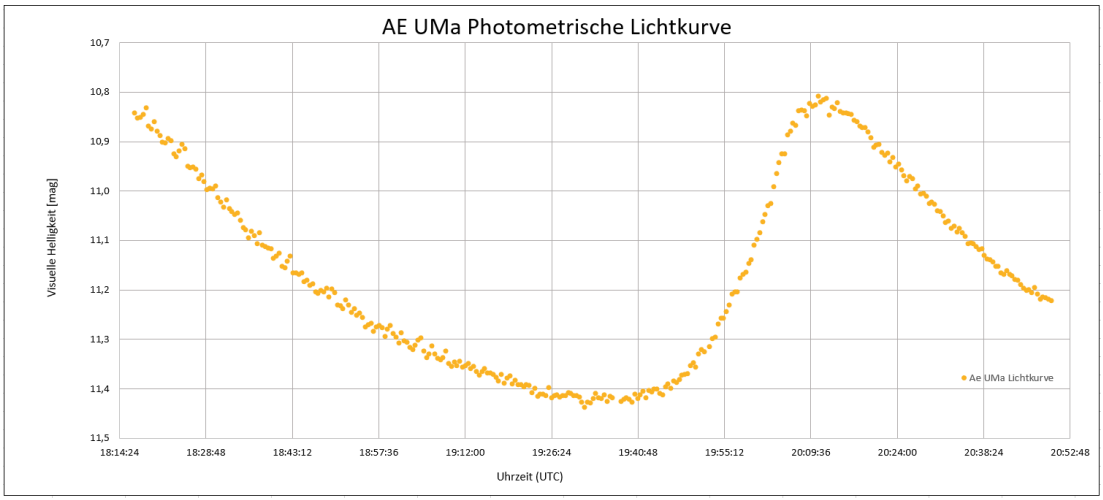
Die Bestimmung der Entfernung des Zwergcepheiden AE UMa

Henri Wagner und Hendrik Tackenberg



JUGEND FORSCHT 2019

Carl-Fuhlott-Gymnasium, Wuppertal

Betreuer: Bernd Koch

Inhaltsverzeichnis

1 Bestimmung der Entfernung des Zwergcepheiden AE UMa **2**
1.1 Die astronomische Entfernungsleiter 2
1.2 Was sind pulsationsveränderliche Sterne (Kappa-Mechanismus) 3
1.3 AE UMa 3
1.4 Bestimmung der Entfernung des Zwergcepheiden AE UMa 4
1.4.1 Auswerten der Lichtkurve 5
1.4.2 Auswertung 7
1.4.3 Diskussion 9

2 Kalibrierung des Baader Grünfilters G mit Hilfe des Sternhaufens NGC 957 **10**
2.1 Einführung 10
2.2 Photometrie des Sternhaufens NGC 957 11
2.3 Danksagung 15
2.4 Unser Fazit 15
2.5 Eigenständigkeitserkläung 15

Kapitel 1

Bestimmung der Entfernung des Zwergcepheiden AE UMa

1.1 Die astronomische Entfernungsleiter

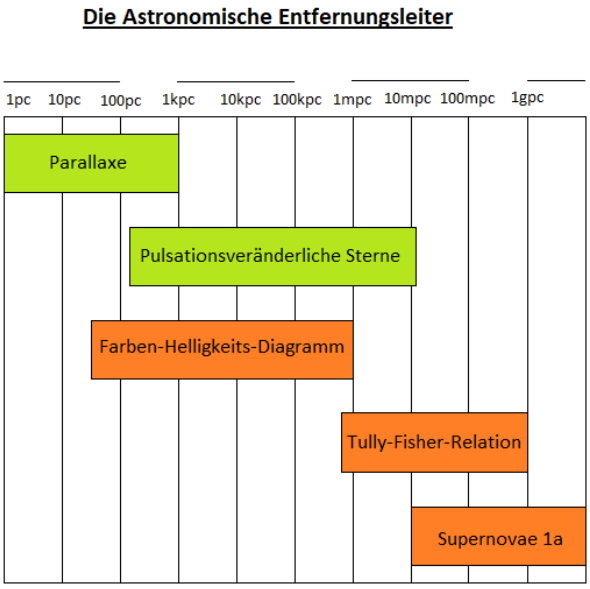


Abbildung 1.1: die astronomische Entfernungsleiter

Die astronomische Entfernungsleiter ermöglicht die Entfernungsbestimmung im Weltall. Auf der Erde werden die meisten Entfernungen gemessen, wobei Start- und Endpunkt physisch erreichbar sind. Im Weltall ist dies allein aufgrund der großen Entfernungen nicht möglich. Die erste Methode zur Entfernungsbestimmung ist auch auf der Erde anwendbar. Es handelt sich um die Trigonometrie oder auch Parallaxenmethode. Voraussetzung für diese Methode ist, dass eine Strecke (bspw. der Abstand Erde-Sonne) bekannt ist. Anhand dieser Strecke und zweier Winkel, die gemessen werden können, lässt sich über Dreiecksbestimmung die Distanz errechnen. Mithilfe dieser Methode lassen sich Sterne bis zu einer gewissen Weite bestimmen, jedoch wird der Winkel immer kleiner und damit umso schwerer zu messen. Innerhalb dieser messbaren Weite muss es nun Sterne geben, deren Distanz ebenfalls durch eine zweite Methode bestimmbar ist. An diesen so genannten Standardkerzen lassen sich die Methoden prüfen. Stimmen diese Ergebnisse überein, kann man damit Sterne in weiterer Entfernung messen.

Für die astronomische Entfernungsleiter ist es also essentiell, dass die Methoden sich teilweise überlappen, sodass die Methoden an der nächst kleineren Methode geeicht und verifiziert

werden können. Dies ist auch der Grund für die Metapher der Leiter, da die einzelnen Sprossen (Methoden), die aufeinander folgen es ermöglichen, dass jede Entfernung bestimmt werden kann.

1.2 Was sind pulsationsveränderliche Sterne (Kappa-Mechanismus)

Wenn man die Sterne am Himmel betrachtet, sieht man eine Vielzahl verschieden heller Sterne, die alle in ihrer Helligkeit konstant zu sein scheinen. Doch dies ist keinesfalls so. Alle Sterne sind im ständigen Wandel, und in vielen Fällen lässt sich eine Pulsation beobachten. Das bedeutet, dass die Sterne in einem gewissen, meist regelmäßigen Zeitabstand (Periode) heller und wieder dunkler werden. Jene, bei denen dies deutlich zu erkennen ist, werden pulsationsveränderliche Sterne genannt. Die hellsten unter diesen wurden schon vor knapp 100 Jahren von Henrietta Leavitt mit bloßem Auge anhand von Fotoplatten entdeckt.

Die Pulsation ist das Resultat eines physikalischen Kreislaufes, welcher sich in bestimmten Sternen, nämlich in Sternen einer hinreichenden Energieklasse abspielt, und sich Kappa-Mechanismus nennt. Grundvoraussetzung für diesen ist das so genannte Heliumbrennen innerhalb des Sterns, also der Fusion dreier Heliumatome zu einem Kohlenstoffatom. Dieser Vorgang stellt genug Energie bereit um die Außenhülle des Sterns zu ionisieren, das bedeutet gebundene Elektronen abzuspalten. Dies sorgt für ein schwierigeres Austreten der Strahlung des Kerns durch die äußeren Schalen und führt damit zu einem Energiestau innerhalb des Sterns, sodass sich dieser stark aufheizt. Diese immer größer werdende Energie lässt den Stern pulsieren. Die vergrößerte Oberfläche des Sterns strahlt jedoch wieder deutlich mehr Energie ab, was wie eine natürliche Kühlung wirkt. Je kälter der Stern wird, desto weniger interagiert er mit der Strahlung seines Kerns, welche nun wieder entweichen kann, bis sich der Stern daraus resultierend erneut komprimiert hat und sich somit erneut aufheizt. Nun staut sich die freigesetzte Energie wieder im Plasma an, bis es zu einer erneuten Ausdehnung kommt. Dieser Zyklus wiederholt sich stetig. So pulsiert der Stern.

