



BAV Rundbrief

2022 | Nr. 2 | 71. Jahrgang | ISSN 0405-5497



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

Inhaltsverzeichnis

Beobachtungen

G. Maintz	Überarbeitete Elemente der RR-Lyrae-Sterne AI Cancri und SV Cancri	73
S. Hümmerich / K. Bernhard	NSV 15236 (TYC 3668-1121-1) ist ein neuer Ap/CP2-Stern	77
V. Wickert	Auf der Suche nach einem persönlichen Beobachtungsplan – Zweite Fortsetzung	82
S. Hümmerich / K. Bernhard	Neue α^2 CVn-Veränderliche aus der ZTF-Datenbank im Rahmen eines Studentenprojektes erforscht	87
M. Geffert	Auswertung historischer Fotoplatten des Observatoriums Hoher List (V) Anmerkungen zu 60 Jahren Forschungsgeschichte an veränderlichen Sternen	93
M. Kolb	Die Supernova 2021aefx oder wie weit ist die „Spanische Tänzerin“ wirklich entfernt?	99
K. Wenzel	Die Supernova SN 2022hrs in NGC 4647	108
K. Wenzel	Lichtkurve von S5 0716+71 August 2021 bis April 2022	110
U. Bastian	Johnson B-V und Gaia G_{BP} - G_{RP} – Eine kurze Erklärung	111
J. Spelda / V. Wickert	DSLR/DSLM-Photometrie von Veränderlichen mit Fotoobjektiven – ein Update (Teil 4)	115
W. Braune	Zur Beobachtungssaison von β Lyrae	130
D. Bannuscher	OW Geminorum – ein langperiodischer Bedeckungsstern 2022	132

Aus der Literatur

Aus der BAV

G. Flechsig	Die 17. Veränderlichen-Beobachtungswoche der BAV in Kirchheim	134
D. Bannuscher	Die fünfte Ausgabe der „BAV Einführung in die Beobachtung Veränderlicher Sterne“ geht in Druck	135
D. Bannuscher	Der Rundbrief kommt diesmal sehr spät	135

Aus den Sektionen

D. Bannuscher	Kataklysmische Sterne: Aktivitäten von Januar bis Juni 2022	136
L. Pagel	Auswertung: 1-3/2022	139

Überarbeitete Elemente der RR-Lyrae-Sterne AI Cancri und SV Cancri

Revised elements of RR Lyrae stars AI Cancri and SV Cancri

Gisela Maintz

Abstract: *Both AI Cnc and SV Cnc are RR Lyrae stars of type R Rab. Despite being known for a long time, they have been mostly neglected. New observations have been taken at my private observatory and new maxima were obtained. More data were found in ZTF and ASAS-SN. The O-C values were about -0.05 d and -0.13 d respectively. This is the reason for the revision of the elements of both stars:*

*AI Cnc, Max: 2459666.3544 + 0.5643068 *E*

*SV Cnc, Max: 2458226.3780 + 0.52619274 *E*

Einführung

SV Cnc wurde bereits 1929 von Hoffmeister entdeckt, aber das erste bekannte Maximum stammt von Kurochkin (1960). AI Cnc wurde von Kurochkin (1960) gefunden. Beide Sterne sind R Rab-Sterne und es gibt von ihnen nur wenige bekannte Maxima. Außer dem Maximum von Kurochkin (1960) sind nur wenige aus Surveys bekannt. Von AI Cnc gibt es ein bereits veröffentlichtes Maximum von mir. Diese schwache Datenlage war der Grund für weitere Beobachtungen beider Sterne.

AI Cnc

Von AI Cnc} = GSC 0814.00591; RA = 8:55:19.68; DE = +12:23:14.42; (2000) wurden 2022 3 Maxima beobachtet, nachdem ich bereits 2014 und 2015 ein Minimum und die auf- bzw. absteigende Flanken aufgezeichnet hatte. Die Beobachtungen wurden mit einem 250 mm-Meade-Smith-Cassegrain-Teleskop f/10 und einer ST7 CCD-Camera in meiner privaten Sternwarte in Bonn gemacht. Die Auswertungen erfolgten mit dem Programm IRAF. Ein weiteres Maximum wurde mit den Daten der ZTF-Datenbank bestimmt. Die Maxima sind in Tabelle 1 aufgeführt.

Es zeigte sich, dass sowohl die Periode des GCVS als auch die im VSX angegebene Periode ungenau sind und den Lichtwechsel des Sterns nicht mehr gut wiedergeben. Deswegen wurden verbesserte Elemente bestimmt zu:

AI Cnc, Max: 2459666.3544 + 0.5643068 *E +- 0.0000001 d

Die (B-R)-Werte mit diesen Elementen sind in Abbildung 1 gezeigt.

Die Lichtkurven von AI Cnc (s. Abb. 1 links) meiner Beobachtungen zeigen, dass der Stern einen regelmäßigen Lichtwechsel hat und keinen Blazhko-Effekt aufweist. Die Phase wurde mit den verbesserten Elementen berechnet. In Abbildung 3 (links) ist die Lichtkurve mit den Daten der ZTF-Datenbank mit den Filtern zg und zr gezeigt.

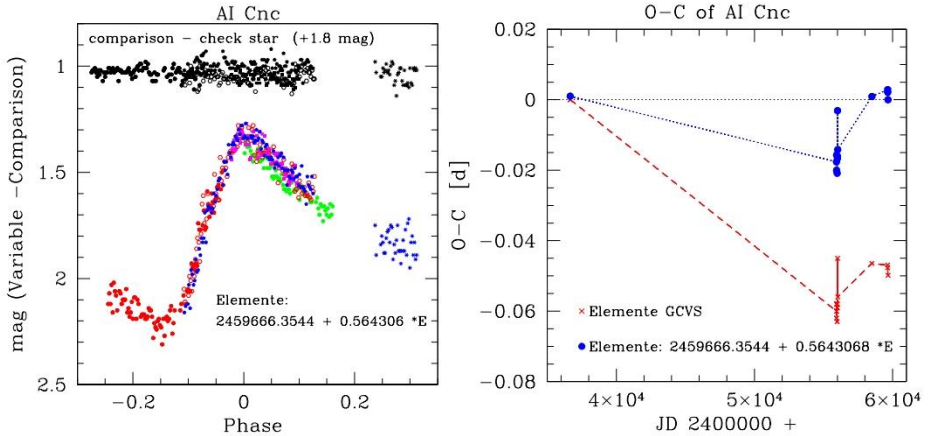


Abb. 1: Meine Lichtkurven von AI Cnc. Die Phasen wurden mit den verbesserten Elementen berechnet. Rechts: (O-C)-Werte von AI Cnc mit den neu bestimmten Elementen und den Elementen des GCVS.

SV Cnc

SV Cnc = GSC 0810.01850; RA = 8:50:00.92; DE = +09:59:47.18; (2000) wurde ebenfalls in Bonn beobachtet. Ich hatte schon einmal über den Stern berichtet, aber damals war die Datenlage sehr dünn mit nur einem Maximum in 2018. In diesem Jahr beobachtete ich zwei weitere Maxima. Außerdem konnten aus der ZTF-Datenbank zwei zusätzliche Maxima bestimmt werden. Diese Maxima sind in Tabelle 1 angegeben.

In Abbildung 3 sind die Lichtkurven von SV Cnc aus der ZTF-Datenbank gezeigt. Es stellte sich heraus, dass die (B-R)-Werte mit den Elementen des GCVS inzwischen um mehr als -0.13 d von den erwarteten Zeiten abweichen. So war auch bei diesem Stern eine Verbesserung der Elemente notwendig. 2018 hatte ich bereits verbesserte Elemente bestimmt. Diese Elemente erwiesen sich als absolut aktuell. Es gilt:

SV Cnc, Max: $258226.3780 + 0.52619274 *E \pm 0.00000001 d$

Die (B-R)-Werte mit diesen Elementen sind in Abbildung 2 rechts gezeigt. Auch bei SV Cnc konnte in den Lichtkurven kein Blazhko-Effekt festgestellt werden (s. Abb. 2 links).

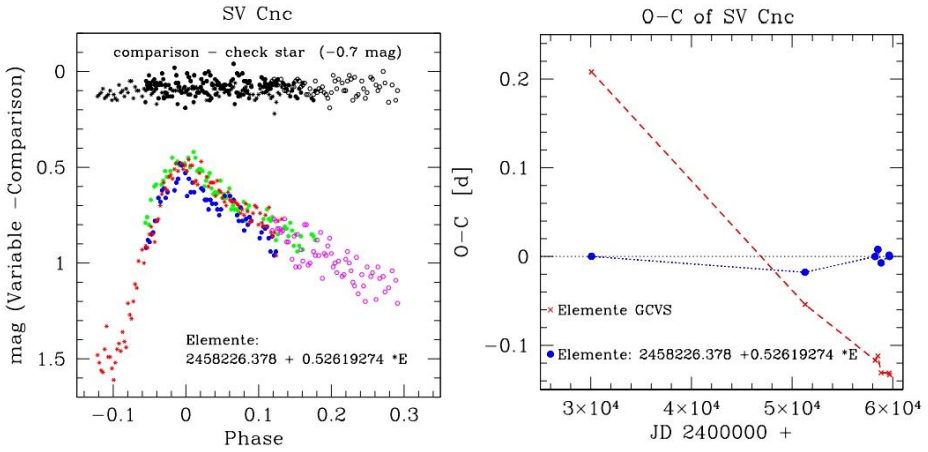


Abb. 2: Links: Meine Lichtkurven von SV Cnc. Die Phasen wurden mit den verbesserten Elementen berechnet. Rechts: (B-R)-Werte von SV Cnc mit den neu bestimmten Elementen und den Elementen des GCVS.

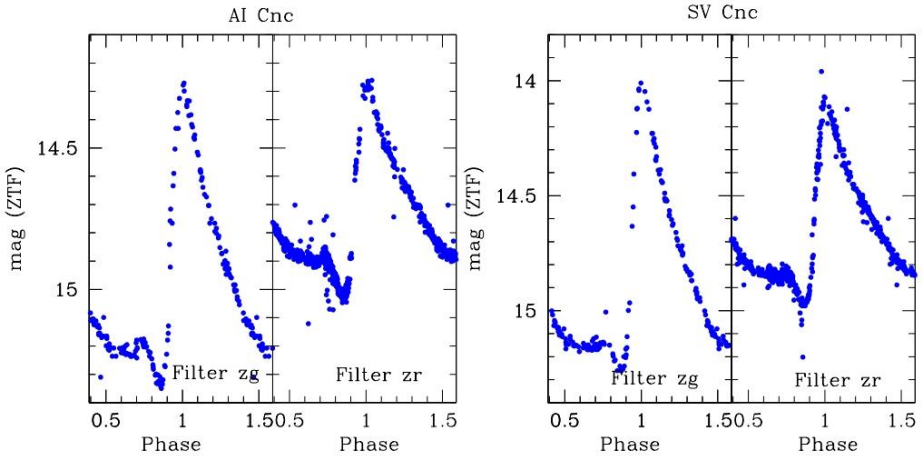


Abb. 3: Die Lichtkurven der Sterne aus der ZTF-Datenbank mit den Filtern zg und zr. Rechts von AI Cnc, links von SV Cnc. Die Phasen wurden mit den verbesserten Elementen berechnet.

Literatur:

N.E.Kurochkin, Astron. Tsirk. N212, 1960. AC 212
 ZTF Zwicky Transient Facility, Systematic Exploration of the Dynamic Sky
 GCVS; General Catalogue of Variable Stars (Samus et al. 2007-2013)
 C.Hoffmeister, Sonn Mitt N16, 1929.
 Mainz BAV, RB 2018-3,

Tabelle 1

Meine Maxima von AI Cnc und SV Cnc sowie die Maxima aus der ZTF-Datenbank.
 Die Angaben für (B-R) beziehen sich auf die neu bestimmten Elemente.

Stern	Maximum	Unsicherheit	O-C	Epoche	n	Beobachter
AI Cnc	2458503.8833	0.004	0.0009	-2060	10	ZTF Filter zr
AI Cnc	2459644.3493	0.002	0.0029	-38	116	Maintz
AI Cnc	2459648.2987	0.0008	0.0021	-31	58	Maintz
AI Cnc	2459666.3544	0.0008	0.0000	0	114	Maintz
SV Cnc	2458226.3780	0.0025	0.0000	0	74	Maintz
SV Cnc	2458506.8467	0.0018	0.0080	532	9	ZTF Filter zg
SV Cnc	2458829.9139	0.0035	-0.0072	1145	29	ZTF Filter zr
SV Cnc	2459623.4213	0.0016	0.0016	2654	63	Maintz
SV Cnc	2459662.3580	0.0013	0.0000	2729	101	Maintz

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

NSV 15236 (TYC 3668-1121-1) ist ein neuer Ap/CP2-Stern

Stefan Hümmerich und Klaus Bernhard

Abstract: *By inspection of a LAMOST spectrum, NSV 15236 (=TYC 3668-1121-1, $V \sim 11.6$ mag) has been identified as a new magnetic chemically peculiar (Ap/CP2) star of the SiCrSrEu type (kA0 hB8 IVp SiCrSrEu). It is also a photometric variable showing rotationally modulated light variations with the ephemeris: $HJD(Max) = 2456289.0 (2) + 18.78 (1) *E$.*

Ap/CP2-Sterne gehören zu den chemisch pekulären (CP) Sternen, für deren Entstehung das Vorhandensein einer radiativen Außenzone in Verbindung mit langsamer Rotation eine wichtige Voraussetzung ist. CP-Sterne machen etwa 10% der frühen (Spektralklasse B bis F) Hauptreihensterne aus. Es gibt viele verschiedene Gruppen von CP-Sternen; allen gemein sind atmosphärische Zusammensetzungen, die signifikant vom solaren Muster abweichen.

Im besonderen Falle der CP2-Sterne führen starke und organisierte Magnetfelder in Verbindung mit Strahlungsdruck und selektiver Diffusion zu einer oberflächlich ungleichmäßigen Verteilung von Elementen wie z.B. Helium, Silizium, Chrom, Europium und Strontium. Die dadurch entstehenden sog. „chemischen Flecken“ („chemical spots“) bewirken eine optische Variabilität, deren Periode mit der Rotationsperiode übereinstimmt (vgl. Zusammenfassung in Bernhard et al., 2015).

Diese chemischen Flecken sind jedoch nicht, wie die Flecken auf unserer Sonne, durch eine unterschiedliche Temperatur zur Umgebung definiert, also keine Sternflecken im klassischen Sinne. Die photometrische Veränderlichkeit entsteht vielmehr durch eine spektrale Umverteilung des Flusses (insbesondere vom ultravioletten in den visuellen Bereich) in den mit pekulären Elementen angereicherten Flecken. Photometrisch variable CP2-Sterne bezeichnet man nach ihrem hellen Prototypen traditionellerweise als α^2 CVn (ACV)-Veränderliche.

Der „New Catalogue of Suspected Variable Stars“ (NSV; Samus et al., 2017) führt als Referenz für NSV 15236 (TYC 3668-1121-1; 2MASS J02435601+5359249; LAMOST J010507.43+535912.1; RA 02:43:56.0188, DEC +53:59:24.9271, J2000) das AAVSO Circular No. 303 aus dem Jahre 1996 an. Leider liegt diese Publikation nicht in digitaler Form vor, sie konnte jedoch unter Mithilfe von Sebastián Otero vom VSX-Team (dem an dieser Stelle für die gewohnt unkomplizierte Hilfe herzlich gedankt sei!) eingesehen werden. Viele Informationen gibt es hier allerdings nicht: Allein auf einer Karte für Nova Cas 1995 (V723 Cas) ist der Vergleichssterne „116“ (= visuelle Helligkeit von 11,6 mag) als „var?“ markiert – offenbar die Grundlage für die Aufnahme in den NSV.

Ein weiterer Nachweis der Veränderlichkeit findet sich bei Goranskij et al. (2007), die NSV 15236 als Vergleichssterne für die im Jahre 1997 gewonnenen CCD-Beobachtungen der Nova Cas 1995 benutzten, ihn aber danach wieder aus der Liste der Vergleichssterne entfernten, da sie Lichtwechsel in den Grenzen von 11.49–11.60 mag (V) mit einer Periode von 18.9 d feststellten. Aufgrund der sinusförmigen

Lichtkurve vermuteten die Autoren, dass der Stern ggf. ein ellipsoider Veränderlicher (Typ ELL) mit der doppelten Periode von 37.8 d sein könnte.

Diese Information aus der Arbeit von Goranskij et al. (2007) hat es nicht in den International Variable Star Index der AAVSO (VSX; Watson et al., 2016) geschafft. Hier liegt der nächste Eintrag aus dem Jahre 2012 vor, als aus den Daten des „Northern Sky Variability Survey“ (NSVS; Wozniak et al., 2004) eine Periode von 18.72 d gewonnen werden konnte, die im Jahre 2020 von Sebastián Otero nach einer Reanalyse der NSVS-Daten zu 18.8 d revidiert wurde. Otero vermutete aufgrund des typischen Lichtwechsels bereits den Typ ACV (ACV:).

Ziel der vorliegenden Arbeit ist es, die chemische Pekuliarität des Sterns durch eine Auswertung eines vorhandenen Spektrums zu untersuchen sowie die auf nur wenigen NSVS-Datenpunkten im VSX beruhende Periode zu verbessern.

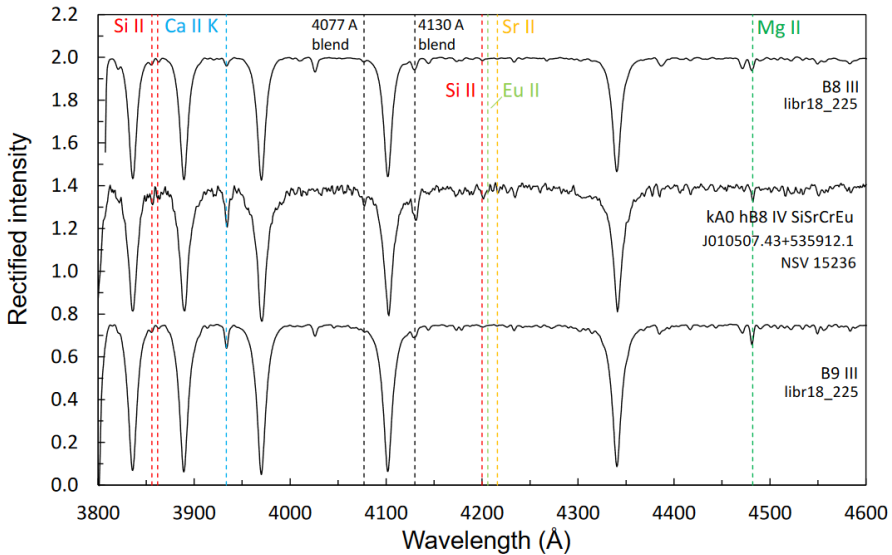


Abbildung 1: Vergleich des LAMOST DR4-Spektrums von NSV 15236 mit den B8 III und B9 III Standardspektren aus der Bibliothek *libr18_225*.

Spektralklassifikation

Erfreulicherweise existiert ein LAMOST-Spektrum aus dem Data Release 4 (Luo et al., 2018), das NSV 15236 eindeutig als CP2-Stern bestätigt. Hierbei fällt zunächst die starke 5200 Å Flussdepression auf, die ein Charakteristikum der CP2-Sterne ist (vgl. Khan & Shulyak, 2007; Hümmelich & Bernhard, 2019). Des Weiteren zeigt das

Spektrum Überhäufigkeiten von einfach ionisiertem Silizium (Si II), Chrom (Cr II), Strontium (Sr II) und Europium (Eu II).

Abbildung 1 zeigt einen Ausschnitt des LAMOST-Spektrums (klassischer „blauvioletter“ Klassifikationsbereich von 3800–4600 Å) im Vergleich zu den Spektren zweier MK-Standardsterne aus der Bibliothek *libr18_225* von Richard O. Gray (Informationen zur *libr18* Bibliothek unter <http://www.appstate.edu/~grayro/mkclass/mkclassdoc.pdf>). Einige interessante Linien/Blends sind hierbei markiert.

Bei chemisch normalen A-Sternen erhält man über die drei klassischen Klassifikationskriterien Ca II K Linie („**K**-line type“), Wasserstofflinienprofil („**h**ydrogen-line type“) und das generelle Metallinienpektrum („**m**etallic-line type“) einen konsistenten Spektraltyp (z.B. A0-Stern => kA0 hA0 mA0; vgl. Gray & Corbally, 2009).

Bei CP2-Sternen ist es jedoch i.d.R. so, dass die Ca II K Linie als auch das generelle Metallinienpektrum peculiär und somit als Grundlage für die Klassifikation wenig geeignet sind. Das Wasserstofflinienprofil liefert hier die zuverlässigsten Resultate (Gray & Corbally, 2009). Des Weiteren ist Vorsicht geboten bei der Interpretation der für CP2-Sterne typischen Blends bei 4077 Å und 4130 Å. Der „4077 Å Blend“ enthält die nahe beieinanderliegenden Linien Si II 4076 Å, Cr II 4077 Å und Sr II 4077 Å; der „4130 Å Blend“ umfasst Si II 4128/30 Å sowie Eu II 4130 Å.

Dem verfeinerten MK-Klassifikationssystem folgend (z.B. Garrison & Gray, 1994) wurde der Spektraltyp zu **kA0 hB8 IVp SiCrSrEu** bestimmt.

An der Klassifikation von chemisch peculiären Sternen der oberen Hauptreihe interessierte Leser möchten wir an dieser Stelle auf den „Atlas of LAMOST Low-Resolution Spectra of Chemically Peculiar Stars“ (Hümmerich, 2021) hinweisen, der detaillierte Beschreibungen und Abbildungen der Spektren der einzelnen CP Sternklassen sowie generelle Anmerkungen zu deren Klassifikation enthält. Der Atlas steht über den Link in den Referenzen zum Download bereit.

Periodenverfeinerung – KWS Survey

Für relativ helle und nördlich gelegene Objekte ist das KWS (=Kamogata/Kiso/Kyoto Wide-field) Survey optimal (Maehara, 2014), das seit 2012 NSV 15236 durchgehend in den Spektralbändern *V* und *I_c* beobachtet (derzeit verfügbar: 2404 Datenpunkte). Da die Qualität der *V*-Band-Beobachtungen wesentlich besser ist, wurde die Auswertung auf diese Beobachtungen beschränkt (1434 Datenpunkte).

Durch Auswertung mit der Methode ANOVA in Peranso (Paunzen & Vanmunster, 2016) erhalten wir die folgende Ephemeride, die im Wesentlichen die von Sebastián Otero gefundene Periode bestätigt:

$$\mathbf{HJD(Max) = 2456289.0 (2) + 18.78 (1) *E.}$$

Die entsprechend reduzierte Lichtkurve ist in Abbildung 2 dargestellt.

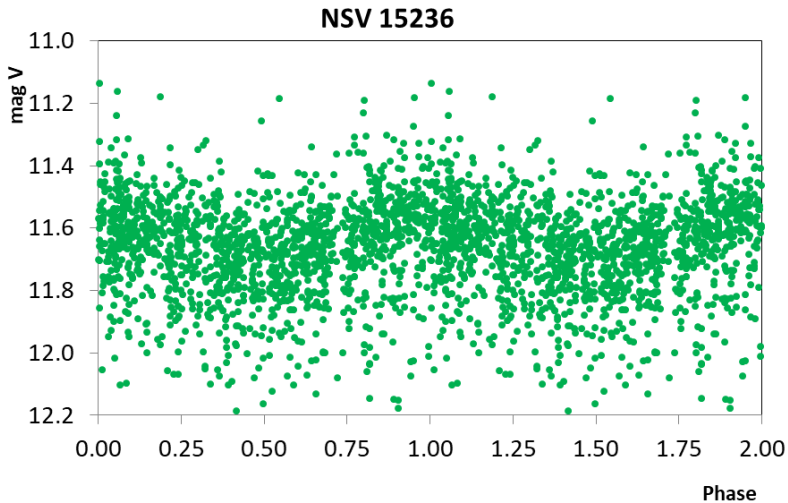


Abbildung 2: Auf die Periode von 18.78 d reduzierte KWS-Lichtkurve von NSV 15236.

Zusammenfassend ist festzuhalten, dass es sich bei NSV 15236 um einen relativ hellen und für Beobachtungen aus Mitteleuropa günstig gelegenen CP2-Stern handelt, für dessen langfristige Untersuchung von möglichen Periodenänderungen weitere Beobachtungen angeregt werden.

