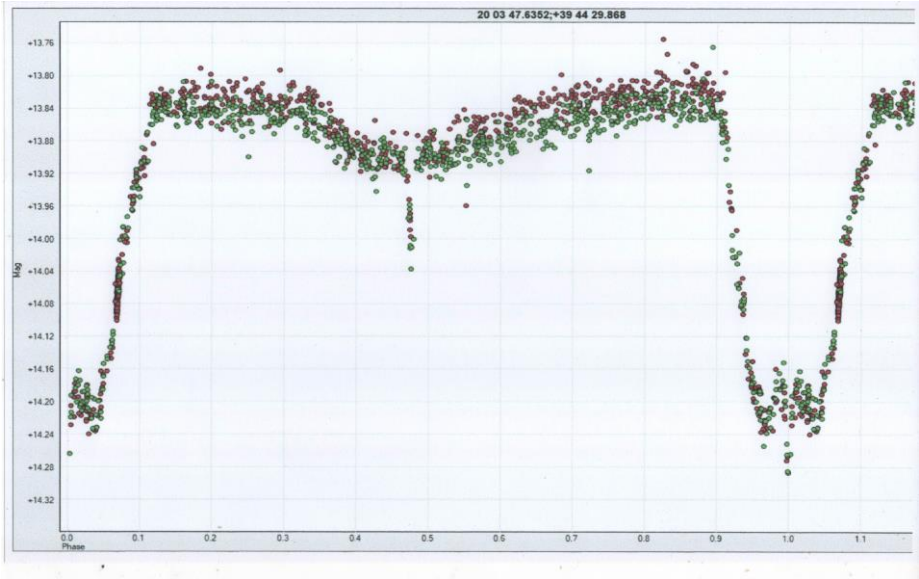


Abb. 1: Lichtkurve unseres Hüllenstern-Bedeckungssystems aus ZTF-Daten im g -Band (496 nm) in grüner und im r -Band (621 nm) in roter Farbe, gefaltet mit unserer Bahnperiode von 44.685 Tagen. Die Lichtkurvenform wird von Dimmungseffekten der Scheibe dominiert. Die Sternbedeckungen in Phase 0 u. 0.4763 bleiben aber sichtbar.

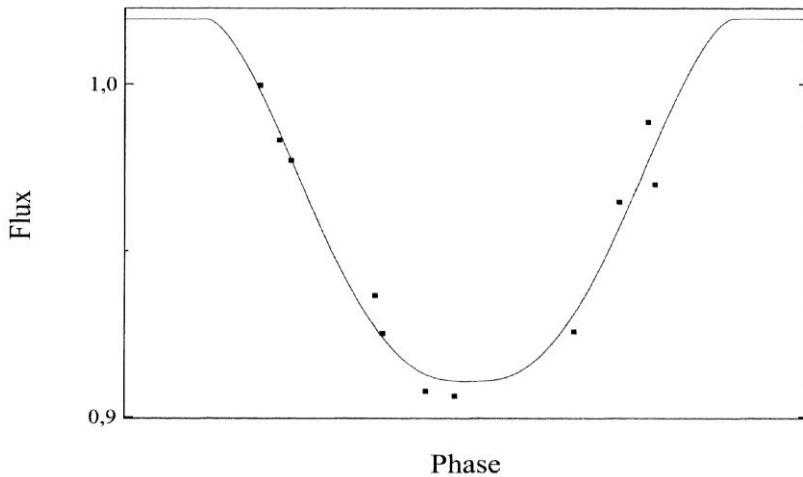


Abb.2 : Lichtkurvenfit ($\sigma_{\text{FIT}} = 8 \text{ mmag}$) mit ZTF g -Daten im Hauptminimum (Phase 0)

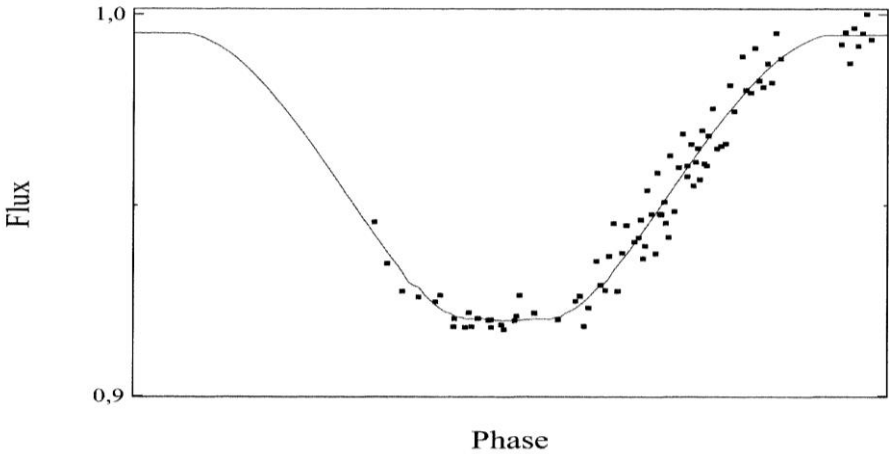


Abb. 3: Lichtkurvenfit ($\sigma_{\text{FIT}} = 5.5 \text{ mmag}$) mit unseren V-Band-Daten im Nebenminimum in Phase 0.4702 - 0.4824 (ringförmig in Phase 0.4753 - 0.4773).

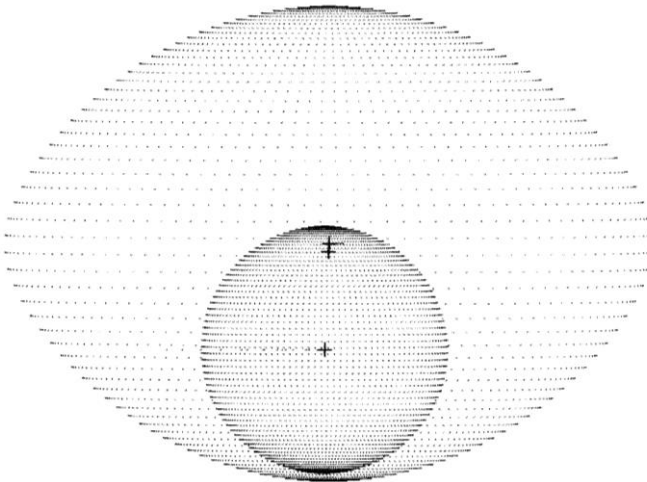


Abb. 4: Unsere Äquatoransicht des sehr schnell rotierenden Hüllens Sterns, bedeckt vom Weißen-Zwerg-Vorläufer in der Mitte des Nebenminimums (Phase 0.4763).

BM Orionis

CCD-Parallelbeobachtungen zu visuell beobachteten Lichtschwächungen

Dieter Husar

Zusammenfassung: Ausgelöst durch einen Beobachtungsaufwurf im BAV-Forum wurde von mir Ende 2024 eine CCD-Überwachung des Bedeckungsveränderlichen BM Ori gestartet. Nach einer Optimierung der Beobachtungsbedingungen im September 2025 wurde der Veränderliche bis Anfang November 2025 in nunmehr 22 Nächten (≈ 90 Stunden) sowohl im CV-Band als auch in RGB überwacht. Die Beobachtung wurden mit gleichzeitig erfolgten visuellen Schätzungen verglichen [5][13]. Die visuellen Schätzungen liegen beträchtlich (bis zu 3 mag) unter den Messwerten. In dieser Arbeit werden die Ursachen hierfür diskutiert. Während der Überwachung wurden außerhalb der bekannten Minima keine ungewöhnlichen Lichtschwächungen gefunden.

Auch die schwache Abbildung des BM Ori auf der historischen Aufnahme des Trapez von Henry Draper aus dem Jahre 1880 [15][16] wird erläutert und kann nicht als Beleg für ungewöhnliche Lichtschwächungen des BM Ori angesehen werden.

Abstract: Triggered by a call for observers in the BAV forum, I initiated CCD monitoring of the eclipsing variable BM Ori at the end of 2024. After optimizing the observing conditions in September 2025, the variable was monitored until beginning of November 2025 for 22 nights and (≈ 90 hours) in both the CV band and RGB. The observations were compared with simultaneous visual estimates [5][13]. The visual estimates are considerably lower (up to 3 magnitudes) than the measured values. This paper discusses the reasons for this discrepancy. During the monitoring no unusual dimming of light was found outside the known minima.

The weak image of the BM Ori on the historical photograph of the Trapezium by Henry Draper from 1880 [15][16] is explained and cannot be considered evidence of unusual light attenuation of the BM Ori.

1) Einleitung

BM Ori ist ein Bedeckungsveränderlicher mit einer Periode von 6.4705315 [d]. Er befindet sich im sog. Trapez inmitten des Orionnebels. Im Normallicht liegt seine Helligkeit bei ca. 7.9 mag (V). Im Minimum erreicht er 8.65 mag (V). [1][2]

Motiviert durch verschiedene Meldungen visueller Beobachtungen von ungewöhnlich starken (1-3 mag) Lichtschwächungen außerhalb des bekannten Minimums beim Bedeckungsveränderlichen BM Ori wurde im BAV-Rundbrief 2/2025 zu Beobachtungen aufgerufen [4].

Nun liegen zu vier visuellen Helligkeitsschätzungen (darunter drei von Günther Krisch) [5], jeweils zeitlich parallele Messreihen mittels CCD-Photometrie vor, über die im Folgenden berichtet wird. Ergänzend gibt es inzwischen zusätzlich zahlreiche CCD-Beobachtungsreihen, wo zwar keine visuellen Parallelbeobachtungen vorliegen, die jedoch keinerlei Hinweise auf ungewöhnliche Lichtschwächungen bei BM Ori zeigen.

Dieser Artikel betrachtet im Wesentlichen nur die visuellen Helligkeitsschätzungen im Vergleich mit den CCD-Messungen. Die besonderen Eigenschaften des Systems BM Ori werden in einem folgenden Artikel näher behandelt.

2) Ergebnisse von parallelen CCD-Beobachtungen im Sept./Okt. 2025

Auf den folgenden Seiten werden vier Abbildungen gezeigt. Hier werden CCD-Beobachtungen dargestellt, die mit L-Filter am 25-cm-Remote-Teleskop der IAS in Namibia mit einer monochromatischen CMOS-Kamera von mir durchgeführt wurden. Alle Aufnahmen erfolgen inzwischen bei voller Auflösung (ohne Binning!) und mit sehr kurzen Belichtungszeiten, um eine Sättigung von BM Ori und seinen Referenzsternen zu vermeiden. Wegen der benötigten hohen zeitlichen und räumlichen Auflösung (und damit riesigen Datenmengen bis zu 50 GB/Nacht) ist eine längere Überwachung des Veränderlichen mit CCD recht aufwändig.

Die hier angegebenen Magnituden beziehen sich bei Verwendung des L-Filter (Luminanz-Filter) relativ auf die Magnituden-Werte im V-Band der Referenzsterne und wurden - wie üblich - als CV-Wert angegeben (= AAVSO-Konvention). Die CV-Werte sind mit visuellen Schätzungen am besten vergleichbar. Die Angaben zu den Referenzsternen finden sich im Anhang 1. Es handelt sich um AAVSO-Vergleichssterne bzw. um Sterne aus dem photometrischen APASS-Katalog. Um die Zuverlässigkeit der Messungen zu erhöhen wird ein Ensemble dieser Sterne als Referenz benutzt (sog. „Ensemble Photometrie“).

Die ebenfalls praktisch zeitgleichen Beobachtungen mit R/G/B-Filter wurden hier nicht dargestellt, zeigen aber auch keinerlei ungewöhnliche Lichtschwächungen von BM Ori. Die Abbildung 5 zeigt alle LRGB-Messwerte von BM Ori beim Abstieg ins Minimum, das am 3.10.2025 leider nicht zu Ende beobachtet werden konnte, da zu starker Wind die Weiterbeobachtung verhindert hat.

3) Vier Zeitreihen mit CCD-Messungen und jeweils zeitgleichen visuellen Schätzungen von Günther Krisch, sowie einer Schätzung von einem visuellen Beobachter aus Italien (Paolo Siliprandi) wurden in den folgenden Abbildungen 1-4 mit einem Doppelpfeil markiert und weisen allesamt Abweichungen von ca. 1 bis nahezu 3 Magnituden auf.

Im folgenden Abschnitt werden mögliche Ursachen diskutiert, wie solche abweichenden Helligkeitsschätzungen auch bei erfahrenen visuellen Beobachtern zustande kommen können.

4) Diskussion

Von Günther Krisch habe ich die Information [13], dass er die Vergleichssterne der Burnham-Karte [6] verwendet. Dies kann Abweichungen seiner Helligkeitsschätzungen aber nur teilweise erklären. Eine von mir am 20.10.2025 durchgeführte Analyse der Burnham V-Sterne mit Hilfe von SIMBAD/VizieR [1][3], zeigen gegenüber neueren photometrischen Katalogen (z.B. GAIA) bei den Helligkeiten Abweichungen von bis zu 0.5 mag (s. Anhang 2; das ausführliche PDF-Dokument dieser Analyse kann beim Autor angefordert werden).

Für visuelle Beobachtungen wäre daher empfehlenswert, anstelle der Burnham-Karte ggf. die Karte aus dem BAV-Rundbrief 2/2025 [4] zu verwenden.

Diese Ergebnisse erklären jedoch nicht die großen Abweichungen von bis zu ca. zwei Magnituden, wie sie sich bei den vier parallelen Beobachtungen gezeigt haben.

Welche weiteren Gründe einer Verfälschung visueller Helligkeitsschätzungen kann es geben?

Die Flächenhelligkeit in der unmittelbaren Umgebung von BM Ori (mitten im M 42) im Orionnebel wird vermutlich eine visuelle Helligkeitsschätzung erheblich erschweren. Eine entsprechende Bemerkung findet sich bereits bei Beobachtungen durch den bekannten Babelsberger/Sonneberger Astronomen Heribert Schneller, der 1944 zu seinen visuellen Schätzungen an BM Orionis in den Mitt. VS [7] folgendes schrieb: „Die infolge des Nebels von Stern zu Stern wechselnde Helligkeit des Hintergrunds erschwert die Schätzung beträchtlich.“

Auch der berühmte Entdecker von Kometen David Levy hat Veränderliche im Orionnebel beobachtet und diese Schwierigkeiten in einem interessanten Artikel im Journal der AAVSO bereits 1983 veröffentlicht [8]. Auch er schrieb u.a. auch über die Probleme die der Nebel-Hintergrund bei visuellen Schätzungen verursacht.

Die Wetterbedingungen können selbstverständlich auch eine Rolle spielen. Hier wären Angaben zu den Wetterbedingungen, Durchsicht, Luftruhe hilfreich, aber diese gibt es leider nicht.

Die Y-Achsen der Abbildungen 1-4 zeigen einheitlich einen Bereich von 7.5 bis 11.0 mag.