1.3 AE UMa

AE UMa ist einer dieser pulsationsveränderlichen Sterne im Sternbild Großer Bär (Ursa Major).

Der Stern gehört zu den SX-Phoenicis-Sternen, einer Unterklasse der Delta-Scuti-Sterne. Die Pulsationseigenschaften zeichnen sich durch eine sehr kurze Periodendauer von 0,7 Stunden bis maximal 2 Stunden und dennoch einer Helligkeitsamplitude von bis zu 0,7 Magnituden aus. Ebenfalls haben SX-Phoenicis-Sterne im Vergleich zu ihrer Oberklasse, der Delta-Scuti-Sterne, eine sehr geringe Metallizität[1]. Dementsprechend ist AE UMa auch in die Spektralklasse A9 einzuordnen[2]. AE UMa befindet sich, da es sich um einen pulsierenden Stern handelt, in einer Instabilitätsphase. Das bedeutet, dass der Stern sich im Übergang von dem Heliumbrennen im Kern zum Wasserstoffbrennen in der Hülle befindet. Im Hertzsprung-Russell-Diagramm ist AE UMa somit im Bereich der sogenannten Hertzsprung-Lücke, einem Bereich oberhalb der Hauptreihe, einzuordnen, in der statistisch wenig Sterne liegen, da diese Phase verhältnismäßig schnell durchlaufen wird[3].

Aus der Spektralklasse geht weiterhin hervor, dass AE UMa ein relativ heißer Stern ist. Die Oberflächentemperatur beträgt ca. 9700-9750 Kelvin[4]. Eine weitere besondere Eigenschaft von AE UMa ist, dass der Stern 2 Perioden besitzt. Diese überlagern sich und führen zu Schwankungen in der Amplitude[5][6].

[1] https://de.wikipedia.org/wiki/Delta-Scuti-Stern
[2] http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-basic?Ident=ae+uma\&submit=SIMBAD+search
[3] https://en.wikipedia.org/wiki/Hertzsprung_gap
[4] https://de.wikipedia.org/wiki/Spektralklasse
[5] https://www.aavso.org/lcotw/ae-ursae-majoris
[6] http://adsabs.harvard.edu/full/1974IBVS..903....1S[7]

1.4 Bestimmung der Entfernung des Zwergcepheiden AE UMa

Die Lichtkurve wurde nun mithilfe der Software MuniWin erstellt. Das Programm ist sehr übersichtlich und einfach zu bedienen, da man Schritt für Schritt durch die Auswertung geführt wird.

Die Lichtkurve, die uns aus dem Datensatz mit Hilfe von MuniWin errechnet wurde, hat uns aufgrund der geringen Streuung der Punkte und einer klar erkennbaren Kurve positiv überrascht. Um nun die Daten besser visualisieren und auch auswerten zu können, wurden die Daten als Textdokument exportiert und in Microsoft Excel eingefügt. Zuerst haben wir das Julianische Datum[8] in eine Uhrzeit umgewandelt (UTC). Um nun eine Lichtkurve darstellen zu können, wird die Differenz aus der Helligkeit des variablen (pulsationsveränderlichen) Sterns und der Helligkeit des Vergleichssterns, hier TYC 2998-1249-1, ermittelt (Spalte C). Dieses Verfahren verhindert, dass Beeinträchtigungen wie stärkerer Dunst oder Seeing[9] die Werte verfälschen, da beide Werte hiervon betroffen sind. Nun haben wir die Helligkeit unseres Vergleichssterns im visuellen Bereich (V-Band) als Konstante, die wir der Aladin-Datenbank entnommen haben, wieder addiert und erhalten die Helligkeit unseres pulsationsveränderlichen Sterns (Spalte D).

	A	B	C	D
1	JDHEL	Time	V-C	V-C+11,32
2		(UTC)		
3	2458155,261721	18:16:53	-0,47867	10,841
4	2458155,262045	18:17:21	-0,46786	10,852
5	2458155,262369	18:17:49	-0,47032	10,850
6	2458155,262693	18:18:17	-0,47541	10,845
7	2458155,263006	18:18:44	-0,48947	10,831
8	2458155,263330	18:19:12	-0,4525	10,868
9	2458155,263643	18:19:39	-0,44667	10,873
10	2458155,263967	18:20:07	-0,46181	10,858
11	2458155,264291	18:20:35	-0,44219	10,878
12	2458155,264615	18:21:03	-0,43348	10,887
13	2458155,264927	18:21:30	-0,42025	10,900
14	2458155,265251	18:21:58	-0,41892	10,901
15	2458155,265575	18:22:26	-0,42694	10,893
16	2458155,265899	18:22:54	-0,42341	10,897
17	2458155,266212	18:23:21	-0,39646	10,924
18	2458155,266536	18:23:49	-0,39082	10,929
19	2458155,266860	18:24:17	-0,40242	10,918
20	2458155,267184	18:24:45	-0,41576	10,904
21	2458155,267508	18:25:13	-0,40706	10,913
22	2458155,267832	18:25:41	-0,37086	10,949
23	2458155,268145	18:26:08	-0,36877	10,951
24	2458155,268469	18:26:36	-0,36996	10,950
25	2458155,268793	18:27:04	-0,36493	10,955
26	2458155,269117	18:27:32	-0,34628	10,974
27	2458155,269430	18:27:59	-0,35255	10,967
28	2458155,269754	18:28:27	-0,33989	10,980
29	2458155,270078	18:28:55	-0,32332	10,997
30	2458155,270402	18:29:23	-0,32594	10,994
31	2458155,270714	18:29:50	-0,32537	10,995
32	2458155,271038	18:30:18	-0,33156	10,988
33	2458155,271362	18:30:46	-0,30779	11,012
34	2458155,271675	18:31:13	-0,29821	11,022
35	2458155,271999	18:31:41	-0,28816	11,032
36	2458155,272323	18:32:09	-0,30331	11,017
37	2458155,272647	18:32:37	-0,28519	11,035
38	2458155,272960	18:33:04	-0,27882	11,041

AE Uma DATA Excel | Diagramme

Abbildung 1.2: Datensatz in Microsoft Excel

Aus der Zeit und der Helligkeit von AE UMa wurde nun in Excel ein Punktdiagramm erstellt. Wichtig ist hierbei, dass die Skalierung der Y-Achse umgekehrt wird: Ein hoher Wert in mag bedeutet, dass der Stern dunkel ist, und ein sehr kleiner Wert bedeutet, dass der Stern heller ist.

[8] Fortlaufende Zeitrechnung in Ganztagen ab dem 1.Januar 4713 v. Chr.

[9] Mit Seeing wird das Phänomen der Unschärfe durch Luftunruhen in der Atmosphäre bezeichnet.

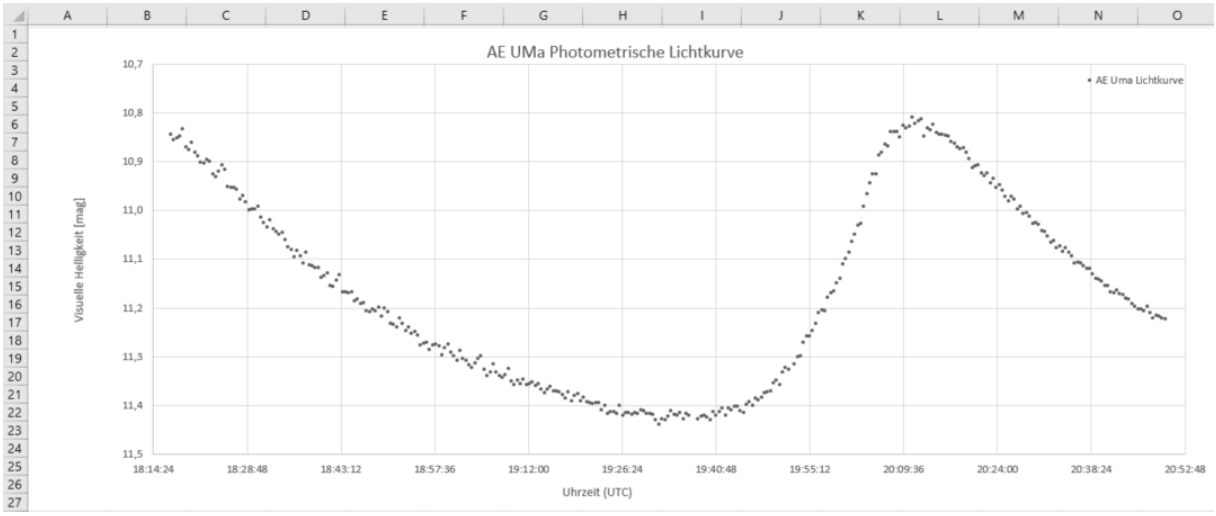


Abbildung 1.3: Unsere Lichtkurve nach Auswerten der Daten.