Referenzen:

Bernhard, K.; Hümmerich, S.; Otero, S.; Paunzen, E., 2015, A&A, 581A, 138
<http://adsabs.harvard.edu/abs/2015A%26A...581A.138B>

Garrison, R. F.; Gray, R. O., 1994, AJ, 107, 1556
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1994AJ....107.1556G>

Goranskij, V. P.; Katysheva, N. A.; Kusakin, A. V. et al., 2007, Astrophysical Bulletin, 62, 125
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2007AstBu...62..125G>

Gray, R. O.; Corbally, C. J., 2009. "Stellar Spectral Classification". Princeton, N.J.; Woodstock: Princeton University Press. ISBN: 978-0-691-12510-7

Hümmerich, S.; Bernhard, K., 2019, BAV Rundbrief 2/2019, 69
<https://www.bav-astro.eu/Rundbriefe/RB2019-2/69.pdf>

Hümmerich, S., 2021, „An Atlas of LAMOST Low-Resolution Spectra of Chemically Peculiar Stars”

http://www.appstate.edu/~grayro/mkclass/LAMOST_CP_Atlas_v1.pdf

Khan, S. A., & Shulyak, D. V. 2007, A&A, 469, 1083

<http://adsabs.harvard.edu/abs/2007A%26A...469.1083K>

Luo, A.-L., Zhao, Y.-H., Zhao, G. et al., "The fourth data release (DR4) of the LAMOST regular survey", VizieR Online Catalogue, 2018yCat.5153...0L

<http://cdsarc.u-strasbg.fr/viz-bin/cat/V/153>

Maehara, H., 2014, Journal of Space Science Informatics Japan, 3, 119

<http://kws.cetus-net.org/~maehara/Vsdata.py>

Paunzen, E.; Vanmunster, T., 2016, AN, 337, 239

<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2016AN....337..239P>

Samus, N. N.; Kazarovets, E. V.; Durlevich, O. V. et al., 2017, ARep, 61, 80

<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2017ARep...61...80S>

Watson, C. L., 2006, Society for Astronomical Sciences Annual Symposium, 25,

47 (“AAVSO International Variable Star Index”; VSX)

<http://adsabs.harvard.edu/abs/2006SASS...25...47W>

Wozniak, P. R.; et al., 2004, AJ, 127, 2436

<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2004AJ....127.2436W>

Danksagung: Für diese Arbeit wurde die Datenbank VIZIER und der International Variable Star Index (VSX) database der AAVSO verwendet. Diese Arbeit nutzt des Weiteren Daten der LAMOST-Durchmusterung (Guoshoujing Telescope (the Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope LAMOST) 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.)

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

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

Auf der Suche nach einem persönlichen Beobachtungsplan Zweite Fortsetzung

Volker Wickert

Der im BAV RB 2021 Nr.2 vorgestellte Beobachtungsplan hat sich in den letzten Monaten erfreulich positiv entwickelt. Mit dazu beigetragen hat die Beobachtungsliste der flämischen Veränderlichenbeobachter um Patrick Wils, welche sogenannte HADS-Sterne (High Amplitude Delta Scuti) beobachten.

Durch F.-J. Hamsch erhielt ich diese Auswahl Veränderlicher und fügte sie teilweise in meinen Beobachtungsplan ein.

Auch die Teilnehmer der BAV-Veränderlichen-Woche 2019 in Kirchheim, welche bis heute einen sehr engen Kontakt pflegen, haben die Beobachtung dieser Veränderlichen mit in ihr Beobachtungsprogramm aufgenommen.

Im heutigen Text möchte ich über die Beobachtung folgende Veränderlichen berichten:

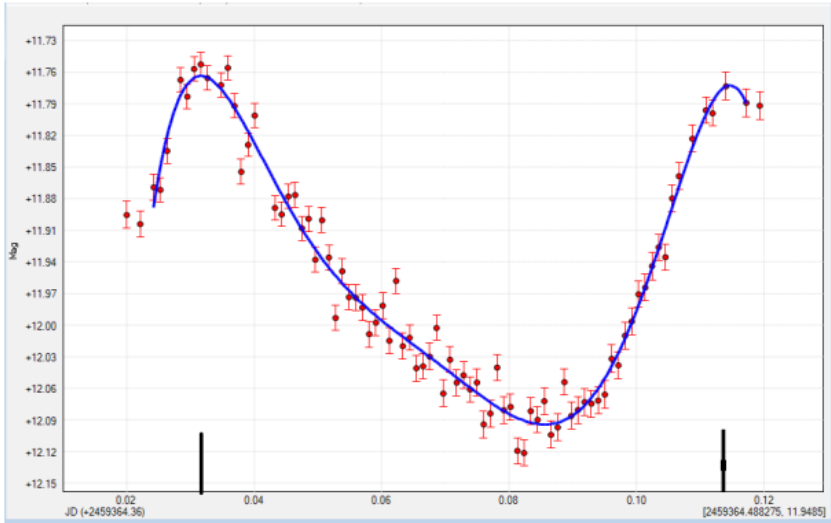
Stern	Epoche	Periode
PT Com	2456072,4213	0,0821125
V436 UMa	2455571,5826	0,0748447
DR Ari	2455116,716	0,0813436

Die Lichtwechsel-Elemente wurden der GCVS-Database, Version 2021 Dec., entnommen.

Der Veränderliche PT Com wurde von Gerhard Bösch und dem Autor beobachtet, es handelt sich um einen HADS-Veränderlichen.

PT Com

2021-05-29



Max: JDhel 1.: 2459364,3917 (21:24:02 UT)
 2.: 2459364,4747 (23:23:34 UT)

Abb. 1: PT Com von G. Bösch, zur weiteren Berechnung wird das 1. Maximum benutzt.

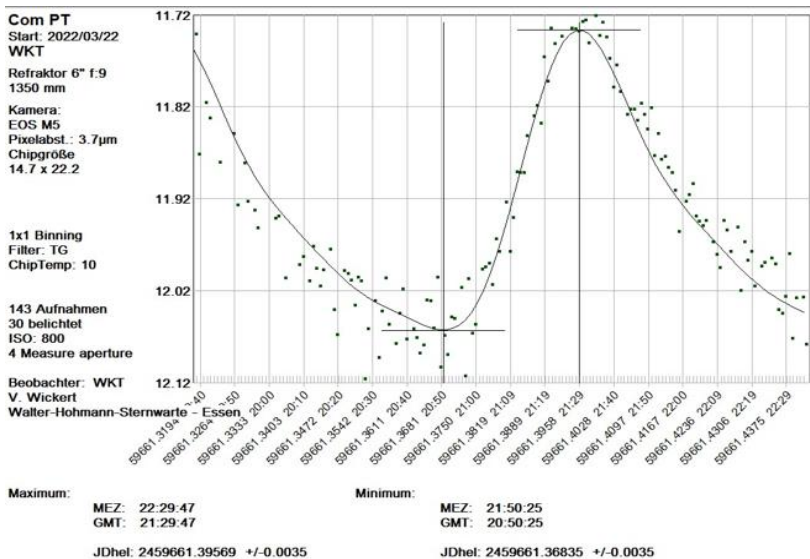


Abb. 2: PT Com von V. Wickert

Zur Berechnung des (B-R) von PT Com werden die oben angeführten Elemente des GCVS benutzt:

PT Com	G. Bösch	(B-R) = -0,001837 d = -2 min 39 sec
PT Com	V. Wickert	(B-R) = 0,001240 d = 1 min 47 sec

Mit unseren Beobachtungen wurde PT Com erstmalig bei der BAV veröffentlicht und wir konnten 2 gute (B-R) erreichen.

Als weitere Beobachtung möchte ich V436 UMa von Bernhard Wenzel und dem Autor vorstellen, hier handelt es sich um einen SXPHE-Veränderlichen.

V0436 UMa - HD80366 - GSC 03428-01497 JD 2 458 889 / 2020-02-09

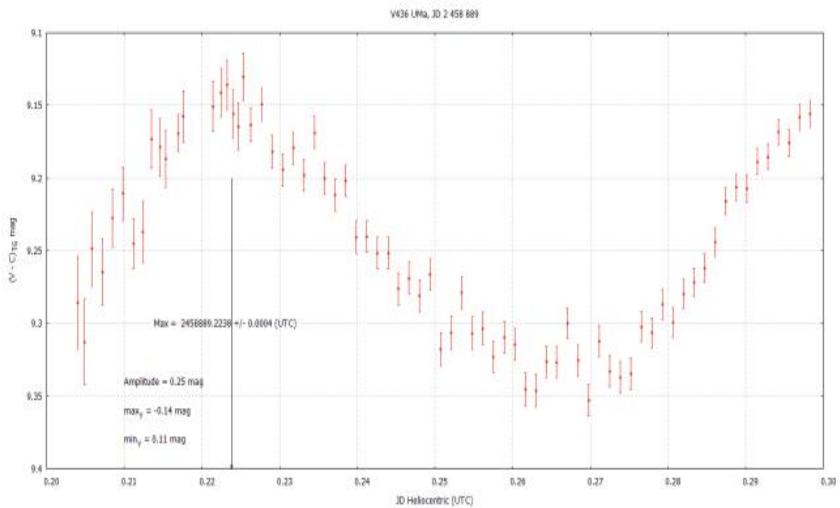


Abb. 3: V436 UMa von B. Wenzel: Maximum 2 458 889.2238

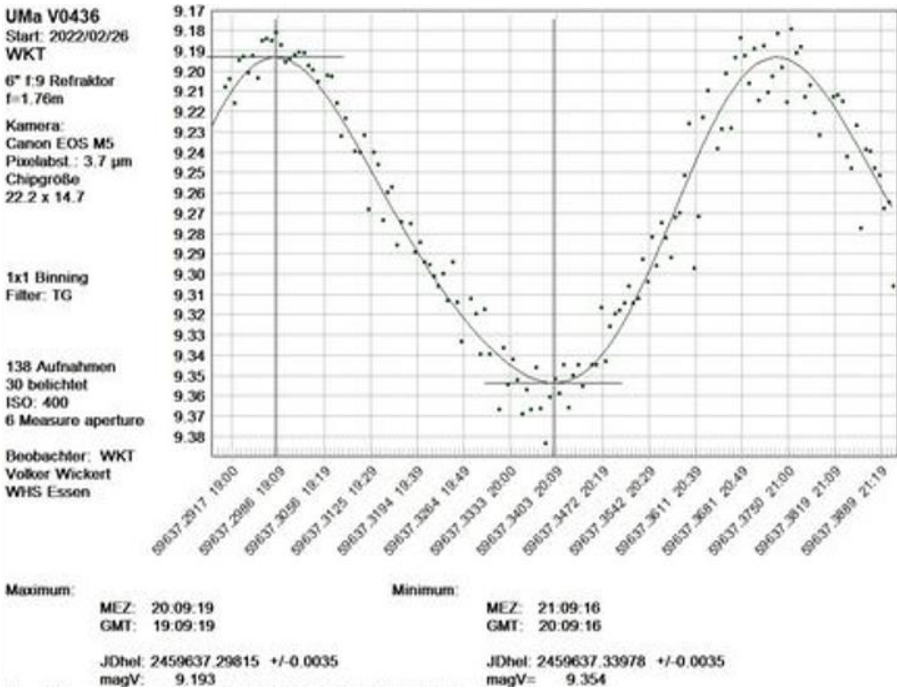


Abb. 4: V436 UMa von V. Wickert: Maximum 2 459 637.29815

Zur Berechnung des (B-R) von V436 UMa werden die oben angeführten Elemente der GCVS benutzt:

V436 UMa	B. Wenzel	(B-R) = 0,000183 d = 0 min 16 sec
V436 UMa	V. Wickert	(B-R) = 0,001756 d = 2 min 32 sec

Mit unseren Beobachtungen wurde V436 UMa erstmalig bei der BAV veröffentlicht und wir konnten auch hier 2 gute (B-R) erreichen.

Als letzte Beobachtung möchte ich DR Ari vorstellen, hier handelt es sich um einen HADS-Veränderlichen, beobachtet vom Autor.

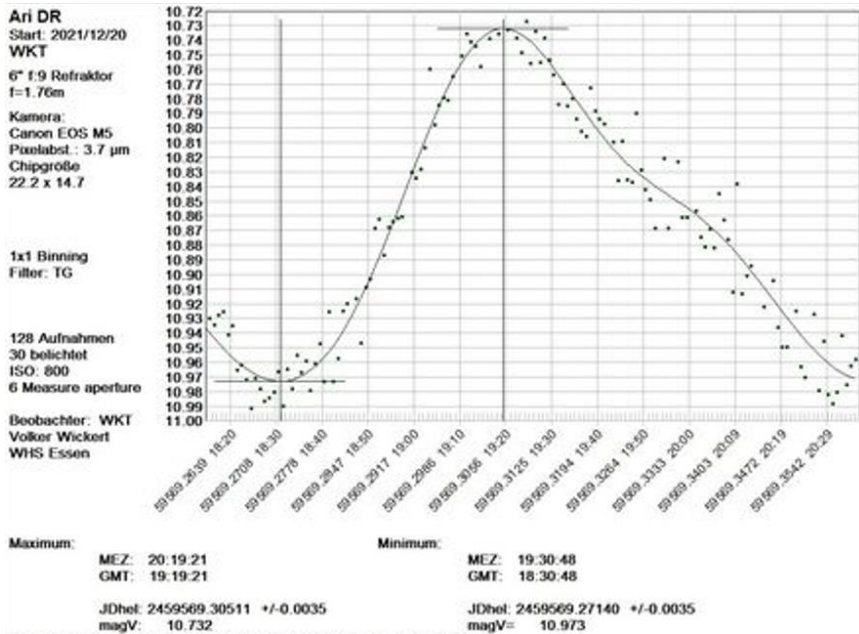


Abb. 5: DR Ari von V. Wickert: Maximum 2 459 569.30511

Zur Berechnung des (B-R) von DR Ari werden die oben angeführten Elemente des GCVS benutzt:

DR Ari V. Wickert (B-R) = 0,003133 d = 4 min 31 sec

Mit meiner Beobachtung wurde DR Ari erstmalig bei der BAV veröffentlicht und ich konnte ein zufriedenstellendes (B-R) erreichen.

Durch die sehr kleinen Perioden lassen sich diese vorgestellten Veränderlichen jeweils gut in 1 Nacht beobachten.

Mein Dank gilt Gerhard Bösch (BSH) und Bernhard Wenzel (WNZ), die mir ihre Lichtkurven zur Veröffentlichung zur Verfügung gestellt haben.

Vielleicht können diese Beobachtungen zu weiteren Beobachtungen wenig bekannter Objekte anregen. Über Kommentare und Anregungen würde ich mich sehr freuen.

Neue α^2 CVn-Veränderliche aus der ZTF-Datenbank im Rahmen eines Studentenprojektes erforscht

Klaus Bernhard und Stefan Hümmerich

Dieser Beitrag stellt eine Zusammenfassung der Veröffentlichung „A case study of ACV variables discovered in the Zwicky Transient Facility survey“ (Faltová et al., 2021) dar, in welcher durch Datamining entdeckte α^2 CVn-Sterne und -Kandidaten untersucht und charakterisiert wurden. Das Paper ist dabei in Zusammenarbeit mit einer Studentengruppe rund um Prof. Ernst Paunzen (Masaryk Universität, Brno, Tschechien) entstanden.

Einleitung

Auf den ersten Blick erscheinen Hauptreihensterne, die etwas heißer als unsere Sonne sind und den Spektralklassen B, A und F angehören, relativ gleichartig und wenig interessant. Im Gegensatz zu sonnenähnlichen Sternen besitzen sie keine äußere Konvektionszone und zeigen daher auch nicht Phänomene wie Sonnenflecken, Protuberanzen oder Flares.

Doch bereits Ende des neunzehnten Jahrhunderts fiel der amerikanischen Astronomin Antonia Maury auf, dass manche dieser Sterne spektroskopische Besonderheiten zeigen (Maury & Pickering, 1897). So beschrieb sie z.B. für den Stern α^2 CVn eine extrem schwache Ca II K Linie und ungewöhnlich starke Si II $\lambda\lambda 4128/30$ Linien. Einige Jahre später stellten die deutschen Astronomen Paul Guthnick und Richard Prager erstmals mit einem für die damalige Zeit hochgenauen Photometer in α^2 CVn-Veränderlichkeit mit einer Periode von 5.5 Tagen und einer Amplitude von nur wenigen hundertstel Magnituden fest (Guthnick & Prager, 1914). α^2 CVn wurde im Folgenden zum Prototyp einer eigenen Veränderlichenklasse, die im General Catalog of Variable Stars (Samus et al., 2017) mit „ACV“ abgekürzt wird.

Die ersten systematischen Studien dieser pekuliären Sterne ließen jedoch noch auf sich warten und wurden von William Morgan in den Jahren 1931-33 durchgeführt (vgl. z.B. Morgan, 1933). Morgan unterschied bereits fünf Gruppen pekuliärer Sterne nach ihren auffälligsten spektroskopischen Charakteristika: die Mn II, $\lambda 4200^1$, Eu II, Cr II, und Sr II Sterne. Mittlerweile ist klar, dass etwa 10 Prozent der heißeren Hauptreihensterne in irgendeiner Weise chemisch pekuliär (CP-Sterne) sind. Viele verschiedene Klassen von CP-Sternen wurden beschrieben, wie z.B. die Metalllinien-/Am-Sterne, die Ap-Sterne (zu denen auch α^2 CVn gehört), die Quecksilber-Mangan (HgMn)-Sterne sowie die heliumstarken und heliumschwachen Sterne (z.B. Preston, 1974).

Einige Fragen zum eigentümlichen Verhalten der ACV Sterne, also der photometrisch veränderliche Ap-Sterne, konnten bereits geklärt werden: Durch die stabile Schichtung

¹ Die $\lambda 4200$ Linie wurde erst im Jahre 1962 von William Pendry Bidelman als eine hochangeregte Si II Linie identifiziert (Bidelman, 1962).

der Sternatmosphäre und einer entsprechend langsamen Rotation tritt eine starke Anreicherung von bestimmten chemischen Elementen wie Silizium, Chrom und Europium in der Atmosphäre auf. Im Vergleich zu unserer Sonne findet man Überhäufigkeiten dieser Stoffe, die bis zum hundertfachen und darüber hinaus reichen können.

Die für diese Sterngruppe typischen starken Magnetfelder sorgen für eine ungleichmäßig starke atmosphärische Verteilung der überhäufigen Elemente und es entsteht eine komplexe optische Rotationsvariabilität. Im Reich der veränderlichen Sterne einzigartig ist das Verhalten, dass der spektrale Fluss phasenabhängig durch die pekuliären Elemente umverteilt, d.h. adsorbiert bzw. reemittiert wird. Aus diesem Grund kann ein bestimmter Stern zu einer bestimmten Zeit in einem Spektralband ein Maximum zeigen, während er in einem anderen Band gerade das Minimum durchläuft. In diesem Fall existiert auch ein von der genauen chemischen Zusammensetzung abhängiger Punkt oder Bereich im Spektrum, in dem der Fluss fast unverändert bleibt, d.h. der Stern keine Veränderlichkeit zeigt (der so genannte "Null-Wellenlängen-Bereich").

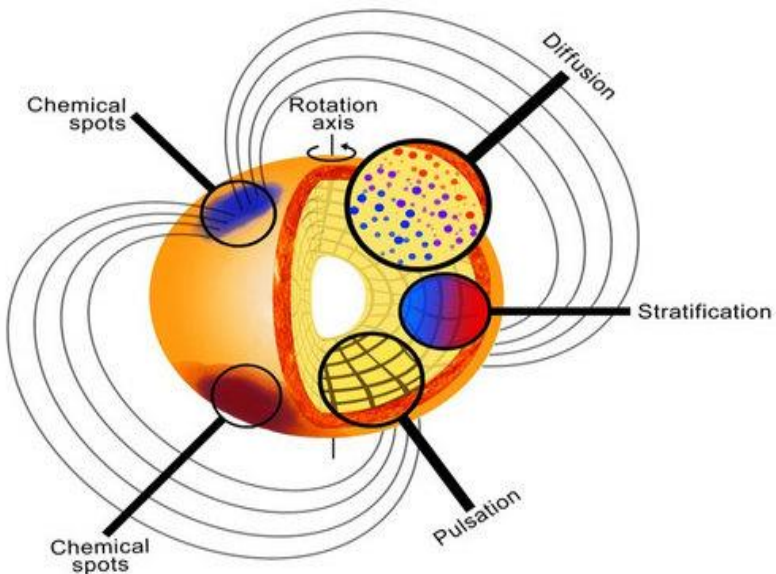


Abbildung 1: Modell eines Ap-Sterns (Credit: Victoria Antoci, DTU Space, Technical University of Denmark).

Diese Eigenschaften machen ACV-Sterne zu hochinteressanten Studienobjekten, um das Zusammenspiel von Phänomenen wie z.B. atomare Diffusion, Atmosphärensichtung und Magnetfelder zu untersuchen. Um mehr über diese außergewöhnliche Sternklasse als Ganzes sowie über einzelne spezielle Objekte mit besonderen Eigenschaften herauszufinden, sind die modernen automatisierten Himmelsüberwachungssysteme sehr hilfreich, die weite Teile des Himmels sowohl spektroskopisch als auch photometrisch bis zu tiefen Grenzgrößen untersuchen.

Datamining im Zwicky Transient Survey (ZTF)

Besonders interessant für die Erforschung von ACV-Sternen ist das „Zwicky Transient Survey“ (ZTF; Bellm et al. 2019; Masci et al. 2019), da es im Gegensatz zu den meisten Surveys gleichzeitig hochwertige Daten in mehreren Spektralbändern produziert.

ZTF überwacht seit 2017 am Palomar-Observatorium den nördlichen und Teile des südlichen Himmels bis zu einer Helligkeit von ungefähr $r = 20,6$ mag in den Bändern g (blaugrün), r (orange) und teilweise im längerwelligen i (700-900 nm). Ein Team um Xiaodian Chen analysierte die Daten des ZTF Data Release 2 und erstellte einen Katalog von 781.602 periodisch veränderlichen Sternen (The Zwicky Transient Facility Catalog of Periodic Variable Stars; Chen et al, 2020). Da der Katalog keine Kategorie für ACV-Veränderliche enthält, kann davon ausgegangen werden, dass alle derartigen Objekte anderen Kategorien von kurzperiodischen Veränderlichen zugeordnet wurden. Insbesondere die Klasse der RS-Canum-Venaticorum-(RS CVn)-Sterne ist hier interessant, da diese Objekte auf den ersten Blick ähnliche Rotationslichtkurven wie die ACV-Sterne zeigen können, die aber bei diesen Sternen durch klassische sonnenähnliche Sternflecken verursacht werden.

Da in der Gruppe der RS-CVn-Sterne insgesamt 81.393 Objekte gelistet sind – für eine visuelle Durchsicht weitaus zu viel – wurden von uns weitere, für ACV-Sterne typische Eigenschaften als Kriterien für die Vorauswahl verwendet:

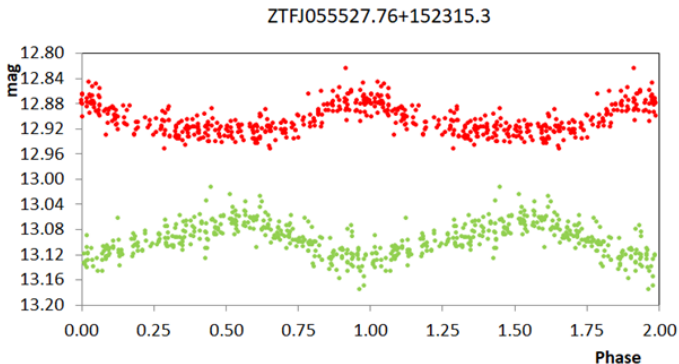
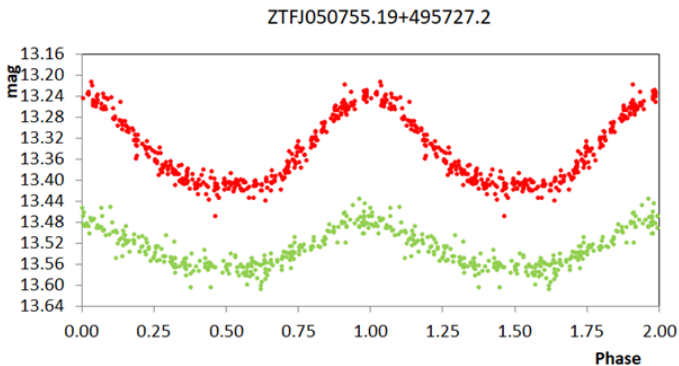
- (i) photometrische Periode zwischen einem und zehn Tagen,
- (ii) eine r -Band Amplitude kleiner als 0,3 mag,
- (iii) das Vorhandensein einer einzigen unabhängigen Frequenz und entsprechender Oberschwingungen,
- (iv) stabile oder sich nur geringfügig ändernde Lichtkurve über den gesamten erfassten Zeitraum,
- (v) eine effektive Temperatur zwischen 6.000 K und 25.000 K.

Durch diese Vorsichtung konnten 98 Prozent der Kandidaten aussortiert werden. Die verbleibenden 1.400 Lichtkurven wurden visuell durchgesehen. Dafür ist es sehr hilfreich, dass zwar nicht alle, aber zumindest viele ACV-Veränderliche außergewöhnliche und im „Zoo“ der veränderlichen Sterne praktisch einzigartige Lichtkurvenformen zeigen. Die folgenden Phänomene sind typisch für ACV-Veränderliche:

- (i) die Lichtkurven im g - und r -Band sind gegenphasig (d.h. das Maximum im g -Band fällt zusammen mit einem Minimum im r -Band),
- (ii) die Amplitude in r ist größer als in g und die Lichtkurven sind in Phase (Anmerkung: im Falle einer sinusförmigen Lichtkurve könnte auch ein Doppelstern mit „Reflection Effect“ vorliegen),
- (iii) die Lichtkurven in g und r sind nicht konsistent (d. h. sie zeigen unterschiedliche Formen),
- (iv) es tritt Algol-artige Bedeckungsveränderlichkeit mit zusätzlicher Rotationsvariabilität auf.

Ergebnisse

Mit Hilfe dieser Kriterien konnten Objekte wie Pulsationsveränderliche oder ellipsoide Veränderliche ausgeschlossen werden und wir identifizierten 86 neue vielversprechende ACV-Sternkandidaten in den ZTF-Daten. Diese wurden im Rahmen eines Studentenprojektes der Masaryk Universität (Brno, Tschechien) im Detail ausgewertet. Einige beispielhafte Lichtkurven sind in Abbildung 2 dargestellt.