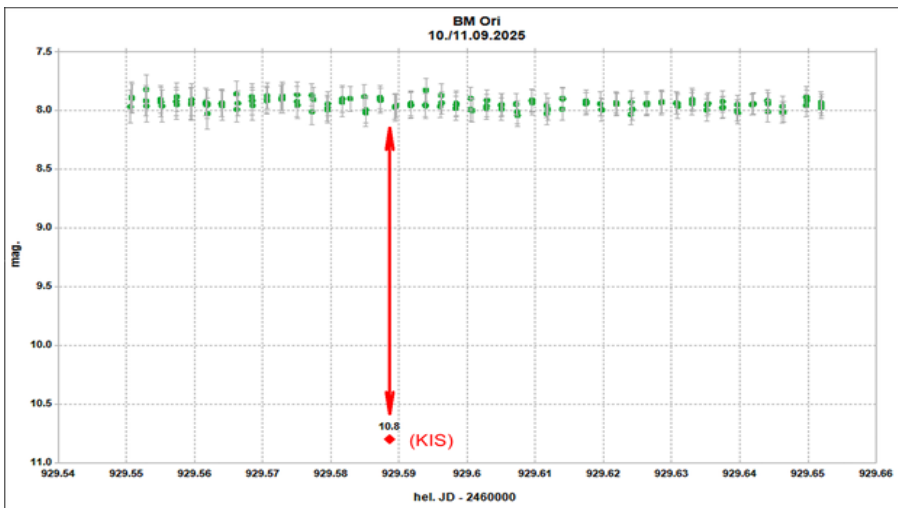


Abb. 1: Nacht vom 10. zum 11.09.2025
(grüne Punkte: CCD-Messungen, rot: KIS vis. Schätzung 11.09.2025 02:08 UT)

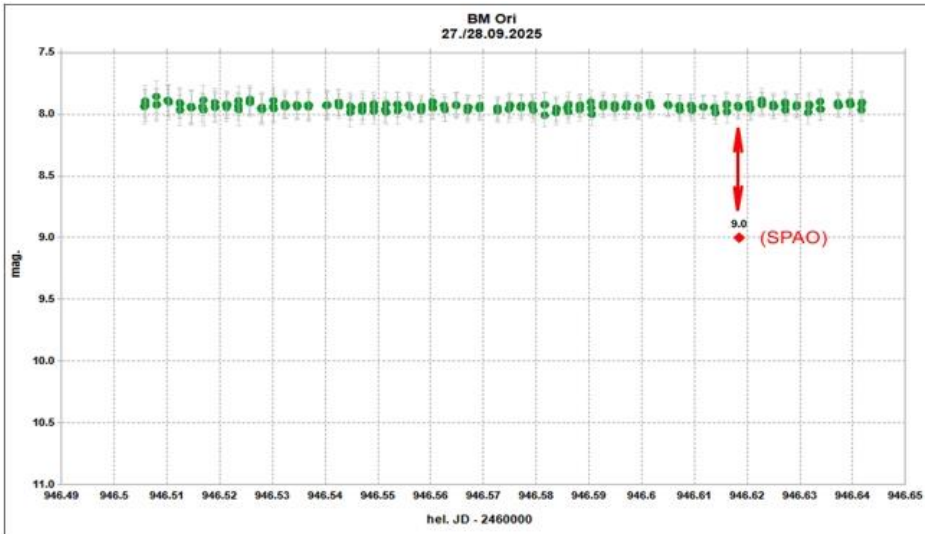


Abb. 2: Nacht vom 27. zum 28.09.2025
(grüne Punkte: CCD-Messungen, rot: SPA0 vis. Schätzung, 28.09.2025 02:49 UT)

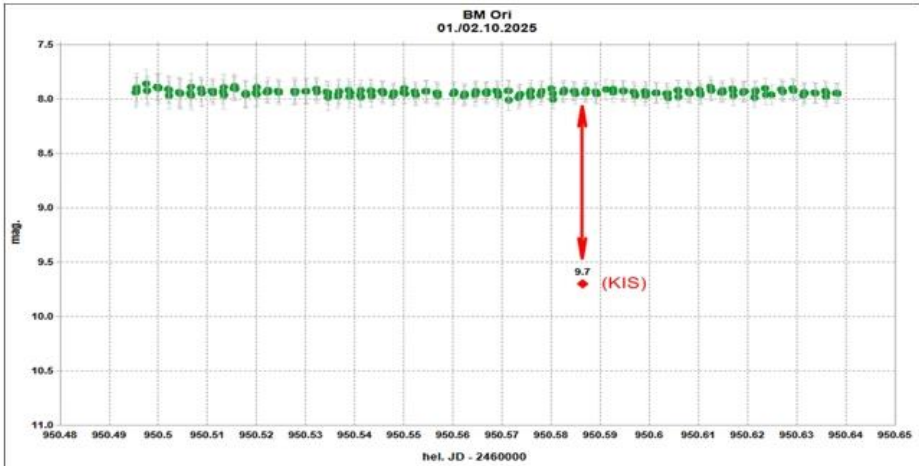


Abb. 3: Nacht vom 1. zum 2.10.2025
(grüne Punkte: CCD-Messungen, rot: KIS vis. Schätzung 2.10.2025 02:02 UT)

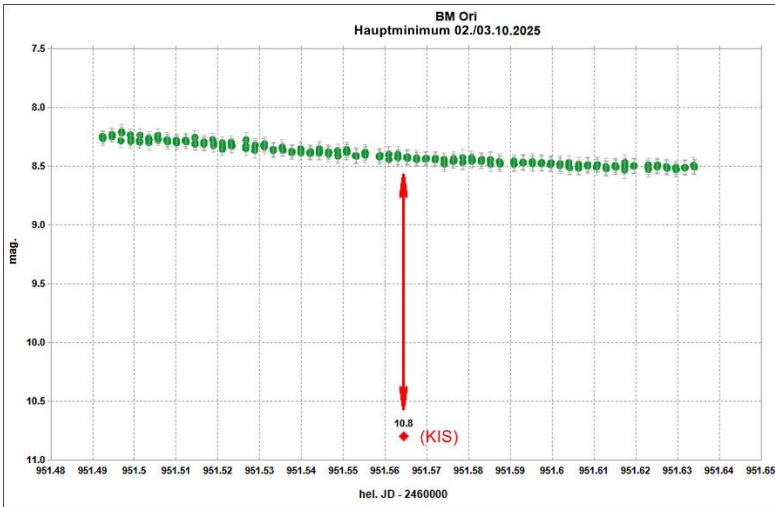


Abb. 4: Nacht vom 2. zum 3.10.2025
(grüne Punkte: CCD-Messungen, rot: KIS vis. Schätzung 3.10.2025 01:31 UT)

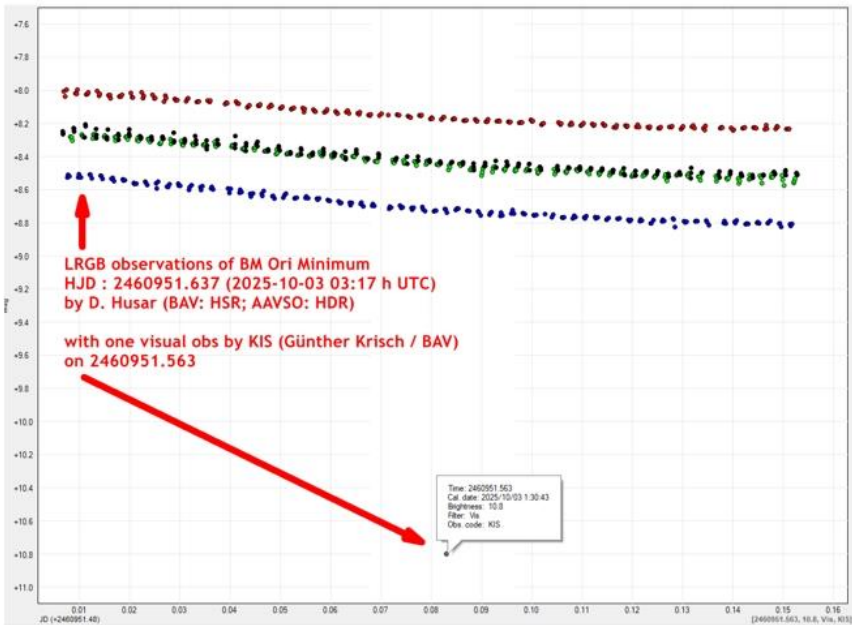


Abb. 5: Das Minimum am 3.10.2025 wurde nicht vollständig erreicht (andere Skalierung und hier mit allen LRGB-Beobachtungen)

Es scheint, dass speziell BM Ori visuell schwer zu schätzen ist. Einige Gründe hierfür sind bereits weiter oben diskutiert worden (siehe 4. Unterpunkt).

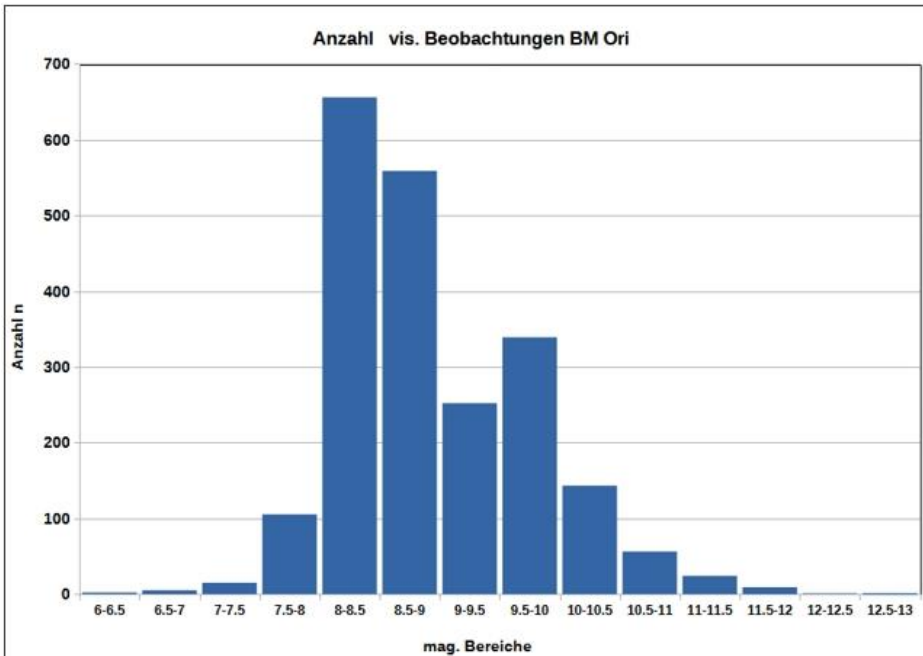


Abb. 7: Histogramm aller visuellen Beobachtungen von BM Ori aus der AAVSO-Datenbank.

6) Fazit:

Die gezeigten CCD-Parallelbeobachtungen weisen darauf hin, dass visuelle Helligkeitsschätzungen von BM Ori fraglich sind. Aus meiner Sicht ist nun davon auszugehen, dass auch andere Helligkeitswerte, die zu anderen Zeitpunkten visuell geschätzt wurden, systematische Abweichungen aufweisen und größtenteils unrealistisch sind. Aufgrund der vorliegenden Ergebnisse ist davon auszugehen, dass es höchstwahrscheinlich (außerhalb der regulären Minima des Bedeckungsveränderlichen) keine ungewöhnlichen Lichtschwächungen von BM Ori gibt.

Im Zusammenhang mit meinen Literaturrecherchen [14] bin ich auch auf eine historische Aufnahme des Trapez von Henry Draper aus dem Jahre 1880 gestoßen, die dieser wohl im Zusammenhang mit seinen ersten Aufnahmen des Orionnebels vom 30. September 1880 gemacht hat [15][16]. Es ist aus den genannten Quellen leider unsicher, ob auch die Trapez-Aufnahme vom gleichen Datum stammt. Jedenfalls ist die Periode des BM Ori so genau bekannt, dass man sagen kann, dass sich BM Ori am 30.9.1880 sehr wahrscheinlich nicht im Minimum befand. Vielleicht bringt eine

aktuell laufende Anfrage bei der Harvard-Plattensammlung („The Harvard Plate Stacks“) diesbezüglich noch Klarheit. Die Draper-Aufnahmen des gesamten Orionnebels zeigen das Trapez leider stark überstrahlt. Auf der Trapez-Aufnahme von Draper erscheint BM Ori ungewöhnlich schwach. Die Belichtungszeit dieser Aufnahme betrug hier allerdings nur 5 Minuten, was seinerzeit aufgrund der noch recht unempfindlichen Emulsionen nur eine Grenzhelligkeit zuließ, die knapp über 8 mag lag. Eine Simulation der damaligen Aufnahmetechnik zeigt meine Abb. 8, wo ich die Gradationskurve meiner Aufnahme entsprechend den Möglichkeiten von 1880 verändert habe. Auch diese Aufnahme kann also nicht als Beleg für ungewöhnliche Lichtschwächungen des BM Ori angesehen werden.

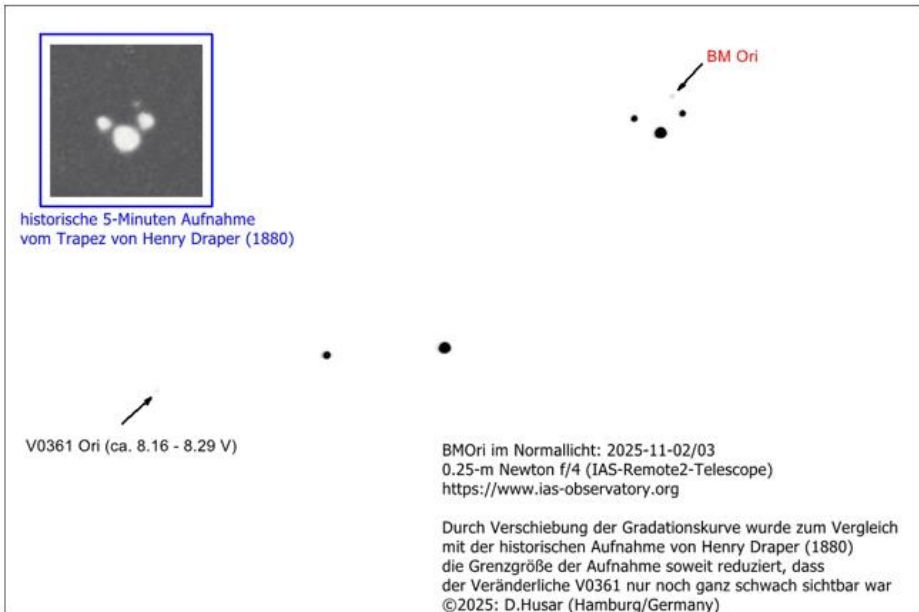


Abb. 8. Vergleich der Draper-Aufnahme mit modifizierter CCD-Aufnahme (v. 2./3. 10.2025)

Nachtrag: Nach Abschluss dieses Artikels kam am 1. November 2025 noch eine weitere Parallelbeobachtung hinzu [13], die erneut die Diskrepanz zu der visuellen Beobachtung bestätigte.

Ein völlig anders Thema ist die weitere Erkundung der Natur des recht komplexen Mehrfachsystems BM Ori. Diesem Thema widme ich mich in einem folgenden Artikel, der vor allem die Frage beantworten soll, ob sich seit den letzten präzisen Beobachtungen aus 2011 durch die MOST-Mission [11][12] eine weitere Veränderung der Lichtkurve (speziell im Minimum) beobachten lässt.

7) Danksagung:

Für diese Arbeit konnte ich als Vereinsmitglied von September bis November 2025 die Remote-Teleskope der „Internationalen Amateursternwarte“ IAS [17] intensiv nutzen. Mein Dank gilt dafür insbesondere Dr. Martin Junius und allen anderen IAS-Mitgliedern, die diese Installationen (aus der Ferne und vor Ort auf Hakos/Namibia) betreuen. Ein besonderer Dank geht auch an GvA-Mitglied Eric Vesting vom Astro-Shop in Hamburg, der mir aus seinem Archiv einen hochaufgelösten Scan des Sky&Telescope-Artikels von 1980 [15] zur Verfügung stellte.

Nicht zuletzt gilt mein Dank auch Günther Krisch für geduldige Telefonate, in denen wir seine Beobachtungen besprochen haben.

Literatur:

- [1] SIMBAD: Wenger, M. et al. (2000): SIMBAD Astronomical Database, CDS, Strasbourg, France: <https://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- [2] "International Variable Star Index (VSX) database", AAVSO, Cambridge, Massachusetts, USA: <https://vsx.aavso.org/index.php?view=vsx.home>
- [3] VizieR: Ochsenbein, F., Bauer, P., Marcout, J. (2000), The VizieR database of astronomical catalogs, A&AS, 143, 23: <https://vizier.cds.unistra.fr/viz-bin/VizieR>
- [4] Krisch, G. & Bannuscher, D.; BAV Rundbrief 2025 Nr.2 S.93-94
- [5] AAVSO International Database
- [6] Burnhams Celestial Handbook Band 2, S. 1333
- [7] Schneller, H. 1944, Mitt. VS, 1, 63
- [8] Levy, D. The Orion Variables: A Symphony of Delicacy and Brilliance, JAAVSO 1983 691 (eine deutsche Übersetzung kann gerne bei der untenstehenden Kontaktadresse angefordert werden)
- [9] Hall, D. S., & Garrison, L. M. 1969, PASP, 81, 771
- [10] Arnold, C. N., & Hall, D. S. 1976, AcA, 26, 91
- [11] Windemuth et al. 2013, AJ, 768, 67
- [12] Walker et al. 2003, PASP, 115, 1023 (MOST Mission: Ultraprecise Photometry from Space)
- [13] Krisch, G., private communication (Oktober/November 2025)
- [14] NASA-ADS: Accomazzi, A. et al., (2023), The SAO/NASA Astrophysics Data System, The Astrophysical Journal, 944, 2: <https://ui.adsabs.harvard.edu/>
- [15] Gingerich, O. Astronomical Scrapbook: The First Photograph of a Nebula, Sky & Telescope 1980, 11, 364-366
- [16] Webseite der AAS Historical Astronomy Division (HAD): <https://aas.org/posts/news/2022/10/month-astronomical-history-september-2022>
- [17] Webseite der „Internationale Amateursternwarte“ (IAS): <https://www.ias-observatory.org/index.php/de/>

Anhang 1: Referenzsterne für die CCD_Beobachtungen BM Ori mit LRGB-Filter:

Reference star(s):

Star1: AUID 000-BLF-166; AAVSO Label = 118; RA = 5h35m27.00s; DEC = -5°13'14.40"; B = 12.442; V = 11.790; R = 11.413

Star2: AUID 000-BJX-214; AAVSO Label = 90; RA = 5h35m58.50s; DEC = -5°22'31.20"; B = 8.981; V = 8.998; R = 9.006

Star3: APASS DR10 080-0241010; RA = 5h34m11.11s; DEC = -5°22'54.32"; B = 10.836; V = 10.298; R = 9.996

Star4: APASS DR10 080-0241055; RA = 5h34m30.34s; DEC = -5°27'28.17"; B = 11.340; V = 10.838; R = 10.587

Star5: AUID 000-BLF-168; AAVSO Label = 112; RA = 5h35m43.23s; DEC = -5°20'13.90"; B = 12.135; V = 11.197; R = 10.703

Star6: AUID 000-BJX-213; AAVSO Label = 125; RA = 5h35m47.43s; DEC = -5°16'57.20"; B = 13.382; V = 12.511; R = 11.923

Check star

Star7: APASS DR10 080-2933940; RA = 5h34m43.60s; DEC = -5°18'27.79"; B = 11.502; V = 11.067; R = 10.802

Anhang 2: Analyse der Referenzsterne aus Burnham:

Bezeichnung Burnham V-star mag x 10	RA (2000)	DE (2000)	GAIA DR3 #	GAIA mag (G)	Rem
90	05 36 11.02	-05 03 41.472	3017400037975399040	9.248	no variability known
92	05 35 18.207	-05 03 54.672	3209532410656516480	9.345	YSO/TTS?
105	05 35 04.301	-05 08 12.74	3209531650444835840	10.146	T Tauri var / Orion-Var
109	05 35 21.233	-05 12 12.276	3209527291055512064	10.45 – 10.54	YSO/TTS? / Orion-Var
99	05 35 35.79	-05 12 20.59	3017373718415827840	9.879	?CST: (VSX) / Ori Typ A B
87	05 36 27.185	-05 24 31.32	3017354992360111616	9.177	YSO/TTS?