Diese Lichtkurve ist ein außerordentlich gutes Ergebnis. Man kann erkennen, dass bei einem Fehlerbereich von nur 0,2% alle Punkte auf der Kurve liegen und nur eine sehr geringe Streuung vorliegt.

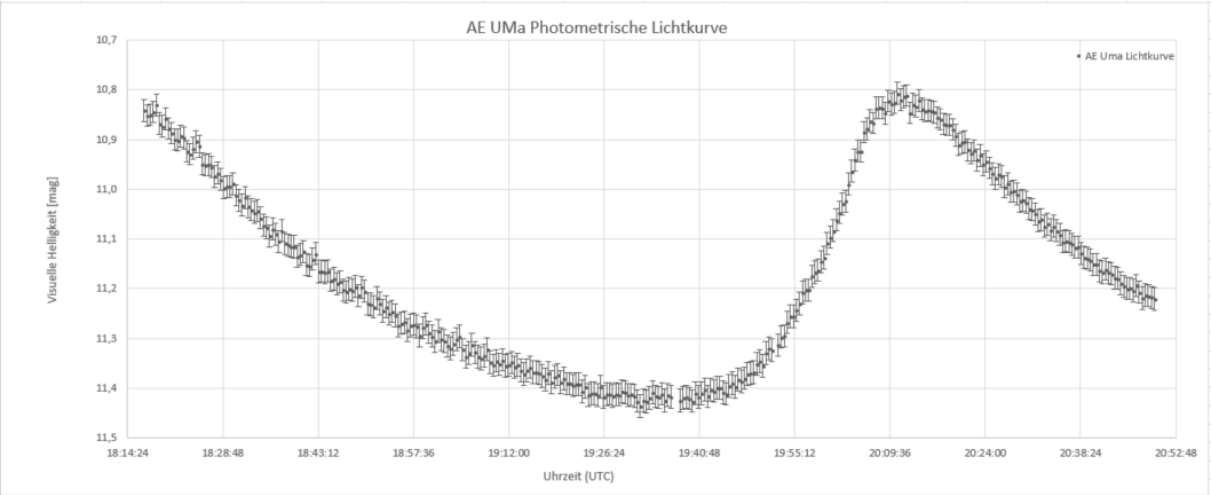


Abbildung 1.4: Lichtkurve mit einem Fehlerbereich von 0,2%

1.4.1 Auswerten der Lichtkurve

Als nächstes gilt es, die Dauer der Periode, das Maximum und das Minimum der Lichtkurve zu bestimmen, um die Entfernungsbestimmung durchführen zu können.

Da es innerhalb unserer Aufnahmezeit leider nicht zu einem erneuten Maximum oder Minimum kam, zwischen denen man folglich die Dauer der Periode hätte bestimmen können, mussten wir uns einen Teil der Periode heraussuchen, der innerhalb der photometrischen Kurve doppelt vorhanden ist.

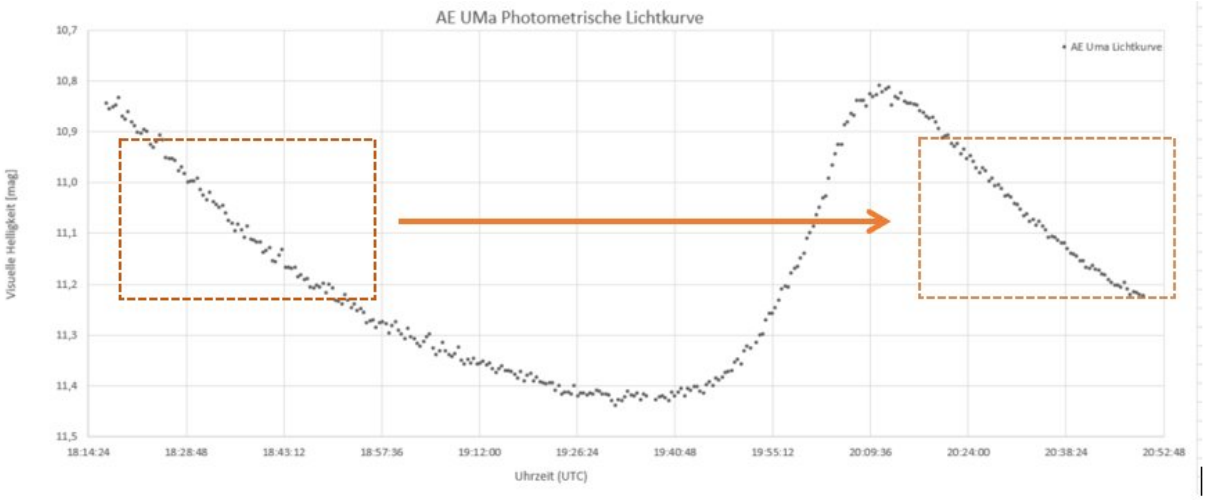


Abbildung 1.5: Verschiebung zur Bestimmung der Periode

Diese Werte wurden nun auf der Zeit-Achse (X-Achse) solange verschoben, bis sie möglichst deckungsgleich zu dem rechten Abschnitt der Periode sind. Auch hier war das Ergebnis, also die Ähnlichkeit beider Periodenausschnitte, welche wir übereinandergelegten, überraschend gut.

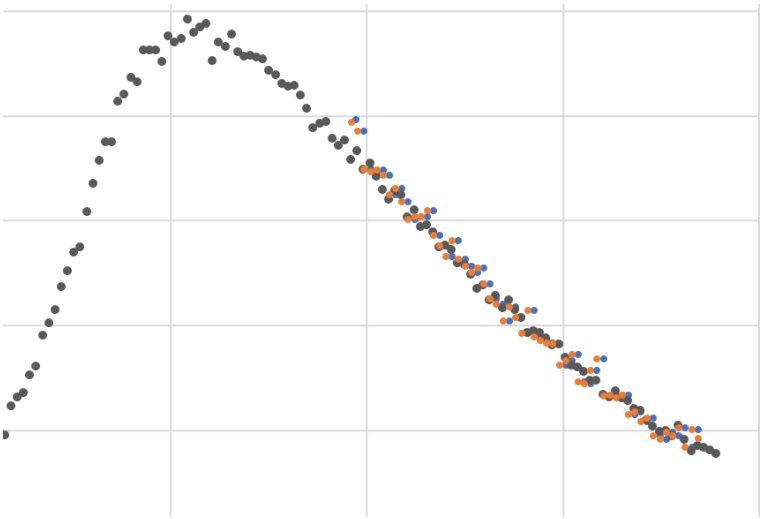


Abbildung 1.6: Zwischen der orangen und der blauen Datenreihe liegen 28 Sekunden, die orange ist im ersten Teil des Ausschnitts genauer, die blaue im unteren Ausschnitt

Zwischen der orangen und der blauen Datenreihe liegen 28 Sekunden, die orange ist im ersten Teil des Ausschnitts genauer, die blaue im unteren Ausschnitt.