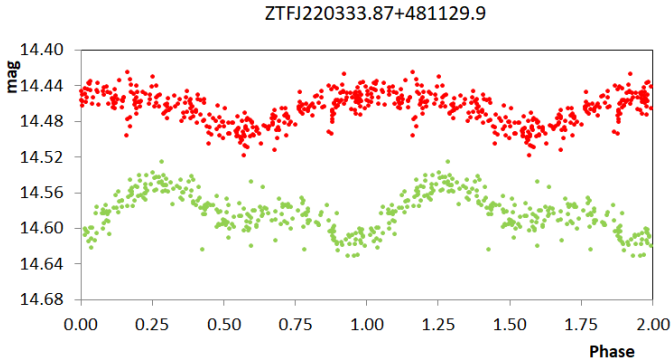


Abbildung 2: Auf die Rotationsperioden reduzierte Lichtkurven (r =rot, g =grün) der Objekte ZTFJ050755.19+495727.2 ($P = 3.62493$ d; Typ (ii): „Amplitude in r ist größer als in g und die Lichtkurven sind in Phase“); ZTFJ055527.76+152315.3 ($P = 15.387$ d; Typ (i): „Lichtkurven im g und r Band sind gegenphasig“) und ZTFJ220333.87+481129.9 ($P = 3.319$ d; Typ (iii): „Lichtkurven in g und r sind nicht konsistent“).

Für 15 Kandidaten waren Spektren aus dem Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope (LAMOST) Survey verfügbar (Zhao et al. 2012; Cui et al. 2012), die in allen Fällen bestätigen, dass es sich tatsächlich um klassische Ap-Sterne handelt, was die Effizienz des gewählten Ansatzes unterstreicht.

Auf der Grundlage unserer bisherigen Erfahrungen kommen wir zu dem Schluss, dass das ZTF Survey gut für die Suche nach ACV-Veränderlichen geeignet ist. Als nächstes möchten wir den verwendeten Suchalgorithmus verfeinern, um noch wesentlich mehr dieser Sterne in den ZTF-Daten und in anderen photometrischen Zeitseriendatenbanken zu entdecken.

Ziel ist die Identifikation und Detailanalyse von Spektren sowie Lichtkurven von möglichst vielen und statistisch repräsentativen ACV-Sternen, um sowohl über die Gruppe dieser Sterne insgesamt als auch über einzelne Objekte mit herausstechenden Eigenschaften zu lernen. Letzteres können etwa Objekte mit besonders kurzen oder langen Perioden, Mitglieder in Doppelsternsystemen oder mit speziellen chemischen Zusammensetzungen sein.

Referenzen:

Bellm, E. C. ; Kulkarni, S. R. ; Graham, M. J. et al. 2019, PASP, 131, 018002
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019PASP..131a8002B/abstract>

Bidelman, W. P., 1962, Astrophysical Journal, 135, 651
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1962ApJ...135..651B>

Chen, X.; Wang, S.; Deng, L. et al. 2020, ApJS, 249, 18
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2020ApJS..249...18C/abstract>

Cui, X.-Q.; Zhao, Y.-H.; Chu, Y.-Q. et al. 2012, Research in Astronomy and Astrophysics, 12, 1197
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2012RAA....12.1197C/abstract>

Faltová, N.; Kallová, K.; Prišegen, M.; Staněk, P.; Supíková, J.; Xia, C.; Bernhard, K.; Hümmerich, S.; Paunzen, E., 2021, A&A, 656, A125.
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2021A%26A...656A.125F>

Guthnick, P.; Prager, R., 1914, Veröff. Sternw. Berlin-Babelsberg, 1, 1.

Masci, F. J.; Laher, R. R.; Rusholme, B., et al. 2019, PASP, 131, 018003
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2019PASP..131a8003M/abstract>

Mauzy, A. C.; Pickering, E. C., 1897, Annals of Harvard College Observatory, 28, 1.
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1897AnHar..28....1M/>

Morgan, W. W., 1933, ApJ, 77, 330
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1933ApJ....77..330M>

Preston, G. W., 1974, Annual Rev. Astron. Astrophys., 12, 257
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1974ARA%2526A..12..257P>

Samus, N.N.; Kazarovets, E.V.; Durlevich O.V. et al.,
 General Catalogue of Variable Stars: Version GCVS 5.1,
 Astronomy Reports, 2017, 61, 1, 80-88
<https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2017ARep...61...80S/abstract>

Zhao, G.; Zhao, Y.-H.; Chu, Y.-Q. et al., Research in Astronomy and Astrophysics, 12, 723
<https://iopscience.iop.org/article/10.1088/1674-4527/12/7/002>

Danksagung: Die Autoren bedanken sich herzlich bei Prof. Ernst Paunzen und seinem Team für die Zusammenarbeit bei diesem Projekt.

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

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

Auswertung historischer Fotoplatten des Observatoriums Hoher Lists

V) Anmerkungen zu 60 Jahren Forschungsgeschichte an veränderlichen Sternen

Michael Geffert

Einleitung

Im Jahre 1952, also in diesem Jahr vor 70 Jahren, begannen Astronomen der Bonner Universität mit der wissenschaftlichen Untersuchung des Sternhimmels am Observatorium Hoher List. Die Verlagerung der astronomischen Beobachtung von Bonn in die Eifel war wegen der zunehmenden Lichtverschmutzung in der Bonner Innenstadt notwendig geworden.

Von Beginn an waren veränderliche Sterne Forschungsobjekte der Eifelsternwarte. Selbst heute, 10 Jahre nach Schließung des Observatoriums, werden immer noch Lichtkurven mittels Aufnahmen des Observatoriums Hoher List abgeleitet. In diesem Artikel sollen einige Aspekte der Arbeit an variablen Sternen angesprochen werden.



Abb. 1: Das Observatorium Hoher List um 1954 (Foto: Universität Bonn).

Das kleine Cassegrain-Teleskop

1952 startete der Bau der Sternwarte 1952 mit der Errichtung eines neuen 36-cm-Cassegrain-Teleskop und seiner Kuppel. Das Cassegrain-Teleskop war für lichtelektrische Fotometrie vorgesehen und besaß deswegen ein Öffnungsverhältnis von 1:20. Die lichtelektrische Fotometrie, die in dieser Zeit in der Astronomie populär wurde, führte zu einer deutlichen Genauigkeitssteigerung gegenüber Messungen mittels fotografischer Aufnahmen. Allerdings konnte man mit lichtelektrischer Fotometrie nur Einzelsterne beobachten. Erst die CCD-Technik ermöglichte die gleichzeitige Erfassung etlicher Sterne mit hoher Genauigkeit.

Herzstück des Fotometers am 36-cm-Cassegrain-Teleskop (Behr, 1951) war ein Photomultiplier, eine Elektronenröhre mit einer Kathode, aus der bei Einfall von Lichtteilchen Elektronen herausgeschlagen werden. Durch den Einfluss weiterer Elektroden (Dyoden) beschleunigen sich die Elektronen und schlagen beim Aufprall jeweils mehrere Elektronen aus jeder Elektrode. Wenn diese bei der Anode

ankommen, ist aus einem Lichtteilchen ein messbarer Strom geworden. Auf diese Weise kann man auch schwache Lichtsignale messen. Mit dem neuen Teleskop erfasste man die Helligkeit von Sternen bis zu 12 mag mit hoher Präzision ($\sigma = 0.01$ mag).

1953 starteten die ersten Messungen mit diesem neuen Teleskop durch Hans Schmidt und Karl Wilhelm Schrick. Erste Beobachtungsobjekte waren die kurzperiodischen Bedeckungsveränderlichen VW Cephei, W Ursa Majoris und 44 i Bootes. Wegen der Wetterbedingungen in der Eifel hatte man Sterne mit Perioden kleiner als 12 Stunden ausgesucht, um die Periode innerhalb einer Nacht aufzeichnen zu können. Die Messungen mit ausführlicher Diskussion wurden in drei Arbeiten in der Zeitschrift für Astrophysik (Schmidt & Schrick, 1957 und Literatur) veröffentlicht. Für den Stern VW Cephei deutete die Analyse der Daten schon damals auf eine gemeinsame Hülle der beiden Komponenten hin.

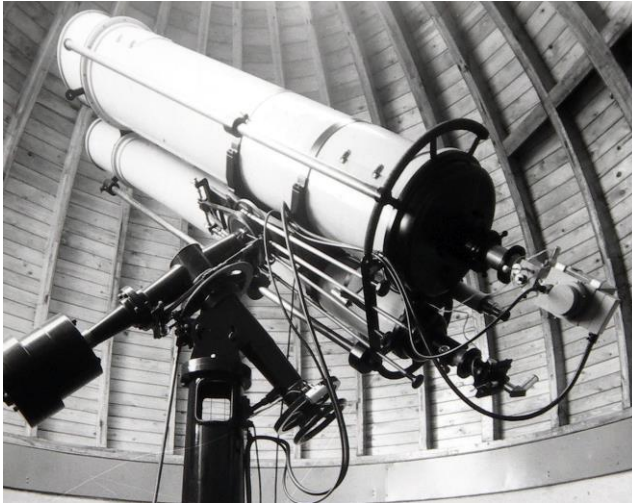


Abb. 2: Das 36 cm Cassegrain Teleskop am Hohen List (Foto: Universität Bonn)

Fotografische Messungen an veränderlichen Sternen

Mit Heinrich van Schewick kam im Jahre 1952 ein ausgewiesener Experte für veränderliche Sterne nach Bonn. Er hatte vorher etliche Jahre in Sonneberg gearbeitet und war mit der Messung veränderlicher Sterne auf Fotoplaten bestens vertraut. 1953 hat er noch in Bonn mit dem Zeiss Astrographen in 26 Nächten 70 Aufnahmen mit Objektivprisma u.a. von veränderlichen Sternen erstellt. Daneben bestimmte er etliche Lichtkurven solcher Sterne. Danach wurde der Astrograph in Bonn abgebaut und von H. Schmidt und K.W. Schrick im Jahre 1954 am Hohen List wieder aufgestellt und justiert. Die Beobachtungsergebnisse mit diesem alten Teleskop müssen aber wegen der unzureichenden Optik wohl unbefriedigend gewesen sein. Heinrich van Schewick wechselte nach 1954 in die Arbeitsgruppe Astrometrie und Sternhaufen.

Bald war klar, dass der Astrograph nur mit einem neuen Objektiv wissenschaftlich verwertbare Resultate von veränderlichen Sternen liefern konnte. Ein neues Objektiv, ein Sonnefeld-Vierlinser, konnte schließlich im Jahre 1969 in Betrieb genommen werden. Damit wurde es möglich, Serien von Aufnahmen herzustellen, um nach neuen veränderlichen Sternen zu suchen. Ein Schwerpunkt waren die veränderlichen Sterne

Objekt	AL2000 [h m s]	DE2000 [g m s]	Platten
NGC 225	00 43 13	+61 46 24	33
Perseus OB2	03 34 35	+32 20 30	80
Cyg OB 9	20 20 26	+39 25 12	45
Cyg T1	20 50 12	+44 04 12	105
NGC 7023	21 01 37	+68 09 48	39
Cyg OB2	21 43 38	+58 45 15	132
Lac OB1	22 39 27	+39 05 03	57

Tabelle 1: Astrographenplatten für die Suche nach veränderlichen Sternen

in Sternassoziationen (Schmidt & Giesekeing, 1977). Besonders der damalige Doktorrand und spätere Assistent Frank Giesekeing nahm für dieses Projekt unermüdlich Fotoplatten auf. Tabelle 1 gibt einen Überblick über Felder mit mehr als 30 fotografischen Aufnahmen. Dieses Material, das hier zum ersten Mal aufgelistet wird, stellt einen großen, bisher wenig bearbeiteten Fundus dar.



Abb. 3: Astrographenplatte (40' x 30' Ausschnitt) mit den offenen Sternhaufen NGC 133, NGC 146 und King 14

Mit der Schließung des Observatoriums Hoher List und dem Transport der Platten nach Bonn sind diese Platten wieder in das Bewusstsein der Astronomen gekommen.

Allerdings stellte sich bei den ersten Untersuchungen heraus, dass bei manchen Aufnahmen AGFA-Emulsionen verwendet worden waren. Während auf den Kodak-Platten fotometrische Genauigkeiten von 0.1 bis zu 0.2 mag erreicht wurden, ergab der entsprechende Wert für die AGFA-Platten nur 0.3 bis zu 0.4 mag. Abbildung 3 zeigt exemplarisch einen kleinen Ausschnitt einer Fotoplatte mit den drei Offenen Sternhaufen NGC 133, NGC 146 und King 14.

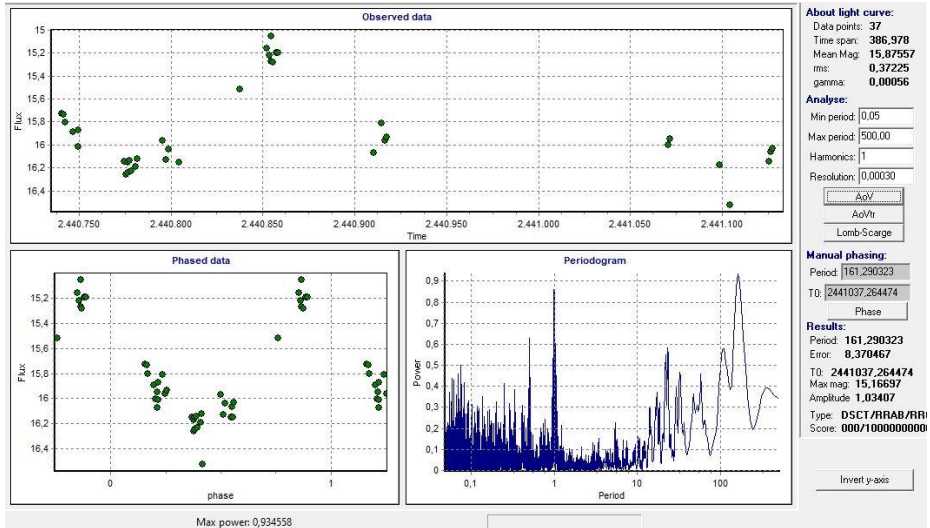


Abb. 4: Persea-Screenshot unserer Daten zu FR Cep

Seit einiger Zeit bemühen wir uns um eine Aufarbeitung des Plattenmaterials, um die historischen Daten der veränderlichen Sterne zu retten. In den Rundbriefen erschienen einige Ergebnisse unserer Bemühungen. Abbildung 4 zeigt als typisches Beispiel unsere Lichtkurve und die mit Persea (Maciejewski, 2017) ermittelte Phasenlichtkurve für den Stern FR Cephei. Man sieht, dass sich unsere 37 Messpunkte ungleichmäßig über ein Intervall von etwa einem Jahr verteilen. Bei einer solchen Verteilung von Messpunkten verbunden mit der moderaten Genauigkeit, sind langperiodische Veränderliche mit großen Amplituden die bevorzugten Targets für solche Untersuchungen.

Arbeiten mit dem großen Cassegrain-Teleskop

Die lichtelektrische Fotometrie mit ihrer überlegenen Genauigkeit kann nur mit Hilfe von Vergleichssterne ihre volle Qualität erreichen. Veränderungen in der Atmosphäre sind im Eifelklima keine Seltenheit und würden sonst die Messwerte verfälschen. In früherer Zeit hat man bei den Beobachtungen immer abwechselnd den Veränderlichen und den Vergleichssterne (und den Himmel) gemessen. Diesem Verlust an Beobachtungszeit begegnete man mit dem Bau eines Zweikanalfotometers für das im Jahre 1966 neu installierte 1.06-m-Cassegrain-Teleskop (Geyer & Hoffmann, 1974). Hier wurden zwei unabhängige Fotometer, mit denen man den veränderlichen Stern

und den Vergleichsstern simultan beobachten konnte, in einem Instrument vereint. Die Werkstatt des Observatoriums und die Einbindung eines Studenten der Universität Bonn stellten eine optimale Umgebung für die Entwicklung eines solchen Zusatzgerätes dar. Die Idee zu diesem Instrument hatte Prof. Geyer, der mit der hauseigenen Werkstatt das Gerät konzipierte und einen Studenten (Martin Hoffmann) fand, der das Gerät im Rahmen seiner Diplomarbeit intensiv analysierte und in seiner Doktorarbeit für die Untersuchung des Sterns W UMa verwendete. Das Gerät wurde ab dieser Zeit nicht nur am Hohen List intensiv genutzt, sondern es wurde auch ein zweites entsprechendes Gerät gebaut und als Zusatzgerät an die Europäische Südsternwarte geliefert.

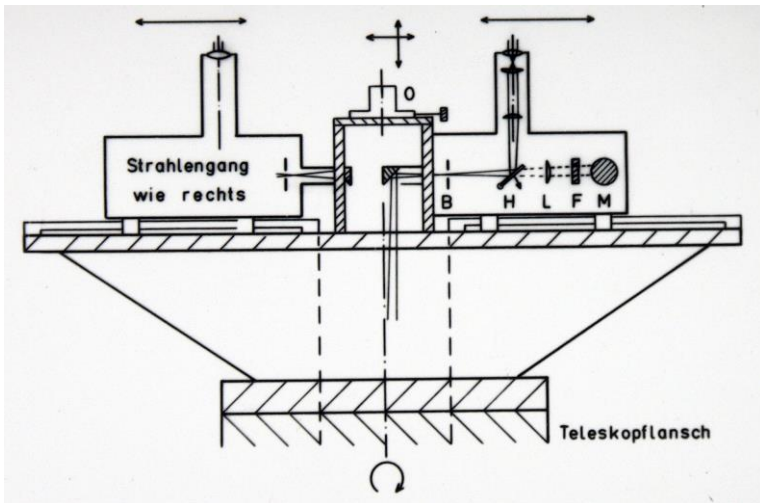


Abbildung 5: Schematische Zeichnung des Zweikanalfotometers
(Grafik, Universität Bonn)

Die Zeit von 1970 bis 1985 war sicher die Blütezeit für die Untersuchung veränderlicher Sterne mit Messungen am Observatorium. Neben den Professoren E.H. Geyer und W. Seggewiss waren es H. Dürbeck, W. Gieren, F. Giesecking und M. Hoffmann, die mit den Cassegrain-Teleskopen lichtelektrische Messungen an veränderlichen Sternen durchführten und die Messungen teilweise noch mit spektroskopischen Aufnahmen ergänzten. Die Jahresberichte und der ADS-Server listen eine Vielzahl an Publikationen aus dieser Zeit auf. Mit dem Einsatz der CCD-Kameras standen nach 1990 mehr andere Forschungsprojekte im Vordergrund, außer dass Oliver Cordes im Rahmen seiner Zusammenarbeit u.a. mit den Bamberger Kollegen noch die Veränderlichkeit von Subdwarfs untersuchte.

Schlussbemerkungen

Siebzig Jahre nach der Inbetriebnahme des Observatoriums Hoher List soll in diesem Artikel kurz daran erinnert werden, dass die Untersuchung veränderlicher Sterne über viele Jahre eines der Hauptarbeitsgebiete der Eifelsternwarte war. In den letzten

Jahren des Betriebes konnten sogar Studierende und Schülerinnen und Schüler in die Arbeit einbezogen werden. Das spektakulärste Projekt war 1998 die Beteiligung mit einer Studentenarbeitsgruppe an der internationalen Überwachung von 3C 390.3, eines prominenten BL-Lac-Objekts (Dietrich et al. 1998). Daneben konnte durch den Einsatz handelsüblicher CCD-Kameras die Beobachtung und Auswertung durch Praktikantinnen und Praktikanten aus den Schulen im großen Stil durchgeführt werden.

Angesichts der Expertise, der geeigneten Instrumentierung und der großen didaktischen Erfahrung bei Grundschulprojekten, über Schülerpraktika bis zu Studentenpraktika muss die Schließung des Observatoriums vor zehn Jahren angesichts des Mangels an MINT-Nachwuchses heute wohl als vertane Chance angesehen werden. Experten bezeichnen die Astronomie gerne auch als „Einstiegsdroge“ für Heranwachsende. Gerade die variablen Sterne sind geeignete Objekte, um Jugendliche an astronomisches und damit wissenschaftliches Arbeiten heranzuführen. Die historischen Aufnahmen hätte man sinnvoll durch aktuelle Beobachtungen ergänzen können. Durch Einbeziehen der Vereinigung der Sternfreunde (VdS) und der BAV bestand (und besteht auch heute noch) die Möglichkeit, sich zusätzlich bei der Betreuung von Jugendlichen Hilfe zu holen und mit den dort vorhandenen reichen Erfahrungen gemeinsame Projekte zu planen.

Danksagung

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

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

Literatur

- Becker F., 1955, MitAG 6, 51
 Behr A., 1951, ZfA 28, 254
 Dietrich M., et al. 1998, ApJS 115, 185
 Geyer E.H., Hoffmann M., 1974, MitAG 35, 209
 Maciejewski, G., 2017, PerSea 2.7 - period search for Windows
 Schmidt H., Giesecking F., 1977, „Veränderliche Sterne in Sternassoziationen“, Forschungsbericht des Landes Nordrhein-Westfalen, Westdeutscher Verlag
 Leverkusen, NR. 2654
 Schmidt H., Schrick K.W., 1957, ZfA 43, 165

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

Die Supernova 2021aefx oder wie weit ist die *Spanische Tänzerin* wirklich entfernt?

Matthias Kolb

Abstract: *The difference to the galaxy NGC 1566 (“The Spanish Dancer”) in Doradus has been estimated over the last decades with high scatter: Data range from 5.5 to 21.3 Mpc (17.9-69.5 Mly). Most recent data from 2020 show 14.9 +/-1 Mpc using the TRGB method. The bright supernova Ia which appeared November 2021 offers fortunately an opportunity for an independent estimation. Based on photometric measurements using a remote telescope in Namibia with green RGB filter (no V filter was available) I estimated the difference to be 16.5 Mpc with an estimated error of 2.3 Mpc.*

Die Galaxie NGC 1566

Die schöne Spiralgalaxie NGC 1566 im südlichen Sternbild Doradus wird manchmal auch die *Spanische Tänzerin* genannt. Es handelt sich um eine Balken-Spiralgalaxie vom Typ SAB(s)bc mit einer ungefähren Masse von 14 Milliarden Sonnen. Im Zentrum sitzt ein riesiges Schwarzes Loch mit einer geschätzten Masse von 13 Millionen Sonnenmassen (Quelle: Wikipedia), die Galaxie gehört damit zu den Seyfert-Galaxien mit einem aktiven galaktischen Kern (AGN). NGC 1566 ist eine der hellsten Seyfert-Galaxien überhaupt. Aber wie weit entfernt ist sie denn von uns?

Interessant ist, dass die bisherigen Entfernungsbestimmungen einen deutlichen Spielraum aufweisen: Zumeist mit Hilfe der Tully-Fisher-Relation, die einen Zusammenhang zwischen der absoluten Flächenhelligkeit und der Geschwindigkeitsdispersion von Galaxien darstellt, wurden Entfernungen zwischen 17.9 und 69.5 Millionen Lichtjahren bestimmt, teilweise mit großen Unsicherheiten.

Abbildung 1 zeigt die Daten aus der NASA/IPAC EXTRAGALACTIC DATABASE sowie den dort noch nicht enthaltenen Wert von Tikhonov (2020), der bei 14.88 Mpc, also 48.53 Mly mit einem Fehler von +/- 1Mpc liegt und mit der photometrischen TRGB-Methode ermittelt wurde (schwarzer Punkt im Jahr 2020).

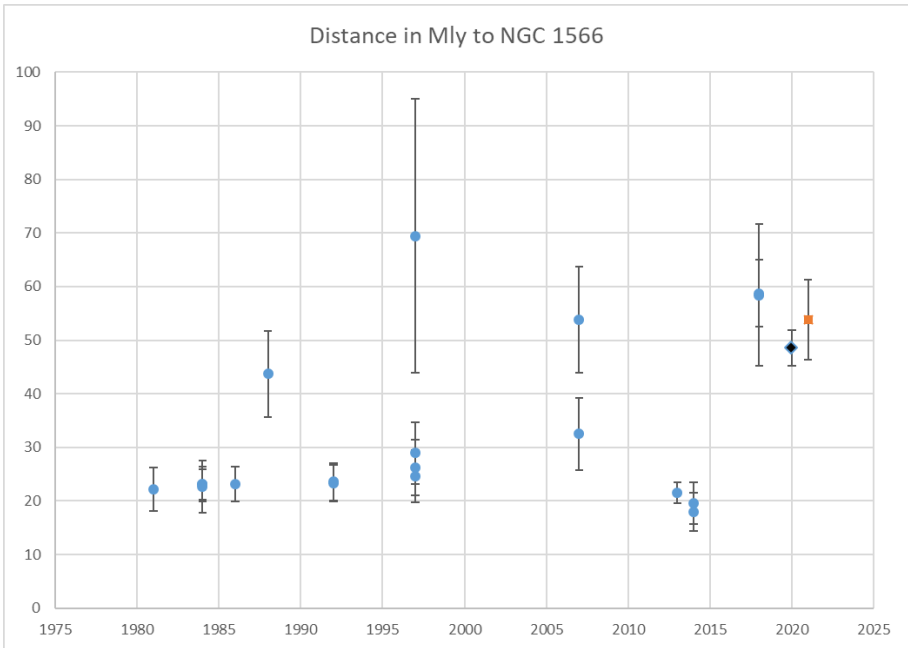


Abbildung 1: Abstandsmessungen der Galaxie NGC 1566. Quelle: NASA/IPAC (blau), Thikonov (2020, schwarz), diese Arbeit (rot)

Die Supernova SN 2021aefx

Am 11. November 2021 ist in dieser Galaxie eine Supernova aufgeleuchtet, die spektroskopisch rasch als Typ Ia klassifiziert wurde. Solche Supernovae zeigen keine Wasserstofflinien und entstehen durch die komplette Zerstörung eines Weißen Zwerges im Rahmen einer thermonuklearen Kettenreaktion (Thermo Nuclear Runaway). Der überwiegend aus Kohlenstoff und Sauerstoff bestehende Weiße Zwerg wird durch Massenzufuhr von einem Begleitstern oder Verschmelzung mit einem anderen Weißen Zwerg schwerer als die Chandrasekhar-Grenze instabil und beginnt zu kollabieren. Durch die Dichte- und Temperaturerhöhung verschmelzen die C- und O-Kerne und die freiwerdende Energie zerfetzt den Sternrest. Es bilden sich große Mengen an radioaktivem Nickel 56, das mit einer Halbwertszeit (HWZ) von 6,1 Tagen zu Cobalt 56 und dieses wiederum mit einer HWZ von 77,3 Tagen zu Eisen 56 zerfällt. Diese Zerfallsprozesse setzen wiederum harte Gammastrahlung frei, die aber die explodierende Wolke nicht durchdringen kann und thermalisiert, also durch Streuvorgänge an den Kernen und Elektronen in ihre Energie pro Lichtteilchen verringert wird. Daher werden solche Supernovae besonders im sichtbaren Lichtbereich sehr hell und können über große Entfernungen beobachtet werden.