Erstes Fazit (DH: 20251020):

Die Burnham V-Sterne zeigen meistens eine geringe Variabilität.

Abweichungen der Helligkeiten (V/G) betragen bis ≈0.5 mag.

BM Orionis Beobachtungen der Hauptminima 2024/2025

Dieter Husar

Zusammenfassung: *BM Ori ist ein Bedeckungsveränderlicher, bei dem man in nur wenigen Jahren zwischen 1968 und 2011 eine erstaunliche Änderung der Form der Lichtkurve - insbesondere des Hauptminimums - beobachten konnte. In der vorliegenden Arbeit wird speziell auf das Hauptminimum vom 10./11. November 2025 eingegangen. Eine konstante Phase im Hauptminimum wurde nicht mehr beobachtet: entsprechend ist „d“ ≤ 0.01 [d]. Zusammen mit zuvor beobachteten Minima (Dezember 2024 und alle Daten aus 2025) erscheint eine Verspätung des Minimums um ca. 40 ± 20 Minuten nunmehr gesichert. Daraus ergeben sich neue instantane (heliocentrische) Elemente: $E_0 = 2460990.483 \pm 0.015$ und $P = 6.470559 \pm 0.000007$ [d].*

Abstract: *BM Ori is an eclipsing binary star in which a remarkable change in the shape of the light curve - especially the main minimum - was observed over the course of only a few years between 1968 and 2011. This paper focuses particularly on the primary minimum of November 10/11, 2025. A constant phase in the primary minimum was no longer observed: corresponding to “d” ≤ 0.01 [d]. Together with minima previously observed (December 2024 and all 2025 data), a delay of approximately 40 ± 20 minutes for the minimum now appears certain. This results in new instantaneous (heliocentric) elements: $E_0 = 2460990.483 \pm 0.015$ and $P = 6.470559 \pm 0.000007$ [d].*

Einleitung

BM Ori (= theta 01 Ori B) wurde als Bedeckungsveränderlicher Typ EA klassifiziert und befindet sich im sog. Trapez inmitten des Orionnebels. Im VSX der AAVSO [1] wird die Periode mit $P=6.4705315$ [d] angegeben. Im Normallicht liegt seine Helligkeit bei ca. 7.9 mag (V). Im Minimum werden 8.65 mag (V) erreicht. Im GCVS [2] wird außerdem vermerkt: $d = 0.05P$; Min II 7.98. und „Shape of the light curve and depths of minima vary“.

Seit ca. 70 Jahren wurde der Stern mit zunehmender Intensität beobachtet und viele Erkenntnisse zu seiner Natur gesammelt. Entsprechend lang ist die Liste der einschlägigen Literatur. Hier wird hauptsächlich die Literatur zitiert, die sich mit der Veränderlichkeit der Lichtkurve und der Dynamik des Mehrfachsystems befasst.

Vorüberlegungen zur Beobachtung von BM Ori

- Die nahen und hellen Nachbarsterne im Trapez erschweren die Vermessung des Objekts mittels Aperturphotometrie, so dass während der gesamten Beobachtungsdauer eine *hohe Winkelauflösung* und damit *bestmögliche Fokussierung* erforderlich ist.
- Die relativ große Helligkeit des Objekts (ca. 8 mag) erfordert zur Vermeidung von Sättigungseffekten *kurze Belichtungszeiten* (<10 sec).
- Die *Amplitude der Helligkeitsänderung* ist im Hauptminimum bei BM Ori nicht allzu groß: insgesamt nur ca. 0.6 Magnituden.
- Das *Hauptminimum dauert insgesamt über 16 Stunden* und im Minimum ändert sich die Helligkeit nur sehr langsam. Um trotz des flachen Minimums die ToM mit einer

Genauigkeit von 10 Minuten bestimmen zu können, beträgt die erforderliche photometrische Präzision ca. 0.01 mag, wenn man die Messpunkte mit einer Ausgleichsfunktion mittelt.

All diese Bedingungen führen nur bei besten Beobachtungsverhältnissen zur Erreichung einer Präzision von 0.01 mag bei BM Ori. An den beiden Remote-Teleskopen der IAS (Internationale **A**mateur-**S**ternwarte e.V) [3] konnte ich das erreichen. Die beiden Teleskope (10"- und 12"-Newton; f4 auf einer GM3000 bzw. einer ASA-DDM85) werden, durch häufige Besuche von Vereinsmitgliedern vor Ort gut betreut und der Standort Hakos (in Namibia) auf 1825 m ü.NN gehört weltweit zu den besten Beobachtungsorten.

Dort erzielte ich mit allen verfügbaren Filtern (LRGB sowie Schmalbandfilter Ha/OIII/SII) regelmäßig eine Auflösung von 2.0" bis 2.5" (FWHM). Die hellen Sterne im Orion Trapez konnten somit getrennt (siehe Abb. 1) mittels Aperturphotometrie photometriert werden.

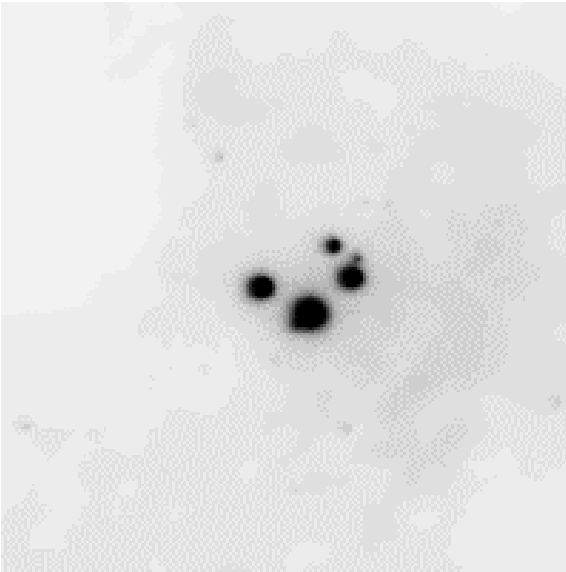


Abb. 1: Das Orion Trapez mit BM Ori (hier im Minimallicht) aus einer L-Filter-Aufnahmeserie (Median aus jeweils n=18 Aufnahmen)

BM Ori Minimum vom 10./11. November 2025

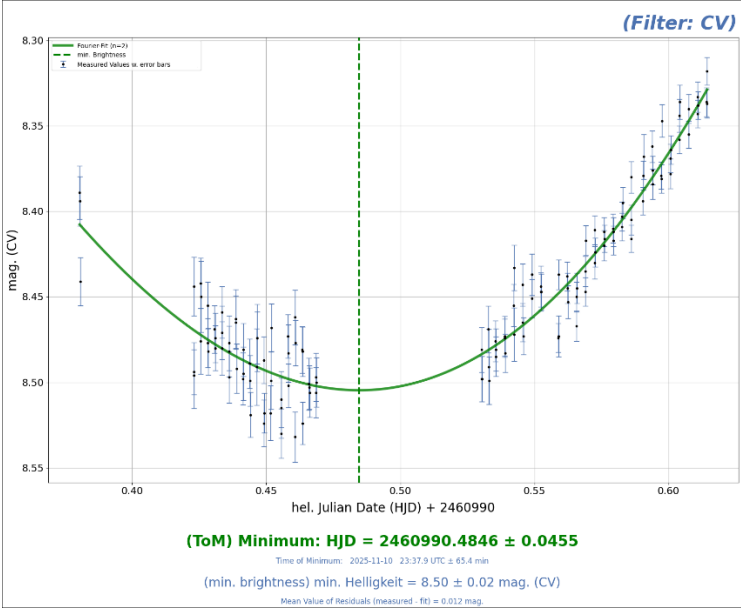


Abb. 2: Lichtkurve BM Ori Minimum vom 10./11. November 2025 im CV-Band (L-Filter)

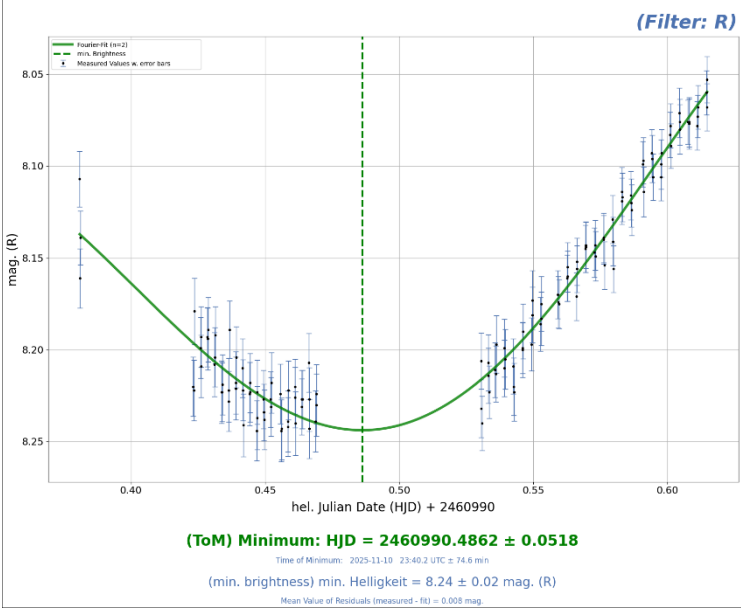


Abb. 3: Lichtkurve BM Ori Minimum vom 10./11. November 2025 im R-Band (R-Filter)

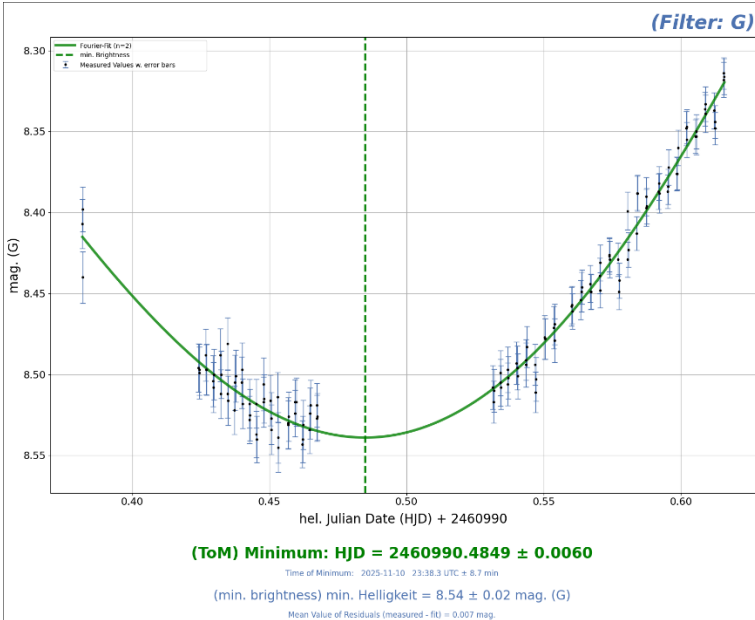


Abb. 4: Lichtkurve BM Ori Minimum vom 10./11. November 2025 im V-Band (G-Filter)

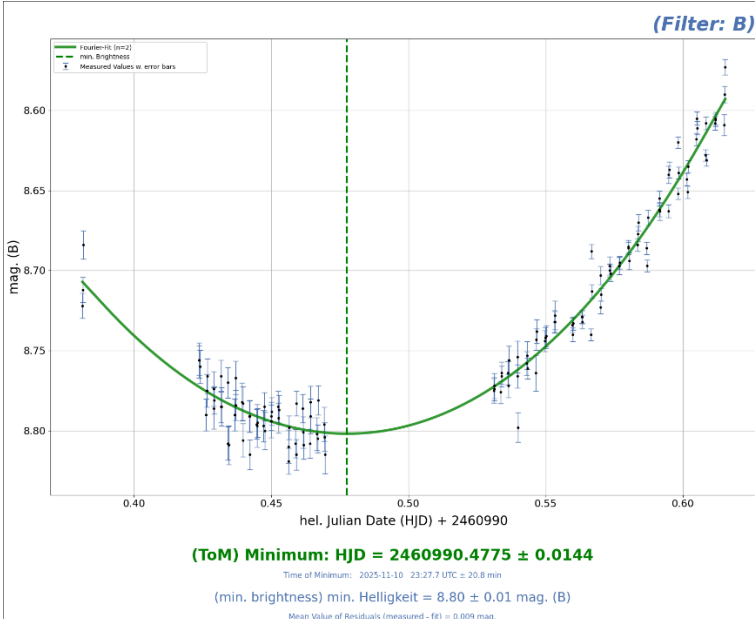


Abb. 5: Lichtkurve BM Ori Minimum vom 10./11. November 2025 im B-Band (B-Filter)

Wie aus den Abbildungen 2 bis 5 ersichtlich, gab es zwar bei der Beobachtung dieses Minimums relativ große Unsicherheit der ToM (einzelne Filter-Messungen: Zeitfehler 20 bis >60 min), da die Beobachtung während des Minimums unterbrochen wurde. Wegen eines ungünstigen Wetter-Status "wind unsafe" (hier bewirken Sicherheitseinstellungen, dass das Remote-Teleskope dann geparkt wird und das Rolldach geschlossen wird). Durch manuelles Eingreifen konnte dann doch noch der aufsteigende Ast des Minimums recht ordentlich beobachtet werden, so dass ich den ToM-Mittelwert als recht zuverlässig (d.h. mit einer Ungenauigkeit von ca. 20 Minuten) ansehen würde

Vergleich der Beobachtungen mit den Daten aus 2011

In Abbildung 5 sind meine Messungen von Oktober/November 2025 gegenüber den MOST-Daten aus 2011 in einem Phasendiagramm (Phase ± 0.1 rund um das Hauptminimum) dargestellt.

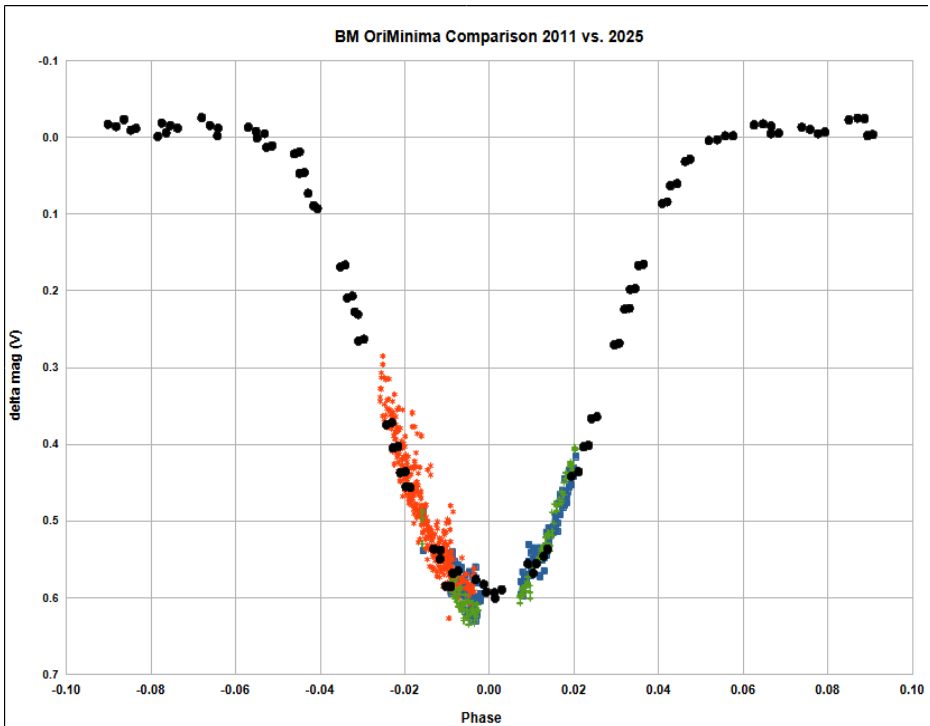


Abb. 6: Vergleich der Form des Hauptminimums 2011 versus 2025:

1. MOST-Daten aus 2011 [6][10] (schwarze Punkte ●): relative V-Magnituden
2. Abstieg ins Minimum am 2./3.10.2025 und 15./16.10.2025 (die CV-Daten der zwei teilweise beobachteten Minima sind hier zusammengefasst) (rote ◆ Symbole)
3. Unterbrochene Beobachtung am 10./11.11.2025 (CV-Daten: blaue ■ und V-Daten: grüne + Symbole)

Die Residuen der Einzelmessungen im Minimum vom 10./11. November 2025 gegenüber einem Polynomfit mit $n=4$ betragen je nach Filter 0.011 mag bis 0.015 mag. Wie bei einer statistischen Streuung zu erwarten, betragen die Residuen bei 3fach-zusammengefassten Messwerten je nach Filter 0.006 mag bis 0.009 mag, d.h. der Streuwert ist durchschnittlich um $1/\sqrt{3}$ kleiner.