Aufgrund der Verzögerung von ca. 30 Sekunden zwischen den Zeitpunkten, für die bedingt durch die Belichtungszeit ein Helligkeitswert vorliegt, lässt sich diese Verschiebung nicht mit kompletter Sicherheit festlegen. Aus unserer Auswertung geht hervor, dass der Periodenabschnitt um ca. 1 Stunde und 58 Minuten verschoben werden muss, damit sich beide Abschnitte überdecken. Aufgrund der Messstreuung und des gegebenen Zeitintervalls bleibt eine Fehlergrenze von ca. 15 Sekunden, da die Werte nur in Schritten von 30s verschiebbar sind und keine hundertprozentige Deckung erfolgt.

Aus dieser Verschiebung des Ausschnitts auf der Zeit-Achse (X-Achse) geht die Periodendauer $p = 7093 \pm 15s$ hervor. Dies entspricht $p = 0,0820949074 \pm 0,00017361\overline{1}d$. Somit liegt der Fehlerbereich der Periode bei $0,2$ Prozent.

Das Maximum ist aus den Tabellenwerten und dem Verlauf der Lichtkurve abzuschätzen. Wir kommen auf ein Maximum von ca. $10,818$ mag. Auch hier haben wir wieder eine gewisse

Fehlergrenze, da der Verlauf der Lichtkurve, aufgrund der Streuung und des Zeitintervalls zwischen den einzelnen Messwerten nicht eindeutig ist. Dieser Fehlerbereich liegt bei $\pm 0,011\ mag$.

Ebenso haben wir das Minimum der Lichtkurve bestimmt. Dies liegt bei ca. $11,422\ mag$. Aufgrund der Periodenform und des lang anhaltenden Tiefs liegt für das Minimum ein Fehler von $\pm 0,014 mag$ vor. Also halten wir fest:

$$Periode : p = \mathbf{0{,}0820949074} \pm 0,00017361\overline{1}d$$
$$MaximaleHelligkeit : m_{max} = \mathbf{10{,}818} \pm 0,011\ mag$$
$$MinimaleHelligkeit : m_{min} = \mathbf{11.422} \pm 0,014\ mag$$

1.4.2 Auswertung

Aus der Perioden-Leuchtkraft-Beziehung für SX-Phoenicis-Sterne lässt sich nun die tatsächliche Helligkeit, also die Helligkeit, die der Stern in $10pc$ Entfernung misst, bestimmen. Die Formel im Bereich des V-Bands für SX-Phoenix-Sterne lautet[10]: $M_V = -3,73 \times \log_{10}(p) - 1,9$

Diese Formel liefert einen Helligkeitswert, welcher auf $0,1\ mag$ genau ist. Durch das Einsetzen der von uns gemessenen Periode erhalten wir: $M_V = -3,73 \times \log_{10}(0,0820949074) - 1,9 = 2,149600509\ mag$

Folglich hat AE UMa aus einer Entfernung von $10pc$ eine Helligkeit im visuellen Licht von ca. $2,1496\ mag$. Da wir nun die absolute Helligkeit kennen, können wir uns im nächsten Schritt das Entfernungsmodul zur Hilfe nehmen.

Licht, welches von einer Quelle ausgesandt wird, erfährt die sogenannte geometrische Verdünnung. Also nimmt die Intensität, die Strahlungsenergie pro Fläche (Strahlungsstrom), proportional zu dem Quadrat der Entfernung ab. Diese Abnahme ist auf die Oberflächenzunahme einer Kugel, welche ihren Radius verdoppelt, zurückzuführen.

Um nun die Entfernung bestimmen zu können, ermitteln wir den Strahlungsstrom für eine Entfernung von $10pc$ und der gesuchten Entfernung:

$$\frac{S(r_1)}{S(r_2)} = \frac{r_2^2}{r_1^2} = \frac{(10pc)^2}{r_1^2}$$

Nun können wir dieses Zwischenergebnis in das Entfernungsmodul einsetzen:

$$m - M = -2,5 \times \log_{10}(\frac{(10pc)^2}{r_1^2})$$

Jetzt können wir die Quadrate im Logarithmus umformen, sodass wir den Logarithmus-Ausdruck mit 2 multiplizieren(Potenzregel).

$$m - M = -5 \times \log_{10}(\frac{10pc}{r})$$

Um weiter rechnen zu können, setzen wir nun voraus, dass die Entfernung r in Parsec angegeben wird, damit sich die Einheiten rauskürzen. Nun wird der Bruch mit Hilfe des Divisionsgesetzes für den Logarithmus aufgelöst:

$$m - M = -5 \times \log_{10} \frac{10pc}{r} = -5 \times \log_{10} 10 - \log_{10} r$$

Der Logarithmus von 10 ist natürlich 1, daraus folgt:

$$m - M = -5 + 5 \log_{10} r$$

$$\leftrightarrow 10^{(m-M)} = 10^{-5} \times 10r$$

$$\leftrightarrow r = 10^{\frac{m-M+5}{5}}$$

Jetzt haben wir einen Term zur Bestimmung der Entfernung r in Parsec abhängig von der scheinbaren Helligkeit m in mag und der absoluten Helligkeit M in mag[11]. Da es bei einem pulsationsveränderlichen Stern nicht nur eine konstante Helligkeit gibt, wird für die scheinbare Helligkeit das arithmetische Mittel aus der Helligkeit im Maximum und Minimum der Periode gebildet. Diese Methode ist jedoch nur eine Nachahmung aus einer anderen Arbeit. Ebenfalls gibt es die Möglichkeit die scheinbare Helligkeit über folgende Formel zu ermitteln[12]:

[10] Der Stern CY Aquarii und die Lichtgeschwindigkeit, Werner Pfau (`http://www.tls-tautenburg.de/TLS/fileadmin/institut/hist/pic/suw\_2004\_3\_S60.pdf`)

[11] RedScienceFrog, `https://www.youtube.com/watch?v=QX5mAVDYwzk`

[12] `https://www.haus-der-astronomie.de/3440685/04Engelmann.pdf`

$$m = 2,5 \times \log_{10}(2) - 2.5 \times \log_{10}(10^{-\frac{2}{5}m_{min}} + 10^{-\frac{2}{5}m_{max}})$$

Daraus folgt:

$$m = 2,5 \times \log_{10} 2 - 2,5 \times \log_{10} (10^{-\frac{2}{5}10,818} + 10^{-\frac{2}{5}11,422}) = 11,0785\ mag$$

Dieser Wert weicht nur minimal von der scheinbaren Helligkeit, die über das arithmetische Mittel berechnet wurde, ab, ist aber, da es im Exponent der Basis 10 steht, doch bedeutsam. Nun können wir die Entfernung anhand unserer Ergebnisse berechnen:

$$r = 10^{\frac{\frac{11,422+10,828}{2} - 2,149600509+5}{5}} = \mathbf{622{,}4\ pc}$$

Oder:

$$r = 10^{\frac{11,0785-2,149600509+5}{5}} = \mathbf{610{,}6\ pc}$$

Man sieht, dass sich beide Ergebnisse im Verhältnis gesehen nur gering unterscheiden. Dieses Ergebnis können wir nun anhand der Parallaxe, welche in der Simbad-Datenbank angegeben ist, überprüfen. Dort wird eine Parallaxe von 1,27 Millibogensekunden angegeben[13]. Mithilfe der Parallaxenformel können wir nun die Entfernung berechnen:

$$r_{para} = \frac{1}{\tan(\frac{1,27}{3600 \times 1000})} = 162413233,3$$

Um die beiden Werte vergleichen zu können, rechnen wir die Entfernung, welche aufgrund der Parallaxe bestimmt wurden, nun in Parsec um:

$$1pc = 206264,608AE$$

$$r_{para} = \frac{162413233,3}{206264,608} = \mathbf{787{,}4}pc^{14}$$

Man sieht, dass diese Werte doch relativ nahe aneinander liegen. Trotzdem bleibt ein Fehler von ca. 21%. Eine größere Übereinstimmung lässt sich jedoch erzielen, in dem für die scheinbare Helligkeit nur die photometrische Helligkeit im Minimum eingesetzt wird.