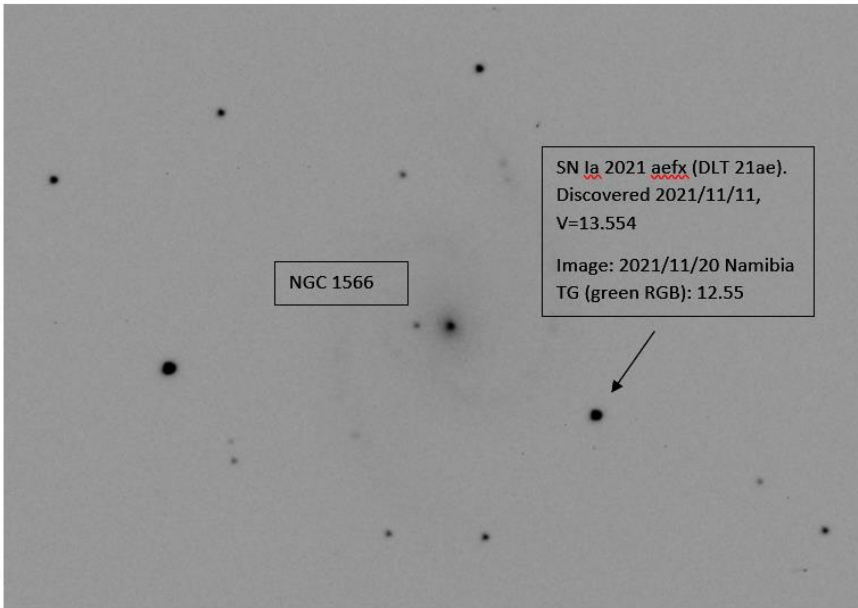


Abbildung 2: Supernova 2021aefx in der Galaxie NGC 1566. Aufgenommen mit 20" /3420 mm, Namibia. Nur 3 x 15 Sekunden belichtet, um keine Sättigung zu erreichen.

Der Clou an der Sache ist, dass man die absolute Magnitude M , ein Maß für die Leuchtkraft eines Sterns oder eben der Supernova, aus den Lichtkurven abschätzen kann. 1993 veröffentlichte M.M. Phillips eine erste, lineare Gleichung, die einen Zusammenhang zwischen dem Abfall der Helligkeit der Lichtkurve 15 Tage nach dem Maximum (Δm_{15}) im blauen Band (Johnson Blue) und der absoluten Magnitude M in den verschiedenen Filterbändern herstellt. Für die verwendeten Abkürzungen siehe das kleine Glossar am Ende.

Dabei zeigte sich: Je größer die Leuchtkraft der Supernova Ia, desto langsamer klingt die Lichtkurve in den ersten 15 Tagen ab.

Aber wie immer steckt der Teufel im Detail: Detailliertere Studien haben dazu geführt, dass Phillips die Linearität dieser Beziehung aufgeben musste. Die Gruppe um Adam Riess (2007) hat noch weitere Galaxien analysiert und 2009 die sog. MLCS2K2-Formel vorgestellt. Weitere Untersuchungen mit anderen Galaxiengruppen folgten. Dabei werden komplexe Modellierungen verwendet, die die Lichtkurven in allen Bändern auswerten. Die Bedeutung dieser Arbeiten liegt in der Möglichkeit, aus der Bestimmung der absoluten Helligkeit einer Supernova den Abstand zu sehr fernen Galaxien zu berechnen und mit der zusätzlichen Bestimmung der Geschwindigkeit, mit der sich diese Galaxien von uns entfernen (Dopplerverschiebung), die Hubble-Konstante zu ermitteln.

Gemeinsam ist den verschiedenen Ansätzen immer:

- Je höher die Leuchtkraft, desto langsamer der Abfall der gemessenen Helligkeit (Lichtkurven) nach dem Maximum.
- Der Abfall der Lichtkurven ist im blauen Band stärker als im V Band, d.h. der B-V Wert steigt nach dem Maximum mit der Zeit an, bevor er etwa 30 Tage später wieder abfällt.
- Für kleine $\Delta m_{15 (b)}$ flachen die M gegen $\Delta m_{15 (B)}$ -Kurven deutlich ab.
- Die Kurven werden generell flacher, wenn man vom blauen in Richtung der IR Bänder geht. Dort sind sie nahezu horizontal, die absolute Leuchtkraft ist dort also für alle Supernova Ia fast gleich.

Man sieht das alles sehr schön in den Abbildungen des Review Artikels von Jha (2019), insbesondere Abbildung 3, die ich hier leider ohne Copyright nicht abdrucken kann. Es gibt allerdings auch Supernovae Ia, die sich nicht in diese Relationen einfügen. Diese können durch Analyse der Spektren identifiziert werden.

Misst man nun die scheinbare Helligkeit des Maximums m_V und schätzt die absolute Helligkeit M_V mittels der „Phillips-Relationen“, kann man aus beiden Werten das Entfernungsmodul

$$(1) \quad DM = m - M$$

ermitteln. Mit dem Entfernungsmodul berechnet man dann die Entfernung D nach der bekannten Gleichung:

$$(2) \quad D = 10^{(DM-A)/5+1} \text{ in parsec (pc)}$$

Dabei berücksichtigt der zusätzliche Parameter A die Absorption der Strahlung durch interstellaren Staub in der Milchstraße in Richtung zur Galaxie oder intergalaktischen Staub. Für die Milchstraße sind Werte z.B. aus der Datenbank der NASA/IPAC zu ermitteln, die aus spektroskopischen Untersuchungen stammen.

Auswertung der Lichtkurve und Abschätzung der Entfernung

Abbildung 3 zeigt die Lichtkurve im grünen Filter, aufgenommen zwischen dem 20.11.2021 und dem 16.12.2021 mittels eines Remote-Teleskopes in Namibia. Leider verfügte das Teleskop über keinen V-Band-Filter, aber die Kurve im grünen RGB-Filterband sollte nicht dramatisch davon abweichen. Das sieht man z.B. daran, dass ein Referenzstern vermessen wurde, dessen Helligkeiten sich vom Literaturwert des V-Bandes um weniger als 0,1 Magnituden unterscheiden.

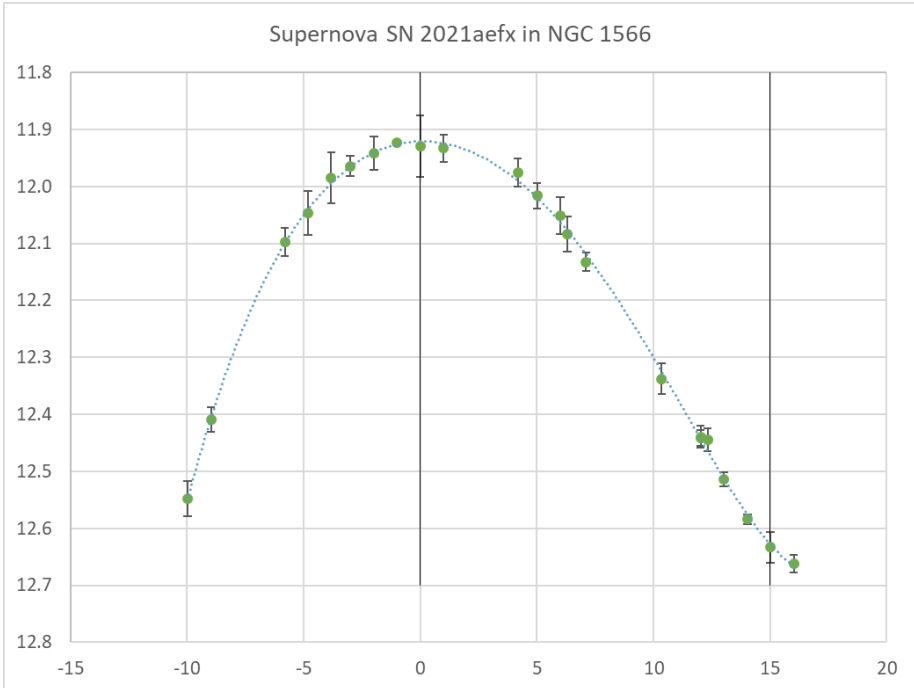


Abbildung 3: Lichtkurve der Supernova um das Maximum (Grünfilter). JD für $x=0$: 2459549.275

Eine Interpolation mittels eines Polynoms 4. Grades wurde genutzt, um das Maximum der scheinbaren Helligkeit sowie den Abfall in den ersten 15 Tagen zu ermitteln. Die Werte sind:

$$M = 11,91 \text{ mag}, \quad \Delta m_{15(G)} \sim 0,8 \text{ mag}$$

Nun kann man nicht einfach $\Delta m_{15(G)}$ in die Phillips-Relation statt $\Delta m_{15(B)}$ einsetzen. Leider habe ich um das Maximum keine durchgehende Lichtkurve mit Blaufilter aufgenommen. Abbildung 4 zeigt das instrumentelle B-G (als Näherung zum „richtigen“ B-V) über einen längeren Zeitraum. Wie oben gesagt, wachsen sind die B-G-Werte nach dem Maximum der Lichtkurve an: Der Wert um den 15. Tag nach Maximum liegt in meinen Messungen bei etwa 0,5-0,6 – einige Tage vor Maximum war er etwa 0,1. Der Anstieg setzt sich fort bis zu einem Maximum von etwa 1.3 etwa 30 Tage nach Maximum. Burns et. al (2013) haben eine Relation zwischen dem Zeitpunkt des B-V-Maximums gegen $\Delta m_{15(B)}$ ermittelt. Demnach entspricht ein Intervall von etwa 30 Tagen einem $\Delta m_{15(B)}$ von 1-1.1 mag.

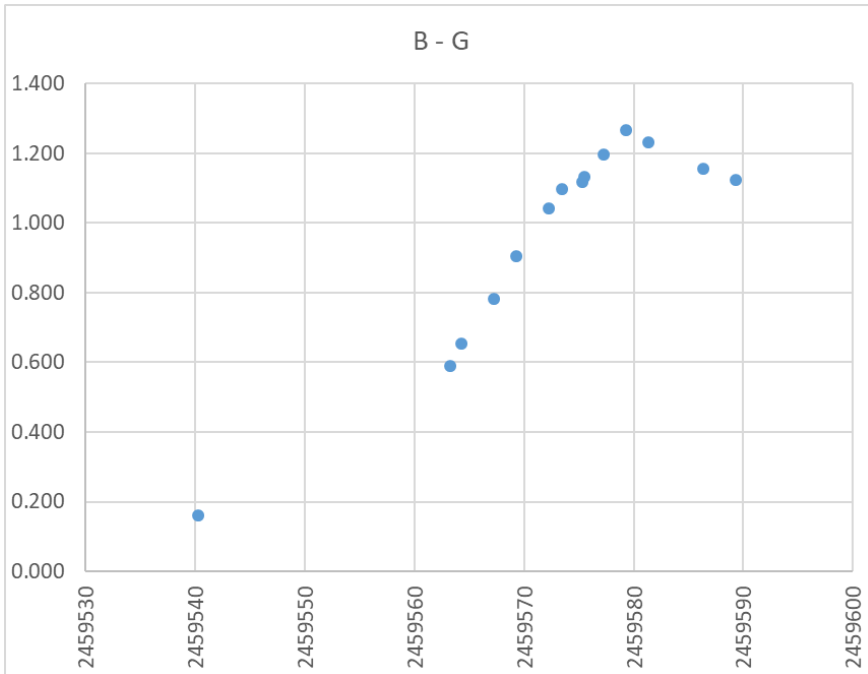


Abbildung 4: Verlauf B-V über die Zeit

Da auch die zeitliche Entwicklung B-G nicht identisch zum „echten „B-V“ sein muss, kann man das echte $\Delta m_{15(B)}$ nur abschätzen im Bereich von etwa 1,0-1,3 mag. Schaut man sich die Abbildung 3 in der Arbeit von Jha (2019) an, sieht man, dass in diesem Bereich die absoluten Magnituden der Supernovae zwischen -19,0 und -19,4 mag liegen, mit leicht abfallendem Trend. Ich habe für die Entfernungsbestimmung den Wert von

$$M_V = -19,2 \text{ mag} \pm 0,2 \text{ mag}$$

gewählt.

Damit ergibt sich für

$$DM = m_V - M_V = 31,1 \text{ mag.}$$

Als letzte Größe fehlt noch die Abschätzung der Absorption. Dazu kann man im Internet ebenfalls bei NASA/IPAC nachsehen und bekommt Werte für zwei Methoden, die sich aber nur unwesentlich unterscheiden: 0,0242 und 0,0281 mag. Die bereits zitierte Arbeit von Tikhonov gibt einen Wert von 0,014 mag an. Die Unterschiede sind allemal kleiner

als der Fehler hinsichtlich der Messung der scheinbaren Magnitude m (siehe unten) und können daher vernachlässigt werden. Ich nehme den Wert 0,0242 mag.

Es ergibt sich somit der folgende Wert für die Entfernung der Supernova:

$$D_{\text{SN}} = 10^{(31,134/5+1)} = 16,5 \text{ Mpc}$$

Jetzt muss man noch den Fehler abschätzen: Die Unsicherheit der Messung von m hat mehrere Komponenten, am wichtigsten sind:

- Die Verwendung eines grünen RGB- statt eines V-Band-Filters sowie die Wahl der Vergleichssterne verfälschen den Wert von m_V leicht.
- Der Fehler in der Abschätzung von M_V aus der Phillips-Relation oder anderen Verfahren.

Der erste Fehler dürfte nicht mehr als 0,1 Magnituden betragen, das zeigt der Wert des Referenzsternes, aber auch der Vergleich meiner Daten mit einigen V-Band-Messungen anderer Beobachter sowie meine Erfahrungen mit anderen Sternen. Hinsichtlich des Fehlers bei der Abschätzung von M_V hatte ich ja mit +/- 0,2 mag angesetzt. Daraus ergibt sich dann ein Gesamtfehler des Entfernungsmoduls von etwa

$$\Delta DM = 0,3 \text{ mag}$$

Den resultierenden Fehler der Entfernung D zur Supernova kann man durch eine lineare Näherung abschätzen:

$$(3) \Delta D = 1/5 \cdot \ln(10) \cdot 10^{(DM-A)/5+1} \cdot \Delta DM = 0,461 \cdot D \cdot \Delta DM$$

Man sieht, dass der absolute Fehler der Entfernung nicht nur proportional dem Fehler in DM ist, sondern mit DM und damit der Entfernung selbst anwächst. Bei großer Entfernung wirkt sich also ein kleiner absoluter Fehler in ΔDM stärker aus. Damit ergibt sich für den Gesamtfehler der Abstandsmessung:

$$\Delta D_{\text{SN}} = +/- 2,3 \text{ Mpc}$$

Somit erhält man als grobe Abschätzung der Entfernung:

$$D = 16,5 +/- 2,3 \text{ Mpc} = 53,8 +/- 7,5 \text{ Millionen Lichtjahre.}$$

Der rote Punkt in Abbildung 1 zeigt die ermittelte Entfernung samt der Fehlerbalken, in ordentlicher Übereinstimmung mit den letzten publizierten Entfernungsbestimmungen. Abbildung 5 schließlich zeigt die Lichtkurven in R, G, B und Luminanz, soweit ich sie aufgenommen habe, bis zum 4. Januar 2022. Man sieht die beschriebenen Effekte aber

auch die Schulter im roten Filter (die im IR sogar ein zweites Maximum zeigen würde), hervorgerufen durch eine Änderung der Oxidationsstufen der Elemente der Eisengruppe, die zu einer Verschiebung der Emission in Richtung IR führt.

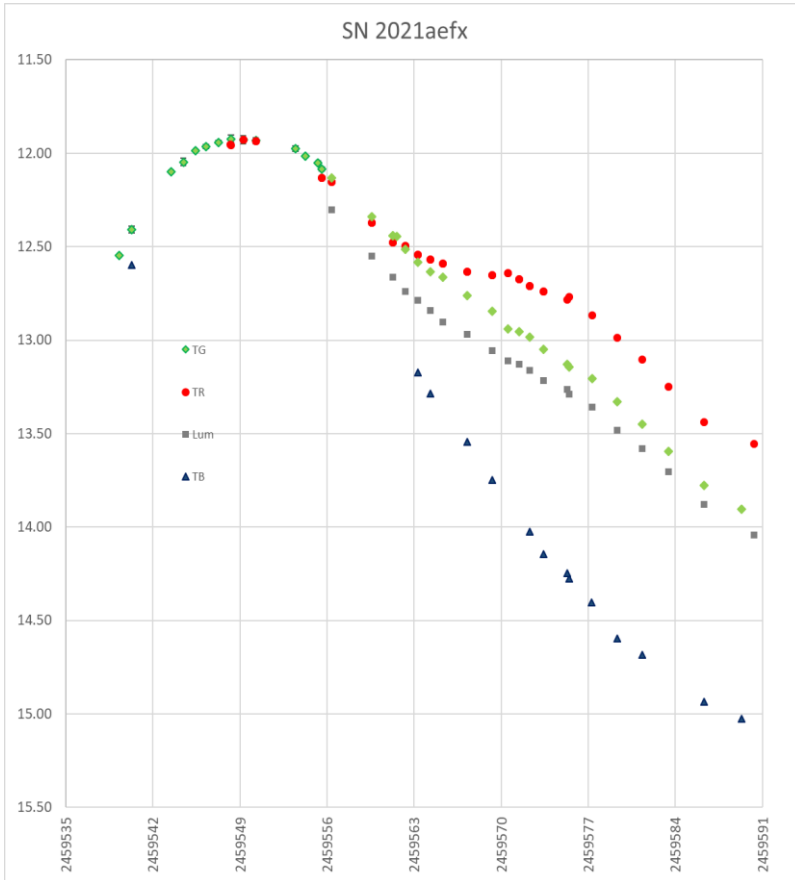


Abbildung 5: Lichtkurve in RGB und Luminanz vom 24.11.2021 bis 4.1.2022

Ich kann also die Ausgangsfrage auch nicht sicher beantworten. Aber bestimmt werden sich auch die Profiastronomen mit ihren ausgefuchstesten Methoden mit dieser Supernova beschäftigen. Mal sehen, welche Entfernung die *Spanische Tänzerin* dann wirklich hat.

Technische Details:

„Ich“ habe die Aufnahmen mit einem Remote-Teleskop auf der Hacos-Farm in Namibia gemacht: 20 Zoll AG Optical iDK, fokale Länge 3420 mm, Planewave L-500 mount.

Kamera FLI Proline 16803 CCD mit Rotator. Belichtungszeiten zwischen 12 und 18 Sekunden. Für G und B wurden zumeist drei Bilder gestackt, bei L und R Einzelaufnahmen.

Ich habe die Plattform Remonte Skygems Observatories genutzt: www.skygems-observatories.com.

Man kann dort verschiedene Teleskope in Namibia und Spanien benutzen. Bedingt durch die kurzen Belichtungszeiten fanden sich immer Zeitfenster für die Aufnahmen, außer natürlich bei Wolken, was in Namibia um diese Jahreszeit durchaus vorkommt. Die ganze Abarbeitung von der Eingabe der Anforderung bis zum Herunterladen der Fits-Dateien ist sehr einfach und übersichtlich.

Natürlich kosten Remote-Aufnahmen Geld, bei kurzen Belichtungszeiten hält sich das aber im Rahmen meines persönlichen Budgets. Man braucht bei Skygems kein Abo abzuschließen, sondern kauft sich im Voraus Punkte, die man dann beliebig nutzen kann. Die Anzahl Punkte / Belichtungszeit hängt vom Teleskop, aber auch vom Mondstand ab.

Natürlich gibt es auch andere Anbieter, die ich aber bisher nicht ausprobiert habe.

Literatur / Links:

Datenbank der Galaxien: <https://ned.ipac.caltech.edu/>

Datenbank für die Staubabsorptionswerte:

<https://irsa.ipac.caltech.edu/applications/DUST/>

N.A. Tikhonov, O.A. Galazutdinova, Astrophysical bulletin Vol **75**, Issue 4, 384 (2020) oder arXiv:2009.04090v2

M.M. Phillips, Astronomical Journal Letters, Band **413**, S L.105 (1993)

M.M. Phillips et. Al., The Astronomical Journal, **118**:1766-1776 (1999)

S. Jha, A. Riess, R. Kirsner, The Astrophysical Journal, Volume **659**, Number 1 (2007)

S. Jha, K. Maguire, M. Sullivan, arXiv:1908.02303V1 (2019) – insbesondere Abb. 3 dort heraus:

C.R. Burns et. al., Astrophys. J. **789**, 32 (2014)

C.R. Burns et. al., Astrophys. J. **859**, 56 (2018)

Glossar:

m_V = Gemessene Helligkeit im V-Band (oder einem anderen, dann g,b,B,... als Index)

M_V = Absolute Magnitude = Helligkeit, die an in 10pc Entfernung zur Lichtquelle messen würde

Δm_{15} = Abfall der gemessenen Helligkeit in den ersten 15 Tagen nach Maximum der Lichtkurve

A = Maß für Abschwächung der Helligkeit durch inter- und intra-galaktischen Staub

DM = Entfernungsmodul m-M

D = Entfernung zur Lichtquelle in Megaparsec (Mpc) oder Millionen Lichtjahre (Mly)

ΔD = Fehlerabschätzung für D, analog DM

Parsec = Maß für die Entfernung, Abk. pc. 1 pc = 3,26 Lichtjahre (ly)

Die Supernova SN 2022hrs in NGC 4647

Klaus Wenzel

Abstract: *On April 16, 2022, Koichi Itagaki discovered a new supernova (SN 2022hrs - Typ Ia) in the galaxy NGC 4647 (northwest of the great galaxy M 60). The lightcurve published here, is based on observations (CCD and vis) in my Roof-Observatory in Wenigumstadt.*

Entdeckung und Klassifizierung

Wie so oft, entdeckte auch diese Supernova der japanische Spezialist Koichi Itagaki mit einem 50-cm-Spiegelteleskop (f/6). Die Entdeckung gelang ihm am 16.4.2022, bei Überwachungsaufnahmen im Virgo-Galaxienhaufen, im südöstlichen Bereich der Spiralgalaxie NGC 4647, im direkten Umfeld der hellen elliptischen Galaxie Messier 60 [1]. Bei ersten Spektralbeobachtungen, wenige Stunden nach der Entdeckung, konnte der Italiener Claudio Balcon das zunächst nur 15 mag helle Objekt als Supernova (SN 2022hrs) vom Typ Ia mit einer Rotverschiebung von $z = 0,0047$ bestätigen [2].

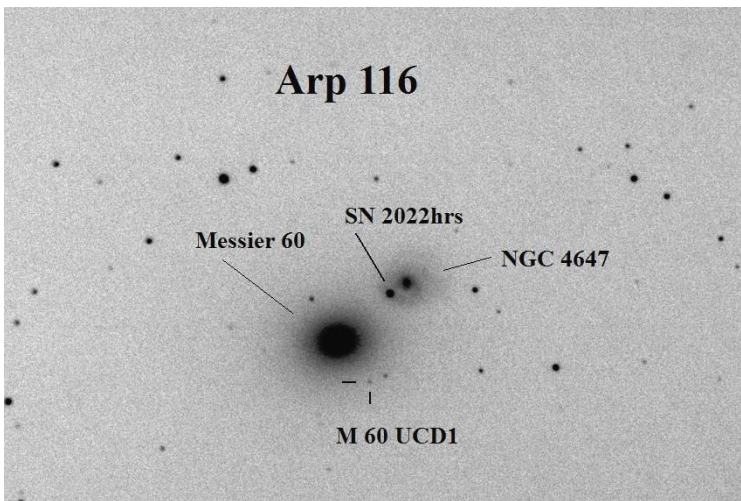


Abb. 1: SN 2022hrs mit einer Helligkeit von 12,5 mag, nahe der Maximalhelligkeit. Südlich von M 60 befindet sich die unten beschriebene "Ultrakompakte Zwerggalaxie" M 60 UCD1.

Das kosmische Umfeld

Die Position der Supernova liegt in einem Spiralarm der Galaxie NGC 4647, etwa 41" südöstlich des Zentrums der Galaxie. NGC 4647 bildet zusammen mit M 60 das Galaxienpaar Arp 116. M 60 wurde bereits am 11.4.1779 von Johann Gottfried Köhler entdeckt, während NGC 4647 erst 5 Jahre später, am 15.3.1784 von Wilhelm Herschel erstmals gesehen wurde. Ob beide Galaxien tatsächlich miteinander assoziiert sind, ist

jedoch unklar, da keine klaren Wechselwirkungserscheinungen erkennbar sind und beide Objekte auch etwas unterschiedliche Rotverschiebungen aufweisen.