Diese Residuen sind nicht signifikant größer, als die im Normallicht gemessenen. Kann daraus geschlossen werden, dass es im BM Ori Minimum *keine konstante Phase* gibt? Mit Einschränkungen: ja. Aber nur bis zu einer bestimmten Dauer der konstanten Phase. Warum: bei einem statistischen Vergleichstest (F-Test) der Hypothese $d=0$ gegenüber der Annahme von $d=0.01$ [Tag] ($\approx \frac{1}{4}$ Stunde), müsste es bei einer Messgenauigkeit von 0.01 mag einen deutlichen Unterschied in den Residuen gegenüber einem Polynomfit $n=4$ geben. Ein signifikanter Unterschied ist aber *nicht erkennbar*, daher kann man davon ausgehen, dass eine *konstante Phase allenfalls nur sehr kurz sein kann: < 0.01 [d]*.

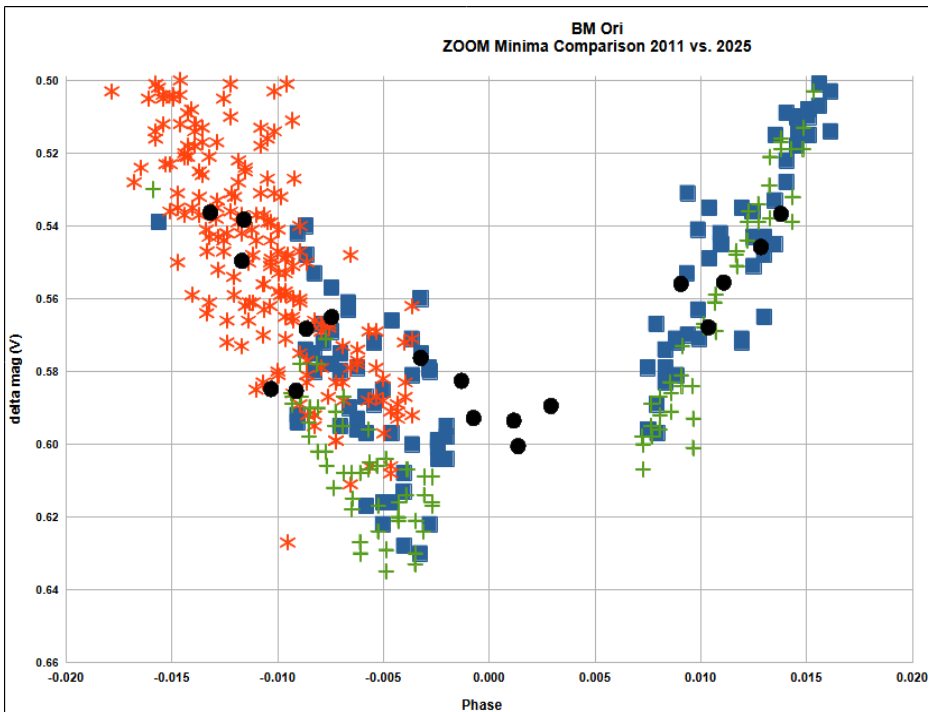


Abb. 7: Ein Ausschnitt aus Abb. 6 zeigte ein für mich überraschendes Ergebnis. Die Form des Minimums scheint nochmals verändert? Ist das Minimum im V-Band nochmals steiler geworden? Sieht so aus, aber bedarf noch der Bestätigung durch weitere Beobachtungen. Leider fehlen diese genau zum Zeitpunkt des Minimums.

Schon bei den sehr präzisen MOST-Satellitenbeobachtungen [6][10] aus dem Jahr 2011 ist im Rahmen der Messgenauigkeit keine konstanten Phase mehr feststellbar (siehe Abb. 6). Hierbei ist anzumerken, dass die MOST-Messungen eine ähnliche Präzision aufweisen, wie die hier vorgestellten Messreihen aus Oktober und November 2025.

Der Vergleich der Residuen der MOST-Messungen zu den Residuen bei meinen aktuellen Messungen ist durchaus bemerkenswert: die Streuung der Most-Daten (im vergleichbaren Bereich von Phase -0.04 bis $+0.04$) beträgt 0.012 mag. Auch die Residuen außerhalb des Minimums unterscheiden sich davon nicht.

Das zeigt, dass die in Namibia erreichte Messgenauigkeit mit den Satellitenmessungen aus 2011 gut mithalten kann. Im ersten Moment erstaunlich, aber verständlich, wenn man bedenkt, dass das MOST-Teleskop nur eine Öffnung von 15 cm hatte [10].

Noch immer viele offene Fragen:

1) Zu der Frage, ob noch (bzw. wieder) eine *konstante Phase im Minimum* (üblicherweise mit „d“ bezeichnet) feststellbar ist: In der früheren Arbeit von Hall & Garrison (1968) [4] wurde eine konstante Phase eindeutig nachgewiesen. Sie betrug seinerzeit annähernd 8-9 Stunden. Im Laufe der Jahre verschwand diese bis 2011. Bei den Most Beobachtungen (2011) [6] konnte eine konstante Phase schon nicht mehr nachgewiesen werden (siehe Abbildungen 6 und 7).

Leider gab es erneut keine durchgängigen Beobachtungsdaten im Minimum. Die Aussage, dass die konstante Phase völlig verschwunden ist, muss daher noch bestätigt werden.

Aus den vorgestellten neuen Messungen kann aber bereits mit hoher Wahrscheinlichkeit geschlossen werden, dass diese nur maximal 15 Minuten betragen könnte.

2) Damit hängt die Frage zusammen: ist die „teilweise undurchsichtige Wolke oder Scheibe“ [5] um den Stern im Laufe der Entwicklung der letzten 60 Jahre kondensiert oder verschwunden? Wie entwickelt sich BM Ori weiter?

3) Hat sich die *Form des Minimums* seit den MOST-Beobachtungen [6] (das waren bislang die letzten bekannten, genauen Untersuchungen der BM Ori Lichtkurve) geändert? Wie die Abbildungen 6 und 7 zeigen, konnte das wegen Abbruch bzw. Unterbrechung meiner Beobachtungen noch nicht endgültig geklärt werden. Ist das Minimum gegenüber 2011 eventuell sogar noch „spitzer“ geworden, wie es in Abbildung 7 angedeutet scheint? Das ist eine interessante Frage, die mit den zur Verfügung stehenden Mitteln bei den nächsten Beobachtungen hoffentlich bald geklärt werden kann.

4) Noch zu klären: Wie ändert sich der Farbindex (B-V) während des Minimums? Welche Schlüsse auf die physikalische Struktur des Begleiters erlaubt dies? Ist das Modell der „teil-opaken Wolke“ [5] noch zutreffend?

5) Gibt es vor 1968 Beobachtungen der Minima? Lässt sich daraus ein verbessertes ein O-C-Diagramm erstellen? Kann man daraus eventuell eine Apsidendrehung nachweisen?

6) Hat sich die Periode geändert oder war sie einfach noch nicht genau genug bestimmt worden? Inwieweit hängt diese Entwicklung mit den bekannten entfernten Begleitern von BM Ori (mindestens ein 5- oder >6-fach System!) [7] [8] [9] zusammen? Wie äußert sich die seit langem vermutete, dritte Komponente?

7) Welche Änderungen der Lichtkurve gibt es außerhalb des Hauptminimums? Auch hierzu wurden früher [4][5][6] im Zusammenhang mit dem Verschwinden der konstanten Phase des Hauptminimums auch Änderungen im Nebenminimum und an den benachbarten Reflektionsflanken (beiderseits des Nebenminimums) beobachtet und analysiert.

8) Denkbar wären auch völlig neuartige Veränderungen der Form der Lichtkurve im Hauptminimum. Anfang 2025 fand ich eine Aufhellung in der Mitte des Hauptminimums angedeutet. War das statistisch signifikant?

Ein erstes Fazit:

Jedenfalls ist nach den vorliegenden Messungen ausgeschlossen, dass BM Ori aktuell eine längere konstante Phase im Hauptminimum (wie 1968-1974) aufweist.

Zurzeit kann man von einer Verspätung des Hauptminimums von ca. 40 Minuten gegenüber den VSX-Elementen ausgehen. Wegen seiner langen Dauer lassen sich die Ephemeriden aus dem VSX [1] zur Beobachtungsplanung durchaus noch verwenden.

Ausgehend von den Minima 2024-2025 [11][12][13][14] kann man aber nun die folgenden verbesserten, instantanen Elemente ableiten:

$$E_0 = 2460990.483 \pm 0.015$$

$$P = 6.470559 \pm 0.000007 \text{ [d]}$$

Ausblick

Viele Fragen sind noch offen. Es bleibt also spannend die Lichtkurve und insbesondere weitere Minima von BM Ori zu beobachten. Hier die nächsten beobachtbaren Hauptminima in diesem Winter:

2025-12-06 20:45:56	2461016.365
2025-12-19 19:21:09	2461029.306
2026-01-01 17:56:21	2461042.247
2026-01-08 05:13:58	2461048.718
2026-01-14 16:31:34	2461055.189
2026-01-21 03:49:10	2461061.659
2026-02-03 02:24:23	2461074.600
2026-02-16 00:59:36	2461087.541
2026-02-28 23:34:48	2461100.483

Danksagung:

Für diese Arbeit konnte ich als Vereinsmitglied die Remote-Teleskope der „Internationalen Amateur-Sternwarte e.V.“ IAS [IAS] von September bis November 2025 intensiv nutzen. Mein Dank gilt dafür insbesondere Dr. Martin Junius und allen anderen IAS-Mitgliedern, die diese Installationen (aus der Ferne und vor Ort auf Hakos/Namibia) betreuen.

Literatur:

- [1] "International Variable Star Index (VSX) database", AAVSO, Cambridge, Massachusetts, USA: <https://vsx.aavso.org/index.php?view=vsx.home>
- [2] GCVS <http://www.sai.msu.su/gcvs/cgi-bin/search2.cgi?search=BM+Ori>
- [3] Webseite der „Internationale Amateur-Sternwarte e.V.“ (IAS): <https://www.ias-observatory.org/index.php/de/>
- [4] Hall, D. S., & Garrison, L. M. 1969, PASP, 81, 771
- [5] Huang, S.-S., Interpretation of BM Orionis 1975 ApJ, 195, 127H
- [6] Windemuth et al., Dramatic Evolution of the disk-shaped Secondary in the Orion Trapezium Star $\theta 1$ Ori B1 (BM Ori): MOST Satellite Observations, 2013, AJ, 768, 67
- [7] Close et al, HighResolution LBT AO, 2013 ApJ; preprint: ArXiv1203.2638v1
- [8] Allen et al., Dyn. Future of the Mini-Cluster $\theta 1$ ORI B, 2015 AJ, 150, 167
- [9] Allen C. et al, ...Evolution of the Orion Trapezium, 2017, MNRAS 466, 4937–4953
- [10] MOST Mission: Ultraprecise Photometry from Space <https://www.mscinc.ca/products/most.html>
- [11] D. Husar, Minimum und B/V-Lichtkurven vom 28.12.2024: siehe online [15]
- [12] O. Nickel, Minimum und B/V-Lichtkurven vom 10.01.2025: siehe online [15]
- [13] D. Husar, Minimum und Lichtkurve vom 23.01.2025: siehe online [15]
- [14] D. Husar, Minimum und R/V-Lichtkurven vom 02.10.2025: siehe online [15]
- [15] <https://www.bav-astro.eu/index.php/veroeffentlichungen/lichtkurven?run=liku&raw=0>
- [16] D. Husar, BM Orionis CCD-Parallelbeobachtungen zu visuell beobachteten Lichtschwächungen, BAV Rundbrief 2025-4

Weitere Literatur und Angaben zu den verwendeten Referenzsternen: siehe [16]

Dr. Dieter Husar (HSR) / Hamburg, husar.d@gmx.de

LAMOST J054813.19+240333.7: Entdeckung eines neuen, photometrisch variablen CP4-(„He-weak“)-Sterns

Stefan Hümmerich und Klaus Bernhard

Abstract: *LAMOST J054813.19+240333.7 is a new photometrically variable He-weak (CP4) star of spectral type $kB9$ $hB4$ $HeB9$ V (Si) with the ephemeris $BJD(max)=2460237.298(9)+2.491(9) \times E$.*

In der Astrophysik spricht man von chemisch pekuliären (CP) Sternen, wenn ihre Photosphäre, also die oberflächennahe Atmosphärenschicht, ungewöhnliche Häufigkeiten bestimmter Elemente aufweist – darunter oft Metalle oder sogar seltene Elemente wie Seltenerdmetalle. Solche Abweichungen sind nicht nur eine auffällige Besonderheit im Sternspektrum, sie liefern auch wertvolle Hinweise für das Verständnis der physikalischen Prozesse im Sterninneren und der Entstehungsgeschichte dieser Objekte.

Eine wesentliche Voraussetzung für die Ausbildung solcher chemischen Auffälligkeiten ist das Vorhandensein einer radiativen Außenzone in Kombination mit einer vergleichsweise langsamen Rotation. Diese Bedingungen führen zu einer stabilen Schichtung der Atmosphärenschichten, in der Prozesse wie Diffusion und Strahlungsdruck selektiv bestimmte Elemente anreichern oder absenken können.

Theoretische Modelle zeigen, dass Sterne mit radiativen Außenzonen typischerweise etwas heißer und massereicher als unsere Sonne sind, meist mit mehr als etwa 1,5 Sonnenmassen. Im Gegensatz dazu besitzen sonnenähnliche Sterne konvektive Außenschichten, in denen ein ständiger Materialaustausch stattfindet. Diese turbulente Durchmischung verhindert die Ausbildung ausgeprägter chemischer Anomalien, sodass chemisch pekuliäre Erscheinungen dort nicht beobachtet werden (Bernhard & Hümmerich, 2016).

Nach Preston (1974) unterscheidet man vier Hauptklassen von CP Sternen:

CP1 (Am-Sterne, 'metallic-line stars'):

A- und frühe F-Sterne ohne starke Magnetfelder. Auffällig sind Abweichungen zwischen den Spektraltypen (Ca II K-Linie wirkt zu „früh“, Metall-Linien zu „spät“). Typisch sind Unterhäufigkeiten von Ca und Sc sowie Überhäufigkeiten schwererer Elemente. Meistens treten sie in engen Doppelsternsystemen (2-10 Tage Umlaufzeit) auf. Die verlangsamte Rotation durch Gezeitenkräfte ermöglicht Diffusionsprozesse, die das chemische Muster prägen. Oberhalb von ca. 100 km/s Rotationsgeschwindigkeit setzt jedoch meridionale Zirkulation ein, die die Schichtungen durchmischt. Diese Sterne sind kaum rotationsveränderlich, weisen jedoch manchmal Pulsationen auf.

CP2 (magnetische Ap-Sterne):

Diese Sterne besitzen starke, global geordnete Magnetfelder (bis mehrere 10 kG). Durch magnetische Diffusion entstehen sog. chemische Flecken. Diese verursachen periodische Veränderungen in Spektrum und Helligkeit, die durch das „oblique rotator

model“ erklärt werden; die Rotationsperiode entspricht dabei direkt den beobachteten Schwankungen. Dies sind die klassischen α^2 -CVn-(ACV)-Sterne.

