

KARL-FRANZENS UNIVERSITÄT

PHYSIK

ASTROPHYSIK

Vermessung von Doppelsternsystemen

ZUR ERLANGUNG DES AKADEMISCHEN GRADES EINES
BACHELOR OF SCIENCE

Autor

Lukas BLAZOVNIK

Betreuer

Dr. Thorsten RATZKA

21. November 2017

Inhaltsverzeichnis

1	Einführung	2
2	Messung	4
2.1	Beobachtungen	4
2.2	Messdetails	5
2.2.1	Binning	5
2.3	Datenreduktion	6
2.3.1	Thermisches Rauschen	6
2.3.2	Bias	6
2.3.3	Flatframes	6
2.3.4	Vergleich der Daten mit und ohne Reduktion	7
3	Kalibrierung	9
3.1	Bekannte Doppelsternsysteme	9
3.2	Berechnungen zur Kalibrierung	9
3.2.1	Bestimmung der Pixelskala (Bogensekunden pro Pixel)	10
3.2.2	Bestimmung der Richtung des Himmelsnordpols	11
3.2.3	Bestimmung der Anzahl an Counts eines 0^m Sternes	13
4	Auswertung	17
4.1	Abstand	17
4.2	Positionswinkel	18
4.3	Helligkeit	19
4.4	Vergleich der ausgewerteten Daten mit älteren Messdaten	21
5	Zusammenfassung	24

Kapitel 1

Einführung

Die ersten Doppelsterne wurden bereits vor rund 2000 Jahren beschrieben, aber der wirkliche Durchbruch in der Beobachtung dieser Himmelskörper begann mit Christian Mayer im Jahre 1777 und Wilhelm Herschel 1780. Bis dato wurde angenommen, dass Doppelsterne rein visueller Natur sind, also zwei Sterne die nur aufgrund ihrer Perspektive von der Erde aus nahe beieinander stehend erscheinen. Christian Mayer war der erste, der Doppelsterne als gravitativ zusammenhängende Systeme beschrieb. Er brachte 1779 den ersten Doppelsternkatalog in seinem Buch "De novis in coelo sidereo phaenomenis in miris stellarum fixarum comitibus" heraus, in dem er Koordinaten und Abstände von 72 Doppelsternsystemen beschrieb. Wilhelm Herschel konnte erstmal beweisen, dass physische Doppelsterne existieren, indem er Bahnbewegungen dieser Systeme nachwies. Bereits 1782 brachte Herschel einen 269 Doppelsterne umfassenden Katalog heraus. Moderne Doppelsternkataloge wie der "Washington Double Star Catalog", aus dem auch Daten für diese Arbeit entnommen wurden, enthalten Daten von bis zu 138 000 Doppel- und Mehrfachsternsystemen. [3] [5] [6]

In der Astrophysik haben Doppelsterne einen besonderen Stellenwert. Doppelsternsysteme eignen sich hervorragend zur Massenbestimmung von Sternen. Doppelsterne kreisen um das gemeinsame Baryzentrum und aus der Orbitalbewegung kann die Masse der Sterne berechnet werden. Nun können visuelle Parameter wie die Temperatur, Helligkeit und Radius dieser Doppelsterne mit der Masse verknüpft werden. Dies ermöglicht eine Schätzung der Masse bei Einzelsternsystemen, wenn die Parameter des Systems bekannt sind. [2] [3]

Um Doppelsterne beschreiben zu können, wurden Kenngrößen definiert, die Auskunft über räumliche Lage und Helligkeit ermöglichen. Räumlich meint in diesem Kontext die 2D-Projektion der Sterne an den Himmel. Die räumlichen Kenngrößen sind die Distanz zwischen Haupt- und Begleitstern, sowie der Positionswinkel des Begleitsternes in Bezug auf den Hauptstern. Zusätzlich gibt es die Kenngröße der scheinbaren Helligkeit der Sterne. Die scheinbare Helligkeit gibt an, wie hell ein Stern von der Erde aus erscheint. Das Helligkeitsverhältnis, oder auch Flussverhältnis, ist besser zu bestimmen und gibt mehr Auskunft über die Qualität der Messung. Ziel dieser Arbeit ist es, die Kenngrößen von Doppelsternsystemen zu bestimmen. Dafür wurden gezielt Doppelsterne als Beobachtungsobjekte herangezogen, deren letzte Messung und Kenngrößenbestimmung einige Jahre bis Jahrzehnte zurückliegt. Um diese Kenngrößen bestimmen zu können, ist es zuerst notwendig eine Kalibration durchzuführen. Diese Kalibration wird mit Doppelsternsystemen durchgeführt, welche bereits sehr präzise vermessen sind und die in einem hinreichend langen Zeitrahmen ihre Kenngrößen nicht verändern.

Aufgrund des Vergleiches der selbst bestimmten Messwerte der Kalibrationssterne und den offiziell anerkannten Kenngrößen dieser Systeme können die Parameter der verwendeten Kamera bestimmt und zur Vermessung von anderen Doppelsternsystemen eingesetzt werden.

Kapitel 2

Messung

2.1 Beobachtungen

Zuerst wurden sehr bekannte und bereits gut vermessene Doppelsternsysteme beobachtet. Diese dienen im weiteren Verlauf zur Kalibrierung, damit Doppelsternsysteme die schon länger nicht beobachtet wurden neu vermessen werden können. In Tabelle 2.1 sind die Beobachtungsobjekte, die zur Kalibration verwendet werden, aufgelistet und in Tabelle 2.2 sind die neu vermessenen Doppelsterne einsichtig.

Doppelstern	RAJ2000 "h:m:s"	DEJ2000 "d:m:s"
<i>o</i> Cyg	20:13:36	+46:44:00
57 Aql	19:54:36	-08:14:00
61 Cyg	21:06:54	+38:45:00
β Cyg	19:30:48	+27:58:00
γ Del	20:46:42	+16:07:00
SST525 Lyr	18:54:54	+33:59:00
ζ Lyr	18:44:48	+37:36:00

Tabelle 2.1: Beobachtungsobjekte zur Kalibration

Doppelstern	RAJ2000 "h:m:s"	DEJ2000 "d:m:s"
BU 888	05:24:39	+37:23:07
BU 9004	04:21:43	+19:28:07
GWP 479	03:34:17	+05:50:14
GWP 490	03:38:45	+04:01:30
HU 553	04:52:22	+51:24:15
J 2394	05:56:31	+18:55:01

Tabelle 2.2: Beobachtungobjekte zur Neuvermessung

2.2 Messdetails

Die Messungen fanden im Observatorium der Universität Graz am Lustbühel statt. Es wurden alle Bilder mit dem dortigen ASA-Teleskop vom Teleskoptyp Cassegrain aufgenommen. Dessen primärer Spiegel besitzt 50cm Durchmesser, während der sekundäre Spiegel 17.5cm misst. Das Teleskop hat eine Brennweite von 4.5m und ein zugängliches Gesichtsfeld von 61 Bogenminuten. Zwischen Teleskop und Kamera wurde ein V-Band Filter gebracht und der Fokus des Teleskops wurde auf 4.220mm eingestellt.