Ein weiteres, sehr interessantes Objekt befindet sich 90" südlich des Zentrums von M 60. Es ist die erst Anfang des Jahrtausends entdeckte Ultrakompakte Zwerggalaxie (UCD - ultra compact dwarf) M60 UCD1. Dieses zunächst für einen Stern gehaltene Objekt entpuppt sich als wahres Monster. Die Gesamtmasse des Zwerges liegt bei etwa 140 Millionen Sonnenmassen, bei einem Durchmesser von nur etwa 160 Lichtjahren. Im Zentrum befindet sich ein Schwarzes Loch mit etwa 20 Millionen Sonnenmassen. Man vermutet, dass dies der Überrest (Kernregion) einer Galaxie ist, welche die Mehrzahl ihrer Sterne bei einer nahen Begegnung mit M 60 verloren hat. Übrig blieb mehr oder weniger nur die Zentralregion, vergleichbar mit einem riesigen Kugelhaufen. Ein ähnliches Objekt unserer Milchstraße ist übrigens der Kugelsternhaufen Omega Centauri.

Die Lichtkurve von SN 2022hrs

Am 19.3.2022, also drei Tage nach der Entdeckung von Itagaki, konnte ich die Supernova erstmals beobachten. Zunächst schätzte ich die Helligkeit visuell (12,5-Zoll-Newton, 20:00 UT) auf 13,8 mag, was ich um 20:36 UT mit einer CCD-Beobachtung (8,3-Zoll-Newton) mit 13,75 mag bestätigen konnte. Bei weiteren digitalen und visuellen Beobachtungen in den folgenden Nächten, durfte ich dann einen kontinuierlichen Helligkeitsanstieg bis 12,4 mag (27.4.) beobachten. Ab dem 2.5.2022 setzte dann wieder ein Rückgang der Helligkeit ein.

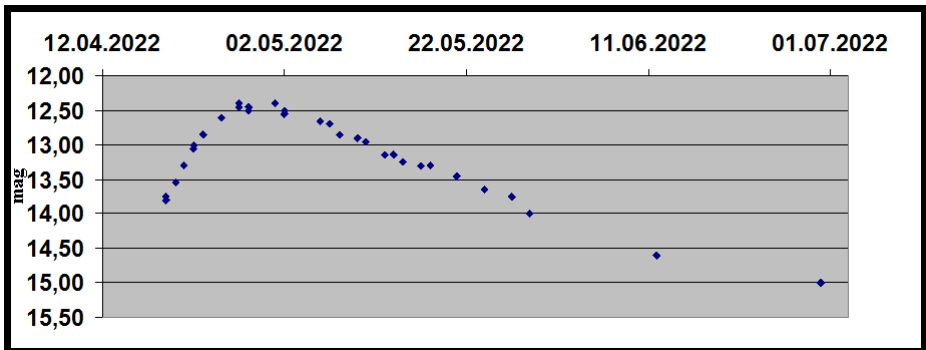


Abb. 2: Lichtkurve nach visuellen (12,5-Zoll-Newton) und CCD-Beobachtungen (6-Zoll- sowie 8,3-Zoll-Newton) in meiner Dachsternwarte in Wenigumstadt. Das Maximum dürfte bei etwa 12,4 mag zwischen dem 27.4. und dem 1.5.2022 zu finden sein.

Literatur:

- [1] Latest Supernovae - www.rochesterastronomy.org
- [2] <https://www.wis-tns.org/object/2022hrs>

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

Lichtkurve von S5 0716+71 August 2021 bis April 2022

Klaus Wenzel

Abstract: *This lightcurve from the BL-Lacertae Object S5 0716+71 from Aug. 2021 to April 2022 based on visual (12"5 f 4,8 Newton) and CCD observations (6" f6 and 8"3 f 3,9 Newton) made from my Roof-Observatory in Großostheim-Wenigumstadt.*

In der Beobachtungssaison 2021-2022 beschränkten sich die Aktivitäten des Blazars fast ausschließlich auf den Bereich zwischen der 13. und 14. Größenklasse. Maximalwerte von 13 mag konnte ich Ende September bis Anfang Oktober 2021 beobachten und den niedrigsten Wert notierte ich mit 14,5 mag am 24.1.2022.

Zunächst schwankte das etwa 3 Milliarden Lichtjahre entfernte BL-Lacertae-Objekt auf relativ hohem Niveau zwischen 13 und 13,5 mag, ab November 2021 ging dann die Aktivität deutlich zurück und die Schwankungen bewegten sich nur noch zwischen 13,5 und 14 mag. Mitte Februar begann dann die Helligkeit kontinuierlich anzusteigen und erreichte schließlich am 7.3.2022 ein Maximum bei 13,1 mag. Danach fiel die Helligkeit bis zum Ende der Beobachtungssaison Ende März wieder gleichmäßig ab.

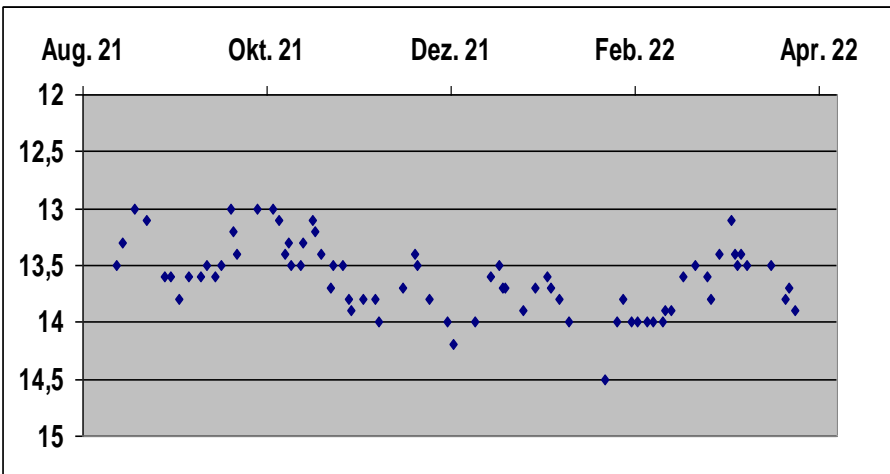


Abb. 1: Lichtkurve von S5 0716+71 nach Beobachtungen von August 2021 bis April 2022 (visuell mit 12,5-Zoll-Newton f/4,8 und digital in CV mit 8,3-Zoll- und 6-Zoll-Newton, f/3,9 und f/6) in meiner Dachsternwarte in Großostheim-Wenigumstadt

Johnson B-V und Gaia $G_{BP-G_{RP}}$ Eine kurze Erklärung

Ulrich Bastian

Abstract: *I give a short explanation of what the Gaia photometric bands G, G_{BP} and G_{RP} mean, and how they relate to Johnson photometric bands*

Einleitung

Ich bin gefragt worden, was ein Farbindex $G_{BP-G_{RP}}$ bedeutet, und wie er mit dem gewohnten B-V zusammenhängt. Da G-Helligkeiten und die Farbe $G_{BP-G_{RP}}$ in Zukunft mit zunehmender Häufigkeit in der Literatur auftauchen werden, ist eine kurze Erklärung an dieser Stelle vielleicht angebracht.

Kurze Erläuterung

Das Gaia-Observatorium der ESA misst neben Positionen, Eigenbewegungen und Parallaxen (das ist seine Hauptaufgabe) sowie etlichen weiteren Dingen auch drei Breitband-Helligkeiten von 1,5-2 Milliarden Sternen. Diese heißen G, G_{BP} und G_{RP} , wobei letztere oft auch nur BP und RP genannt werden. Die G-Helligkeit ist die ungefilterte CCD-Helligkeit, die das astrometrische Hauptinstrument von Gaia erzeugt. BP und RP sind die beiden (gefilterten) Breitband-Helligkeiten des Gaia-Photometers, wobei „B“ für blau und „R“ für rot steht. Für die Farben gilt ganz grob, dass B-V gleich $0.8*(BP-RP)$ ist, aber wirklich nur grob (Näheres siehe auf den nächsten beiden Seiten). Die Helligkeiten G, G_{BP} und G_{RP} selbst sind vom Wega-Typ, wie beim Johnson UBVRI-System, d.h. dass alle Farbindizes exakt gleich null sein sollen für ungerötete Sterne vom Spektraltyp A0 V.

Die Farbe BP-RP könnte sehr wohl in allernächster Zeit das gewohnte B-V als die meistbenutzte Standardfarbe ablösen, weil sie inzwischen für über 1,5 Milliarden Sterne mit hoher Genauigkeit und perfekter Homogenität verfügbar ist. Einzelheiten gibt es auf der Gaia-Webseite [1] und in der allgemein zugänglichen Publikation [2]. Aus letzterer sind die Umrechnungs-Tabellen auf der übernächsten Seite entnommen. Diese gelten nur für einigermaßen normale astronomische Spektren, also z.B. nicht für Quasare, Novae, Planetarische Nebel u.ä., und nur in den Gültigkeitsbereichen, die auf der nächsten Seite angegeben sind.

Literatur:

[1] <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/edr3-passbands>

[2] <https://arxiv.org/abs/2012.01916>

Table C.1. Applicable range for the relationships between the Gaia EDR3 system and the other photometric systems considered.

Hipparcos relationships	
$G - H_p = f(B - V)$	$-0.25 < B - V < 1.9^a$
$G - H_p = f(V - I)$	$-0.25 < V - I < 5.0$
$G - H_p = f(G_{BP} - G_{RP})$	$-0.5 < G_{BP} - G_{RP} < 4.0$
$G_{BP} - H_p = f(V - I)$	$-0.2 < V - I < 3.0$
$G_{RP} - H_p = f(V - I)$	$-0.4 < V - I < 3.5$
$G_{BP} - G_{RP} = f(V - I)$	$-0.5 < V - I < 3.5$
Tycho-2 relationships	
$G - V_T = f(B_T - V_T)$	$-0.2 < B_T - V_T < 2.0^b$
$G - V_T = f(G_{BP} - G_{RP})$	$-0.35 < G_{BP} - G_{RP} < 4.0$
$G - B_T = f(G_{BP} - G_{RP})$	$-0.3 < G_{BP} - G_{RP} < 3.0$
$G_{BP} - V_T = f(B_T - V_T)$	$-0.2 < B_T - V_T < 2.5$
$G_{RP} - V_T = f(B_T - V_T)$	$-0.3 < B_T - V_T < 2.0^c$
$G_{BP} - G_{RP} = f(B_T - V_T)$	$-0.3 < B_T - V_T < 2.0^d$
SDSS12 relationships	
$G - g = f(g - i)$	$-1.0 < g - i < 9.0$
$G - r = f(r - i)$	$-0.5 < r - i < 2.0$
$G - i = f(r - i)$	$-0.35 < r - i < 2.0$
$G_{BP} - g = f(g - i)$	$-0.6 < g - i < 3.5$
$G_{RP} - r = f(r - i)$	$-0.9 < g - i < 8.0$
$G_{BP} - G_{RP} = f(g - i)$	$-0.5 < g - i < 3.5^e$
$G - r = f(G_{BP} - G_{RP})$	$0.0 < G_{BP} - G_{RP} < 3.0^f$
$G - i = f(G_{BP} - G_{RP})$	$0.5 < G_{BP} - G_{RP} < 2.0$
$G - g = f(G_{BP} - G_{RP})$	$0.3 < G_{BP} - G_{RP} < 3.0^g$
Johnson-Cousins relationships	
$G - V = f(V - I_C)$	$-0.4 < V - I_C < 5.0$
$G - V = f(V - R)$	$-0.15 < V - R < 2.3^h$
$G - V = f(B - V)$	$-0.4 < B - V < 3.3^i$
$G_{BP} - V = f(V - I_C)$	$0.0 < V - I_C < 4.0$
$G_{RP} - V = f(V - I_C)$	$-0.4 < V - I_C < 5.0$
$G_{BP} - G_{RP} = f(V - I_C)$	$-0.4 < V - I_C < 5.0$
$G - V = f(G_{BP} - G_{RP})$	$-0.5 < G_{BP} - G_{RP} < 5.0$
$G - R = f(G_{BP} - G_{RP})$	$0.0 < G_{BP} - G_{RP} < 4.0^j$
$G - I_C = f(G_{BP} - G_{RP})$	$-0.5 < G_{BP} - G_{RP} < 4.5$
2MASS relationships	
$G - K_S = f(H - K_S)$	$-0.1 < H - K_S < 0.4$
$G_{BP} - K_S = f(H - K_S)$	$-0.1 < H - K_S < 0.4$
$G_{RP} - K_S = f(H - K_S)$	$-0.1 < H - K_S < 0.4$
$G_{BP} - G_{RP} = f(H - K_S)$	$-0.1 < H - K_S < 0.4$
$G - K_S = f(G_{BP} - G_{RP})$	$-0.5 < G_{BP} - G_{RP} < 2.5$
$G - H = f(G_{BP} - G_{RP})$	$-0.5 < G_{BP} - G_{RP} < 2.5$
$G - J = f(G_{BP} - G_{RP})$	$-0.5 < G_{BP} - G_{RP} < 2.5$
$G - K_S = f(J - K_S)$	$-0.2 < H - K_S < 1.1$
$G_{BP} - K_S = f(J - K_S)$	$-0.2 < H - K_S < 1.1$
$G_{RP} - K_S = f(J - K_S)$	$-0.2 < H - K_S < 1.1$
$G_{BP} - G_{RP} = f(J - K_S)$	$-0.1 < H - K_S < 1.1$

^a For $B - V > 1.4$ this is only valid for M giants.

^b For $B_T - V_T > 1.7$ this is only valid for M giants.

^c For $B_T - V_T > 1.7$ this is only valid for M giants.

^d For $B_T - V_T > 1.7$ this is only valid for M giants.

^e For $G_{BP} - G_{RP} > 2.25$ this is only valid for M giants.

^f For $G_{BP} - G_{RP} > 2.0$ this is only valid for M giants.

^g For $G_{BP} - G_{RP} > 2.0$ this is only valid for M giants.

^h For $V - R > 0.9$ this is only valid for M giants.

ⁱ For $B - V > 1.3$ this is only valid for M giants.

^j For $G_{BP} - G_{RP} > 2.0$ this is only valid for M giants.

Abb. 1: Anwendungsbereiche für die Umrechnungsformeln auf der nächsten Seite.
Quelle: Tabelle C.1 aus [2]

Table C.2. Coefficients of the transformation polynomials derived between the Hipparcos, Tycho-2, SDSS12, Johnson-Cousins and 2MASS systems and that of *Gaia* EDR3.

Hipparcos relationships						
$G - Hp$	-0.02392	$B - V$	$(B - V)^2$	$(B - V)^3$		σ
		$V - I$	$(V - I)^2$	$(V - I)^3$		σ
$G - Hp$	0.01546	-0.4308	-0.01872			0.08191
$G_{BP} - Hp$	-0.02696	0.1086	-0.009148	0.004715		0.06
$G_{RP} - Hp$	-0.006437	-1.194	0.09962			0.1024
$G_{BP} - G_{RP}$	-0.01612	1.274	-0.08143			0.082
$G - Hp$	-0.01008	$G_{BP} - G_{RP}$	$(G_{BP} - G_{RP})^2$	$(G_{BP} - G_{RP})^3$		σ
		-0.2309	-0.1300	0.01894		0.06066
Tycho-2 relationships						
$G - V_T$	-0.01072	$B_T - V_T$	$(B_T - V_T)^2$	$(B_T - V_T)^3$		σ
		-0.2870	0.05807	-0.06791		0.06084
$G_{BP} - V_T$	-0.01868	0.2682	-0.1366	0.01272		0.04127
$G_{RP} - V_T$	-0.04424	-1.197	0.4948	-0.1757		0.09359
$G_{BP} - G_{RP}$	0.02621	1.458	-0.6176	0.1817		0.06834
$G - V_T$	-0.01077	$G_{BP} - G_{RP}$	$(G_{BP} - G_{RP})^2$	$(G_{BP} - G_{RP})^3$	$(G_{BP} - G_{RP})^4$	$(G_{BP} - G_{RP})^5$
		-0.0682	-0.2387	0.02342		σ
$G - B_T$	-0.004288	-0.8547	0.1244	-0.9085	0.4843	-0.06814
						0.07063
SDSS12 relationships						
$G - g$	-0.1064	$g - i$	$(g - i)^2$	$(g - i)^3$		σ
		-0.4964	-0.09339	0.004444		0.0872
$G_{BP} - g$	0.06213	-0.2059	-0.06478	0.007264		0.02944
$G_{RP} - g$	-0.3306	-0.9847	-0.02874	0.002112		0.04958
$G_{BP} - G_{RP}$	0.3971	0.777	-0.04164	0.008237		0.03846
$G - r$	-0.01664	$r - i$	$(r - i)^2$	$(r - i)^3$		σ
		0.2662	-0.649	0.08227		0.123
$G - i$	-0.01066	1.298	-0.7595	0.1492		0.07112
$G - r$	-0.09837	$G_{BP} - G_{RP}$	$(G_{BP} - G_{RP})^2$	$(G_{BP} - G_{RP})^3$	$(G_{BP} - G_{RP})^4$	σ
		0.08592	0.1907	-0.1701	0.02263	0.03776
$G - i$	-0.293	0.6404	-0.09609	-0.002104		0.04092
$G - g$	0.2199	-0.6365	-0.1548	0.0064		0.0745
Johnson-Cousins relationships						
$G - V$	-0.01597	$V - I_C$	$(V - I_C)^2$	$(V - I_C)^3$	$(V - I_C)^4$	σ
		-0.02809	-0.2483	0.03656	-0.002939	0.0272
$G_{BP} - V$	-0.0143	0.3564	-0.1332	0.01212		0.0371
$G_{RP} - V$	0.01868	-0.9028	-0.005321	-0.004186		0.03784
$G_{BP} - G_{RP}$	-0.03298	1.259	-0.1279	0.01631		0.04459
$G - V$	-0.03088	$V - R$	$(V - R)^2$	$(V - R)^3$		σ
		-0.04653	-0.8794	0.1733		0.0352
$G - V$	-0.04749	$B - V$	$(B - V)^2$	$(B - V)^3$		σ
		-0.0124	-0.2901	0.02008		0.04772
$G - V$	-0.02704	$G_{BP} - G_{RP}$	$(G_{BP} - G_{RP})^2$	$(G_{BP} - G_{RP})^3$	$(G_{BP} - G_{RP})^4$	σ
		0.01424	-0.2156	0.01426		0.03017
$G - R$	-0.02275	0.3961	-0.1243	-0.01396	0.003775	0.03167
$G - I_C$	0.01753	0.76	-0.0991			0.03765
2MASS relationships						
$G - K_S$	0.5594	$H - K_S$	$(H - K_S)^2$			σ
		11.09	3.040			0.3743
$G_{BP} - K_S$	0.5922	15.36	1.691			0.499
$G_{RP} - K_S$	0.1882	10.3	-3.976			0.2956
$G_{BP} - G_{RP}$	0.1836	8.456	-3.781			0.2361
$G - K_S$	-0.0981	$G_{BP} - G_{RP}$	$(G_{BP} - G_{RP})^2$			σ
		2.089	-0.1579			0.08553
$G - H$	-0.1048	2.011	-0.1758			0.07805
$G - J$	0.01798	1.389	-0.09338			0.04762
$G - K_S$	0.1683	$J - K_S$	$(J - K_S)^2$	$(J - K_S)^3$	$(J - K_S)^4$	σ
		3.803	-1.45	0.7867		0.1309
$G_{BP} - K_S$	0.1777	5.28	-4.384	4.451	-1.273	0.174
$G_{RP} - K_S$	0.08089	2.655	-1.488	1.618	-0.5068	0.07997
$G_{BP} - G_{RP}$	0.09396	2.581	-2.782	2.788	-0.8027	0.09668

Article number, page 32 of 35

Abb. 2: Umrechnungsformeln für verschiedene photometrische Systeme. Quelle: Tabelle C.2 aus [2]

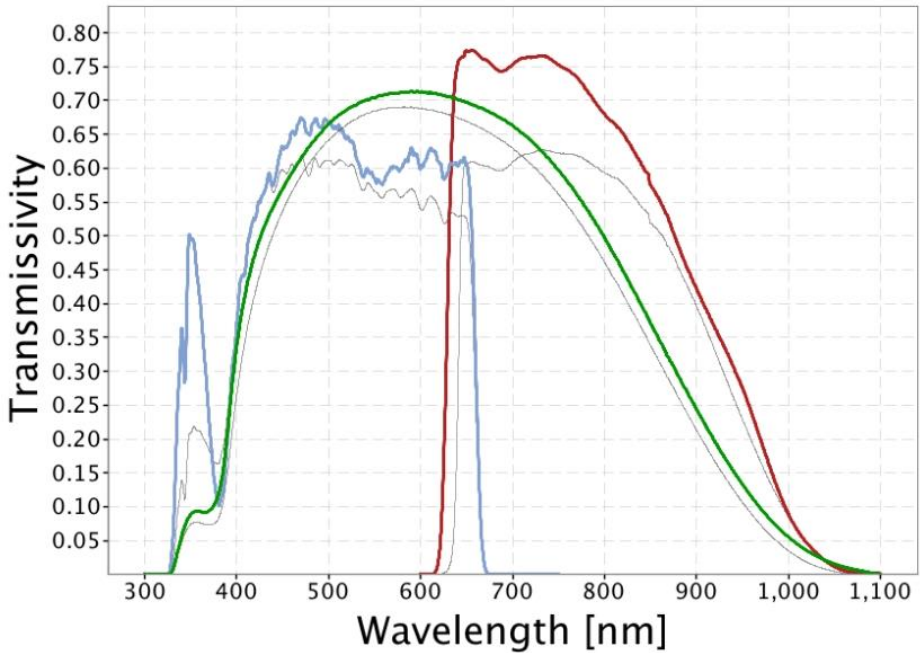


Abb. 1: Gaia DR2 Passbands

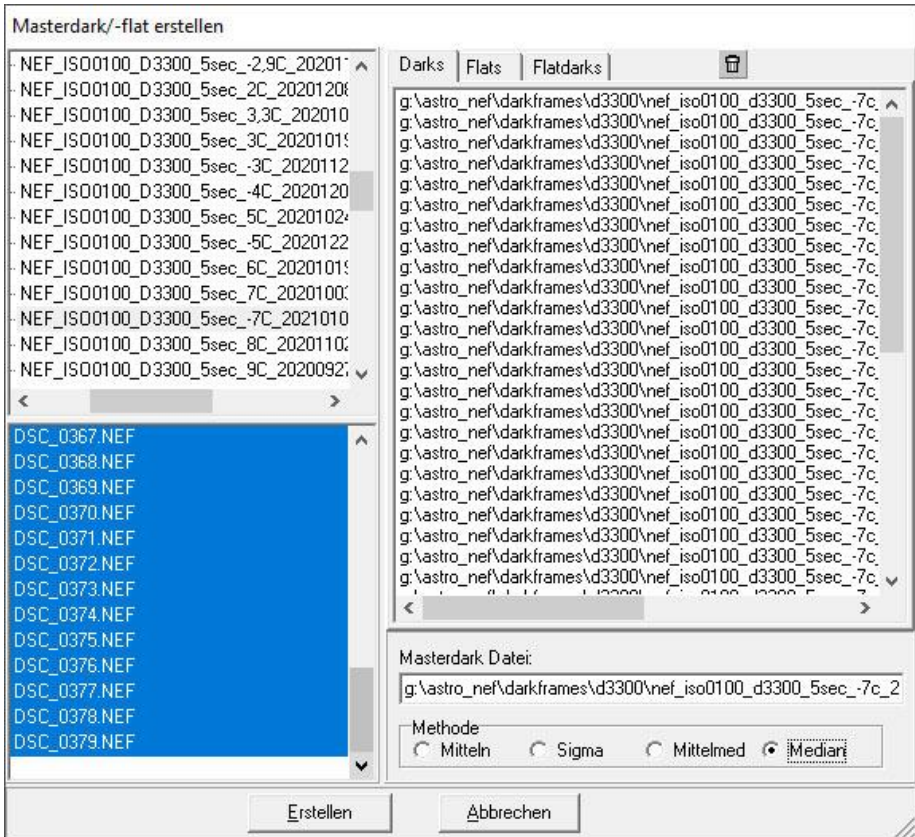
Die spektralen Empfindlichkeitskurven von G, G_{BP} und G_{RP} sind unter https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/iow_20180316 als Grafik und als Tabellen verfügbar.