CP3 (HgMn-Sterne):

Diese Objekte zeigen extrem starke Linien von ionisiertem Quecksilber und Mangan, die auf eine Überhäufigkeit von teils bis zu sechs Größenordnungen im Vergleich zur Sonne hindeuten. Ursachen sind u.a. radiativ getriebene Diffusion, Massenausstoß, lichtinduzierte Drift und evtl. schwache Magnetfelder. Ein konsistentes Modell für das beobachtete Häufigkeitsmuster fehlt bisher. Zum Teil zeigen diese Sterne auch chemische Flecken und damit schwache Rotationsvariabilität.

CP4 (He-weak-Sterne):

Heiße, magnetische B-Sterne (meist B3 bis B7), die ungewöhnlich schwache He I Linien im Vergleich zur effektiven Temperatur zeigen, sowie Variabilität in Spektrum, Helligkeit, Radialgeschwindigkeit, Farbe und Magnetfeld. Drei Untergruppen wurden beschrieben: die „Si Sterne“, die pekuliär starke Si II Linien zeigen (aber bei höheren Temperaturen als die klassischen Ap Si Sterne); die „PGa Sterne“, die Überhäufigkeiten von P and Ga aufweisen und die „SrTi Sterne“ mit prominenten Sr and Ti Linien (z.B. Gray & Corbally, 2009, S. 130 ff.).

In diesem Beitrag berichten wir über die Identifikation des Sterns LAMOST J054813.19+240333.7 als rotationsveränderlicher CP4-(=He-weak)-Stern aus der Untergruppe der Si Sterne, der als Nebenprodukt einer Suche nach neuen CP3-(HgMn)-Sternen gefunden wurde. Nach unserem Wissensstand ist dieses Objekt bisher weder als CP-Stern noch als veränderlicher Stern bekannt.

Im Gaia DR3 (Gaia Collaboration, 2023) sind folgende Daten für LAMOST J054813.19+240333.7 verfügbar:

RA, DEC (J2000):	05 48 13.1975, +24 03 33.7263
ID:	Gaia DR3 3427748252873843584
G _{mag} :	11.823437
Parallaxe:	0.6182 ± 0.0271 mas

Spektrum

In unserer Analyse verwenden wir ein „low-resolution“ ($R \sim 1800$) Spektrum von LAMOST J054813.19+240333.7 aus dem DR10. Abbildung 1 zeigt dieses Spektrum im Vergleich zu den Spektren eines B3 V und eines B9 V Standards aus der *libr18_225* Bibliothek von Standardsternspektren, die auf den Webseiten von Richard O. Gray erhältlich ist unter <https://www.appstate.edu/~grayro/mkclass/> und von der Auflösung her sehr gut zu den LAMOST Spektren passt.

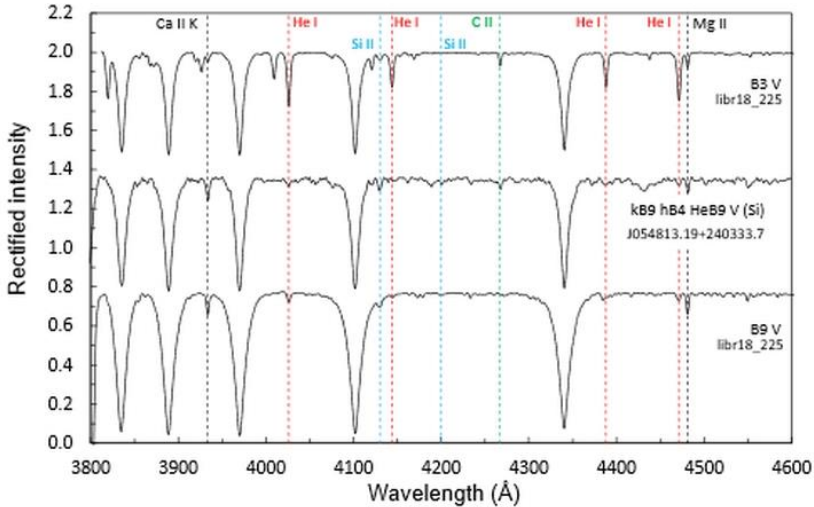


Abbildung 1: Spektrum von LAMOST J054813.19+240333.7 (mittig) im Vergleich zu den Spektren eines B3V Standards (oben) und eines B9V Standards (unten) aus Richard O. Grays *libr18_225* Bibliothek.

Es ist augenfällig, dass das Spektrum des untersuchten Sterns weder gut zum einen, noch zum anderen Standardspektrum passt – was ein direkter Hinweis darauf ist, dass wir es mit einem CP-Stern zu tun haben. Teilaspekte hingegen passen sehr gut: Das Wasserstofflinienprofil passt gut zum B3 V Standard, ist nur geringfügig „später“ und wird hier mit hB4 V klassifiziert. Die He I Linien wiederum sind viel zu schwach für einen frühen B-Stern, passen aber sehr gut zu dem gezeigten B9 V Standard und werden hier mit HeB9 angegeben. Dass der Stern wirklich eine so hohe Temperatur aufweist, wie anhand des Wasserstofflinienprofils zu erwarten ist, wird z.B. durch die prominente C II $\lambda 4267$ Å Linie belegt, die in den Spektren der B Hauptreihensterne bei dieser Auflösung bis etwa B7 zu sehen ist. Zudem zeigt der Stern auffällig starke Si II Linien, sodass es sich um einen CP4 Stern vom Si-Typ handelt.

Der Notationsweise von Garrison & Gray (1994) folgend („refined MK classification“), erhalten wir somit einen Spektraltyp von **kB9 hB4 HeB9 V (Si)**. („k“ gibt dabei den Spektraltyp basierend auf der Ca II K Linie an, „h“ ist der Spektraltyp basierend auf den Wasserstofflinien und „He“ der Spektraltyp basierend auf der Stärke der He I Linien. Bei einem nicht pekulären Objekt erhält man hier in aller Regel konsistente Ergebnisse, also $\text{SpT}(k) = \text{SpT}(h) = \text{SpT}(\text{He})$.)

Photometrie

Da aufgrund des spektroskopischen Befunds Rotationslichtwechsel mit einer Periode von einigen Tagen und geringer Amplitude zu erwarten ist, haben wir die Daten des NASA Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS; Ricker et al., 2015) analysiert. Die

Daten der beiden beobachteten Sektoren wurde über das Barbara A. Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST) heruntergeladen.

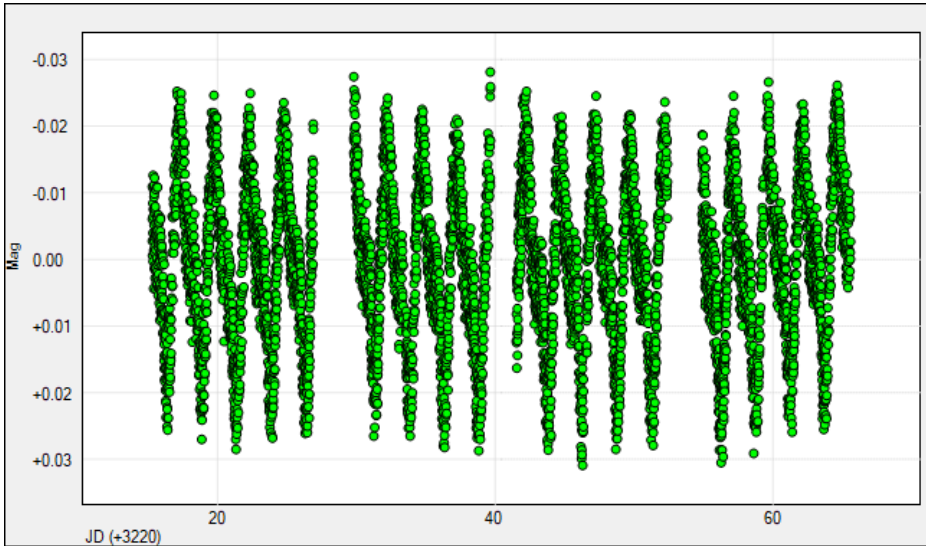


Abbildung 2: TESS-Daten der Sektoren 71 und 72 (BJD-2457000 vs. Delta mag Werte).

Die Analyse der TESS-Daten erfolgte mittels der Methode Lomb-Scargle GLS des Programmes Peranso (Paunzen & Vanmunster, 2016).

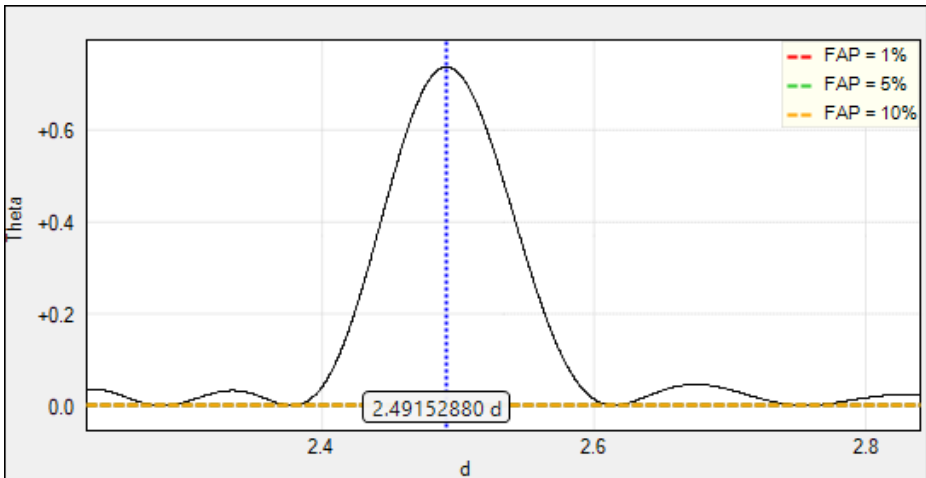


Abbildung 3: Periodogramm der TESS-Daten, ausgewertet mit Peranso.

Als Ephemeride für das Maximum erhalten wir:

$$(1) \text{ BJD(max)} = 2460237.298(9) + 2.491(9) \times E$$

Die mit dieser Ephemeride dargestellte Lichtkurve ist in Abbildung 4 dargestellt.

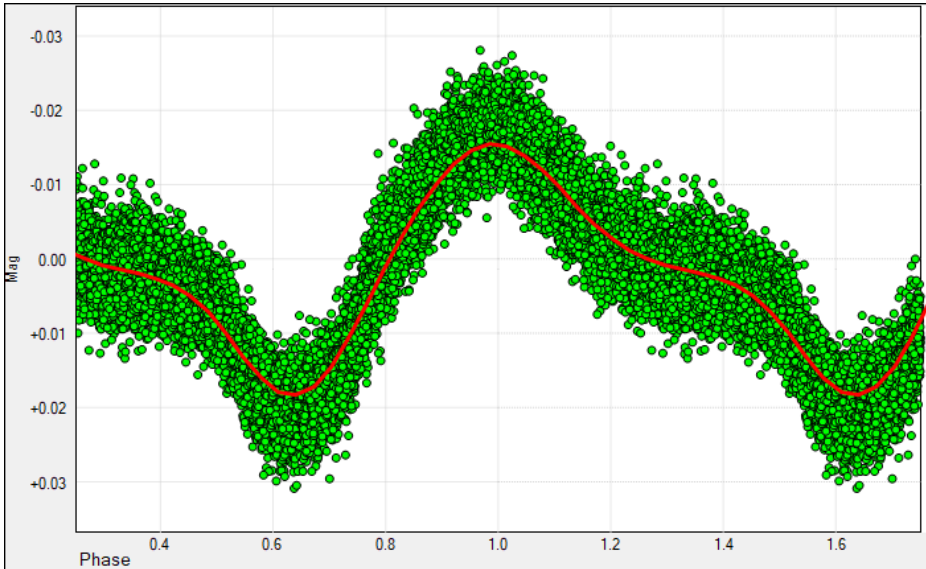


Abbildung 3: Reduzierte Lichtkurve der TESS Daten mit Ephemeride (1).

Fazit

Aufgrund seiner spektroskopischen Besonderheiten haben wir den Stern LAMOST J054813.19+240333.7 als einen typischen CP4- („He-weak“)-Stern des Si-Typs identifizieren können. Der beobachtete Lichtwechsel mit einer Periode von etwa 2,5 Tagen, einer Amplitude von ca. 0,015 mag und der typischen asymmetrischen Lichtkurve passt bestens zu dieser Klassifikation. Damit erweitert LAMOST J054813.19+240333.7 die kleine Gruppe bekannter CP4-Sterne und stellt ein interessantes Objekt für künftige spektroskopische Detailuntersuchungen dar.

Danksagung: Für diese Arbeit wurde die Datenbank VizieR und der International Variable Star Index (VSX) der AAVSO sowie das Barbara A. Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST) verwendet. Diese Arbeit nutzt des weiteren Daten des Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope LAMOST. (The Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope is a National Major Scientific Project built by the Chinese Academy of Sciences. Funding for the project has been provided by the National Development and Reform Commission. LAMOST is operated and managed by the National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences.)

Literatur

- Bernhard, K., Hümmerich, S., 2016, BAV Rundbrief 3, 15
https://www.bav-astro.de/sfs/rundbrief/BAVRb_2016_3.pdf
- Gaia Collaboration (Vallenari, A., et al.) 2023, A&A, 674A, 1G
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2023A%26A...674A...1G/abstract>
- Garrison, R. F., Gray, R. O., 1994, AJ, 107, 1556
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1994AJ....107.1556G%2F/abstract>
- Gray, R. O.; Corbally, J., 2009, Stellar Spectral Classification. Princeton University Press.
- Paunzen, E.; Vanmunster, T., 2016, AN, 337, 239
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2016AN....337..239P>
- Preston, G. W., 1974, Annual Rev. Astron. Astrophys., 12, 257
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1974ARA%2526A..12..257P>
- Ricker, G. R., Winn, J. N., Vanderspek, R., et al. 2015, J. Astron. Telesc. Instrum. Syst., 1, 014003
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2015JATIS...1a4003R/abstract>

Autoren:

Stefan Hümmerich	Klaus Bernhard
D-56338 Braubach	A-4030 Linz
E-Mail: ernham@rz-online.de	E-Mail: Klaus.Bernhard@liwest.at

Der Cepheide SV Vulpeculae

Wolfgang Kriebel

Eigentlich wollte ich keine Cepheiden mehr beobachten, doch letztes Jahr hatte ich eine Diskussion mit einem BAVer, der auch einmal Cepheiden beobachten wollte, aber nicht mit der Argelanderstufen-Methode, sondern nur mit Vergleichssternhelligkeiten!

Ich hatte seit den 1980er Jahren Cepheiden, RR-Lyrae-Sterne und Bedeckungsveränderliche nur mit der Argelanderstufen-Methode beobachtet, aber noch nie mit direkter Helligkeitsschätzung. Also warum es nicht mit der direkten Helligkeitsschätzung an Cepheiden probieren?

Das Ergebnis ist die vorliegende Lichtkurve von SV Vulpeculae (Abb. 1). Der (B-R)-Wert bei diesem Ergebnis gegen die GCVS 1985-Elemente liegt bei rund -23,38 Tagen und fügt sich gut in das (B-R)-Diagramm (Abb. 2) ein.

Gegen die VSX-Elemente von 2011 ergibt sich nur eine Abweichung von -0,11 Tagen. (VSX SV Vul: HJD 2455858.71 + 44.90 d)

Ein weiteres Cepheiden-Ergebnis sei ebenfalls als Abbildung 3 beigelegt.