Die verwendete Kamera ist vom Modell sBIG 8300M. Diese besitzt 8.3 Megapixel (3326x2506) mit einer Pixelgröße von $5.4\mu\text{m} \times 5.4\mu\text{m}$, was in einer Größe von $18\text{mm} \times 13.5\text{mm}$ des CCD-Chips resultiert. Die CCD-Kamera besitzt eine 16-bit Auflösung und kann "Stufen" pro Pixel darstellen. Die Auswirkungen dessen werden in Kap.3.2 beschrieben. In den nachfolgenden Tabellen 2.3 und 2.4 sind Details zu den Aufnahmen, wie Belichtungszeit, Zeit der Aufnahme und Anzahl an Aufnahmen, die gemacht wurden, dargestellt.

Doppelstern	Datum	Uhrzeit	Belichtungszeit [s]	Serienanzahl
α Cyg	03.11.2016	18:11	0.5	10
57 Aql	03.11.2016	18:06	2.0	10
61 Cyg	03.11.2016	18:39	0.5	10
β Cyg	03.11.2016	17:26	0.1	10
γ Del	03.11.2016	17:29	0.5	14
STT525 Lyr	12.10.2016	18:49	1.0	10
ζ Lyr	12.10.2016	18:41	0.2	11

Tabelle 2.3: Aufnahmedetails der Kalibrationssterne

Doppelstern	Datum	Uhrzeit	Belichtungszeit [s]	Serienanzahl
BU 888	29.11.2016	19:56	1	3
BU 9004	29.11.2016	20:26	15	20
GWP 479	29.11.2016	20:39	15	10
GWP 490	29.11.2016	20:46	15	12
HU 553	29.11.2016	19:47	15	3
J 2394	29.11.2016	20:57	30	10

Tabelle 2.4: Aufnahmedetails der Neuvermessungen

2.2.1 Binning

Unter Binning versteht man, 2 oder mehr Pixel innerhalb einer Reihe und Spalte zu einem Pixelblock zusammenzufassen. Dies erhöht die Counts in diesem Pixelblock und somit verringert sich die benötigte Belichtungszeit. Die Counts entsprechen den durch Photonen ausgelösten und in digitalen Einheiten umgewandelten Elektronen innerhalb des Pixels und können ein Maximum von 65536 Counts pro Pixel erreichen.

Für die neu vermessenen Objekte wurde 2x2 Binning verwendet, um die geringen Helligkeiten auszugleichen und die Belichtungszeiten niedrig zu halten. Zusätzlicher Effekt des Binnings ist die Verringerung des Ausleserausens. Da dieser statistische Effekt pro ausgelesenem Pixel auftritt, wird durch die Zusammenfassung von jeweils 4 Pixeln das Rauschen reduziert. Nachteil des Binnings ist jedoch die Verringerung der Bildauflösung. Diese stellt aber im gegenständlichen Anwendungsfall kein Problem dar, da dieser Effekt vernachlässigbar gegenüber anderen auftretenden Effekten ist. So ist die Auflösung bereits durch das "Seeing", also die Atmosphärenbeeinflussung, auf 2-3 Bogensekunden verringert [7]. Im Vergleich dazu wird in Kap.3.2 bestimmt, wie viele Bogensekunden einem Pixel entsprechen. Aus Kap.3.2.1 erhält man einen Wert von ungefähr 0.25 Bogensekunden pro Pixel und da beim Binning 2 Pixel zu einem zusammengefasst werden, entsteht hier eine im Vergleich zum Seeing vernachlässigbare Verschlechterung.

2.3 Datenreduktion

2.3.1 Thermisches Rauschen

Thermisches Rauschen entsteht, wenn Elektronen durch thermische Energie im Pixel freigesetzt werden, obwohl kein Photon auf den Sensor trifft. Diesen Vorgang bezeichnet man als Dunkelstrom. Mit sogenannten "Darkframes" kann man diesen Dunkelstrom bestimmen. Dabei wird ein Bild mit gleicher Belichtungszeit wie die genutzten Aufnahmen gemacht, aber die Blende geschlossen gehalten. Da bei geschlossener Blende keine Photonen auf den Sensor treffen können, gibt das entstehende Bild Aufschluss über das Ausmaß des thermischen Rauschens. Es ist sinnvoll einen "Masterdark" zu erstellen. Dieser Masterdark wird über mehrere Darkframes durch Medianbildung gemittelt. Dieser Vorgang erlaubt das Entfernen von ungewöhnlichen Signaturen, zum Beispiel durch kosmische Strahlung. Thermisches Rauschen kann durch Kühlung des CCD-Chips reduziert werden. Bei allen Aufnahmen wurde der CCD-Chip stets auf einer Temperatur von -10° Celsius gehalten. Bei der Korrektur werden die ausgelesenen Darkframes mit gleicher Belichtungszeit wie die Aufnahmen von diesen abgezogen. [9]

2.3.2 Bias

Zusätzlich zum thermischen Rauschen wird normalerweise noch der Bias von den Aufnahmen entfernt. Beim sogenannten "Biasframe" handelt es sich um eine Aufnahme, die zur Korrektur des Offsets ("Bias") und zur Bestimmung des Ausleserausens des Analog-Digitalwandlers dient. Dieser zusätzliche Beitrag ist bestimmbar, indem man eine Aufnahme ohne Belichtungszeit macht. Dadurch ist der entstandene Beitrag auf das Ausleseverfahren zurückzuführen. Um die Korrektur durchzuführen, muss der Wert der Pixel des Biasframes nach Mittelung über mehrere Aufnahmen vom Originalbild abgezogen werden. Da bei den benutzten Darkframes der Bias bereits enthalten ist, konnte auf eine separate Korrektur verzichtet werden.[9]

2.3.3 Flatframes

Durch die Abbildung der runden Öffnung auf den Chip und durch Vignettierungen kommt es zu Fehlern in der Abbildung, die bewirken, dass die Aufnahme in den Ecken etwas weniger empfindlich ist. Diesen Fehler kann man mit "Flatframes" korrigieren.

Bereits bei den Aufnahmen wurde versucht diesem Fehler entgegenzuwirken, indem die abzubildenden Objekte möglichst zentriert aufgenommen wurden und somit die Verzerrung am Rand keine Auswirkung auf die wichtigen Messgrößen hat. Da diese Gegenmaßnahme ausreichend ist, wurde keine Korrektur mit Flatframes durchgeführt. [1] [9]

2.3.4 Vergleich der Daten mit und ohne Reduktion

In den nachfolgenden Abbildungen wird die Wirkung der Datenreduktion auf die Aufnahmen gezeigt. In Abb. 2.1 wird, sowohl bei einer unreduzierten, als auch bei einer reduzierten Aufnahme, eine Projektion durch den Begleitstern gelegt. Die Projektion liest die Counts entlang der erkennbaren Linie aus, damit diese in Abb. 2.2 und 2.3 verglichen werden können.