Die Rundbrief-Redaktion:**4. Teilabdruck der Anleitung zur Photometrie von J. Spelda und V. Wickert**

1. Teil RB 3-2021, S. 164, 2. Teil RB 4-2021, S. 237 und 3. Teil RB 1-2022, S. 54

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

Jörg Spelda und Volker Wickert



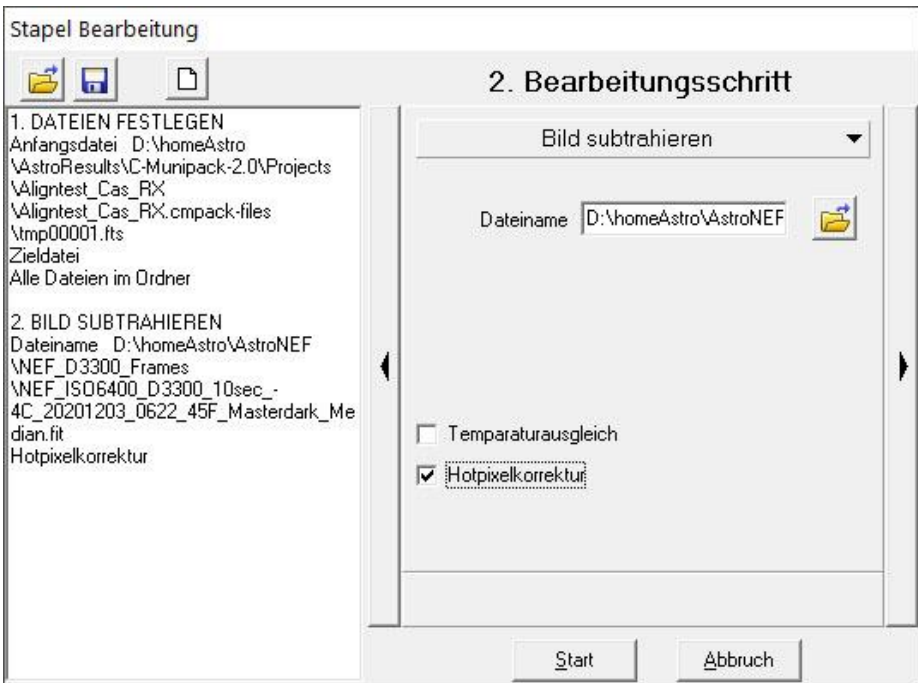
Je nach Menge der angefertigten Darks und Flats, lassen sich die Masterframes nach unterschiedlichen Verfahren berechnen. Im Gegensatz zu Muniwin, wo das Rechenverfahren nicht genannt wird (höchstwahrscheinlich wird gemittelt), hat man hier die volle Kontrolle über den Vorgang. Als Methode wäre ab 30 Aufnahmen Median, unter 5 Aufnahmen Mitteln und dazwischen Mittelmed zu wählen (Wischnewski 2021, S. 192). Die vergleichenden Untersuchungen des einen Autors (JS) haben jedoch gezeigt, dass

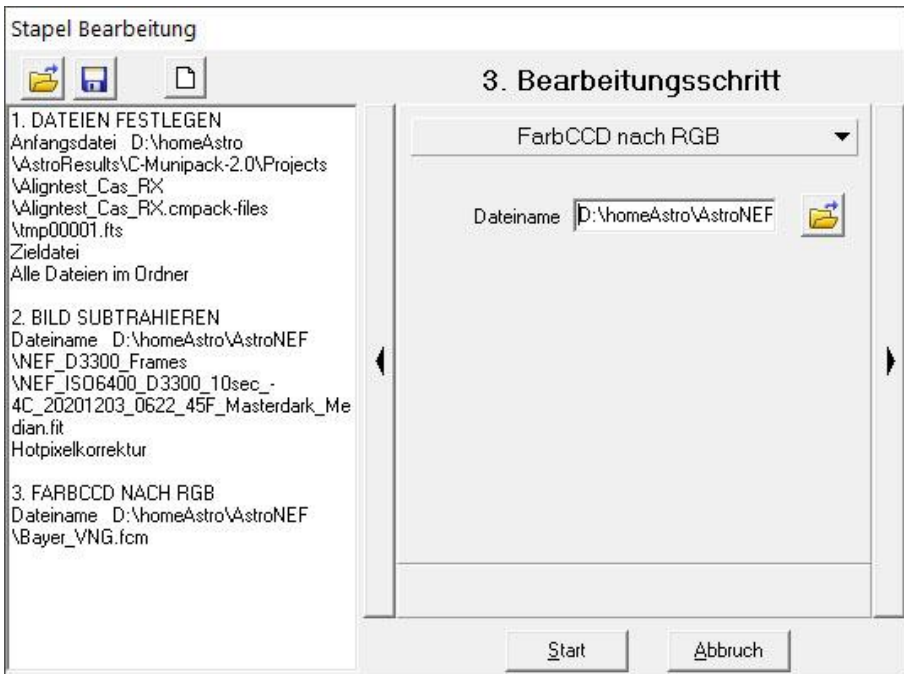
unabhängig von der Anzahl der Darks bzw. Flats Mitteln das beste Resultat liefert und sich die Aufnahme von jeweils mindestens 30 Bildern empfiehlt. Der Autor JS fertigt jeweils sogar 45 Aufnahmen an. Es empfiehlt sich eine Bibliothek mit verschiedenen Darks in Abhängigkeit von ISO-Zahl, Belichtungszeit und Außentemperatur zu erstellen (Wischnewski 2021, S. 194).

Neben der Wahl des Rechenverfahren gibt es noch einen weiteren Punkt, der für eine Kalibrierung der Bilder in Fitswork spricht: Fitswork erlaubt die Verrechnung von Flatdarks. Diese sollen eine weitere Steigerung der Messgenauigkeit um den Faktor 10 ermöglichen (Wischnewski 2021, S. 201), verhindern aber auf jeden Fall, dass das Verstärkergeräuschen doppelt abgezogen wird.

Je nach den eigenen Anforderungen sollten für Temperaturabstände im Bereich von 2-5° jeweils eigene Masterdarks erstellt werden. Während der Aufnahmen der Objekte (Lights) wird die Außentemperatur sorgfältig notiert. Nach der Aufnahmenacht werden die Lights nach Kategorien (ISO-Zahl, Belichtungszeit, Außentemperatur) sortiert und die Darkabzüge und das Stacking folgendermaßen durchgeführt.

Datei -> Stapelbearbeitung (Anfangsdatei wählen, Alle Dateien im Ordner aktivieren) -> Funktion wählen -> Bild subtrahieren (Dateiname: Datei auswählen, Temperatenausgleich deaktiviert, Hotpixelkorrektur aktiviert) -> Funktion wählen -> FarbCCD nach RGB (Dateiname: Datei auswählen).



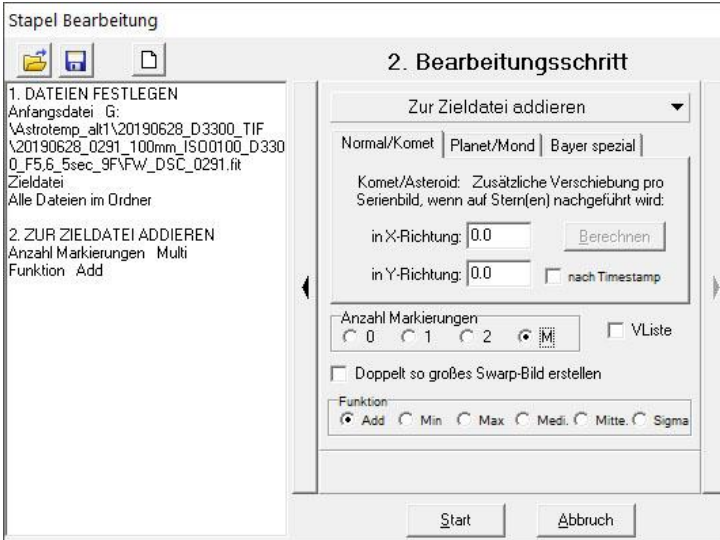


Die Aufnahmen werden also zugleich debayered. Dies ist vor der Bildüberlagerung unbedingt notwendig. Wie man die notwendige FCM-Datei erzeugt, ist bei (Hohmann o. J. [2021b]) unter *Schema speichern* beschrieben. Für gut fokussierte Aufnahmen empfiehlt sich „Bayer Pattern, V.N.G. Color Correction“ (Hohmann o. J. [2021b]). *Bearbeiten* -> *CCD* -> *Farb-CCD* zu *RGB-Bild* -> Werte einstellen, dann mit dem Diskettensymbol speichern.

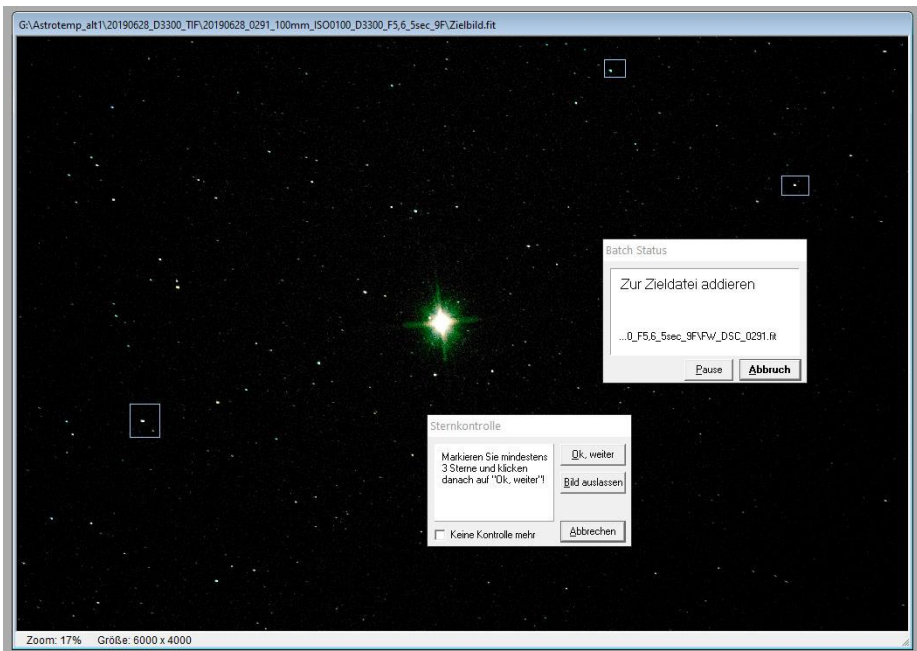
Einen Flatabzug kann man sich aus den oben genannten Gründen ersparen, falls man das Objektiv ausreichend abblendet, so dass keine Vignette sichtbar ist.

Nun kommt die Bildüberlagerung an die Reihe. Dazu verschiebt man alle zu überlagernden Bilder in ein Unterverzeichnis und ruft die erste Datei auf:

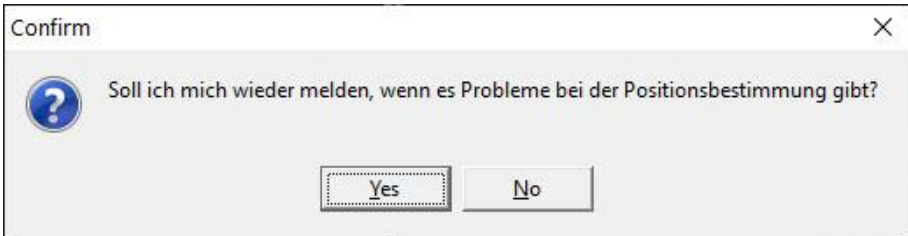
Datei -> *Stapelbearbeitung* (Anfangsdatei wählen, *Alle Dateien im Ordner* und *Fehlenden Dateien der Serie überspringen* aktivieren) -> *Funktion wählen* -> *Zur Zielfile addieren* -> Anzahl Markierungen: *M*, Funktion: *Add*.



Nun werden 3 Sterne als Referenz für die Verschiebung und Drehung ausgewählt. 2 Sterne sind zumeist nicht ausreichend, 4 oder mehr können hingegen auch ausgewählt werden, bringen aber meist keine zusätzliche Genauigkeit.



Anschließend erscheint das nächste Bild in diesem Verzeichnis. Falls der Versatz größer als die Größe der Markierungen ist, müssen die Markierungen manuell verschoben werden. War der Versatz aber so gering, dass die Sterne sich auch im nächsten Bild noch immer innerhalb der Markierung befinden, so erkennt Fitswork diese Sterne selbständig und verschiebt die Markierung auf den Mittelpunkt derselben. Durch Aktivierung der Option *Keine Kontrolle mehr* können dann alle Bilder des entsprechenden Verzeichnisses automatisch ausgerichtet und addiert werden. Aktiviert man diese Option, so folgen noch zwei Rückfragen, wie bei kritischen Fällen zu verfahren ist. Diese sind beide zu bejahen.



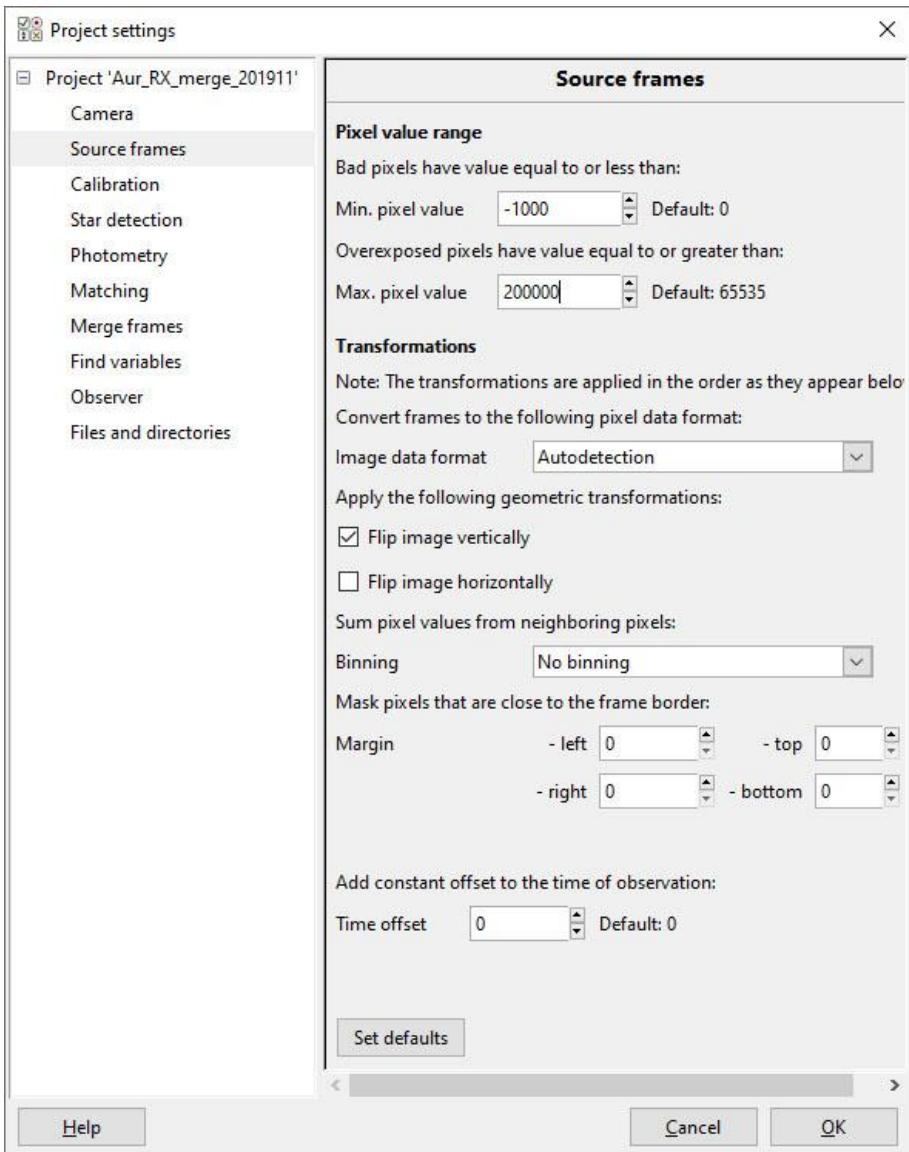
Am Ende der Bildaddition wird das Summenbild als *Zielbild.fit* angezeigt und zusätzlich im Verzeichnis der Quellbilder abgespeichert. Man kann es nun nach Wunsch umbenennen. Während der Bildaddition lassen sich die Aufnahmen überprüfen und fehlerhafte Einzelaufnahmen bzw. Serien löschen. In der Praxis werden fehlerhafte Aufnahmen notiert, anschließend gelöscht (auch das Zielbild) und der Bildadditionsvorgang wiederholt. Die fertigen Aufnahmen lassen sich in Unterverzeichnissen sammeln, bis sie für die Photometrie einer Messreihe benötigt werden.

Munwin kann mit dem Gleitkommaformat bei Fits-Bildern zwar umgehen, erwartet aber, dass die Helligkeitswerte durch die Anzahl der gestackten Bilder dividiert wurden. Da in Fitswork im Batchbetrieb aber nur eine Multiplikation möglich ist, muss daher mit dem Kehrwert der Bilderanzahl multipliziert werden. Damit die RGB-Summenbilder von Muniwin verarbeitet werden können, müssen in Fitswork die folgenden Bearbeitungsschritte erfolgen:

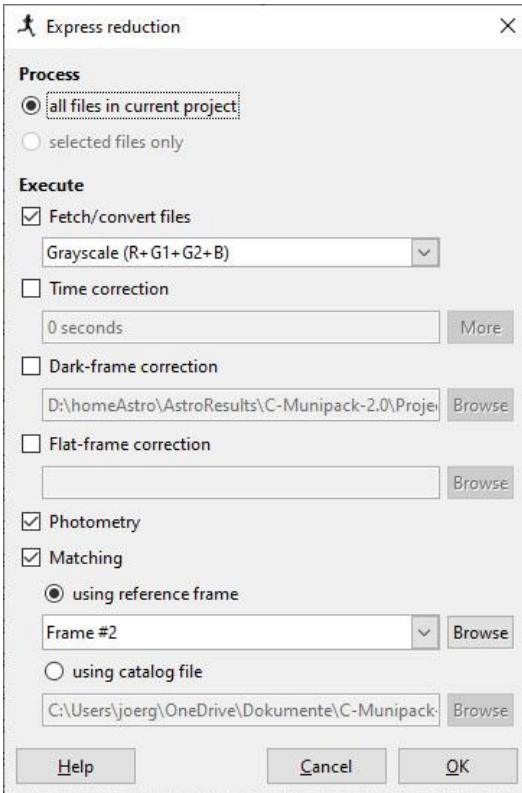
Datei -> *Stapelbearbeitung* (Anfangsdatei wählen, Alle Dateien im Ordner aktivieren) -> *Funktion wählen* -> *Pixelmathematik* -> *Wert multiplizieren*: Faktor 0.111111 [für 9 Bilder] -> *Funktion wählen* -> *Farbfunktionen* -> *Farbbild in 3 s/w-Bilder aufteilen*.

Die Grünkanalbilder werden dann in einem Unterverzeichnis zur späteren Verwendung in Muniwin gespeichert. Die übrigen Bilder können gelöscht werden, außer man möchte auch Rot- und Blaukanäle auswerten.

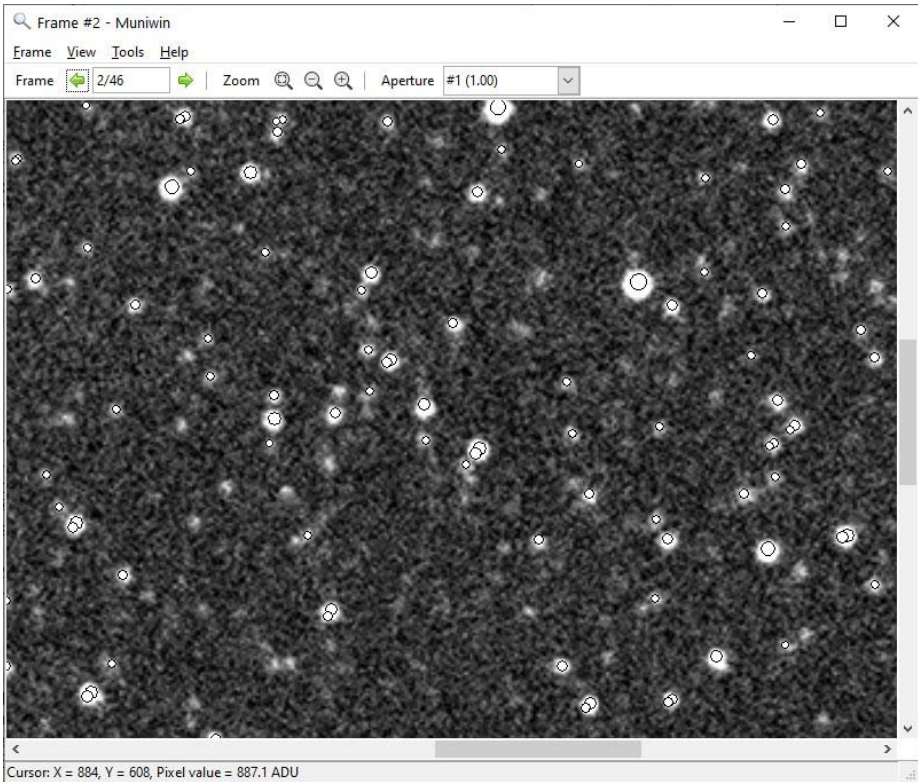
Nun wird in Muniwin ein neues Projekt in der Projektkategorie *CCD frame merging* unter einem passenden Namen erstellt. Bevor man nun diese Grünkanal-Bilder in Muniwin lädt, sollte man noch einige Voreinstellungen ändern. Zum einen *Min.pixel value* auf einen niedrigen negativen Wert (-1000) und *Max. pixel value* auf einen deutlich höheren Wert (200.000) setzen. Dies verhindert „bad Pixel“, die sonst die Erkennung gesättigter Sterne unterbinden und Messungen im Umfeld von schlechten Pixeln unmöglich machen. Bad Pixel sind durch rote Farbe im Bild erkennbar. *Flip image vertically* sorgt dafür, dass die Bilder wie in Fitswork angezeigt dargestellt werden, denn Muniwin und Fitswork verhalten sich in der Defaulteinstellung bei der Anzeige entgegengesetzt. Allerdings kann dies auch in Fitswork in den Grundeinstellungen geändert werden: *Einstellungen -> Datei laden -> FITS Dateien vertikal spiegeln*.



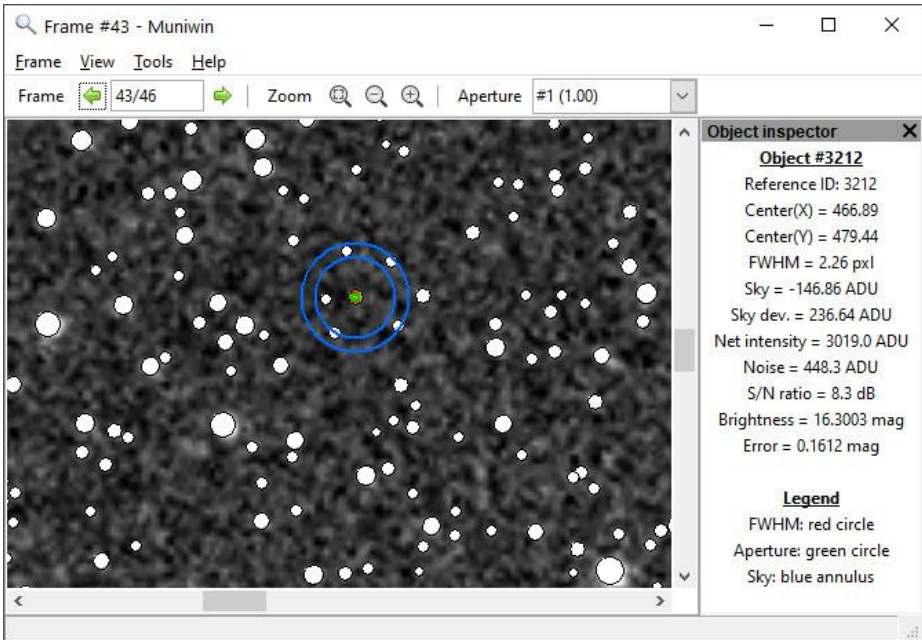
Die anderen Parameter stellt man wie oben beschrieben ein. Bei der *Express reduction* ist zu beachten, dass man erstens bei *Fetch/convert files Grayscale* wählt, weil der Grünkanal ja bereits extrahiert ist, und zweitens *Dark-frame correction* und *Flat-frame correction* deaktiviert, weil die Kalibrierung ja bereits erfolgt ist.



Nachdem der Matchingprozess vollendet ist, kann man die ausgerichteten Bilder wie im Kapitel zur Bildüberlagerung beschrieben abspeichern und in Fitswork auf die interessierende Region zuschneiden. Dann werden, wie oben beschrieben, die zugeschnittenen Bilder als neues Projekt in Muniwin geladen und alle Schritte erneut durchgeführt. Dabei wird der Wert bei Threshold belassen und lediglich die Anzahl der zu findenden Sterne sinnvoll begrenzt. Warum? Zwar kann man den Threshold-Wert so verändern, dass er auf dem Referenzframe die richtigen Strukturen als Sterne erkennt, weil sich aber die Aufnahmen verschiedener Nächte extrem unterscheiden können, werden auf anderen Frames real vorhandene Sterne nicht erkannt. Mit demselben Threshold-Wert, der auf einem Bild über 10.000 Sterne findet, werden auf einem anderen nur unter hundert gefunden. Beim Matchingprozess werden dann kaum noch Sterne erkannt. Deshalb ist es besser zuerst nur auf dem Referenzframe durch Änderung des Threshold-Wertes eine plausible Sternzahl zu ermitteln. Diese lässt sich überprüfen, indem man den Menüpunkt *Photometry* auf das Referenzframe beschränkt und nach Abschluss des Erkennungsvorgangs dieses durch Doppelclick zur Anzeige lädt. Durch Einstellung der Anzeige *View -> Image and chart* lassen sich Foto und erkannte Sterne simultan anzeigen.