SV Vul Max.: JD 2460528,2 = 5. August 2024, 17:48 MEZ; reduziert mit $P = 45,0121$ d, Beob.-Zeitraum: 10.05.2024 - 20.09.2025
Instrument: 4"-Refraktor; Beobachter: W. Kriebel (KB); $n = 81$; Auswertung mit Ausgleichsgeraden; Karte: AAVSO X36483DMV

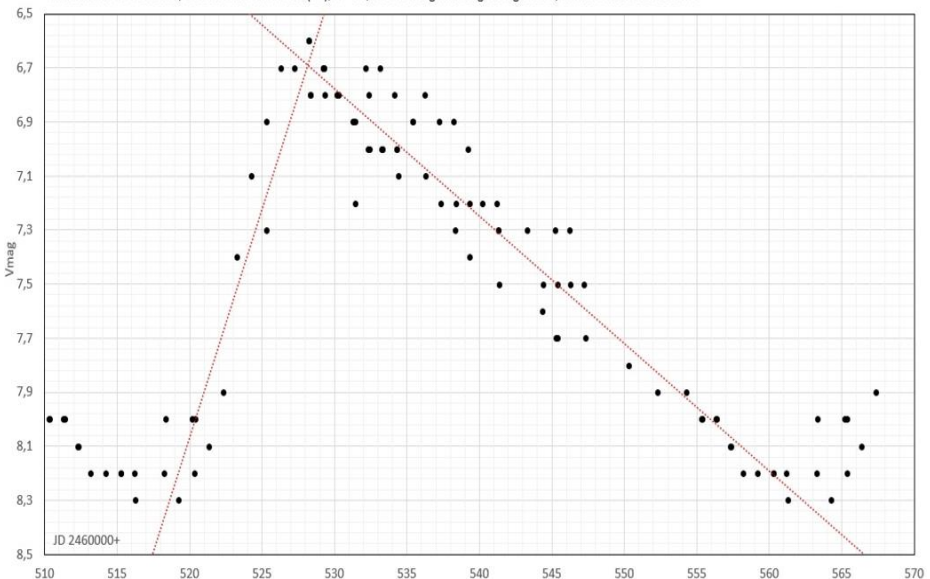


Abb. 1: Lichtkurve von SV Vul nach reduzierten Beobachtungen von 10.5.24-20.9.25

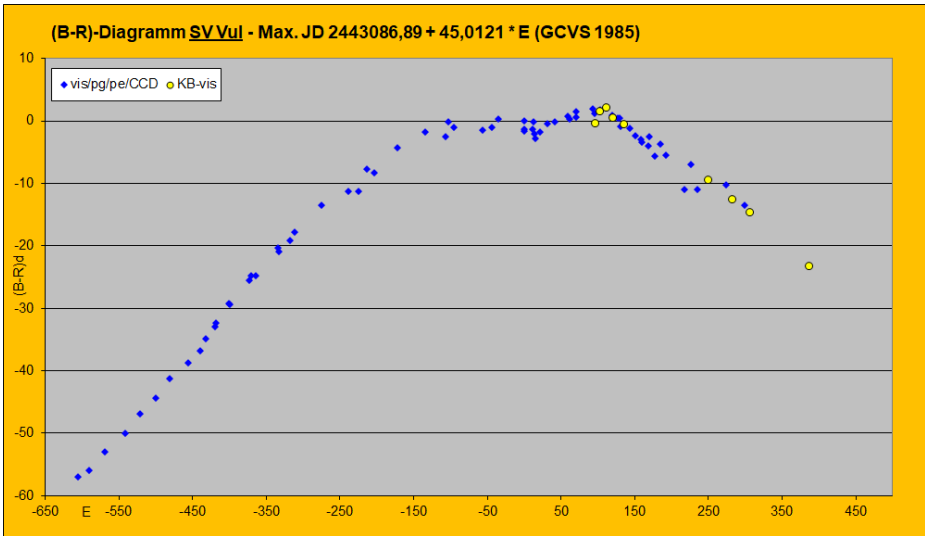


Abb. 2: (B-R)-Diagramm von SV Vul, gegenüber den Elementen des GCVS 1985

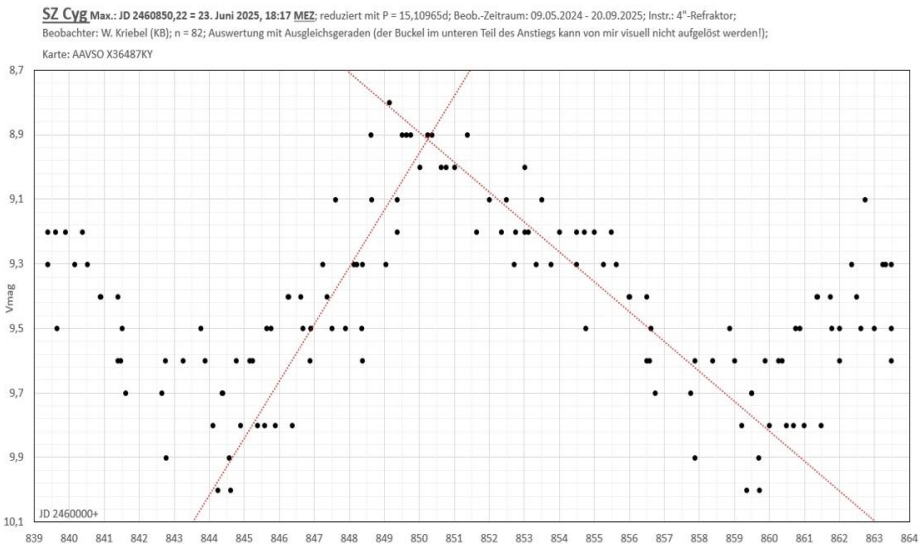


Abb. 3: Lichtkurve von SZ Cyg nach reduzierten Beobachtungen von 9.5.24-20.9.25

Cepheiden sind nicht die schlechtesten Veränderlichen, die man beobachten könnte, auch sie unterliegen Veränderungen, die es zu entdecken lohnt.

Ausbruch der Zwergnova AT 2025tfu = V536 Dra

Klaus Wenzel

Abstract: *In this paper I present CCD observations (CV) - 6" f6 and 8"3 f 3,9 Newton with lightcurve made from my Roof-Observatory in Großostheim-Wenigumstadt and a historical overview of the Dwarf Nova AT 2025tfu = V536 Dra*

Am 02.08.2025 wurde mit dem Large Array Survey Telescope (LAST) auf einer ungefilterten Aufnahme ein neues Objekt mit einer Helligkeit von 15,33 mag entdeckt. Das neue Objekt (19h14m43s +60°52'14") erhielt die vorläufige Bezeichnung AT 2025fw.

Durch eine vorläufige Meldung von Dave Bishop auf der Rochester Bright Supernova Seite [1] wurde ich darauf aufmerksam.

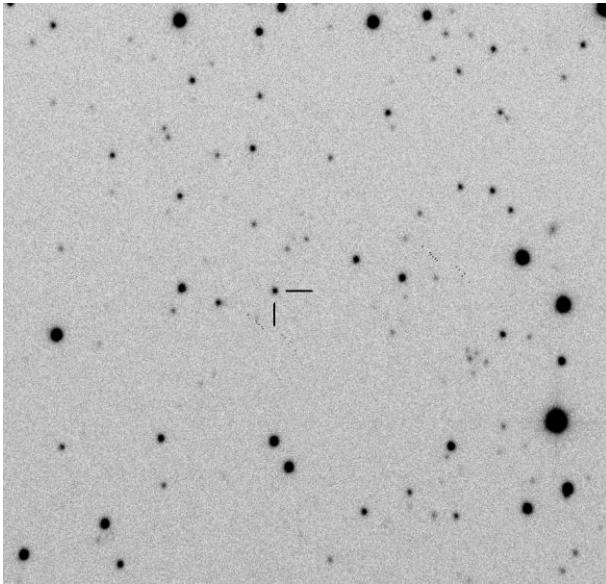


Abb. 1: CCD-Aufnahme von V536 Dra (AT 2025tfu) im Ausbruch, aufgenommen am 09.08.2025 am 208/812-mm-Newton (Bildgröße etwa 10' x 10')

Historische Bestandsaufnahme

Nachdem ich die Position in Simbad eingegeben hatte, war sofort klar, dies war kein neues Objekt, sondern eine Zwergnova, welche bereits am 02. Oktober 2008 von dem Japaner Koichi Itagaki auf einer seiner Überwachungsaufnahmen als etwa 15 mag helles Objekt entdeckt wurde [2]. In den folgenden 3 Wochen wurde das neue Objekt (Var Dra 2008) intensiv beobachtet und als Zwergnova vom Typ UGSU klassifiziert [3]. Da an der entsprechenden Position zunächst kein Objekt heller als 20 mag gefunden wurde, betrug die Amplitude sicher >5 mag. Auf tiefen Aufnahmen konnten schließlich

zwei schwache Sternchen an der Position erkannt werden. Ein rotes mit 21,4 mag und unmittelbar östlich (2,1") ein blaues mit 21,7 mag. Bei dem blauen Sternchen handelt es sich um die Zwergnova. Im Jahr 2015 bekam Var Dra 2008 dann die offizielle Bezeichnung V536 Dra [4].

Mindestens ein weiterer Ausbruch (AT 2017eqn) wurde am 07.06.2017 von Panstarrs mit einer Helligkeit von 16,26 mag registriert.

Eigene CCD-Beobachtungen

Eine erste ungefilterte CCD-Beobachtung gelang mir am 06.08.2025, also 4 Tage nach der Entdeckung, mit meinem 150/900-mm-Newton. Die ermittelte Helligkeit betrug 15,7 mag. Da zu dieser Zeit eine stabile Wetterlage herrschte, konnte ich dieses Objekt auch in den Folgetagen bis zum 13.08.2025 verfolgen. Die Helligkeit fiel zunächst bis zum 11.08.2025 nur langsam ab. Am 12.08.2025 setzte dann die Rapid Fading Phase ein, wie sie für Zwergnova vom Typ UGSU oder WZ typisch ist. Die Helligkeit fiel abrupt innerhalb von 24 Stunden von 16,2 auf 18,1 mag ab. Der Ausbruch war beendet. Bei einer letzten Beobachtung am 13.08. lag die Helligkeit bei 18,6 mag. Danach war diese Zwergnova für mich nicht mehr erreichbar.

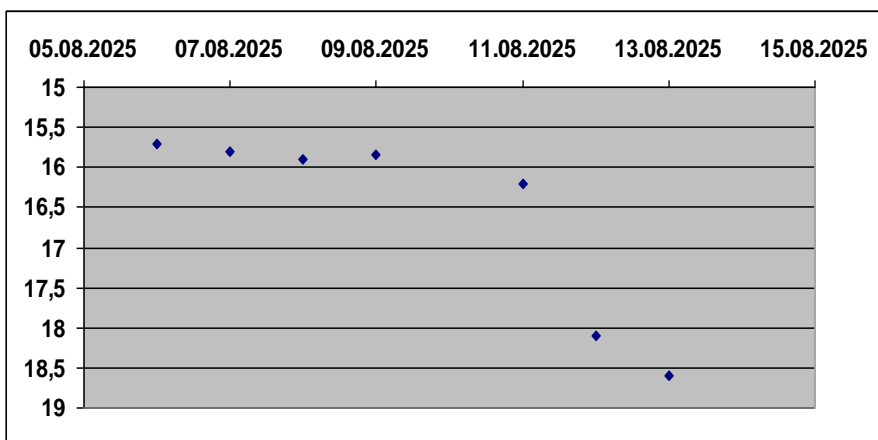


Abb. 2: Lichtkurve von V536 Dra (AT 2025tfu) nach CCD-Beobachtungen in der Dachsternwarte Wenigumstadt.

Literatur:

- [1] Bright Supernovae - www.rochesterastronomy.org
- [2] AT No 1535 (10.oct. 2008) D. W. E. Green Dwarf Nova in Draco
- [3] JBAA 119 (2009) 251 D. Boyd et. al. GSC2.3N152008120 - a new SU UMa- type dwarf nova in Draco
- [4] IBVS No 6155 (2015) E. V. Kazarovets - The 81st Name-List of Variable Stars. Part II - RA 17h30 to 24h

SN 2025rbs - Supernova (Typ Ia) in NGC 7331

Klaus Wenzel

Abstract: CCD (6" f6 and 8"3 f 3,9 Newton) and visual (12"5 f 4,8 Newton) observations (CV) - with lightcurve of the type Ia supernova SN 2025rbs in NGC 7331 made from my Roof-Observatory in Großostheim - Wenigumstadt.

Die Supernova SN 2025rbs wurde am 14.07.2025 von GOTO (Gravitational-Wave Optical Transient Observer) etwa 11" nördlich und 5" westlich der Zentralregion der prominenten Galaxie NGC 7331 als 17 mag helles stellares Objekt aufgespürt. Bereits wenige Stunden nach der Entdeckung wurde ein Spektrum am Faulkes Telescope North gewonnen und das neue Objekt als Typ Ia Supernova klassifiziert. Aufgrund der gemessenen Rotverschiebung ist die Entfernung bei etwa 15 Mpc anzusetzen.



Abb. 1: Beispiel einer kurzbelichteten (15 s) Überwachungsaufnahme (09.08.2025) am 8"3 f 3,9 Newton.

Die Beobachtungen

Aufgrund der Nähe zum Zentrum war es bei dieser Supernova nicht ganz einfach, die aktuellen Helligkeiten zu ermitteln. Dies zeigt sich auch bei der großen Streuung der Daten in der AAVSO-Lichtkurve.

Ich beobachtete diese Supernova insgesamt 26 Mal vom 17.07.2025 bis 14.10.2025 in meiner Dachsternwarte in Wenigumstadt mit meinen beiden Newton-Teleskopen (6 Zoll, f/6 und 8,3 Zoll f/3,9) in Verbindung mit einer CCD-Kamera. Da Helligkeitsmessungen vor dem hellen Galaxienhintergrund nicht immer klare Ergebnisse brachten, wurden auch immer wieder visuelle Beobachtungen an meinem 12,5-Zoll-Newton f/4,8 zum Vergleich durchgeführt.

Die Lichtkurve

Bei der auf diesen Beobachtungen basierenden Lichtkurve zeigte sich nach einem steilen Anstieg das Maximum um den 26.07.2025 mit einer Helligkeit von 11,9 mag. Dann erfolgte der für eine Supernova Typ Ia typische Abstieg zunächst steil, dann immer flacher werdend. Bei meiner letzten Beobachtung am 04.10.2025 lag die Helligkeit dann noch bei 15,1 mag. Auf weitere Beobachtungen habe ich dann verzichtet, da die Supernova immer mehr von der Hintergrundhelligkeit überdeckt wurde.

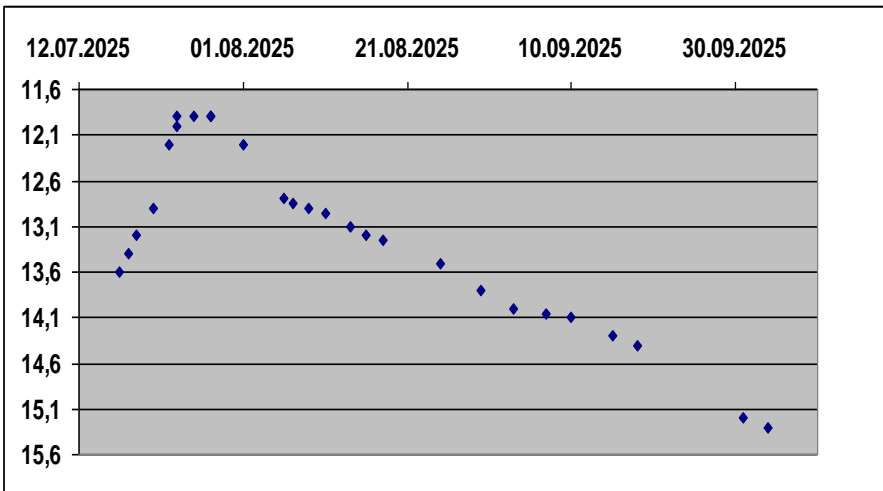


Abb. 2: Die Lichtkurve (CV), erstellt nach den oben beschriebenen Beobachtungen.

Visuelle Photometrie versus KWS-Photometrie

Michel Dumont

Anfänglich beruhten die Helligkeitsmessungen veränderlicher Sterne auf visueller Beobachtung. Die Veränderlichen wurden mit der bekannten Helligkeit der benachbarten Sterne im Sichtfeld verglichen.

Es folgten photographische Beobachtungen, deren Präzision sich als nicht besser erwiesen. Dagegen konnten die gesammelten Daten später weiter analysiert werden. Die folgende Technik der photoelektrischen Photometrie gestattet eine 10 mal präzisere Helligkeitsbestimmung als die visuellen Abschätzungen.

Heute wird die Variation der Helligkeit eines Veränderlichen mittels der CCD-Technologie bestimmt. Die Detektoren werden auf automatisch nachgeführten Teleskopen montiert, so dass eine grosse Menge Sterne analysiert werden können. Es ist interessant, die erhaltenen Resultate mit denen der visuellen Methode zu vergleichen.

Im Folgenden werden vier Beispiele diskutiert: CCD-Daten des japanischen Teleskops KWS mit visuellen Beobachtungen des Autors (M. Dumont = DMT).

Erstes Beispiel: Abbildung 1 zeigt die von DMT erhaltenen, zeitlich variierenden Helligkeitswerte von EK Boo im Jahr 2011. Abbildung 2 zeigt dieselbe Helligkeitskurve aus den Daten des KWS-Teleskops. Beide Kurven stimmen gut überein; um JD 55625 wird ein Maximum festgestellt, um JD 55660 ein Minimum und um JD 55680 wieder ein Maximum. Die Magnituden sind verschieden, da die Vergleichssterne wohl anders gewählt worden sind. Zudem ist die spektrale Empfindlichkeit der beiden Methoden unterschiedlich.