Abbildung 2.1: Projektion durch den Begleitstern vor (links) und nach (rechts) der Datenreduktion



Abbildung 2.2: Projektion durch den Begleitstern vor der Datenreduktion

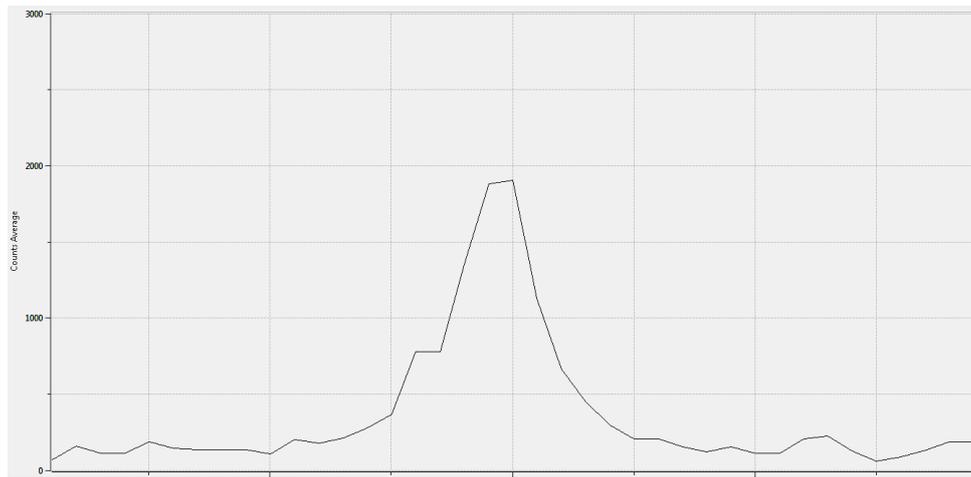


Abbildung 2.3: Projektion durch den Begleitstern nach der Datenreduktion

So ist aus den Abbildungen 2.2 und 2.3 die Wirkung der Datenreduktion eindeutig ersichtlich. Der Offset in Abb. 2.2 ergibt sich durch den Dunkelstrom und Bias der Aufnahme. Vergleicht man jetzt die Auszählrate am Peak mit der Auszählrate im Hintergrund so ergibt sich für das unreduzierte Bild ein Verhältnis von 3000 zu 1000 ausgelesenen Elektronen. Nach der Reduktion ist dieses Verhältnis nur mehr 2000 zu ungefähr 200. Mit Hilfe der Datenreduktion konnte das Verhältnis zwischen Peak und Hintergrund vom Dreifachen auf das Zehnfache angehoben werden. Dieser erhöhte Kontrast hilft bei der Bestimmung des Mittelpunktes des Sternes und somit bei der genaueren Bestimmung seiner Lage.

Entscheidend für eine sichere Detektion ist aber das Hintergrundrauschen. Dieses ist definiert durch die Standardabweichung des Hintergrunds. Diese Werte wurden statistisch aus jeweils einer Aufnahme jeden Doppelsternes bestimmt. Für die Kalibrationssterne aus Tab.2.3 beträgt das Hintergrundrauschen 28.9 ± 0.4 Counts. Die Aufnahmen der Doppelsterne aus Tab.2.4 haben ein etwas höheres Hintergrundrauschen mit 41.2 ± 1.6 Counts. Der Unterschied ist ein Effekt des Binnings, das bei den Aufnahmen der Neuvermessungen benutzt wurde. Durch dieses wurde die Signalstärke auf das vierfache angehoben, aber trotzdem gibt es nur eine leichte Erhöhung des Hintergrundrauschens. Es folgt, dass eine Detektion nur möglich ist, wenn die Countrate des zu beobachteten Objekts höher ist als das Rauschen des Hintergrundes. Generell sollten die Counts des Beobachtungsobjektes mindestens drei mal so hoch über den Hintergrund ragen, um nicht im Rauschen unterzugehen.

Kapitel 3

Kalibrierung

Die in Tab.2.1 aufgeführten Doppelsterne dienen als Kalibratoren. Diese wurden ausgewählt, weil sie bereits sehr genau bezüglich ihrer Kenngrößen wie Helligkeit, Distanz und Winkel zueinander vermessen wurden. Da besonders weite Doppelsterne benutzt werden und diese lange Umlaufperioden haben, sind diese Doppelsternsysteme zeitlich konstant und somit bestens als Kalibratoren geeignet.

3.1 Bekannte Doppelsternsysteme

Die Kenngrößen der vermessenen Doppelsterne wurden aus dem "Washington Double Star Catalog" [8] entnommen und sind nachfolgend in Tab.3.1 aufgelistet.

Doppelstern	Helligkeit		Abstand ["]	Positionswinkel [°]
	Hauptstern [m]	Begleitstern [m]		
<i>o</i> Cyg AB	3.8	7.0	105.8	174
<i>o</i> Cyg AC	3.8	4.8	338.0	323
57 Aql	5.75	6.35	35.7	170
61 Cyg	5.20	6.05	31.4	153
β Cyg	3.19	4.68	34.6	54
γ Del	4.36	5.03	8.9	266
SST525 Lyr	6.0	7.5	45.8	350
ζ Lyr	4.34	5.62	43.7	150

Tabelle 3.1: Bekannte Daten

3.2 Berechnungen zur Kalibrierung

Bei allen nachfolgenden Berechnungen ist es wichtig, dass die Daten richtig aus den Aufnahmen bestimmt werden. In dem verwendeten Programm "SAO Image DS9" wird durch den "Centroid"-Befehl dafür gesorgt, dass der Mittelpunkt des Sternes gefunden wird und der Messbereich kreisförmig um diesen liegt. Zusätzlich muss noch überprüft werden ob sich die Pixel im linearen Bereich befinden. Der benutzte Sensor kann maximal 65536 Counts pro Pixel messen. Bei Überflutung der Pixel durch

zu langen Belichtungszeiten wird die Aufnahme unbrauchbar, weil die Bestimmung des Mittelpunktes nicht mehr mit zufriedenstellender Genauigkeit erfolgen kann. Pro Pixel sollten zudem maximal 50000 - 55000 Elektronen ausgelesen werden, um den linearen Zusammenhang von einfallenden Photonen und ausgelesenen Counts beizubehalten. Aufnahmen, die aufgrund von zu langen Belichtungszeiten saturiert sind, wurden im Vorfeld dieser Ausarbeitung aussortiert.

3.2.1 Bestimmung der Pixelskala (Bogensekunden pro Pixel)

Um die Distanz zwischen zwei Sternen im Doppelsternsystem zu messen, ist es notwendig herauszufinden, wie viele Pixel auf dem entstehenden Bild einer Bogensekunde entsprechen. Hierfür werden zuerst die Koordinaten der Kalibrationssterne ausgelesen und nach Verarbeitung schlussendlich mit den Werten aus der Datenbank in Tab.3.1 gleichgesetzt. Die Koordinaten in Tab.3.2 beziehen sich nachfolgend immer auf den Mittelpunkt des jeweiligen Himmelskörpers. Wie in der Einleitung zu diesem Kapitel bereits erwähnt, wird zur Mittelpunktbestimmung der "Centroid"-Befehl benutzt. Dieser liefert in seinem Ergebnis jedoch einen statistische Fehler von $\Delta = 0.25$ Pixel. Dieser Fehler wurde anhand einer Serie von 10 hintereinander folgenden Anwendungen des Befehls auf den Hauptstern von ζ Lyr bestimmt.