Im oben gezeigten Beispiel wurden viele Sterne nicht erkannt. Der Threshold-Wert (hier: 80) müsste daher wieder erniedrigt werden. Falls uns aber nur hellere Sterne interessieren und diese alle erkannt wurden, können wir die Zahl der erkannten Sterne notieren und als Begrenzung verwenden. Anschließend wird der Threshold-Wert wieder auf die Defaulteinstellung (4.00) zurückgesetzt. Es gibt aber noch einen anderen, besseren Weg die Anzahl der Sterne unter der Default-Thresholdeinstellung zu ermitteln. Durch Wechsel zwischen den Anzeige **View** -> *Image only* und -> *Image and Chart* kann man einen schwachen, noch klar erkennbaren Stern ermitteln. Da sehr lichtschwache Sterne sowieso nicht verlässlich gemessen werden können, ist es nicht relevant, welcher Stern gewählt wird. Unter der Anzeigeoption -> *Image and chart* erfolgt nun ein Doppelklick auf jenen Stern, so dass auf der rechten Seite die Informationen zu diesem Objekt angezeigt werden (*object inspector*).



Wir erkennen ganz oben die Object-ID (#3212), die ja der Reihenfolge absteigender Helligkeitswerte entspricht und geben noch etwas „Sicherheit“ hinzu. Daher setzen wir unseren Wert für Max.Stars auf 3400, und lassen die *Express reduction* erneut durchlaufen. Die oberste Option *Fetch/convert files* können wir uns dabei jetzt ersparen.

Die Berechnung der übrigen Bilder erfolgt jetzt wesentlich schneller. Gegenüber einem erhöhten Threshold-Wert wird auch eine hohe Zahl von Sternen gematcht. Es sind üblicherweise über 50%, außer bei sehr schlechten Aufnahmen. Bei diesem erneuten Berechnungsdurchgang sollte auf Bilder mit sehr geringer Matchingrate geachtet werden (unter 10%). Dies kann ein Hinweis darauf sein, dass das entsprechende Bild entweder „nicht passt“, also eine andere Himmelsregion zeigt, oder der Ausrichtungsprozess (z.B. durch Leuchtspuren bedingt) fehlerhaft war. Es empfiehlt sich daher die Bilder in Muniwin manuell „durchzublättern“, indem man wie oben beschrieben ein Objekt mit dem *Object inspector* auswählt und die Pfeile oberhalb des Bildausschnittes betätigt.

Außerdem kann man seine Zielobjekte suchen. Durch Aufruf von *Tools* -> *Quick Photometry* lassen sich sowohl für die Messblende wie auch Hintergrundumfeld günstige Werte bestimmen. Im Hintergrundumfeld des Veränderlichen sollten sich, im Gegensatz zum oberen Beispiel, keine Sterne befinden. Die Messblende sollte das Objekt komplett umfassen. Den gefundenen Wert nimmt man dann als mittleren Wert (#6 oder #7) bei den Muniwin-Einstellungen der Registerkarte „Photometry“. In der Defaulteinstellung von Muniwin unterscheiden sich die verschiedenen Blenden etwa um den Faktor 1.4, was als Kriterium für die Wahl der anderen Blendenwerte (#1 bis #12)

herangezogen werden kann. Die endgültige optimale Messblende wird allerdings erst mit Hilfe der Checksterne bestimmt. Ohne Auswahl eines Checksterns erscheint ein entsprechendes Auswahlmenü allerdings nicht.

Die Darstellung von Fotos ist bei Muniwin etwas unpraktisch. Während man bei Fitswork das Histogramm an die Helligkeit der gesuchten Zielsterne anpassen (skalieren) kann, ist die große Zahl gezeigter Sterne bei Muniwin zunächst irritierend.

Die weitere Vorgehensweise ist nun identisch mit jener bei kurzperiodischen Veränderlichen.

Bildüberlagerung in Muniwin oder Fitswork durchführen?

Rein theoretisch könnte man auch bei langperiodischen Veränderlichen alle Arbeiten, also auch die Bildüberlagerung, in Muniwin erledigen. Allerdings besteht dabei die Gefahr, schnell die Übersicht zu verlieren, wenn insgesamt mehr als 1000 Bilder aus über 100 Verzeichnissen in das Programm geladen werden. Theoretisch ist das zwar möglich, allerdings müssen diese Bilder bereits dark- und flatkorrigiert sein, da sie ja bei oftmals unterschiedlichen Außentemperaturen aufgenommen wurden und daher unterschiedliche Masterdarks und Masterflats erfordern. Durch die Parameter *merge every...frames* (sehr groß, z.B. 1000) und *maximum time span ... seconds* (auch sehr groß, z.B. 40.000) könnte man dann alle Fotos nach einzelnen Nächten zusammenfassen.

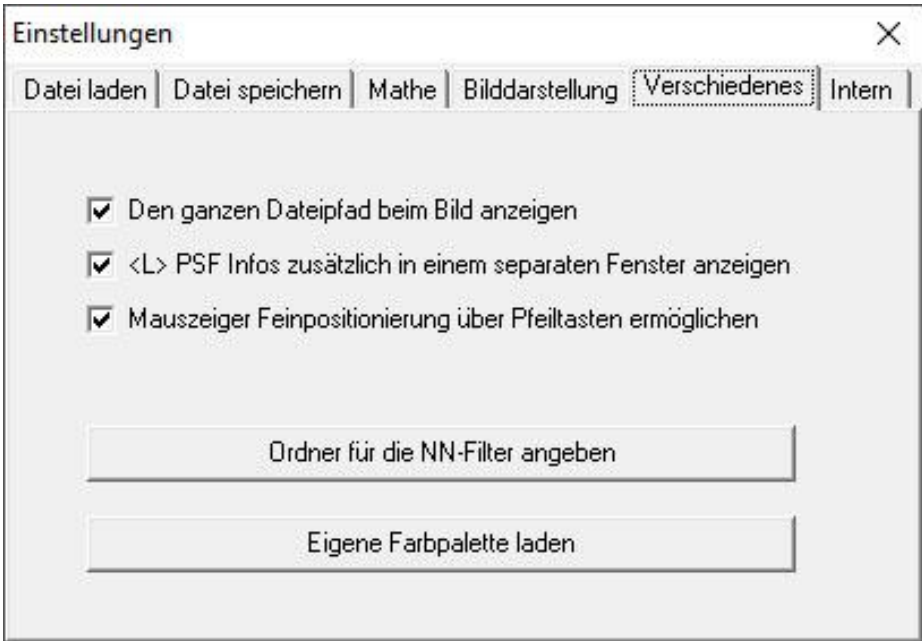
Fotografiert man in einer Nacht sehr viele unterschiedliche Objekte, so ist es allerdings effizienter, die Kalibrierung und das Stacking mit Fitswork durchzuführen. Gegenüber Muniwin ergibt sich ein Zeitvorteil, da alle Aufnahmen unterschiedlicher Objekte bei gleichen Parametern simultan bearbeitet werden können. Bei stark gestörten Bildern (z.B. mit viel Bewölkung) ist Fitswork oftmals noch in der Lage diese korrekt zu stacken, während Muniwin bei dieser Aufgabe versagt. Beachtet werden sollte, dass man das mittlere Bild als Referenz verwendet, die Gesamtbelichtungszeit im FITS-Header manuell korrigiert und die Helligkeitswerte durch die Anzahl der Bilder dividiert (siehe oben). Dann können Summenbilder aus beiden Verfahren auch gemeinsam photometrisch genutzt werden.

Zu beachten ist allerdings, dass nur Muniwin den FITS-Header korrekt schreibt. Das bedeutet, dass die Belichtungszeiten korrekt aufaddiert werden und die Mitte der Aufnahmezeiten als neue Aufnahmezeit verwendet wird. Fitswork hingegen übernimmt offensichtlich die Werte des Referenzbildes.

PSF-Photometrie mit Fitswork (PSF = Punktspreizfunktion)

Haben wir nur wenige Aufnahmen zu photometrieren, können wir diese Aufgabe auch in Fitswork mit dem PSF-Verfahren erledigen. „Das PSF-Verfahren ist ein intelligentes Verfahren, das dem Anwender sehr viel Arbeit abnimmt und von subjektiven Einflüssen wie Messfeldgröße und -lage befreit. Zudem kann ihm Sättigung nicht ganz so viele anhaben wie der Blendenphotometrie. Es erlaubt etwa eine Größenklasse mehr herauszuholen.“ (Wischniewski 2021, S. 251).

In den Einstellungen sollte dafür noch folgende Optionen aktiviert sein: *Einstellungen - > Verschiedenes*: alles aktivieren, insbesondere *<L> PSF Info zusätzlich in einem separaten Fenster anzeigen*.



Dann drucken wir uns wie oben beschrieben mit dem VSP (The American Association of Variable Star Observers o. J. [2021d]) eine geeignete Sternkarte aus, auf der wir die zu messenden Sterne in ihrer Reihenfolge markieren. Eine Empfehlung wäre: Erst die Veränderlichen, dann die Referenzsterne in abnehmender Helligkeitssequenz messen. Dies erleichtert später die Berechnung absoluter Helligkeiten mit dem Programmpaket Magreg (Spelda 2021).

Jetzt suchen wir den ersten Zielstern (kleiner Pfeil, Folgebild) auf dem Foto und positionieren den Mauszeiger darauf. Das muss nicht exakt stimmen, aber der Stern sollte auf der rechten Seite im Vergrößerungsfenster (großer Pfeil) sichtbar sein. Die PSF-Photometrie-Funktion sucht automatisch die Mitte des Sterns, selbst wenn man den Mauszeiger nicht richtig positioniert hat. Deshalb sind Messfehler weitgehend ausgeschlossen und die Messwerte stets reproduzierbar. Auch enge Sterne können zumeist gut getrennt vermessen werden. In seltenen Ausnahmefällen, wenn man einen lichtschwachen Stern in enger Nachbarschaft eines hellen Sternes vermessen möchte, muss man den hellen Stern übermalen. Erst dann ist eine korrekte Messung möglich. Nun betätigen wir die Taste *L*. Fitswork führt nun eine PSF-Photometrie durch und zeigt Koordinaten sowie Messwerte an. Und zwar sowohl auf der rechten Seite als auch in einer Tabelle, die jetzt im Vordergrund erscheint. Ein Doppelklick auf das obere Vergrößerungsfenster öffnet eine grafische Darstellung der PSF-Messung, die es

erlaubt zu erkennen, ob sich der Stern in Sättigung befindet und wie gut der Gauss-Fit den Messwerten folgt.

The screenshot displays a software interface for PSF determination. The main window shows a star field with a red arrow pointing to a star. A 'PSF Bestimmung' dialog box is open, showing a Gaussian fit to the star's profile. The 'Überbelichtung' and 'Hintergrund' sliders are set to 0. A 'Locked PSF' panel on the right shows the star's profile and parameters. A 'PSF Infos' table at the bottom lists the star's data.

PSF Bestimmung

Überbelichtung: 0
Hintergrund: 0

Locked PSF

Grün x2
X: 2966.43
Y: 1966.69
fwhmA: 2.99
fwhmB: 2.66
Flux: 76162512.00
Mag: -19.70
<M> rel Mag

DCg: 3.6837E5
rms: 1.0914E6
max: 7.1363E6
min: 6662.3

PSF Infos

Dateiname	X	Y	fwhmA	fwhmB	Flux	Magnitude
20201226_1001_200mm_ISO0800_D3300_F5,6_30	2966.43	1966.69	2.99	2.66	76162512.00	-19.70

Daten Automatisch hinzufügen

Hier können auch Korrekturen durchgeführt werden. Die PSF-Photometrie erlaubt nämlich auch noch Messungen, wenn sich der Stern leicht in der Sättigung befindet. Ist die Sättigung gerade erst erreicht, wird der Gauss-Fit noch immer korrekt berechnet. Falls nicht, empfiehlt es sich, den Wert für Überbelichtung zu erniedrigen. Zu empfehlen sind Werte zwischen -5 und -10. Passt der Gauss-Fit noch immer nicht, so sind noch geringere Werte allerdings nicht empfehlenswert. Solche Sterne sollten nicht mehr vermessen werden, da die Messwerte zu ungenau werden. Es werden nämlich

zunehmen Messpunkte bei der Berechnung ausgeschlossen. Diese sind im Schaubild grau unterlegt, so dass man beurteilen kann, ob eine Messung noch als sinnvoll erachtet werden kann. Weiterführende Angaben dazu finden sich bei (Wischnewski 2021, 251-252, 259-260, 269-270).

Wenn wir alle gewünschten Sterne vermessen haben, müssen wir lediglich die Vordergrundtabelle markieren, mit copy/paste in ein Tabellenkalkulationsprogramm (z.B. Excel) übertragen und die Messwerte dort abspeichern. Am besten in ein Template, in dem wir die Namen und Kataloghelligkeiten der gemessenen Sterne sowie die Aufnahmeparameter (vor allem den Aufnahmezeitpunkt als Julianisches Datum) bereits eingetragen haben. Wir können diesen Vorgang mit weiteren Bildern fortsetzen und erhalten dann eine Datenbanktabelle mit Photometriedaten, die wir im nächsten Schritt auswerten können (vgl. (Spelda 2021)). Streng genommen benötigen wir von den Messwerten lediglich die instrumentellen Magnituden.

Extinktionsausgleich

Theoretisch müsste man die Zenit-bezogenen Kataloghelligkeiten noch auf die Höhe des Beobachtungsobjektes reduzieren (Wischnewski 2021, S. 256–257). In der Praxis kann man sich das zumeist sparen. Eigene Untersuchungen (JS) haben gezeigt, dass die Messgenauigkeit umso höher ist, je näher zueinander Veränderlicher und Vergleichsterne stehen. Benutzt man weit entfernt stehende Vergleichsterne, so sinkt die Messgenauigkeit stark ab, und zwar deutlich stärker als die extinktionsbedingten Unterschiede. Hierfür sind vermutlich Unterschiede in der Bewölkung und der Luftunruhe verantwortlich. Selbst in 30-40° Höhe (Testobjekt Sternbild Scutum) waren die extinktionsbedingten Unterschiede größer als die „lokalen Unterschiede“ auf einer Aufnahme mit 100 mm Brennweite und APS-C-Sensor, wobei ein Feld von 8,5 X 13° abgedeckt wurde. Dies lag vor allem an dem starken Abfall der Messgenauigkeit über die großen Distanzen. Erst bei einer Höhendistanz von ca. 15° machte sich eine Extinktionskorrektur positiv bemerkbar. Ein weiterer Grund für den geringen Einfluss der Extinktion mag die gewählte Anordnung der Vergleichsterne, nämlich kreisförmig um den Veränderlichen sein. Dadurch dürften sich die extinktionsbedingten Unterschiede weitgehen herausmitteln.

Bestimmung der kalibrierten Helligkeiten

Hat man nun die instrumentellen Helligkeiten mit einem der genannten Programme ermittelt, müssen noch die kalibrierten Helligkeiten errechnet werden. Dafür gibt es für DSLR/DSLM-Photometrie eigentlich nur ein empfehlenswertes Verfahren, die (lineare) Regression (vgl. auch (Wischnewski 2021, S. 549)). Eine Regressionsrechnung liefert uns eine Formel, aus der wir die Helligkeit eines beliebigen anderen Sternes, z. B. eines Veränderlichen berechnen können. Diese Formel ist unabhängig von der Helligkeit dieses Sterns und der Helligkeitsdifferenz zu den Vergleichssternen. Die Methode eignet sich gleichermaßen für Blenden- und PSF-Photometrie.

Für eine lineare Regression wurde vom einen Autor (JS) ein eigenes Programmpaket entwickelt (Spelda 2021). Daher kann an dieser Stelle auf die dortigen Ausführungen verwiesen werden.

Meldung der Daten

Haben wir erfolgreich die kalibrierten Helligkeiten unserer veränderlichen Sterne bestimmt, so können wir diese der Allgemeinheit zur Verfügung stellen. Dafür existieren 2 Portale. Zum einen jenes der BAV, zum anderen jenes der AAVSO. In beiden Fällen ist eine Registrierung erforderlich, eine Mitgliedschaft nicht unbedingt. So kann man sich auch ohne Mitgliedschaft bei der AAVSO registrieren (The American Association of Variable Star Observers o. J. [2021a]), dabei aber zugleich, sofern zutreffend, seine Mitgliedschaft in der BAV oder einer anderen nationalen Organisation angeben. Nach der Registrierung erhält man nach einiger Zeit (über Email) ein Beobachterkürzel zugesandt und kann mit diesem seine Daten melden. Dies geschieht in Form einer CSV-Datei, also einer Textdatei mit einem bestimmten, nach gewissen Rahmenbedingungen frei wählbarem Trennzeichen. Der Aufbau der Meldedateien gleicht sich bei AAVSO und BAV. Eine ausführliche Beschreibung findet sich in den BAV-Blättern (Bundesdeutsche Arbeitsgemeinschaft für veränderliche Sterne e. V. (BAV) 2012), so dass wir hier nicht weiter darauf eingehen möchten. Die Datei erstellt man am besten in einem Texteditor wie Notepad++ (Ho o. J. [2021]), Excel ist weniger geeignet, weil dieses Programm zusätzliche Trennzeichen einfügt wenn die einzelnen Zeilen eine unterschiedliche Anzahl an Spalten enthalten. Dies ist jedoch der Fall, weil der Anfangsteil (Header) keine Spalten enthält, die einzelnen Meldungszeilen hingegen schon.

Bei DSLR-Photometrie sind zwei Einträgen im Header zu beachten:

Zum einen #OBSTYPE=DSLR, zum anderen TG für den Grünkanal bzw. TB und TR für Blau- bzw. Rotkanal der DSLR-Kategorie.

Um Daten melden zu können (The American Association of Variable Star Observers o. J. [2021c]) muss man auf der Webseite der AAVSO angemeldet sein, ansonsten erhält man einen Hinweis auf eine notwendige Registrierung (The American Association of Variable Star Observers o. J. [2021e]). Ist man angemeldet, so kann man eine Datei auf dem eigenen PC auswählen und hochladen. Kurz darauf wird der Inhalt der Datei auf dem Bildschirm angezeigt und man kann nochmals kontrollieren, ob alles korrekt ist. Erst nach der Bestätigung werden die Daten endgültig auf den Server der AAVSO übertragen. Das Schöne daran ist, dass die Daten sofort verfügbar sind, allerdings nur im neuen Lichtkurvengenerator (enhanced LCG, (The American Association of Variable Star Observers o. J. [2021b])). Dort kann man dann seine Daten mit jenen anderer Beobachter vergleichen und sieht sofort, wie gut man im Vergleich zu den Kollegen gemessen hat. Bei beliebten Sternen, wie Mirasternen, findet man viele Vergleichswerte. Die Anzeige erfolgt getrennt nach Beobachtungskategorie (visuell oder Filterband). Man kann Kategorien ausblenden oder auch die Daten bestimmter Beobachter, die alle unten namentlich aufgeführt sind, hervorheben.

Bei der BAV kann man seine Einzelmessungen ebenfalls melden (BAV o. J. [2021]) . Auch hier erhält man nach dem erfolgreichen Upload eine Bestätigung. Bei der ersten Meldung erhält man auch ein Beobachterkürzel. Es wird empfohlen, die Daten parallel an beide Portale zu melden.

Zur Beobachtungssaison von β Lyrae

Einige grundsätzliche Überlegungen zum Beobachtungsverfahren

Werner Braune

β Lyrae ist als Bedeckungsveränderlicher mit seiner Periode von $\sim 12,94$ d ein Objekt mit Periodenänderung und daher besonders wichtig.

Wolfgang Qvester hat im BAV Rundbrief 2/2020 S. 99 eine Gesamtbetrachtung gegeben und instantane Elemente für die aktuelle Beobachtung angegeben mit $JD\ 2458593,034 + 12,94294 \times E$.

Da dieser helle Veränderliche in den dazu üblichen BAV-Vorhersagen auf der BAV-Webseite nicht mehr vorkommt (zumindest nicht sofort sichtbar), habe ich mich daran gemacht, Minima für die Beobachtungssaison bis Dezember mit meinem Taschenrechner zu berechnen. Die mir dafür ggf. dienende Rechenmaschine der BAV hatte ich als Museumsstück zurückgegeben.

Ich hatte das BAV-Circular 2022 nicht berücksichtigt. Hier wird β Lyr für den 9.7. mit $JD\ 2459770.16$ angegeben.

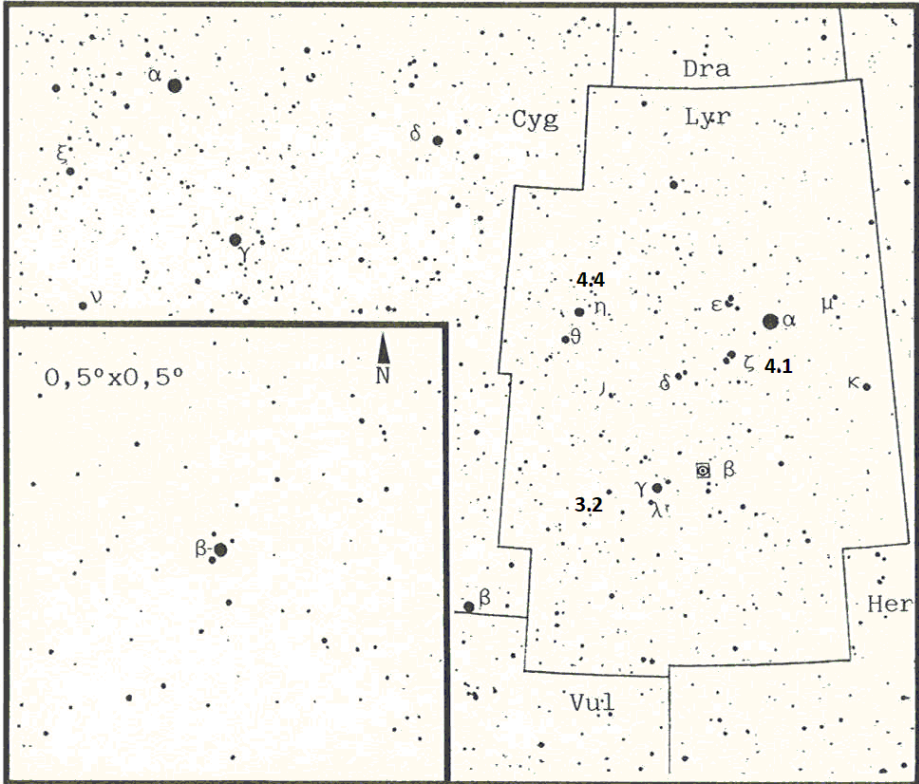
JD 2459770.84	Juli	9.84	9:10 Uhr
JD 2459783.78	Juli	22.78	7:44 Uhr
JD 2459796.72	Aug	4.73	6:31 Uhr
JD 2459809.67	Aug	17.67	5:05 Uhr
JD 2459822.61	Aug	30.61	3:39 Uhr
JD 2459835.56	Spt	12.56	2:27 Uhr
JD 2459848.50	Spt	25.50	1:00 Uhr
JD 2459861.44	Okt	8.44	23:35 Uhr
JD 2459874.39	Okt	21.39	21:22 Uhr
JD 2459887.31	Nov	3.33	20:56 Uhr
JD 2459900.27	Nov	16.27	19:29 Uhr
JD 2459913.21	Nov	29.21	18:03 Uhr
JD 2459926.16	Dez	12.16	16:36 Uhr

Ich habe bei der Gelegenheit festgestellt, dass mein bisheriges Vorgehen wie bei diesen Sterne üblich, an jedem klaren Abend eine Schätzung zu machen, unrationell ist. Man bekommt zwar eine komplette Lichtkurve für die gesamte Periode; aber das ist mit viel Auswertungsarbeit verbunden. Das eigentliche Ziel, ein Hauptminimum zu erhalten, lässt sich aber gezielter erreichen, wenn man nur den Bereich des Hauptminimums beobachtet.

Hier können die ± 2 Tage vorher bzw. nachher mit intensiver Beobachtung schon ausreichen. Dabei spielt es keine Rolle, ob das Minimum z.B. am Tag statt in der Nacht stattfindet. Es ist bei β Lyr im Herbst in den dann längeren Nächten schon möglich, wesentliche Helligkeitsveränderungen in einer Nacht festzustellen. Mit dem

heute üblichen geeigneten Einsatz der Photometrie bekommt man so schon viele Beobachtungspunkte zusammen, die ein gut belegtes Minimum erzeugen.

Werner Braune, Tel. 030 7848453, E-Mail: braune.bav@t-online.de



BAV 1982

BAV-Karte (Ausschnitt) für Beta Lyr, bei den Nachbarsternen sind passende Vergleichssternhelligkeiten angegeben:

$\gamma = 3,2$ mag
 $\zeta = 4,1$ mag
 $\eta = 4,4$ mag

OW Geminorum – ein langperiodischer Bedeckungsstern 2022

Dietmar Bannuscher

Der sehr langperiodische Bedeckungsstern OW Gem zeigt Anfang September eines seiner seltenen Minima. Mit einer Periode von 1258,581 Tagen steht er neben Epsilon Aur und VV Cep an dritter Stelle in der Rangfolge der Bedeckungsveränderlichen mit der längsten Periode.

Ein kleinerer, weißer Stern wird von einem sehr viel größeren, gelborangen Partner bedeckt. Die Helligkeit sinkt dann von 8,2 auf ca. 10 mag, eine deutliche Helligkeitsminderung. Trotz dieser sehr großen Amplitude wurde der Stern erst 1988 von dem AAVSO-Beobachter Dan H. Kaiser auf Überwachungsfotos entdeckt. Die große Plattensammlung der Harvard-Universität zeigte dann im Nachhinein die Periode, welche nach den letzten Bedeckungen noch einmal leicht korrigiert werden konnte [1].