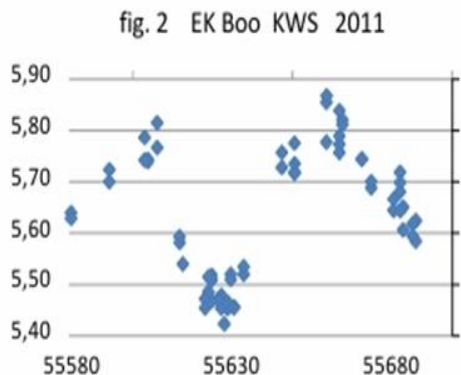
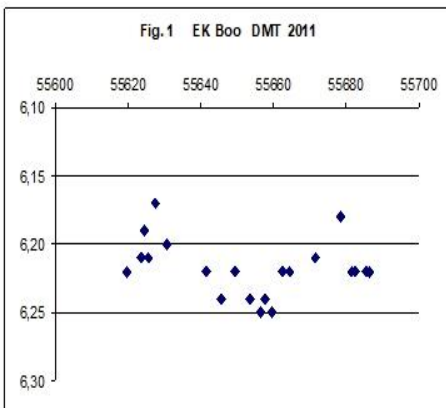


Abb. 1+2 : EK-Boo-LK 2011 visuell (li.) und mit CCD (re.)

Zweites Beispiel : Gleichartige Analogie Jahr 2016 für EK Boo. DMT scheint aber eine klare Tendenz zu haben, die Amplitude der Variation zu unterschätzen (DMT hat diesen Effekt öfters festgestellt).

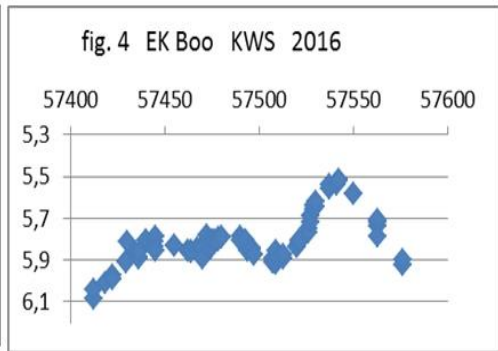
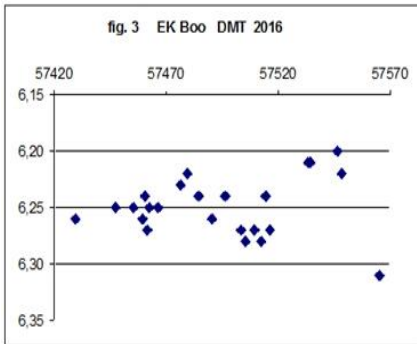


Abb. 3+4 : EK-Boo-LK 2016 visuell (li.) und mit CCD (re.)

Drittes Beispiel : Immer betreffend EK Boo (Abb. 5 und 6) : Serge Kuchto (KCH) hat die Messungen von KWS vom Jahr 2018 weiterverfolgt. Das gefundene Maximum liegt um JD 60130 und die Variation ist von gleicher Art (ansteigend).

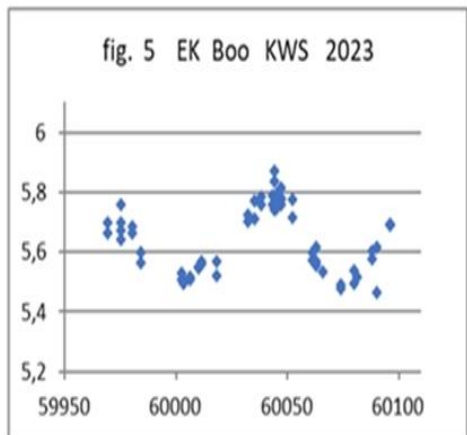
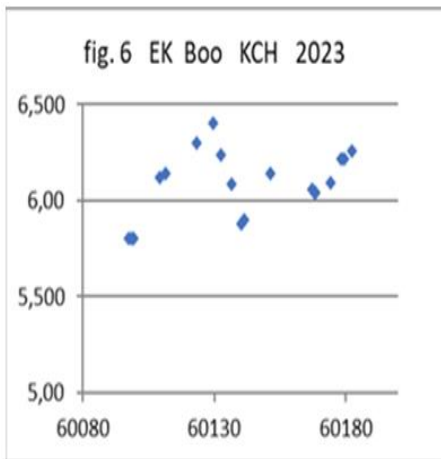


Abb. 5+6 : EK-Boo-LK 2018 visuell (li.) und mit CCD (re.)

Viertes Beispiel : Die Abbildungen 7 und 8 zeigen die Beobachtungsdaten für das Jahr 2018 von DMT und KWS den Stern V931 Her betreffend. Gefunden wird ein Maximum um JD 58230, ein Minimum um JD 58250 und ein rascher Anstieg zu JD 58260.

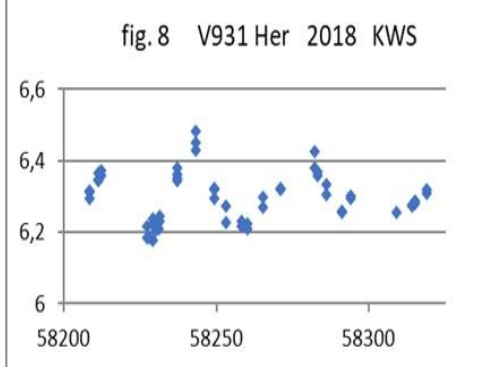
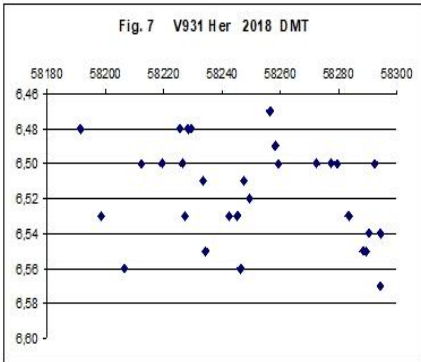


Abb. 7+8 : V931-Her-LK 2018 visuell (li.) und mit CCD (re.)

Die Einstimmigkeit ist aber nicht immer perfekt. Das **letzte Beispiel** zeigt visuelle Beobachtungen des Sterns V642 Her von Stéphane Ferrand (FND) und von KWS. Abbildung 9 (FND) weist zwei Maxima und zwei Minima auf. Die KWS-Daten dagegen sind viel zweifelhafter. Die von FND gefundene Helligkeitskurve ist viel glaubwürdiger.

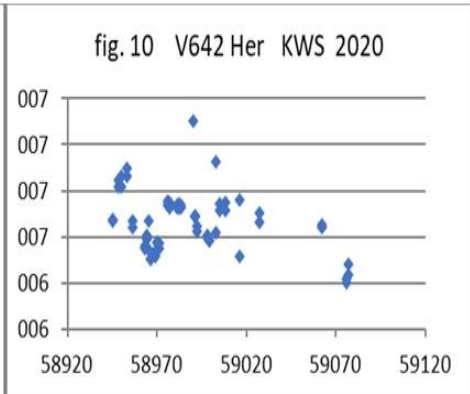
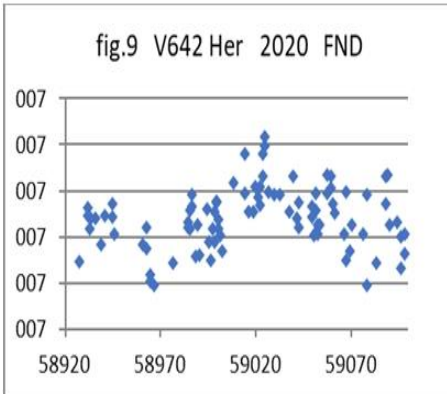


Abb. 9+10 : V642-Her-LK 2020 visuell (li.) und mit CCD (re.)

Es gibt noch viele schöne Jahre für visuelle Beobachtungen, insbesondere für diejenigen, die viel mehr Freude haben, den Sternenhimmel selbst zu beobachten. CCD birgt die Gefahr, mehr auf den Bildschirm zu schauen, als in den gestirnten Himmel.

OW Geminorum – Bedeckung Februar 2026

Dietmar Bannuscher

Der Langzeit-Bedeckungsstern OW Geminorum wird sich voraussichtlich Mitte Februar 2026 wieder verfinstern, genauer gesagt sollte die Mitte der Bedeckung am 16./17.2.2026 eintreten. Beobachtungen sollten bei einer rund zwei Wochen dauernden Verfinsterung bereits Anfang Februar beginnen und bis zum Monatsende vorgenommen werden. Der Stern hat kein so langes Dauerminimum, allerdings einen langsamen Helligkeitsabfall und -wideranstieg.

Die Periode von 1258,581 Tagen bedeutet die drittlängste in der Liste mit sehr langperiodischen Bedeckungssternen (nach Epsilon Aur (9892 T., nächstes Minimum 2036-38) und VV Cep (7430 T., nächstes Minimum 2037-39) erscheint dann schon OW Gem).

Diesmal ergibt sich die Verdunklung noch in der ausklingenden Winterzeit, so dass grundsätzlich viele Beobachter noch zu „normalen“ Zeiten möglichst jeden Tag schauen könnten.

Der Bedeckungsveränderliche wechselt die Helligkeit von 8,2 auf 9,8 mag und befindet sich ziemlich mittig zwischen den „Füßen“ der „Zwillinge“.

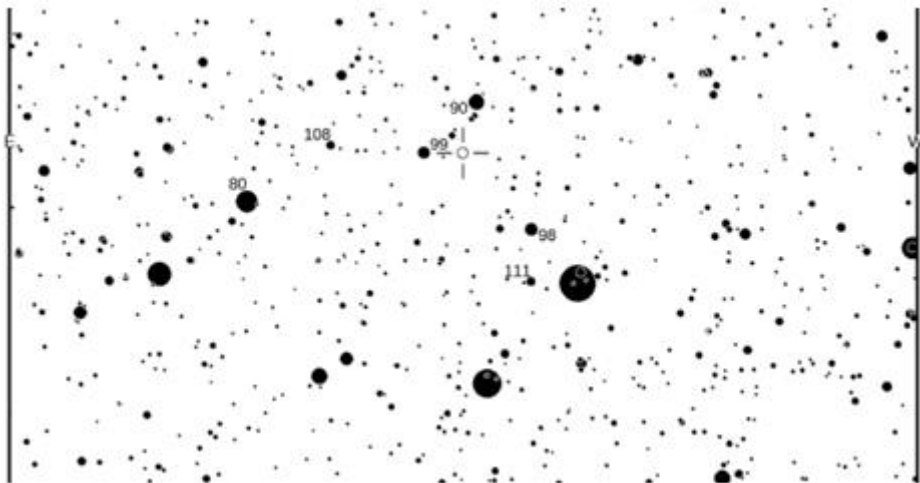


Abb. 1: Ausschnitt OW-Gem-Vergleichsternkarte der AAVSO, mit freundl. Genehm.

Literatur

- [1] Wenzel, Hambsch, Bannuscher (2022): „Das Minimum von OW Geminorum vom September 2022“, BAV Rundbrief 4/2022, S. 185
- [2] Bannuscher (2022): „OW Geminorum – ein langjähriger Bedeckungsstern 2022“, BAV Rundbrief 2/2022, S. 132

BAV-Veränderlichen-Beobachter-Treffen am 9. Mai 2026 in Hartha

Lienhard Pagel

Am 8. und 9. Mai 2026 kommen BAVer sowie alle an veränderlichen Sternen interessierten Sternfreunde zum alljährlichen Treffen in Hartha und Waldheim zusammen. Wir bieten Themen für Anfänger und Fortgeschrittene.

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

Freitagabend treffen wir uns zum Abendessen im Hotel "Goldener Löwe" in Waldheim.

Am Sonnabend 9. Mai 2026 ab 9:30 Uhr bis etwa 17:00 Uhr findet in der Sternwarte Hartha ein Vortragsprogramm statt.

Übernachtung

Das Hotel "Goldener Löwe" in Waldheim reserviert ein Kontingent von ca. 15 Zimmer erst einmal auf Option bis Januar 2026. Aus diesem Kontingent können die Teilnehmer direkt mit dem Hinweis "BAV" Zimmer buchen.

Kontakt: info@goldener-loewe-waldheim.de Tel.:034327/666 000.

Der Preis für ein Einzelzimmer beträgt 95,- Euro pro Nacht. Für das Doppelzimmer berechnet das Hotel 149,- Euro pro Nacht. Das Frühstück ist bereits im Preis enthalten.

Nach Schluss des Treffens: 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

<https://www.bav-astro.eu/index.php/bav-veranstaltungen/event/32:hartha-2026>

im Service-Menü unter BAV-Veranstaltungen statt. Alternativ nehme ich Anmeldungen auch per E-Mail lienhard.pagel@t-online.de entgegen.

Vortragsanmeldungen

Die Vorträge inkl. Diskussion sollten ca. 30 Minuten dauern. Ein Laptop und ein Beamer sind vorhanden. Das Vortragsprogramm möchte ich im April 2026 veröffentlichen. Deshalb bitte ich die Vorträge bis Ende März 2026 anzumelden.
(E-Mail: lienhard.pagel@t-online.de)

Kataklysmische Sterne: Aktivitäten Q4 2025

Dr. Matthias Kolb

Galaktische Novae 2025

Eine kleine Auswertung der galaktischen Novae dieses Jahres zeigt, dass sich der „Standardtyp“, also die recht schnell, monoton abklingenden Novae durchgesetzt haben. Tabelle 1 zeigt eine Übersicht über alle neun Novae. Die Einstufung nach Schnelligkeit beruht auf Payne-Gaposchkin u.a., die Klassifizierung auf Strobe et.al. (2010)

Bezeichnung	Entdeckt	$\sim V_{\max}$	Klasse	Abklingverhalten
V1935 Cen	22.09.2025	6	S (Smooth)	Sehr schnell
V7994 Sgr	21.09.2025	6	S (Smooth)	Sehr schnell
V4371 Oph	05.09.2025	10.9	S (Smooth)	Sehr schnell
V691 Ser	17.07.2025	12	S (Smooth)	Sehr schnell
V572 Vel	25.06.2025	5	J (Jitters)	Schnell
V462 Lup	12.06.2025	5	S (Smooth)	(Moderat) schnell
V7993 Sgr	24.03.2025	10	S (Smooth)	Schnell
V7992 Sgr	29.01.2025	10	O (Oscillations)	-
V7991 Sgr	26.01.2025	9	S (Smooth)	Moderat schnell

Tabelle 1: Novae 2025

Exemplarisch die Lichtkurven (aus den AAVSO Daten für V, TG und visuell, Kloppenburg 2025) der besonders schnellen Nova V1935 Cen und der oszillierenden V7992 Sgr.

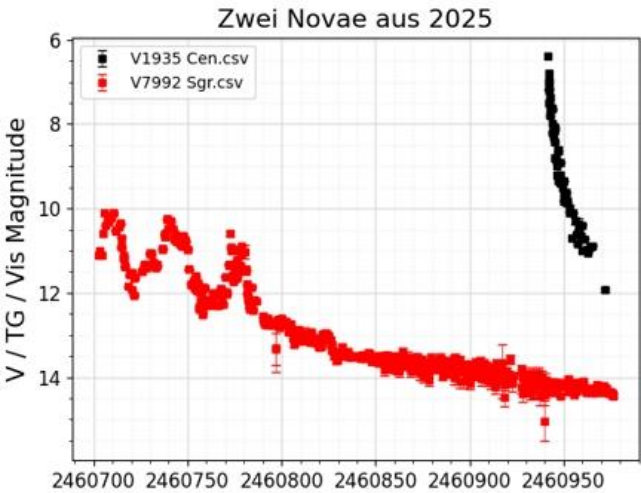


Abbildung 1: Lichtkurven der Novae V7992 Sgr und V1935 Cen

AT2025abao – Eine seltene Luminous Red Nova (?)

Dieses Objekt in der Andromedagalaxie wurde unabhängig von Koichi Itagaki und dem MASTER Network Mitte Oktober entdeckt (TNS 2025). Es soll sich um eine sog. LRN – Luminous Red Nova – handeln, einer äußerst selten detektierten Spezies von kataklysmischen Variablen. Mit normalen Novae haben diese Ereignisse allerdings nicht wirklich viel zu tun, denn es handelt sich um die Verschmelzung zweier Doppel-Sterne, ein wahrhaft dramatisches Szenario. Entsprechend liegt die Luminosität im Maximum zwischen klassischen Novae und Supernovae. Es scheinen bisher nur wenige solcher LRN in unserer Galaxie entdeckt worden zu sein, z.B. V838 Mon (2002) und V1309 Sco (2008) sowie einige weitere in M 31 und anderen Galaxien.

Klaus Wenzel hat die Nova beobachtet und wird im nächsten Rundbrief ausführlich darauf eingehen. Wer schon mal etwas über LRNs lesen will, kann sich eine Arbeit in ArXiv ansehen (Reguitti 2025).

AT2025ascd = TCP J05384230+7051377

Ein weiterer Transient aus dem November, der als UGWZ eingruppiert wurde, also eine Zwergnova mit langen Pausen zwischen den Superhumps. Zuerst mit Magnitude 13 entdeckt (im visuellen Bereich), liegen die letzten AAVSO-Werte bei 13.5-14 mag, aber es scheint ein kurzes Minimum um den 19.11. gegeben zu haben (Mag 16), dies bestätigt auch die ASAS-SN-Lichtkurve. Die spektroskopische Klassifizierung erfolgte durch Hoke et.al. (2025).