Betrachtet man die Schwankung der Mittelpunktskoordinaten desselben Objekts über mehrere verschiedene Aufnahmen, ergibt sich eine Abweichung von mehreren Pixeln. Dieser Fehler ist auf die sich ändernden Atmosphärenbedingungen und möglicherweise auf die Nachführung des Teleskops zurückzuführen. Obwohl die Koordinaten der Mittelpunkte Unterschiede im Pixelbereich zeigen, sind die daraus berechneten Abstände bei unterschiedlichen Aufnahmen desselben Objekts im Vergleich dazu sehr genau. Bei einer Abstandsbestimmung über 10 verschiedene Aufnahmen des Doppelsternes ζ Lyr ergab sich eine statistische Unsicherheit des Abstandes von $\Delta = 0.9$ Pixel. Aufgrund der eben genannten Unsicherheiten wurde jeweils nur eine Aufnahme zur Bestimmung der Koordinaten verwendet und als Unsicherheit der oben erwähnte, statistisch bestimmte Wert von $\Delta = 0.25$ angegeben. Die Mittelpunktskoordinaten sind in Tab.3.2 aufgelistet.

Doppelstern	Hauptstern		Begleitstern	
	x-Koordinate	y-Koordinate	x-Koordinate	y-Koordinate
α Cyg AB	1613.42	928.49	1188.39	874.30
α Cyg AC	1613.42	928.49	2682.91	1744.56
57 Aql	1630.28	993.69	1490.70	968.75
61 Cyg	1442.21	929.78	1329.12	871.80
β Cyg	1481.74	1132.84	1563.74	1020.84
γ Del	1574.87	651.68	1571.49	687.58
SST525 Lyr	1169.87	896.73	1348.99	929.99
ζ Lyr	1357.21	1115.01	1206.23	1027.81

Tabelle 3.2: Koordinaten der Doppelsterne in Pixel mit statistischer Ungenauigkeit von $\Delta = 0.25$

Mit Hilfe des Pythagoräischen Lehrsatzes $c^2 = a^2 + b^2$ wird die Distanz zwischen den Doppelsternen bestimmt [4]. Mittels Schlussrechnung zwischen den Werten aus der Datenbank und den eben berechneten Werten schließt man wie viele Pixel einer Bogensekunde Distanz entsprechen. Tab.3.3 führt diesen Zusammenhang auf. [2]

Doppelstern	Abstand ["]	Abstand [Pixel]	Pixel/''
<i>o</i> Cyg AB	105.8	428.5	4.05
<i>o</i> Cyg AC	338.0	1345.3	3.98
57 Aql	35.7	141.8	3.97
61 Cyg	31.4	127.1	4.05
β Cyg	34.6	138.8	4.01
γ Del	8.9	36.1	4.05
STT525 Lyr	45.8	182.2	3.98
ζ Lyr	43.7	174.4	3.99

Tabelle 3.3: Anzahl an Pixel pro Bogensekunde

Die Berechnung des arithmetischen Mittels erfolgte durch

$$\bar{x} = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n x_i \quad (3.1)$$

und die Varianz wurde mittels

$$(\Delta x)^2 = \frac{\sum_{i=1}^n (x_i - \bar{x})^2}{n - 1} \quad (3.2)$$

bestimmt. Um die Standardabweichung zu erhalten, muss aus der Varianz noch die Wurzel gezogen werden. Aus diesen Gleichungen ergibt sich, dass 4.01 ± 0.04 Pixel einer Bogensekunde entsprechen. In der üblicherweise verwendeten Einheit Bogensekunde pro Pixel ergibt dies einen Wert von 0.249 ± 0.003 . Die zuvor erwähnten Fehler von 0.25 und 0.9 Pixel sind bei diesen großen Abständen mit einem Beitrag von weniger als 0.001 Bogensekunde pro Pixel vernachlässigbar klein.

3.2.2 Bestimmung der Richtung des Himmelsnordpols

Zur Richtungsbestimmung des Himmelsnordpols muss zuerst ein Referenzpunkt festgelegt werden, an dem wir uns orientieren können. Hierfür legen wir wie in Abb. 3.1 eine senkrechte Gerade in nördliche Richtung. Diese Gerade wird gewählt, weil sie sehr nahe mit der Himmelsnordpolrichtung beisammen liegt. Im Vorfeld wurden die Aufnahmen um die Y-Achse gespiegelt und um 90° gedreht, damit Norden in der Aufnahme oben ist. Zur Kalibration wird im Folgenden der Winkel zwischen der Verbindungslinie der Doppelsterne und dieser Referenzgeraden berechnet und mit den Werten in Tab.3.1 verglichen. Somit kann die Richtung des Himmelsnordpols als Abweichung von dieser Referenzgeraden angegeben werden. [2]

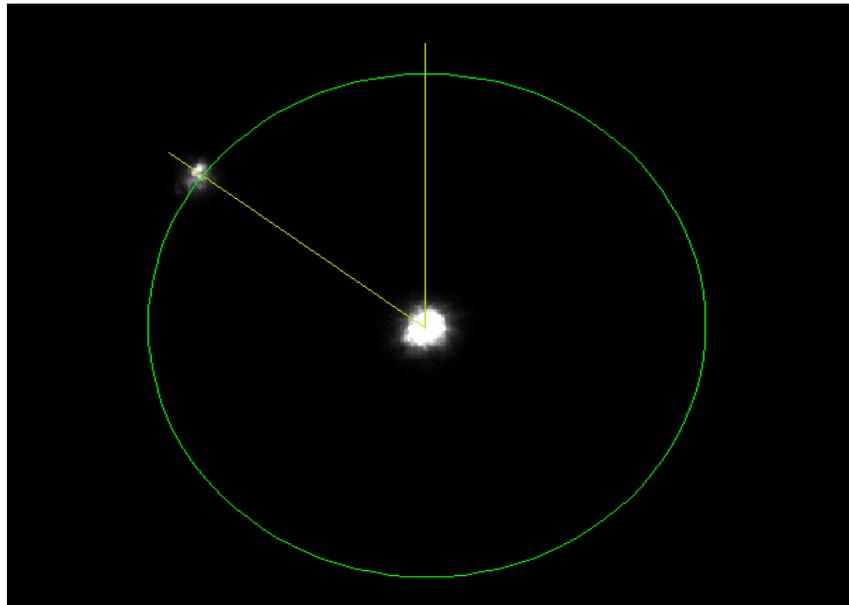


Abbildung 3.1: Referenzgerade und Verbindungsgerade bei β Cyg

Zuerst wird die Verbindungsgerade der Doppelsterne mit den Koordinaten aus Tab.2.1 in Vektoren dargestellt (im Weiteren mit \vec{A} angeführt). Weiters wird die Referenzgerade als Vektor in nördlicher Richtung mit beliebiger Länge festgelegt, wie zum Beispiel $\vec{R} = \begin{pmatrix} 0 \\ 100 \end{pmatrix}$.