Da wir mit diesem Wert noch nicht ganz zufrieden waren und uns sicher waren, dass wir die Entfernung genauer bestimmen konnten, haben wir weiter recherchiert und sind auf eine Veröffentlichung der Astronomical Society of the Pacific gestoßen. In dieser Arbeit wurde die Veränderung der Perioden behandelt. Diese werden über die Zeit kontinuierlich kürzer. Ebenfalls wird jedoch angemerkt, dass es sich bei AE UMa aufgrund der vergleichsweise hohen Metallizität nicht um einen metallarmen Stern handelt $(-0,1bis - 0,4\ [Fe/H])$[15] .
Dieser Wert widerspricht der Definition der SX-Phoenicis-Sterne, da diese eine niedrige Metallizität aufweisen müssen[16]. Aufgrund dieser Tatsache und der abnehmenden Periode schlägt die Publikation eine Einordnung des Sterns AE UMa in die Gruppe der Population I Zwerg-Cepheiden (Delta Scuti-Sterne) vor. Diese irrtümliche Einordnung als SX-Phoenicis-Stern wird durch die Eigenschaften der Lichtkurve erklärt[17].
Mithilfe der Perioden-Leuchtkraft-Beziehung für Delta-Scuti-Sterne errechnen wir nun erneut die absolute Helligkeit und setzen diese ins Entfernungsmodul ein:

$$M_V = -3,725 \times \log_{10}(0,0820949074) - 1,969 = 2,07517209\ mag$$

$$r = 10^{\frac{\frac{11,422+10,818}{2} - 2,07517209+5}{5}} = 644,11pc$$

Dieser Wert ist schon näher an der tatsächlichen Entfernung. Eine weitere Möglichkeit, eine größere Übereinstimmung zu erreichen, entsteht, wenn wir nicht das arithmetische Mittel des Minimums und Maximums bilden, sondern nur die Helligkeit des Minimums einsetzen. Somit erhalten wir:

[13] http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-basic?Ident=ae+uma\&submit=SIMBAD+search
[14] http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-basic?Ident=ae+uma\&submit=SIMBAD+search
[15] https://de.wikipedia.org/wiki/MetallizitÃďt
[16] https://en.wikipedia.org/wiki/SX_Phoenicis_variable
[17] http://adsbit.harvard.edu//full/1997PASP..109.1073H/0001073.000.html

$$r = 10^{\frac{11,422-2,07517209+5}{5}} = 740,2863pc$$

Dieser Wert ist schon sehr nahe am dem Wert, der auf der Parallaxenmessung des GAIA-Satelliten beruht. Die Abweichung beträgt hier gerade einmal ca. 5%, welche der Ungenauigkeit der Perioden-Leuchtkraft-Beziehung für Delta-Scuti-Sterne zugrunde liegen kann[18]. Dieses Ergebnis ist überaus zufriedenstellend, nur fehlt die wissenschaftliche Legitimation, dass das Minimum der Lichtkurve der Wert der scheinbaren Helligkeit ist.
Die größte Übereinstimmung erhalten wir jedoch, wenn wir uns der Formel zur Bestimmung der tatsächlichen Helligkeit von Population I-Cepheiden bedienen:

$$M_v = -2,78 \times \log_{10}(0,0820949074) - 1,32 = 1,698200916$$

$$r = 10^{\frac{\frac{11,422+10,818}{2}-1,698200916+5}{5}} = 644,11pc$$

Methode	**Absolute Helligkeit**	**Entfernung**
Trigonometrische Parallaxe	-	787,4 pc
Perioden-Leuchtkraft SX Phoenix	2,15 mag	622,4 pc
Perioden-Leuchtkraft SX Phoenix, scheinbare Helligkeit über log-Funktion	2,15 mag	610,6 pc
Perioden-Leuchtkraft Delta-Scuti	2,08 mag	644,1 pc
Nur minimum in Entfernungsmodul	2,08 mag	740,3 pc
Perioden-Leuchtkaft Cepheiden (Population 1)	1,70 mag	766,23 pc

1.4.3 Diskussion

Trotz der zufriedenstellenden Ergebnisse gibt es weitere potenzielle Möglichkeiten, diese und weitere Messungen besser und genauer durchzuführen.

Zuerst einmal ist es gerade bei multi-periodischen pulsationsveränderlichen Sternen hilfreich, wenn man den Stern über mehrere Nächte aufnimmt, um die Effekte der verschiedenen Perioden untersuchen zu können. Ebenfalls lässt sich durch die Vielzahl an Datenpunkten ein noch genauerer Wert für die Dauer der Periode, die Werte des Maximums und des Minimums bestimmen.

Zusätzlich sollte man bei den Quellen der jeweiligen Perioden-Leuchtkraft-Beziehung auch nach Hinweisen suchen, wie der Wert der scheinbaren Helligkeit zu bestimmen ist und wie der Wert der absoluten Helligkeit zu deuten ist.

Ein weiterer Faktor, der zu einer Messungenauigkeit führt, ist der uns zur Verfügung stehende Grünfilter aus dem LRGB-Filtersatz der Firma Baader Planetarium GmbH [19]. Dessen Durchlasskurve deckt sich nicht genau mit der Durchlasskurve, durch die das V-Band definiert ist. Ein dem UBVRI-System nahekommender kompletter Filtersatz ist - je nach Größe - ab rund 800 Euro aufwärts erhältlich[20].

Des Weiteren ist nicht klar, inwiefern die Extinktion, also die Abschwächung des Lichtes durch interstellare Materie (Staub, Gas), unsere Ergebnisse verfälscht.

Ebenfalls ist es förderlich, zusätzlich zu dem fotografischen Datensatz den Stern auch spektroskopisch zu betrachten, da man daraus auf weitere Information schließen kann, die wir in diesem Fall nur aus externen Quellen beziehen konnten.

Trotz alledem können wir mit unserem Ergebnis zufrieden sein, besonders, da es die erste Schülerforschungsarbeit in diesem Gebiet der Astronomie an der Sternwarte des Carl-Fuhlrott-Gymnasiums war.

[18] https://de.wikipedia.org/wiki/Perioden-Leuchtkraft-Beziehung\#Delta-Scuti-Sterne

[19] http://baader-planetarium.de/sektion/s43c/download/Baader_Anti-Reflexions_LRGBC-Filter_0508_en.pdf

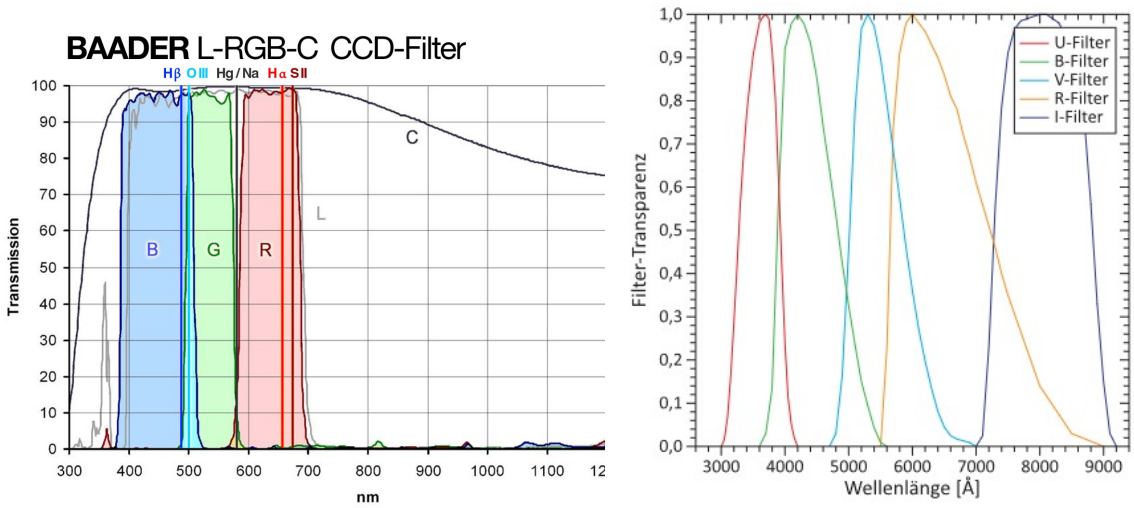
[20] https://www.baader-planetarium.com/de/ubvri-filtersatz-photometrisch-nach-bessel-(4mm-glas).html