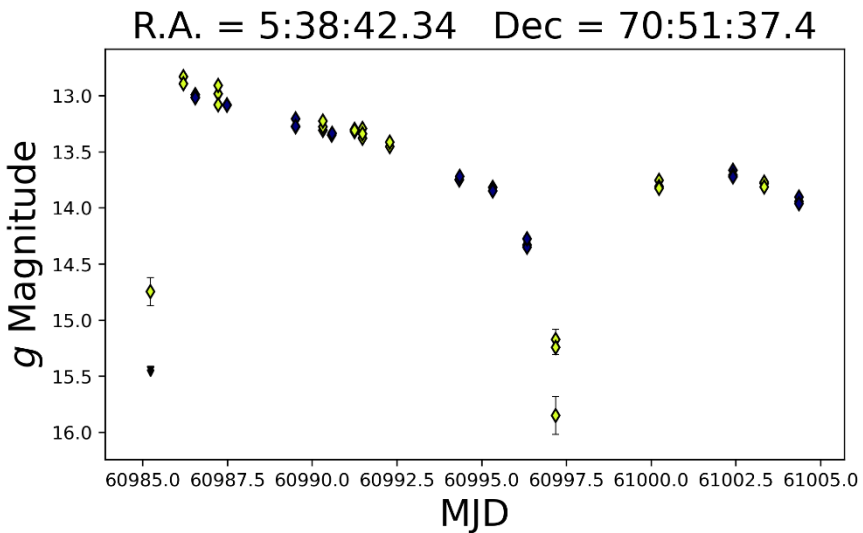


Abbildung 2: ASAS-SN Lichtkurve von AT2025ascd (6.11.-25.11.25), siehe Lit (4)

SN 2025pht in NGC1637

Diese Supernova aus dem Juni 2025 hat sehr schnell zu einer wissenschaftlichen Publikation geführt (Kilpatrick 2025). Darin werden Aufnahmen von JWST und Hubble vom Progenitor-Stern untersucht. Interessanterweise stellt sich heraus, dass der Vorläufer dieser Supernova vom Typ IIp ein Roter Überriese war, der von einer stark kohlenstoffhaltigen Staubwolke umschlossen war. Damit scheint zum ersten Mal tatsächlich ein solcher Überriese als Progenitor einer SN II nachgewiesen zu sein. Man hat das zwar immer vermutet, aber der Beweis stand noch aus („Problem der Roten Überriesen“).

Die Helligkeit der Supernova ist mittlerweile von 13 auf 17.5 mag gefallen.

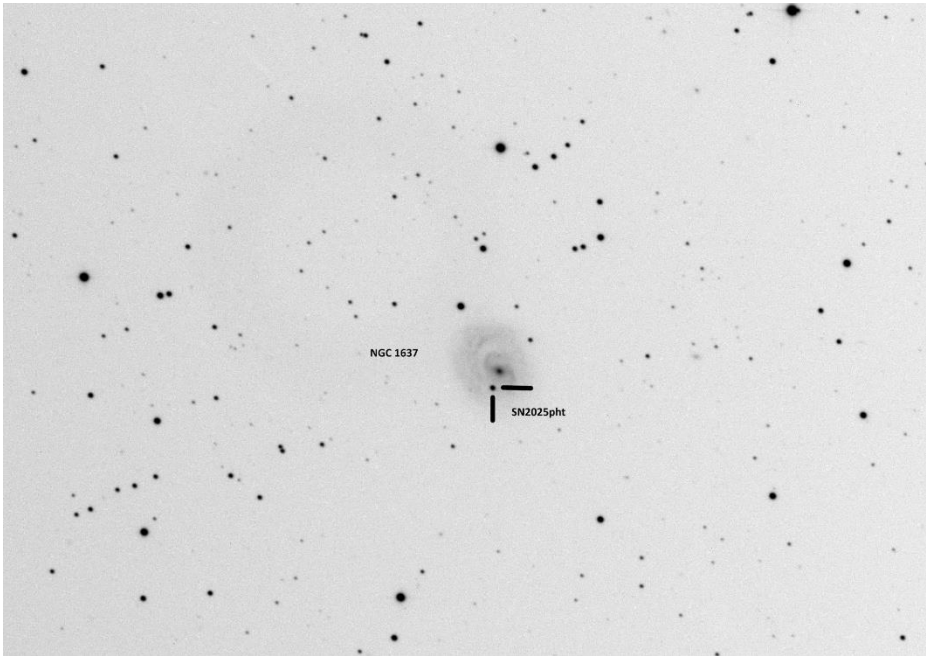


Abbildung 3: Die Supernova SN2025pht in der Galaxie NGC1637. Foto: Stefan Korth, 18.7.2025

T CrB

Das Jahr neigt sich dem Ende zu und T CrB ist immer noch nicht wieder aktiv geworden. Je länger es dauert, desto höher werden die Erwartungen. Starrfield et.al. (2025) prophezeien: *It will be the Brightest Classical or Recurrent Nova Ever Observed in X-rays*. Mir würde Magnitude 2-3 in sichtbaren Bereich, die ein paar Tage bei schönem Wetter anhält, schon reichen. Also dann auf ein frohes neues Jahr 2026!

Literatur:

- (1) R.J. Strobe, B.E. Schaefer, A.A. Henden, The Astronomical Journal, 140:34–62, 2010 July
- (2) Kloppenborg, B. K., 2023, Observations from the AAVSO International Database, <https://www.aavso.org>
- (3) Reguitti, A., Pastorello, A., Valerin, G., ArXiv:2504.14592v1, eingereicht bei A&A.
- (4) Shappee et al. 2014, ApJ, 788, 48 und - Kochanek et al. 2017, PASP, 129, 104502
- (5) Hoke, Hiromase et. Al., ATel 17485 (2025)
- (6) Kilpatrick, C.D., et.al., arXiv: 2508.10994, eingereicht bei AJL.
- (7) Starrfield, S. et al., arXiv:2502.10925

Matthias Kolb, makof1997a@gmail.com

Dank und Feiertagswünsche

Dietmar Bannuscher und BAV-Vorstand

Das Jahr 2025 ging womöglich schneller vorbei als die Jahre zuvor (ist das zeitlich eigentlich möglich?), zumindest hatte ich den Eindruck.

Danken möchte ich allen Autoren des Rundbriefs sowie allen BAVern, die durch ihre Beobachtungen und Veröffentlichungen (z.B. im BAV Journal und anderswo) von ihrer Arbeit an den Veränderlichen berichtet haben.

Außerdem helfen viele fleißige Hände vor und hinter den Kulissen bei der BAV-Arbeit, sei es für die Website, inhaltlich oder z.B. jüngst mit einem Stand auf Treffen/Messen oder bei Vorträgen zum Thema, vielen Dank dafür.

Mein besonderer Dank gilt Walburga Bergthal, die unermüdlich als Versand-Fee die Rundbriefe und andere Veröffentlichungen an die BAVer verschickt.

Der BAV-Vorstand wünscht allen BAV-Mitgliedern und deren Familien ein frohes, gesegnetes Weihnachtsfest und ein gesundes, glückliches Jahr 2026.

BAV-Publikationen und aktueller Beobachtungseingang

Lienhard Pagel

Posteingang der Sektion im Zeitraum 07 bis 09

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

Monat 07:	BSH 6 HSR 1002 TH 3	DES 2	DOM 4 MS 176	GN 2 RCR 4	HPL 1 SIN 7
Monat 08:	BSH 5 HPL 1 SPA 15	DES 4 HML 3 SPI 1	DOM 14 HSR 549 TH 3	FIR 6 MS 145 WKT 2	FR 100 SIN 2 WMT 24
Monat 09:	BSH 2 MS 318	ENN 19 SPI 2	FIR 2 TH 2	HSR 567 WKT 1	MEZ 1 WMT 3

Anzahl Lichtkurven-Dateien:	2998
Anzahl MiniMax-Dateien:	2246
Anzahl MiniMax-Datensätze:	3102
Anzahl anderer Dateien:	257

Minima und Maxima (Basis: MiniMax-Dateien)

Beobachter			Summe	vis	CoF	CmF	Exo
BSH	Boesch, G.	Nagold	18	0	18	0	0
DES	Deeskow, P.	Mülheim	6	0	0	6	0
DOM	Domann, O.	München	18	0	18	0	0
ENN	Ennes, M.	Rödental	32	0	0	32	0
FIR	Fischer, M.	Emskirchen	13	0	0	13	0
FR	Frank, P.	Velden	153	0	138	15	0
GN	Grebien, U.	Hägendorf	3	0	3	0	0
HPL	Hempel, N.	Berlin	4	0	4	0	0
HML	Hammerl, H.	Wurmannsquick	5	0	4	1	0
HSR	Husar, D.	Hamburg	2118	0	0	2118	0
MEZ	Metz, H.	Essen	2	0	0	2	0
MS	Moschner, W.	Lennestadt	653	0	0	653	0
RCR	Raetz, K.	Herges-Hall.	4	4	0	0	0
SIN	Sinnacker, S	Kirchen	9	0	0	9	0
SPA	Spelda, J.	Petershausen	15	0	0	15	0
SPI	Spiess, W.	Ertingen	3	3	0	0	0
TH	Thomas, A.	Nieder-Olm	8	0	1	7	0
WKT	Wickert, V.	Essen	6	0	0	6	0
WMT	Wermert, C.	Coesfeld	32	0	1	31	0
019	Beobachter	Summen	3102	7	187	2908	0

Summe photo Maxima:	1587
Summe photo Minima:	1508

Summe visueller Maxima:	4
Summe visueller Minima:	3

Gesamtanzahl Minima/Maxima:	3102
-----------------------------	------

Davon:

Minima:	1511
Maxima:	1591
Anzahl E.. GS, usw.:	689
Anzahl RR:	547
Anzahl DSCT:	216
Anzahl CEP:	0
Anzahl M:	3
Anzahl SR:	0
Anzahl Kataklys.:	0
Anzahl Exoplaneten:	0
und andere ...	

Abbildung auf der Titelseite

Aufnahme des Orionnebels, Trapez mit BMOri: 02./03. Nov. 2025
Bin 1x1: L 187x1.5 sec, R 187x6 sec, G 176x6 sec, B 186x6 sec
Teleskop: IAS 10" Newton, Montierung: 10Micron GM3000 HPS
Kamera: QHYCCD QHY268 M, Filter: Chroma LRGB,
Software: N.I.N.A, Tycho-Tracker, MaxIm, Iview
Aufnahmeort: Hakos/Namibia IAS-Remote-Teleskop-2
<https://www.ias-observatory.org/index.php/de/sternwarten/remote>
Data acquisition: IAS remote team / © Dieter Husar

Wir freuen uns über Ihre Fragen und Wünsche

Schreiben sie uns:

per Post: Dietmar Bannuscher, Burgstr. 10, 56249 Herschbach
(Rundbrief, visuelle Lichtkurven, Mitgliedsanträge, ...)
oder Andreas Barchfeld, Hummelsbüttler Hauptstr. 56, 22339 Hamburg
(Unterlagen für die Geschäftsführung)
per E-Mail: zentrale@bav-astro.de

BAV-Mitgliedschaft

Fordern Sie einfach bei den obigen Anschriften ein Aufnahmeformular an,
oder laden es herunter: http://www.bav-astro.de/vorstand/BAV_Aufnahmeantrag.pdf.
Der Jahresbeitrag beträgt bis zum vollendeten 18. Lebensjahr 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	Für die Veröffentlichung ist der
	Visuelle Beobachtungen	Zeitpunkt der Einsendung/des
		Uploads maßgeblich

Veranstaltungen (nicht nur der BAV)

Würzburger Frühjahrstagung 2026	Würzburg	14. März 2026
Astromesse ATT 2026	Essen	9. Mai 2026
Astromesse Süddeutschland 2026	Friedrichshafen/Bodensee	27. Juni 2026

Impressum

Herausgeber und Vertrieb:

Internet:

Registergericht:

Redakteur:

Beiträge bitte an:

Bezug:

Bankverbindung:

Hinweis:

Druck:

Redaktionsschluss:

BAV Rundbrief

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

www.bav-astro.de

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

Dietmar Bannuscher (V.i.S.P.)

Dietmar Bannuscher Burgstr. 10 56249 Herschbach

dietmar.bannuscher@t-online.de

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

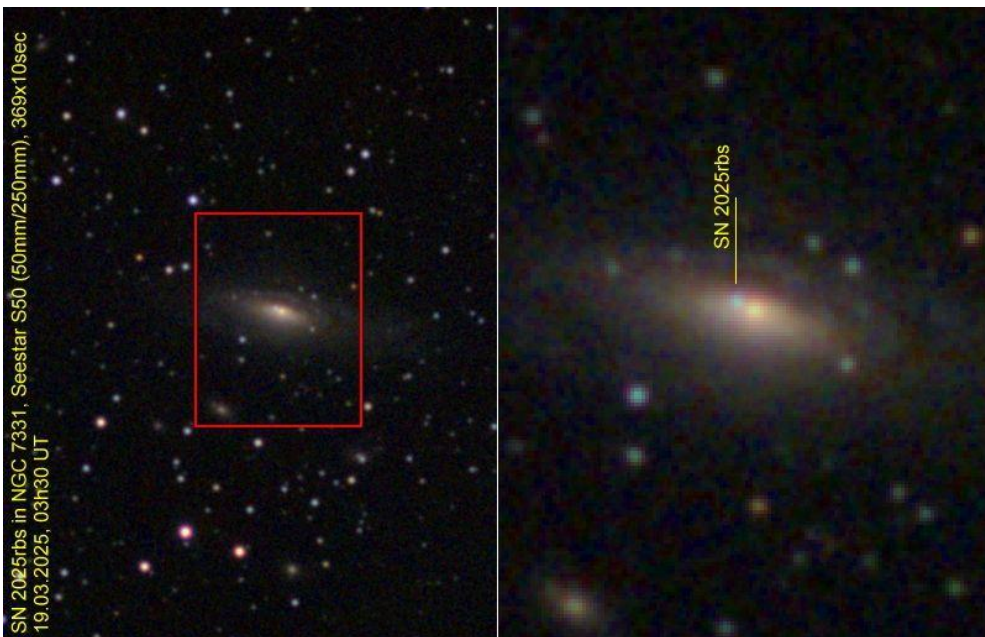
Postbank Berlin, Konto 163750102, BLZ 10010010

IBAN DE34 100100100163750102, BIC PBNKDEFF

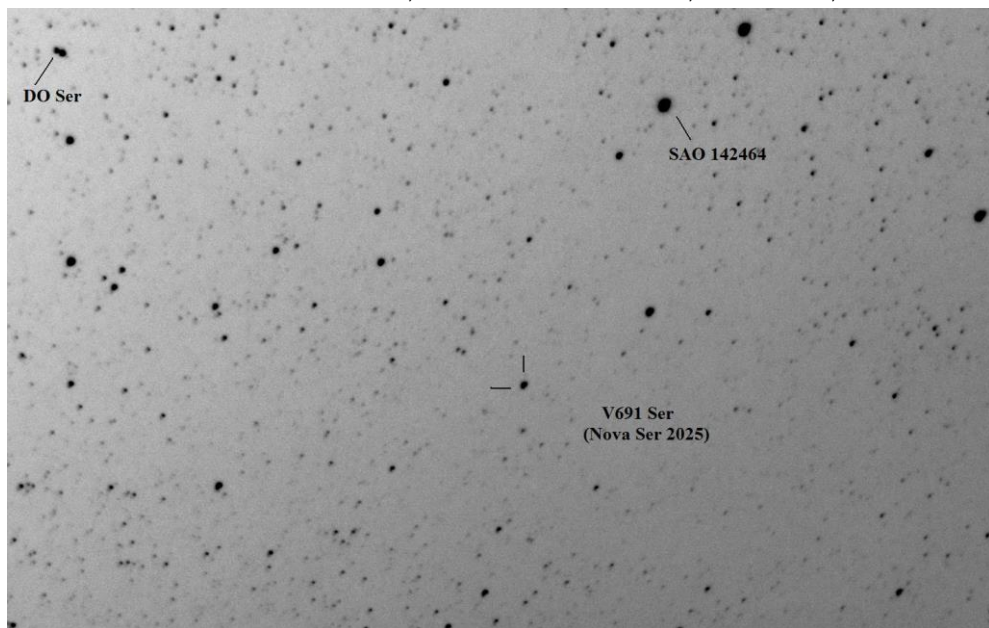
Die abgedruckten Beiträge geben weder die Meinung des Redakteurs noch die der BAV wieder.

WIRmachenDRUCK GmbH, Mühlbachstr. 7, 71522 Backnang

1. November 2025



SN 2025rbs in NGC 7331 am 19.7.25, Aufn. v. Béla Hassforther, SeeStarS50, 369 x 10 s



Nova Ser 2025 (V691 Ser) am 21.7.25, Aufn. v. Klaus Wenzel, 8,3-Zoll-Newton, 15 s CCD-K.