Nun kann mittels Vektorrechnung und nachfolgender Formel

$$\alpha = \arccos \frac{\vec{A} * \vec{R}}{|\vec{A}| * |\vec{R}|} \quad (3.3)$$

der Winkel zwischen den beiden Vektoren berechnet werden. Je nach Lage der Vektoren kann es dazu kommen, dass ein Winkel größer als 180° ist. Bei diesen Winkeln müssen 180° abgezogen werden um den kleinsten Winkel zu erhalten.

Doppelstern	α [°]
<i>o</i> Cyg AB	7.27
<i>o</i> Cyg AC	37.35
57 Aql	10.13
61 Cyg	27.14
β Cyg	53.79
γ Del	84.62
STT525 Lyr	10.52
ζ Lyr	30.02

Tabelle 3.4: Winkel zwischen Verbindungs- und Referenzvektor

Der eben berechnete Winkel α stimmt nicht für alle Fälle mit dem gesuchten Winkel zwischen Verbindungsgerade und Referenzgerade (im Weiteren als γ) überein. Dies ist leider ein mathematisches Problem des Algorithmus, wie er in Gl. 3.3 benutzt wird. Zur Lösung dieses Problems muss die Lage des Begleitsternes so in vier Quadrante

geteilt werden, dass der Quadrant links oben der erste ist und die anderen entgegen dem Uhrzeigersinn folgen. Es ergibt sich, dass α nur bei Lage im ersten Quadrant mit dem gesuchten Winkel γ übereinstimmt. Bei Lage in anderen Quadranten muss α wie in Tab.3.5 modifiziert werden.

Quadrant	
1	$\gamma = \alpha$
2	$\gamma = 180 - \alpha$
3	$\gamma = 180 + \alpha$
4	$\gamma = 360 - \alpha$

Tabelle 3.5: Modifizierung von α aufgrund der Lage des Begleitsternes

Mit dem Vergleich von γ und dem Positionswinkel aus der Datenbank in Tab.3.1 kann die Abweichung des Himmelsnordpols von der Referenzgeraden bestimmt werden.

Doppelstern	γ [°]	Positionswinkel [°]	Abweichung des
			Himmelsnordpol [°]
<i>o</i> Cyg AB	172.73	174	1.27
<i>o</i> Cyg AC	322.65	323	0.35
57 Aql	169.87	170	0.13
61 Cyg	152.86	153	0.14
β Cyg	53.79	54	0.21
γ Del	264.62	266	1.38
STT525 Lyr	349.48	350	0.52
ζ Lyr	149.98	150	0.02

Tabelle 3.6: Abweichung des Himmelsnordpols von der Referenzgeraden

Nach Berechnung des Mittelwertes durch Gl. 3.1 und der Standardabweichung mittels Gl. 3.2 über die in Tab.3.6 aufgeführten Werte, ergibt sich, dass der Himmelsnordpol $0.50^\circ \pm 0.53^\circ$ von der Referenzgeraden abweicht. Da die Werte zur Ermittlung der Abweichung nur auf einen Grad genau sind, kann hier im Prinzip keine Abweichung festgestellt werden.

3.2.3 Bestimmung der Anzahl an Counts eines 0^m Sternes

Um den Unterschied in der Helligkeit von verschiedenen Sternen zu bewerten, ist es am einfachsten, diese mit der Helligkeit eines Sternes beliebiger Magnitude, im generellen Fall nullter Magnitude, zu vergleichen. Hierfür werden zuerst die Counts in einem kreisförmigen Gebiet um die Sterne bestimmt, aber auch in einem gleich großen Gebiet des Hintergrundes. Damit werden zusätzliche Counts bestimmt, die nicht vom Stern, sondern vom Hintergrund, herrühren. Dabei sollten die Gebiete zur Vereinfachung und Erhöhung der Verlässlichkeit die gleiche Größe haben. Außerdem müssen die Kreise um die Sterne groß genug sein, damit möglichst viele der detektierten Photonen berücksichtigt werden können. In Abb. 3.2 ist dieser Vorgang dargestellt und in Tab.3.7 sind die ausgelesenen Counts der Kalibrationssterne einsichtig.



Abbildung 3.2: Messung der Counts beim Hauptstern, Begleitstern und im Hintergrund von β Cyg

Doppelstern	Hauptstern	Begleitstern	Hintergrund	Belichtungszeit [sek]
<i>o</i> Cyg AB	1.38E+07	6.58E+05	-7.03E+04	0.50
<i>o</i> Cyg AC	1.38E+07	5.56E+06	-7.03E+04	0.50
57 Aql	7.24E+06	3.56E+06	-2.24E+04	2.00
61 Cyg	3.62E+06	1.70E+06	-8.36E+03	0.50
β Cyg	6.30E+06	7.61E+05	-1.51E+05	0.10
γ Del	9.21E+06	4.14E+06	-4.49E+04	0.50
STT525 Lyr	4.49E+06	9.37E+05	-8.87E+02	1.00
ζ Lyr	4.08E+06	1.16E+06	-3.82E+03	0.20

Tabelle 3.7: Counts bei Hauptstern, Begleitstern und im Hintergrund, Unsicherheit $\Delta = \sqrt{\Phi}$

Als Unsicherheit für die Counts in Tab.3.7 wird die Wurzel der ausgelesenen Counts benutzt. Um die wirkliche Anzahl an eintreffenden Photonen pro Sekunde zu erhalten, wird die Anzahl an detektierten Photonen im Hintergrund jeweils abgezogen und schlussendlich wird noch durch die Belichtungszeit dividiert. Hierbei handelt es sich um die sogenannte Aperturphotometrie. Tab.3.8 enthält die Countraten für die Doppelsternsysteme, nachdem die Werte aus Tab.3.7 diesem Vorgang unterzogen wurden.

Doppelstern	Hauptstern	Begleitstern
<i>o</i> Cyg AB	2.77E+07	1.46E+06
<i>o</i> Cyg AC	2.77E+07	1.13E+07
57 Aql	3.63E+06	1.79E+06
61 Cyg	7.25E+06	3.41E+06
β Cyg	6.45E+07	9.12E+06
γ Del	1.85E+07	8.37E+06
STT525 Lyr	4.49E+06	9.38E+05
ζ Lyr	2.04E+07	5.82E+06

Tabelle 3.8: Counts pro Sekunde

Nun wird berechnet wie viele Counts zu erwarten wären, wenn die Kalibrationssterne Helligkeit nullter Magnitude hätten. Der Unterschied zwischen verschiedenen Magnituden ist folgendermassen definiert, wobei Φ_1 und Φ_2 jeweils den Counts, bzw. den Flüssen entsprechen:

$$\Delta m = -2.5 * \log_{10}\left(\frac{\Phi_1}{\Phi_2}\right) \quad (3.4)$$

Umgeformt auf Φ_1 kann die Anzahl an Counts für einen Stern nullter Magnitude berechnet werden. Dazu muss für Δ^m die Differenz zwischen 0 und der Magnitude des Sternes eingesetzt werden und für Φ_2 die Counts des jeweiligen Sternes aus Tab. 3.8.

$$\Phi_1 = \Phi_2 * 10^{\left(-\frac{\Delta m}{2.5}\right)} \quad (3.5)$$

Die Ergebnisse der Gl.3.5 sind in Tab.3.9 aufgelistet und es werden aus dieser die Werte zur Berechnung des Mittelwertes (Gl.3.1) und der Standardabweichung (Gl.3.2) entnommen. Es ergibt sich, dass ein Stern mit nullter Magnitude Helligkeit $(9.25 \pm 1.66)E + 08$ Counts pro Sekunde auf dem Sensor erzeugt.