Kapitel 2

Kalibrierung des Baader Grünfilters G mit Hilfe des Sternhaufens NGC 957

2.1 Einführung

Der G-Filter (Grün) aus dem LRGBC-Filtersatz der Firma Baader Planetarium, welcher für die Aufnahme des Datensatzes und vieler anderer Arbeiten an der Schülersternwarte benutzt wurde, ist kein offizieller UBVRI-Standard-Filtersatz. Aus diesem Grund haben wir uns entschlossen, eine Kalibrierung insbesondere des G-Filters vorzunehmen, um dessen Eignung für photometrische Messungen zu prüfen und um unsere Helligkeitsmessungen an AE UMa zu korrigieren.



(a) Durchlasskurve Baader[1]

(b) Durchlasskurve UBVRI[2]

Abbildung 2.1: Durchlasskurve des LRGBC Baader-Filtersatzes (links) und Durchlasskurve des UBVRI-Filtersatzes (rechts)

Man erkennt, dass der Grünfilter des LRGBC-Filtersatzes den Wellenlängenbereich 490nm bis 600nm durchlässt und damit steilere Kanten aufweist als der V-Filter.

[1] http://www.baader-planetarium.de/sektion/s43c/download/Baader_Anti-Reflexions_LRGBC-Filter_0508_en.pdf

[2] https://lp.uni-goettingen.de/get/text/7241

Dies wird noch einmal deutlicher, wenn man beide Durchlasskurven übereinanderlegt.

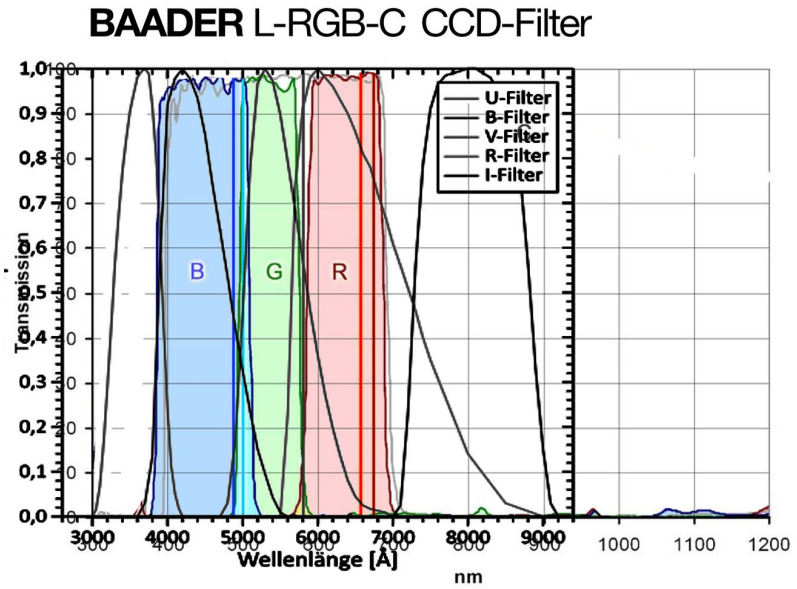


Abbildung 2.2: Durchlasskurve des LRGBC Baader-Filtersatzes und Duchlasskurve des UBVRI-Filtersatzes übereinandegelegt.

Durch diese unterschiedlichen Transmissionen in verschiedenen Wellenlängen werden dann auch bei der photometrischen Auswertung andere Intensitätswerte erreicht, welche dann photometrische Messungen beeinflussen.

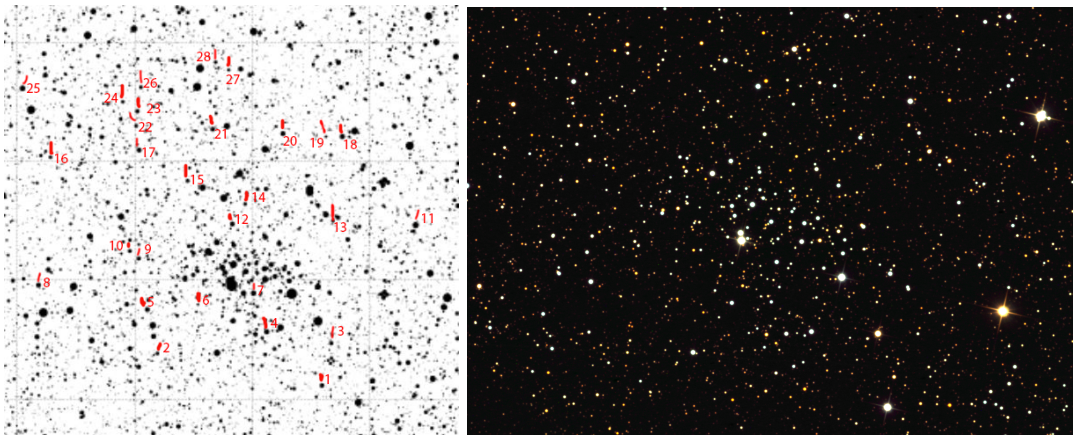
2.2 Photometrie des Sternhaufens NGC 957

Für diese Kalibrierung bieten sich Sternhaufen an, da diese eine Vielzahl von Sternen mit verschiedenen Intensitäten in einem Bild bieten. Wir haben uns für diese Messung für den offenen Sternhaufen NGC 957 entschieden.

In der Nacht vom 14. auf den 15. November 2018 haben wir einen Datensatz mit jeweils 10 Bildern des Sternhaufens in den einzelnen Farbkanälen (BGR) sowie jeweils 15 Flats in den Farbkanälen und 10 Darks aufgenommen. Aus diesem Datensatz wurden aus der Bildkalibierung mit den Dark und Flats sowie eines Stackings-Prozess ein Masterbild für jede Farbe.

Mit Hilfe der Software SalsaJ[3] haben wir 28 ausgewählte Sterne des Sternhaufens in ihrer Helligkeit sowohl im Blau- als auch im Grünkanal vermessen.

[3] `http://www.euhou.net/index.php/salsaj-software-mainmenu-9/download-mainmenu-10`



(a) WEBDA [4]

(b) Aufnahme mit 0,5m CDK20-Teleskop und STC-16803 CCD-Kamera (Tackenberg/Wagner)

Abbildung 2.3: WEBDA-Chart von NGC 957, die ausgewählten Sterne sind markiert.

Die photometrischen Daten werden von *SalsaJ* als Excel-Tabelle ausgegeben. Aus dieser Tabelle erfolgt eine Umrechnung der Bildintensitäten in die Einheit Magnituden, welche in der Astronomie für Sternhelligkeiten verwendet wird. Die Umrechnung erfolgt durch folgende Formel, wobei *counts* der Summe der Pixelintensitäten innerhalb des Messkreises entspricht und s die Belichtungsdauer in Sekunden angibt:

$$m = -2,5 \log_{10}(\frac{counts}{s})$$

Es wurden nun die Differenzen (Farbindizes) berechnet, sowohl für die eigene Messung (b-v), als auch für den Katalogwert (B-V) aus der WEBDA-Datenbank.