Diese Erscheinung selbst dauert rund zwei Wochen und das nächste Minimum (genauer: die Mitte der Bedeckung) ist für den 6. September 2022 vorausgesagt. Somit sollte der geneigte Beobachter bereits Mitte August nach dem Stern in den Zwillingen Ausschau halten. Das ist nicht ganz einfach, muss das Wintersternbild doch am Morgenhimmel aufgesucht werden. Mitte/Ende August sind die Nächte wieder deutlich länger, so dass eine Sichtung schon gelingen kann. Wegen der langen Periode fallen die Minima (alle 3,44 Jahre) häufig nicht in die ideale Beobachtungszeit für den Veränderlichen, sie laufen durchaus auch unsichtbar für uns ab.

Umso mehr sollten wir dieses schmale Zeitfenster für eine Beobachtung nutzen. Viel Freude bei der Beobachtung, berichten Sie von Ihren Sichtungen.

OW Gem, Rektasz. $06^{\text{h}} 31^{\text{m}} 41,77^{\text{s}}$, Dekl. $+ 17^{\circ} 04' 56,3''$ (2000.0)

Literatur:

[1] Andres Viertel: Der Bedeckungsveränderliche OW Geminorum, BAV Rundbrief 3-2012, S. 156ff

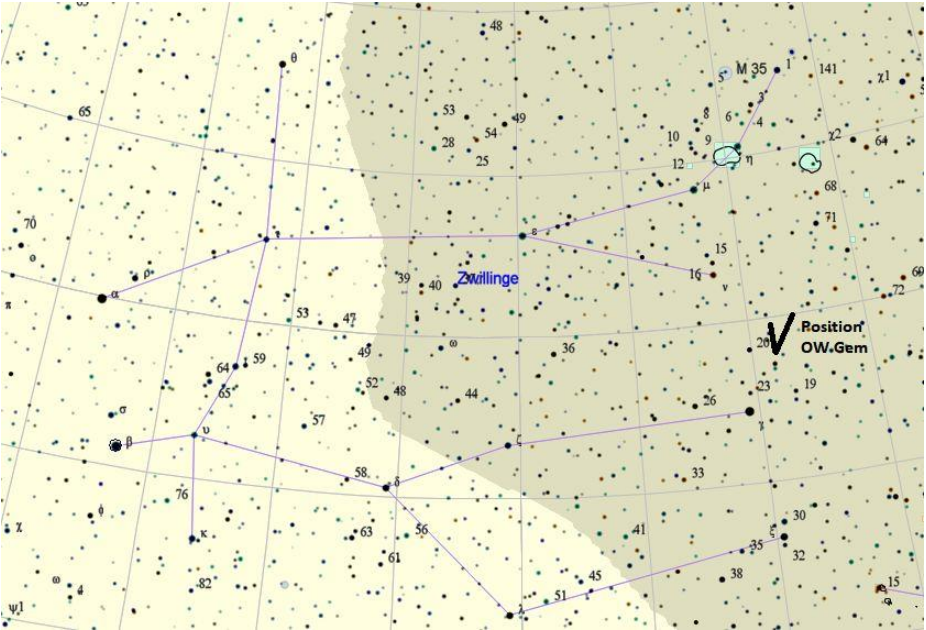


Abb. 1: ungefähre Lage von OW Gem, erstellt mit Carte du Ciel

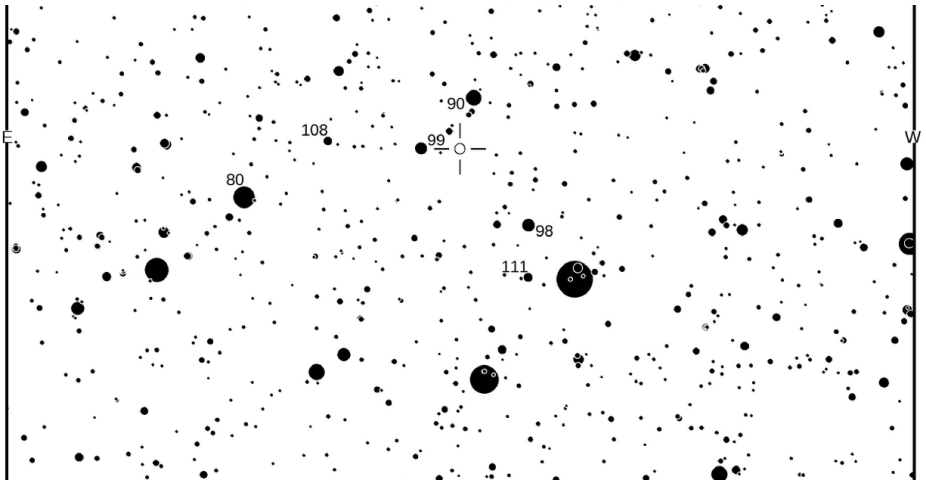


Abb. 1: Ausschnitt OW-Gem-Vergleichssternearte der AAVSO, Norden oben, Osten links, mit freundlicher Genehmigung

Die 17. Veränderlichen-Beobachtungswoche der BAV in Kirchheim

Gerd-Uwe Flechsig

Herzliche Einladung zur nunmehr 17. Veränderlichen-Beobachtungswoche an der VdS-Sternwarte in Kirchheim bei Erfurt.

Vom 20. bis 28. August 2022 dreht sich wieder einmal alles um die veränderlichen Sterne. Aktive Beobachtung steht dabei im Vordergrund, mit kleinem und größerem Gerät, mit bloßem Auge und modernen Kameras, von CCD bis DSLR.

Die eigene (vielleicht noch etwas fremde) Ausrüstung kann gerne mitgebracht und mit Hilfestellung ausprobiert werden. Ebenso stehen die allermeisten Geräte der Sternwarte zur Verfügung. Hintergrund- und Basiswissen zu den Veränderlichen wird vermittelt, das Auffinden und Beobachten geplant und geübt, die spätere Auswertung der Daten besprochen. Die Beobachtungswoche ist etwas für alle Interessierten, vom Veränderlichen-Neuling bis zum „alten Hasen“, der mit seiner Ausrüstung möglicherweise andere Wege einschlagen will.

Die Sternwarte bietet einige Übernachtungsmöglichkeiten, allesamt modernisiert in 2019, Teilnehmer buchen bitte selbst ihre Zeit über den Verein (Jürgen Schulz, j.schulz.kirchheim@t-online.de).

Ebenso stehen rund um Kirchheim Pensionen/Hotels zur Verfügung. Je nach Interessenslage gibt es Ausflüge in die geschichtsträchtige und schöne Umgebung.

Die Teilnahme ist vielfältig möglich, durchaus auch tageweise. Wer kommen möchte, meldet sich zwecks weiterer Absprachen bei Gerd-Uwe Flechsig (gf001@me.com).

Die fünfte Ausgabe der „BAV Einführung in die Beobachtung der Veränderlichen Sterne“ geht in Druck

Dietmar Bannuscher

Wohl ab August geht die nunmehr fünfte Ausgabe der BAV-Einführung in Druck und kann über die untenstehende Quelle bezogen werden.

Unter der Federführung von Lienhard Pagel wurde die ältere sogenannte „E4“ durchgesehen, neue Autoren hinzugewonnen und die Inhalte auf weitere Aktualität bzw. Neuerungen geprüft.

Bewährte Kapitel wurden ergänzt, notwendige Kürzungen vorgenommen und neue Themen beschrieben.

In knapp 5 Monaten Arbeit stellt die BAV mit ihrer „E5“ eine vollständig durchgesehene, erweiterte und aktuelle Handreichung für alle Belange in der Veränderlichen-Beobachtung vor.

Der Preis beträgt genau 20,- Euro inkl. Porto und Verpackung.

Bestellungen sind bitte zu richten an:

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

Der Rundbrief kommt diesmal sehr spät

Dietmar Bannuscher

Dieser BAV Rundbrief hat sich deutlich verzögert gegenüber den üblichen 6-8 Wochen nach Redaktionsschluss. Dies bitte ich zu entschuldigen. Neben den beruflichen und privaten Herausforderungen, die sicherlich bei allen vorkommen, ergaben sich noch Zeiten von astronomischer Abstinenz, in denen für das Hobby gar nichts ging.

Dies scheint nun alles überwunden und der Rundbrief 3-2022 sollte wieder „pünktlich“ herausgegeben werden können.

Bis dahin bedanke ich mich herzlich bei allen Autoren und auch bei den geduldigen Lesern unseres schönen Magazins.

Kataklysmische Sterne: Aktivitäten von Januar bis Juni 2022

Dietmar Bannuscher

HL CMa

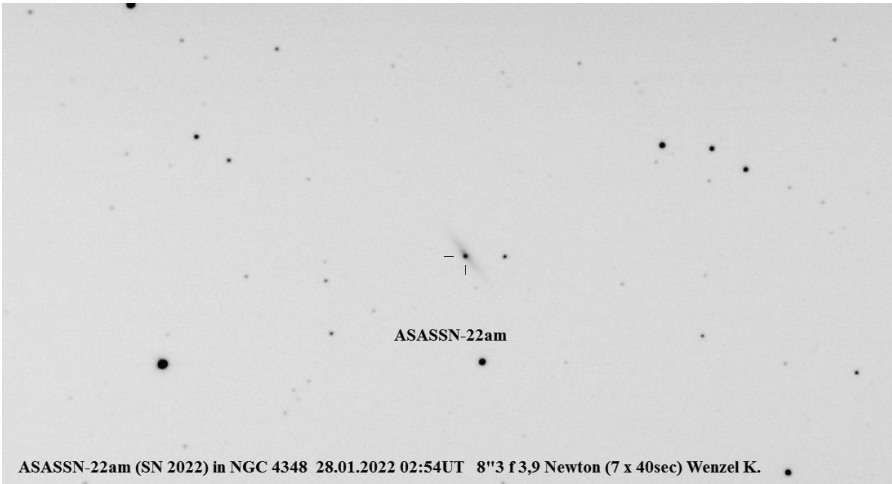
Dieser Z-Cam-Stern (Zwergnova mit Stillständen) erfuhr bereits Anfang Dezember 2021 einen der typischen Zustände rund um 12,5 mag. Normalerweise schwankt er zwischen 10,7-15 mag. Ende Januar zeigte HL CMa wieder die normale Aktivität. In der Vorsaison Winter 2020/2021 gab es lt. AAVSO-Lichtkurve keine Stillstandszeiten.

EX Hya

Diese bemerkenswerte Zwergnova zeigt neben den üblichen Ausbrüchen auch Bedeckungslichtwechsel. Im Januar 2022 gab es einen Ausbruch auf 10 mag. Hans-Günter Diederich hatte 2012 in drei RB-Artikeln ausführlich über diesen Stern informiert.

SN 2022fw (ASASSN-22am)

Diese Ia-Supernova in NGC 4348 (südl. Virgohaufen) brach am 9. Januar aus (16,9 mag) und konnte Ende Januar noch mit 13,1 mag beobachtet werden. Das Foto dazu stammt von Klaus Wenzel. Bei Ia-Supernovae explodiert ein Weißer Zwerg nach Überschreitung der Massengrenze von 1,4 Sonnenmassen.



QZ Vir (ehemals T Leo)

Die Zwergnova vom Typ SU (zeigt kurze Ausbrüche und zusätzlich seltener längere, hellere Episoden) brach Ende Januar aus, Helligkeit 9,8 mag. Der Namenswechsel erfolgte wegen des langsamen Fortschreitens der Präzision, der Stern „rutschte“ so vom Löwen in die Sternbildgrenzen der Jungfrau.

SN 2022hrs

Diese Supernova brach Mitte April in NGC 4647 aus, Details dazu bitte dem Artikel von Klaus Wenzel in diesem Rundbrief entnehmen. Mit der Nähe zu M 60 war das Ereignis in prominenter Umgebung sichtbar. Helligkeit bis zu 12,4 mag.

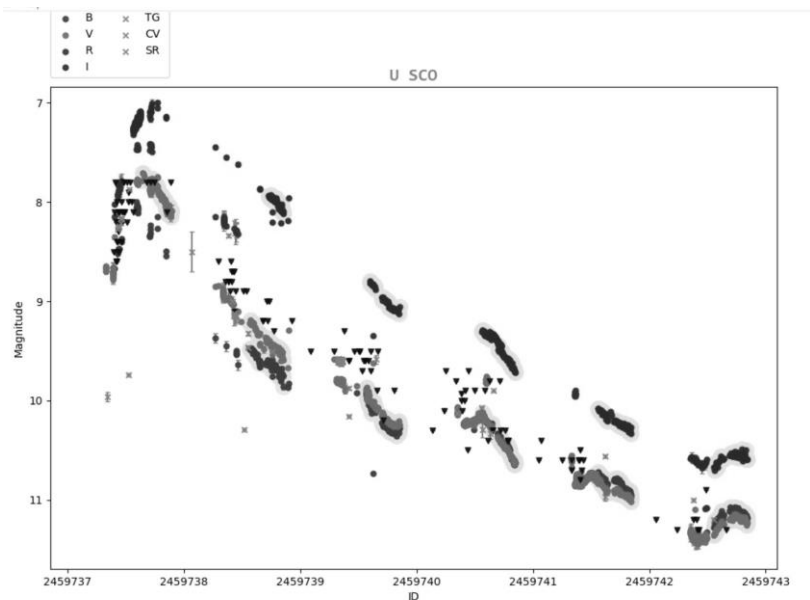
BX Mon

Das Bedeckungssystem, bestehend aus einem M5-Riesen und einem heißen F7-A0-Stern, zeigte im Januar 2019 einen langandauernden Ausbruch bei typischerweise 9,4 mag, dieser endete im Oktober 2021 (Ruhehelligkeit später rund 12 mag). Man geht davon aus, dass bei diesem Ereignis die Akkretionsscheibe um den heißen Partner mit dem M5-Riesen-Material zerstört wurde. Es entstand eine Hülle aus diesem Stoff um das Gesamtsystem. Der diesjährige Ausbruch von Ende März 2022 zeigte erneut 9,4 mag, leider war der Stern bei der Rundbrief-Erstellung dann schon nicht mehr sichtbar. Im Spätherbst 2022 kann das Sternenpaar erneut beobachtet werden.

U Sco

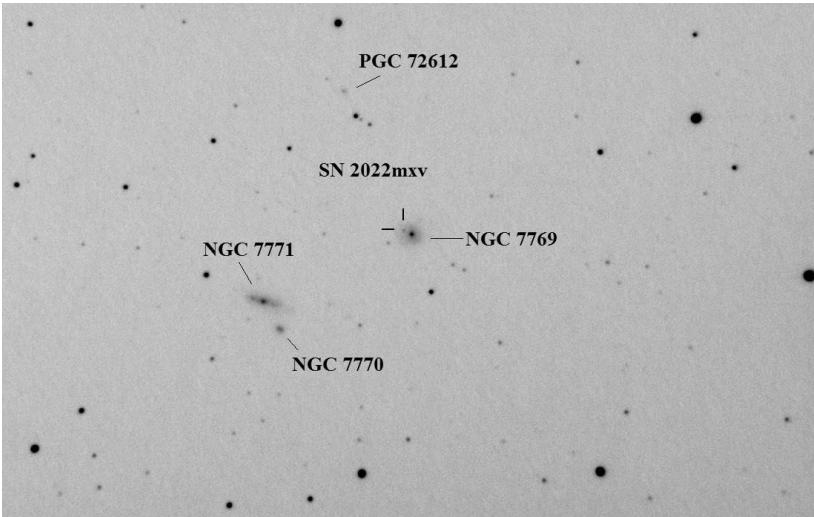
Dieser bekannte, meist schwache Stern brach am 6. Juni aus (M. Moriyama, Japan), zunächst mit 11,4 mag. Bereits wenige Stunden später wurde überall 8,7 mag in V gesehen. U Sco konnte sogar 7,5 mag in V erreichen, dann fiel die Helligkeit schnell ab. Josch Hamsch legte hier eine komplette Lichtkurve vor (siehe auch Rundbrief-Rückseite), andere BAVer konnten den Ausbruch immerhin kurz beobachten.

U Sco steht bei der oberen Schere des Scorpions. Als wiederkehrende Nova lohnt sich der regelmäßige Hingucker, rund alle 10 Jahre (mal kürzer, mal länger) wird ein Ausbruch registriert.

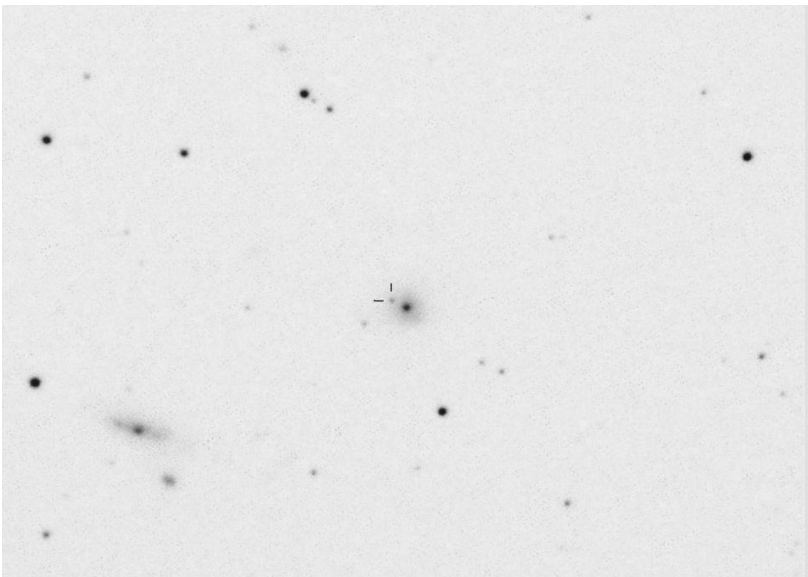


SN 2022mxv

Eine Supernova wurde von den Suchmaschinen am 18. Juni in der Galaxie NGC 7769 entdeckt. Klaus Wenzel konnte sie am 30. Juni mit 16,9 mag aufnehmen, einen Tag später bereits bei 15,5 mag (siehe beide Fotos unten).



30. Juni 2022, 16,9 mag



1. Juli 2022, 15,5 mag

BAV-Publikationen und aktueller Beobachtungseingang

Lienhard Pagel

Posteingang der Sektion im Zeitraum 01 bis 03 2022

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

Monat 01:	HOC 5	MS 115	MZ 4	SIR 2	SM 19	WNZ 3	
Monat 02:	FIR 1	FR 100	MS 261	MZ 9	WKT 4		
Monat 03:	BSH 5	FIR 1	MS 159	MZ 4	SCI 22	WNZ 2	WKT 3

Anzahl Lichtkurven-Dateien:	719
Anzahl MiniMax-Dateien:	60
Anzahl MiniMax-Datensätze:	813
Anzahl anderer Dateien:	19

Minima und Maxima 1-3 2022 (Basis: MiniMax-Dateien)

Beobachter			Summe	vis	CoF	CmF	Exo
BSH	Bösch, G.	Nagold	7	0	7	0	0
FIR	Fischer, M.	Emskirchen	2	0	2	0	0
FR	Frank, P.	Velden	159	0	159	0	0
HOC	Hoecherl, M.	Roding	8	0	0	8	0
MS	Moschner, W.	Lennestadt	558	0	8	550	0
MZ	Maintz, G.	Bonn	17	0	14	3	0
SCI	Schmidt, U.	Karlsruhe	22	0	22	0	0
SIR	Schirmer, J.	Harsefeld	2	0	2	0	0
SM	Sturm, A.	Saarburg	19	19	0	0	0
WNZ	Wenzel, B.	Wien	5	0	0	5	0
WKT	Wickert, V.	Essen	14	0	4	10	0
011	Beobachter	Summen	813	19	218	576	0

Summe Photo-Maxima:	291
Summe Photo-Minima:	503

Summe visueller Maxima:	6
Summe visueller Minima:	13

Gesamtanzahl Minima/Maxima: 813

Davon:

Maxima:	297
Minima:	516

Anzahl E, GS usw.:	253
Anzahl RR:	82
Anzahl DSCT:	38
Anzahl CEP:	0
Anzahl M:	2
Anzahl SR:	8
und andere ...	

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

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

Abbildung auf der Titelseite

Das Titelbild zeigt diesmal CW Leo, den mit 400 Lj nächstgelegenen Kohlenstoffstern. Der alte Stern blies und bläst den in ihm entstandene Kohlenstoff in das All, Grundlage für weitere Sterne, Planeten und möglicherweise neues Leben.

Interessanterweise steht er nur knapp 2 Grad nördlich von R Leo, allerdings mit einer Helligkeitsskala von 11-15 mag (R), die V-Helligkeit wird noch niedriger sein.

Credit: ESA/Hubble, NASA, Toshiya Ueta (University of Denver), Hyosun Kim (KASI)

Wir freuen uns über Ihre Fragen und Wünsche

Schreiben sie uns:

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

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

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

BAV-Mitgliedschaft

Fordern Sie einfach bei den obigen Anschriften ein Aufnahmeformular an, oder laden es herunter: http://www.bav-astro.de/vorstand/BAV_Aufnahmeantrag.pdf.

Der Jahresbeitrag beträgt bis zum vollendeten 18. Lebensjahres 10 €, sonst 21 €.

Wir freuen uns auf Ihre Anfrage.

Redaktionsschluss

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

Einsendung von

Lichtkurvenblättern

CCD-Beobachtungen

Visuelle Beobachtungen

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

Veranstaltungen (nicht nur der BAV)

BAV-Beobachtungswoche

Kirchheim

20.-28. Aug. 2022

VdS-Tagung 2022 („Alle nach Halle“)

Halle/Saale

28.-30. Okt. 2022

Impressum

Herausgeber und Vertrieb:

BAV Rundbrief

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

Internet:

Registergericht:

Redakteur:

Beiträge bitte an:

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

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:

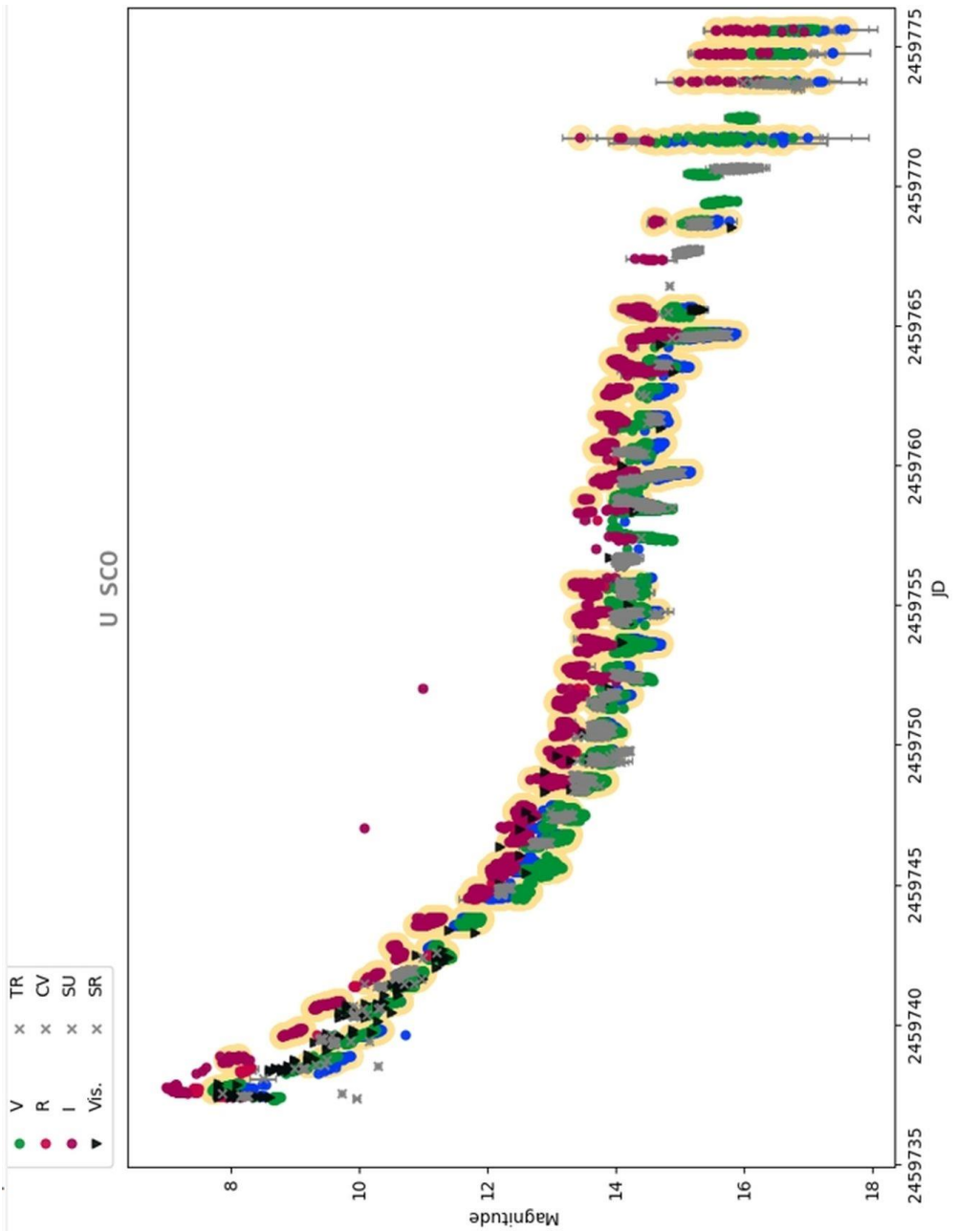
Die abgedruckten Beiträge geben weder die Meinung des Redakteurs noch die der BAV wieder.

Druck:

CopyKing Unter den Eichen 57 12203 Berlin

Redaktionsschluss:

1. Mai 2022



Lichtkurve von U Sco, J. Hamsch dokumentierte den kompletten Ausbruch vom 6. Juni 2022