An dieser Stelle ist es sinnvoll, den "Zeropoint" für jeden Stern zu bestimmen. Der Zeropoint ist jener Wert für die Helligkeit eines Sternes, bei dem durchschnittlich 1 Photon pro Sekunde auf den CCD-Chip trifft. Dieser Wert macht eine Bewertung der Empfindlichkeit des Teleskops möglich. Mit Formel 3.4 kann diese Helligkeit berechnet werden, wenn $\Phi_1 = 1$ und Φ_2 als Wert wie in Tab.3.9 gesetzt wird. Schwankende Messbedingungen lassen den Zeropoint variieren. Umso schlechter die Messbedingungen, desto größer die Unterschiede im Zeropoint. Aufgrund des Standortes im Grazer Becken sind Messunsicherheiten durch atmosphärische und wetterbedingte Effekte unausweichlich. Um diese Einflüsse möglichst gering zu halten wäre natürlich ein Standort über der Wolkgrenze in möglichst dünner Atmosphäre vorteilhafter.

Doppelstern	Helligkeit [m]	Φ_2	Counts bei 0^m	Zeropoint
α Cyg A	3.8	2.77E+07	9.19E+08	22.41
57 Aql A	5.75	3.63E+06	6.92E+08	22.15
61 Cyg A	5.2	7.25E+06	8.72E+08	22.35
β Cyg A	3.19	6.45E+07	1.12E+09	22.71
γ Del A	4.36	1.85E+07	9.71E+08	22.53
STT525 Lyr A	6.0	4.49E+06	1.13E+09	22.63
ζ Lyr A	4.34	2.04E+07	1.07E+09	22.62
α Cyg B	7.0	1.46E+06	9.19E+08	22.41
α Cyg C	4.8	1.13E+07	9.37E+08	22.43
57 Aql B	6.35	1.79E+06	7.12E+08	21.98
61 Cyg B	6.05	3.41E+06	8.57E+08	22.38
β Cyg B	4.68	9.12E+06	1.00E+09	22.08
γ Del B	5.03	8.37E+06	9.18E+08	22.34
STT525 Lyr B	7.5	9.38E+05	9.38E+08	22.43
ζ Lyr B	5.62	5.82E+06	1.11E+09	22.53

Tabelle 3.9: Counts bei einem Stern nullter Magnitude Helligkeit und Zeropoints der Sterne; Hauptstern: A; Begleitstern: B,C

Kapitel 4

Auswertung

In diesem Kapitel werden die Doppelsternsysteme aus Tab.2.2 untersucht, deren Kenngrößen berechnet und mit alten Datensätzen verglichen. Hierfür werden zuerst die Daten angegeben und nachfolgend wie in Kap.3 behandelt.

4.1 Abstand

Der Abstand in Pixel wird mittels Pythagoräischem Lehrsatz $c^2 = a^2 + b^2$ berechnet. [4] Mit dem Umrechnungsfaktor zwischen Pixel und Bogensekunden, der in Kap.3.2.1 bestimmt wurde, kann die Distanz zwischen den Sternen berechnet werden. Wie in Kap.3.2 entspricht auch hier die Unsicherheit der Koordinatenbestimmung 0.25 Pixel. Die Unsicherheit des Abstandes zwischen den verschiedenen Aufnahmen von 0.9 Pixel konnte bei den großen Abständen der Kalibrationssterne noch vernachlässigt werden. Bei den Doppelsternen BU 888 und HU 553 in der nachfolgenden Tab.4.1 muss aufgrund der engen Lage von Haupt- zu Begleitstern diese Unsicherheit jedoch mit eingerechnet werden und deshalb werden hier die Koordinaten mit nur eine Pixel Genauigkeit angegeben. [2]

Doppelstern	Hauptstern		Begleitstern	
	x-Koordinate	y-Koordinate	x-Koordinate	y-Koordinate
BU 888	625	565	609	561
BU 9004	628.22	319.64	705.89	239.34
GWP 479	627.19	519.35	673.03	509.10
GWP 490	632.36	274.85	667.51	174.38
HU 553	1089	1531	1092	1520
J 2394 AB	648.65	353.33	588.36	338.42
J 2394 AC	648.65	353.33	612.08	378.21

Tabelle 4.1: Koordinaten der Doppelsterne in Pixel

Die Berechnung erfolgt mit folgender Formel

$$Abstand["] = \frac{Abstand[Pixel]}{[Pixel/"]} \quad (4.1)$$

und die zugehörige Unsicherheit ergibt sich mit

$$\Delta Abstand["] = \left| \frac{\partial Abstand["]}{\partial [Pixel/"]} \right| * \Delta [Pixel/"] + \left| \frac{\partial Abstand["]}{\partial Abstand[Pixel]} \right| * \Delta Abstand[Pixel] \quad (4.2)$$

Hierbei wird $\Delta Abstand[Pixel] = 0.9$ als Unsicherheit für den Abstand benutzt. In Tab.4.2 sind die mit Gl.4.1 und Gl.4.2 berechneten Werte für die Abstände und die zugehörigen Unsicherheiten aufgelistet.

Doppelstern	Abstand[Pixel]	Abstand["]	$\Delta["]$
BU 888	17.04	8.50	0.30
BU 9004	111.71	55.72	0.71
GWP 479	46.97	23.43	0.43
GWP 490	106.44	53.09	0.68
HU 553	11.95	2.98	0.25
J 2394 AB	62.10	30.97	0.49
J 2394 AC	44.23	22.06	0.42

Tabelle 4.2: Abstände der Doppelsterne und zugehörige Unsicherheit

4.2 Positionswinkel

Wie in Kap.3.2.2 kann mit der Gl.3.3 α berechnet werden, womit in weiterer Folge der Positionswinkel bestimmt wird. Hier wird diesmal aber nicht der Winkel zur Referenzgeraden berechnet, sondern direkt zum in Kap.3.2.2 bestimmten Himmelsnordpol. Hierfür muss man anstatt dem Vektor der Referenzgeraden

$\vec{R} = \begin{pmatrix} 0 \\ 100 \end{pmatrix}$ nun den Vektor zum Himmelsnordpol \vec{N} verwenden. Dieser berechnet sich aus der Abweichung von der Referenzgeraden, die in Kap.3.2.2 bestimmt wurde, über die Tangensfunktion. Der Fehler wurde direkt übernommen, weil bei der Rotation der Fehler erhalten bleibt. [2]

$$\vec{N} = \begin{pmatrix} 100 * \tan(\text{AbweichungHimmelsnordpol}) \\ 100 \end{pmatrix}$$

$$\vec{N} = \begin{pmatrix} 0.657 \\ 100 \end{pmatrix}$$

Die Ergebnisse der Berechnung von Gl.3.3 finden sich in Tab.4.3.