	A	B	C	D	E	F	G	H	I	J	K	L	M	N	O
1	Index	Bild	X	Y	Sternintensität	Sternradius	Himmelsintensität	Himmelsradius	B-V WEBDA	b-v gemessen	V-v gemessen	Grün = v	Blau =b	SNR	mag error
2															
3	1	NGC 957 Stac	1340	186	190203	8	641	12	0,769	0,314651974	20,97074227	-8,3147423	-8,0000903	493,416497	0,00202669
4	2	NGC 957 Stac	1341	185	254143	8	928	12						570,353434	0,0017533
5	3	NGC 957 Stac	572	508	89580	8	638	12	0,796	0,321273008	20,99084754	-7,5038475	-7,1825745	338,618369	0,00295318
6	4	NGC 957 Stac	572	508	120426	8	929	12						392,613398	0,00254703
7	5	NGC 957 Stac	1427	383	94025	8	638	12	1,534	0,857661642	21,20881688	-8,0928169	-7,2351552	346,917858	0,00288253
8	6	NGC 957 Stac	1427	383	207161	8	930	12						514,942793	0,00194196
9	7	NGC 957 Stac	1125	504	374932	8	648	12	0,56	0,257063022	21,03399118	-8,9939912	-8,7369282	692,757504	0,00144351
10	8	NGC 957 Stac	1125	503	475092	8	942	12						779,819056	0,00128235
11	9	NGC 957 Stac	566	732	191259	8	642	12	0,6	0,292968958	19,42907055	-8,2990705	-8,0061016	494,784317	0,00202108
12	10	NGC 957 Stac	567	732	250501	8	936	12						566,251958	0,001766
13	11	NGC 957 Stac	816	707	21953	8	632	12	0,72	0,387274683	21,07305626	-6,0430563	-5,6557816	167,630069	0,00596552
14	12	NGC 957 Stac	817	706	31362	8	921	12						200,358079	0,00499106
15	13	NGC 957 Stac	1098	705	433552	8	653	12	0,54	0,214181266	21,02883114	-9,1088311	-8,8946499	744,947354	0,00134238
16	14	NGC 957 Stac	1098	704	528097	8	946	12						822,170396	0,00121629
17	15	NGC 957 Stac	59	961	237670	8	644	12	0,728	0,257114987	20,94309779	-8,4990978	-8,2419828	551,559244	0,00181304
18	16	NGC 957 Stac	60	960	301176	8	941	12						620,890715	0,00161059
19	17	NGC 957 Stac	574	990	95781	8	634	12	1,466	0,822578782	21,17282409	-8,0778241	-7,2552453	350,142371	0,00285598
20	18	NGC 957 Stac	574	989	204320	8	927	12						511,399648	0,00195542
21	19	NGC 957 Stac	538	1035	106519	8	634	12	0,786	0,317804136	20,94441872	-7,6884187	-7,3706146	369,248318	0,0027082
22	20	NGC 957 Stac	538	1034	142741	8	922	12						427,444125	0,00233949
23	21	NGC 957 Stac	1953	873	640970	8	666	12	0,744	0,257763454	20,9599046	-9,5769046	-9,3191411	905,782314	0,00110402
24	22	NGC 957 Stac	1953	872	812724	8	964	12						1019,94447	0,00098045
25	23	NGC 957 Stac	1064	1063	238874	8	650	12	0,8	0,356942165	20,98441126	-8,6044113	-8,2474691	552,954537	0,00180847
26	24	NGC 957 Stac	1064	1062	331853	8	946	12						651,745226	0,00153434
27	27	NGC 957 Stac	1554	977	60764	8	637	12	0,87	0,256222232	20,71738501	-7,017385	-6,7611628	278,88693	0,00358568
28	28	NGC 957 Stac	1554	976	76937	8	925	12						313,814213	0,0031866
29	29	NGC 957 Stac	1145	1147	78625	8	639	12	0,729	0,320720722	20,99066925	-7,3616693	-7,0409485	317,238081	0,00315221
30	30	NGC 957 Stac	1145	1147	105645	8	931	12						367,730336	0,00271938

Abbildung 2.4: Datentabelle der gemessenen Helligkeiten und der Referenzdaten.

Für den weiteren Verlauf der Kalibrierung des Grünfilters werden nun einzelne Daten grafisch aufgetragen. Zuerst einmal tagen wir die Differenz b-v der gemessenen Werte auf der X-Achse gegen die Differenz der Helligkeit im Grünen V-v auf. Dies ist eine Kalibrierung des Farbindizes und ist erforderlich um die Werte für die eigentliche Filterkalibrierung zu korrigieren.

[4] `https://www.univie.ac.at/webda/cgi-bin/chart_frame.cgi?ngc0957`

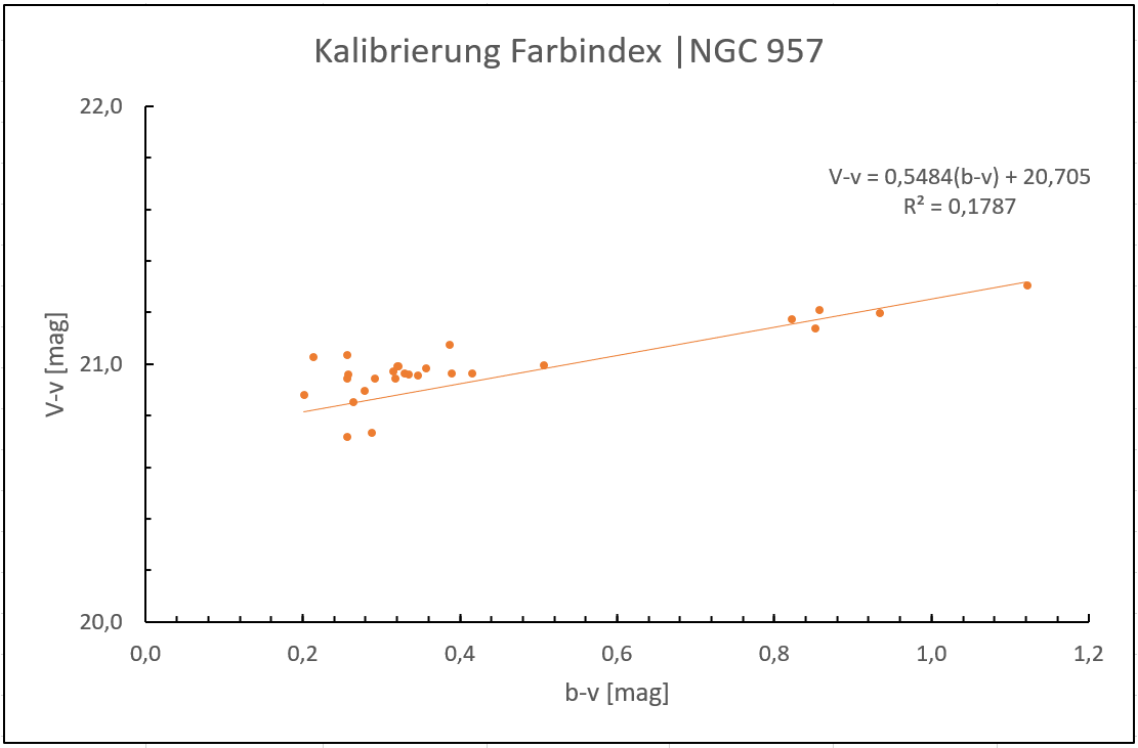
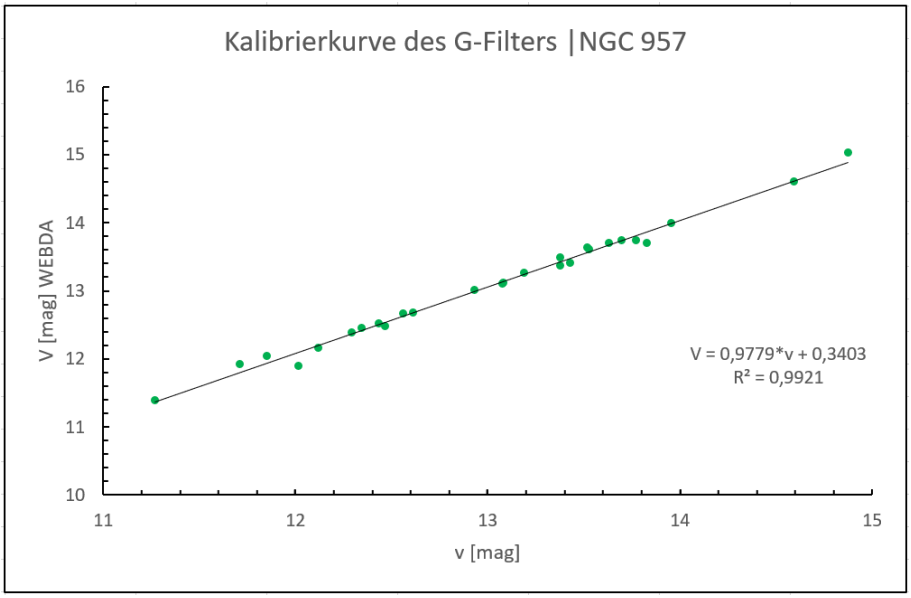
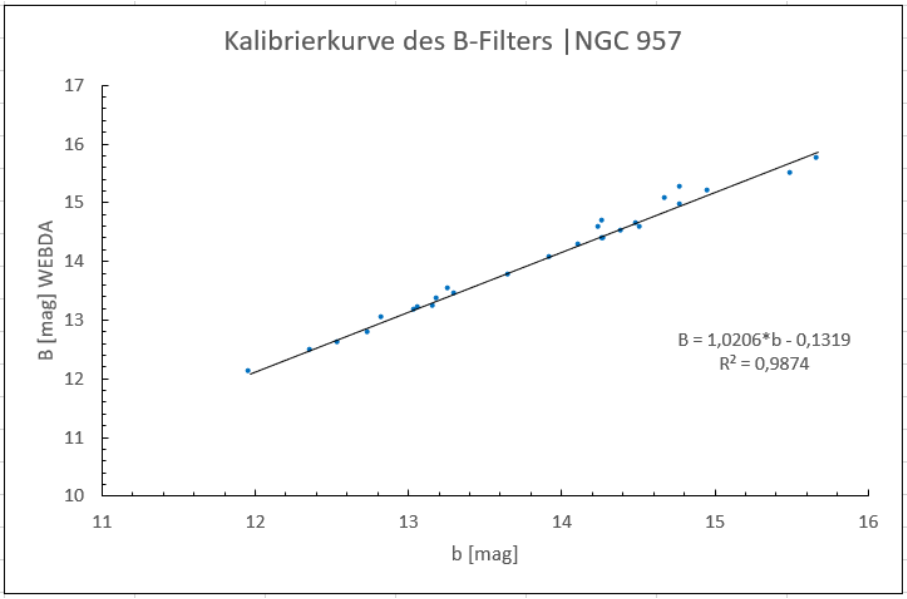


Abbildung 2.5: Ausgleichsgerade der Farbindex-Kalibrierung des G-Filters.

Aus diesem Graphen lässt sich nun eine Ausgleichsfunktion errechnen, mithilfe derer jeder der gemessenen Helligkeiten im Grünen korrigiert wird. Wenn man nun die Kataloghelligkeit V gegen die korrigierte gemessene Helligkeit v aufträgt, erhält man die Kalibrierfunktion.





Aus diesem Graphen erhalten wird die Ausgleichskurve für die Grünfilter-Kalibrierung:

$$V = 0,9779 \times v + 0,3403mag$$

Die Funktion für den Blaufilter lautet:

$$B = 1,0206 \times b - 0,1319mag$$

Zu beachten ist jedoch, dass diese Funktion nur auf Ergebnisse innerhalb dieser Messreihe anwendbar ist, da der Y-Achsenabschnitt von der Extinktion und der Luftmasse (Airmass) beeinträchtigt wird, diese Parameter jedoch von Messreihe zu Messreihe variieren.

Um die Ergebnisse der Entfernungsbestimmung an AE UMa wissenschaftlich fundiert zu prüfen und gegebenenfalls zu korrigieren, wären weitere Messreihen an anderen Sternhaufen, sowie innerhalb des Datensatzes selber, nötig.

Trotzdem wenden wir diese Daten probehalber auf AE UMa an, da diese einen ersten Ausblick über den Fehler durch Photometrie ohne Standard-Filter angeben.

Wir korrigieren jeweils die Helligkeiten des Maximums und des Minimums mit Hilfe der Formel:

$$Maximale\ Helligkeit\ m : m_{max} = 0,9779 \times \mathbf{10{,}818} + 0,3403\ mag = 10,919222\ mag$$

$$Minimale\ Helligkeit\ m : m_{max} = 0,9779 \times \mathbf{11{,}422} + 0,3403\ mag = 11,5098738\ mag$$

Berechnen wir nun anhand dieser Werte das Entfernungsmodul so erhalten wir:

$$r = 10^{\frac{\frac{11,5098738+10,9192222}{2} - 2,149600509+5}{5}} = 650,1139396pc$$

Mit der Korrekturformel aus der Messung an NGC 957 erhalten wir eine Entfernung von ca. $650,1\ pc$, mit den ursprünglichen Werten ermittelten wir eine Entfernung von 622,4 pc (Perioden-Leuchtkraft-Beziehung für SX-Phoenicis-Sterne). Die tatsächliche Entfernung, bestimmt aus der Parallaxe, liegt bei $787,4\ pc$.

Aus diesen Ergebnissen lässt sich zusammenfassend folgern, dass es einen Unterschied für photometrische Messungen macht, welche Filter verwendet werden, sowie dass die vorgenommene Filterkalibrierung an NGC 957 aufgrund der glatten Ausgleichsgerade sehr erfolgreich und vielversprechend für weitere Messungen ist. Anhand dieser ersten Neu-Berechnung liegt die Vermutung nahe, dass eine umfassendere Filterkalibrierung unter verschiedenen Bedingungen (Wolken, Mondlicht, Airmass) die Ergebnisse der Entfernungsbestimmung an AE UMa noch einmal verbessern und wissenschaftlich fundieren könnte.

2.3 Danksagung

In erster Linie wollen wir uns bei Herrn Bernd Koch bedanken, ohne diesen dieses Projekt nicht möglich gewesen wäre. Zu jeder Zeit konnten wir auf seine Hilfe setzen. Ein großes Dankeschön richtet sich auch an unsere Schule, das Carl-Fuhlrott-Gymnasium, Wuppertal, besonders an Herrn Winkhaus, der diese geniale Sternwarte mit viel Einsatz und Leidenschaft an unserer Schule überhaupt erst möglich gemacht hat. Diese Schülersternwarte, betreut von Herrn Koch, bietet Schülern und Schülerinnen die Möglichkeit sich weit über den Rahmen des normalen Unterrichts mit wissenschaftlichem Arbeiten und der Astronomie auseinander zu setzen, Interesse zu entwickeln und zu fördern.

2.4 Unser Fazit

Für uns war diese Arbeit in vielerlei Hinsicht wichtig. Wir haben uns durch diese Arbeit nicht nur ein nicht zu knappes Wissen zum Thema Entfernungsbestimmungen aneignen können, sondern haben auch selber Forschung betrieben, die durchaus tauglich für weitere Forschungsarbeiten auf dem Gebiet ist. Damit sichergestellt ist, dass jeder auf unsere Ergebnisse zugreifen kann, haben wir einen Wikipedia-Artikel über den Stern AE UMa erstellt.

2.5 Eigenständigkeitserkläung

Hiermit versichern wir, dass diese Projektarbeit nur von uns, Henri Wagner und Hendrik Tackenberg, mithilfe der angegebenen Text- und Bildquellen erstellt wurde. Ebenfalls sind direkte Zitate als solche gekennzeichnet.

Henri Wagner, Hendrik Tackenberg

(a) AE UMa Excel Datensatz[5]

(b) AE UMa Wikipedia Artikel[6]

[5] 1drv.ms/x/s!Ao2ZCCM12rBeiFqPqqDqThBH5uJH
[6] https://de.wikipedia.org/wiki/AE_Ursae_Majoris