Doppelstern	α [°]	$\Delta\alpha$ [°]
BU 888	14.67	0.53
BU 9004	46.46	0.53
GWP 479	13.11	0.53
GWP 490	71.22	0.53
HU 553	78.03	0.53
J 2394AB	13.39	0.53
J 2394AC	34.72	0.53

Tabelle 4.3: Winkel zwischen Verbindungs- und Himmelsnordpolvektor

Mit den Modifizierungen von Tab.3.5 wird der Positionswinkel γ bestimmt und in Tabelle 4.4 werden diese Werte aufgelistet.

Doppelstern	γ [°]	$\Delta\gamma$ [°]
BU 888	165.33	0.53
BU 9004	46.46	0.53
GWP 479	13.11	0.53
GWP 490	71.22	0.53
HU 553	78.03	0.53
J 2394AB	166.61	0.53
J 2394AC	214.72	0.53

Tabelle 4.4: Positionswinkel γ der Doppelsternsysteme

4.3 Helligkeit

Die Doppelsternsysteme BU888 und HU553 werden in den Berechnungen zur Helligkeit nicht weiter berücksichtigt. Aufgrund ihres niedrigen Abstandes von Haupt- zu Begleitstern, wie in Tab.4.2 einsichtig, können diese nicht mit derselben Methodik, der Aperturphotometrie, vermessen werden. Wie schon in den Tabellen 3.7 und 3.8 werden in Tab.4.5 die Counts und Belichtungszeiten und in der darauffolgenden Tab.4.6 die Countrate nach der Aperturphotometrie dargestellt.

Doppelstern	Hauptstern	Begleitstern	Hintergrund	Belichtungszeit [sek]
BU 9004	5.91E+06	2.55E+05	1.11E+05	15.00
GWP 479	1.51E+06	7.87E+04	2.56E+04	15.00
GWP 490	9.44E+05	1.45E+05	2.77E+04	15.00
J 2394 AB	3.02E+05	1.52E+05	4.04E+04	30.00
J 2394 AC	3.02E+05	4.57E+05	4.04E+04	30.00

Tabelle 4.5: Counts bei Hauptstern, Begleitstern und im Hintergrund

Um die Counts pro Sekunde zu berechnen, wird wie schon in Kap.3.2.3, die Countrate des Hintergrundes von den Sternen abgezogen und durch die Belichtungszeit dividiert.

Doppelstern	Hauptstern	Begleitstern
BU 9004	3.87E+05	9.61E+03
GWP 479	9.89E+04	3.54E+03
GWP 490	6.11E+04	7.79E+03
J 2394 AB	8.70E+03	3.71E+03
J 2394 AC	8.70E+03	1.39E+04

Tabelle 4.6: Counts pro Sekunde

Um die Helligkeit zu bestimmen wurde in Kap.3.2.3 die Anzahl an Counts bei einem Stern nullter Magnitude berechnet. Mit diesem Wert und einer Umformung der Gl.3.4 wird die Helligkeit der Doppelsterne bestimmt.

$$m_1 = \frac{-5 * \ln(\frac{\Phi_1}{\Phi_0})}{\ln(100)} \quad (4.3)$$

Hierbei entspricht Φ_1 der Anzahl an Counts pro Sekunde beim jeweiligen Beobachtungsobjekt wie in Tab.4.6 aufgeführt und berechnet und Φ_0 dem Ergebnis der Kalibration aus Kap.3.2.3. Die Lösungen der Gl.4.3 sind in Tab.4.7 aufgeführt.

Die Unsicherheit ergibt sich aus

$$\Delta m_1 = \left| \frac{\partial m_1}{\partial \Phi_0} \right| * \Delta \Phi_0$$

$$\Delta m_1 = \left| \frac{-5}{\ln(100) * \Phi_0} \right| * \Delta \Phi_0 \quad (4.4)$$

Es wurde nur die Unsicherheit, die Φ_0 beiträgt, betrachtet, da der Beitrag von Φ_1 zur Unsicherheit im Vergleich dazu sehr gering ist. Für den am hellsten leuchtenden Stern BU 9004 A ergibt eine Berechnung, dass Φ_1 nur eine Unsicherheit von 0.002^m beiträgt. Dieser Wert ist vernachlässigbar neben der Unsicherheit vom Φ_0 -Beitrag mit 0.15^m . Für alle anderen Sterne, die eine geringere Helligkeit als BU 9004 A besitzen, wird dieser Beitrag noch kleiner und somit wird dieser aus allen weiteren Berechnungen ausgeschlossen.

Doppelstern	Helligkeit [m]	Δ Helligkeit [m]
BU 9004 A	8.45	0.15
GWP 479 A	9.93	0.15
GWP 490 A	10.45	0.15
J 2394 A	12.57	0.15
BU 9004 B	12.46	0.15
GWP 479 B	13.54	0.15
GWP 490 B	12.69	0.15
J 2394 B	13.49	0.15
J 2394 C	12.06	0.15

Tabelle 4.7: Helligkeit der Doppelsterne

4.4 Vergleich der ausgewerteten Daten mit älteren Messdaten

In diesem Unterkapitel werden die in den Kapiteln 4.1, 4.2 und 4.3 berechneten Daten mit Messdaten aus dem Washington Double Star Catalog [8] verglichen. Die vorliegenden Messdaten sind bei den meisten Objekten einige Jahre bis Jahrzehnte alt und es soll verglichen werden ob sich diese Objekte bis heute verändert haben.

BU 888	Jahr	Helligkeit [m]			
		Hauptstern	Begleitstern	Abstand [$''$]	Positionswinkel [$^\circ$]
Datenbank	1880	-	-	7.90	171.00
	1922	-	-	8.70	167.00
Berechnung	2016	-	-	8.50 ± 0.30	165.33 ± 0.53

Tabelle 4.8: Vergleich der Daten: BU 888

BU 9004	Jahr	Helligkeit [m]			
		Hauptstern	Begleitstern	Abstand [$''$]	Positionswinkel [$^\circ$]
Datenbank	1907	-	-	59.20	40.00
	2010	8.42	12.63	56.00	46.00
Berechnung	2016	8.45 ± 0.19	12.46 ± 0.19	55.72 ± 0.71	46.46 ± 0.53

Tabelle 4.9: Vergleich der Daten: BU 9004

GWP 479	Jahr	Helligkeit [m]			
		Hauptstern	Begleitstern	Abstand["]	Positionswinkel [$^\circ$]
Datenbank	1990	-	-	24.00	13.00
	2010	10.10	12.70	23.60	13.00
Berechnung	2016	9.93 ± 0.19	13.54 ± 0.19	23.43 ± 0.43	13.11 ± 0.53

Tabelle 4.10: Vergleich der Daten: GWP 479

GWP 490	Jahr	Helligkeit [m]			
		Hauptstern	Begleitstern	Abstand ["	Positionswinkel [$^\circ$]
Datenbank	1990	-	-	53.30	71.00
	2010	10.57	12.77	53.00	71.00
Berechnung	2016	10.45 ± 0.19	12.69 ± 0.19	53.09 ± 0.68	71.22 ± 0.53

Tabelle 4.11: Vergleich der Daten: GWP 490

HU 553	Jahr	Helligkeit [m]			
		Hauptstern	Begleitstern	Abstand ["	Positionswinkel [$^\circ$]
Datenbank	1902	-	-	3.10	80.00
	1964	-	-	3.10	82.00
Berechnung	2016	-	-	2.98 ± 0.25	78.03 ± 0.53

Tabelle 4.12: Vergleich der Daten: HU 553

J 2394 AB	Jahr	Helligkeit [m]			
		Hauptstern	Begleitstern	Abstand ["	Positionswinkel [$^\circ$]
Datenbank	1942	-	-	18.00	145.00
	2000	12.71	13.59	30.90	166.00
Berechnung	2016	12.57 ± 0.19	13.49 ± 0.19	30.97 ± 0.49	166.61 ± 0.53

Tabelle 4.13: Vergleich der Daten: J 2394 AB

J 2394 AC	Jahr	Helligkeit [m]			
		Hauptstern	Begleitstern	Abstand ["	Positionswinkel [$^\circ$]
Datenbank	1942	-	-	25.00	210.00
	2000	12.71	12.18	22.10	214.00
Berechnung	2016	12.71 ± 0.19	12.06 ± 0.19	22.06 ± 0.42	214.72 ± 0.53

Tabelle 4.14: Vergleich der Daten: J 2394 AC

Beim Vergleich der Messwerte mit den Daten aus der Datenbank in Tabellen 4.8 - 4.14 ergibt sich, dass die gemessenen Werte im Allgemeinen sehr gut mit den neueren Daten aus der Datenbank übereinstimmen.

Auffällig ist die Helligkeit des Begleitsternes vom Doppelsternsystem GWP479. Dessen Helligkeit befindet sich mit $13.54^m \pm 0.19^m$ weit über dem zuletzt gemessenen Wert von 12.70^m . Diese Unstimmigkeit zieht sich über alle Aufnahmen, die von diesem

Doppelsternsystem gemacht wurden. Zusätzlich sei anzumerken, dass die Werte der Helligkeit bei der Messung und aus der Datenbank recht ähnlich sind. Insofern kann man einen Fehler durch Wettereinflüsse oder sonstige kurzzeitige Einflüsse ausschließen. Der Unterschied von 0.84 Magnituden entspricht einem Unterschied in Counts vom 2.17-fachen. Der Begleitstern von GWP 479 sollte nur ungefähr 46 Prozent der Countrate haben, um in den Bereich des zuletzt gemessenen Wertes zu fallen.

Zweite Auffälligkeit ist der Positionswinkel des Doppelsterns HU553. Dieser ist mit $78.03^\circ \pm 0.53^\circ$ um ungefähr 4° kleiner als der im Jahre 1964 gemessene. Aufgrund der nicht gleichförmigen Änderung des Positionswinkels von 80° auf 82° und schlussendlich auf 78° kann eine Orbitalbewegung ausgeschlossen werden. Bei einer Orbitalbewegung würde man einen gleichmässigen Anstieg erwarten.

Um besser einschätzen zu können, ob die Messungen der Helligkeiten durch Umwelteinflüsse beeinträchtigt wurden, ist es an dieser Stelle sinnvoll, das Verhältnis der Helligkeiten der Doppelsternsysteme zu betrachten. Dieses Verhältnis ist unbeeinflusst durch systematische Unsicherheiten und gibt Aufschluss über die Qualität der Messungen. Die Werte zur Berechnung werden aus den Tab.4.8 - 4.14 entnommen und in Tab.4.15 aufgelistet, wobei Index "D" Datenbankwerte und Index "B" berechnete Werte indiziert.

Doppelstern	(M_{D1}/M_{D2})	(M_{B1}/M_{B2})
BU9004	0.667	0.679
GWP479	0.795	0.734
GWP490	0.828	0.824
J2394 AB	0.935	0.932
J2394 AC	1.044	1.042

Tabelle 4.15: Helligkeitsverhältnisse bei den Werten aus der Datenbank und der Berechnung

Diese gute Übereinstimmung der Helligkeitsverhältnisse zeigt auf, dass die Abweichungen der Messwerte zu den Datenbankwerten durch systematische Fehlerquellen, wie Bewölkung und Atmosphäre, erzeugt wurden und die Messwerte dadurch leicht verfälschte Ergebnisse liefern.

Kapitel 5

Zusammenfassung

Durch die Kalibrierung in Kap.3 mittels der Doppelsterne aus Tab.2.1 konnten die Parameter Pixel pro Bogensekunde, Richtung des Himmelsnordpols und Auszählrate an Elektronen eines Sternes nullter Magnitude bestimmt werden. Mit Hilfe dieser Parameter wurde in Kap.4 die Berechnung der Kenngrößen der Doppelsterne durchgeführt. Die berechneten Werte sind in Tabellen 4.8 bis 4.14 einsichtig und die Berechnung der Kenngrößen erfolgte mit zufriedenstellender Genauigkeit. Die Messwerte decken sich größtenteils mit den Daten aus der Datenbank. Warum einige Messdaten nicht mit den bekannten Werten übereinstimmen wurde am Ende von Kap.4.4 diskutiert. Zusätzlich konnte in Tab.4.15 gezeigt werden, dass die Abweichung der Helligkeit in der Messung von den altbekannten Daten mit großer Wahrscheinlichkeit auf Umwelteinflüsse zurückführbar ist.

Literatur

- [1] G. Eberhard. *Handbuch der Astrophysik Band 2: 2.Teil: Grundlagen der Astrophysik*. 1931.
- [2] S. Flügge. *Handbuch der Physik 50: Astrophysik 1: Sternoberflächen - Doppelsterne*. 1958.
- [3] W. D. Heintz. *Doppelsterne*. 1971. ISBN: 3-442-55012-2.
- [4] G. Hessenberg. *Ebene und sphärische Trigonometrie*. 1957.
- [5] J.S.Schlimmer. *Christian Mayers Doppelstern Katalog 1779*. http://epsilon-lyrae.de/Beobachtungstipp/Doppelsternkatalog_Mayer.html.
- [6] J.S.Schlimmer. *Friedrich Wilhelm Herschel und die Doppelsterne*. <http://epsilon-lyrae.de/Beobachtungstipp/Herschel.html>. Apr. 2006.
- [7] G. P. Kuiper; B. M. Middlehurst. *Telescopes*. 1960.
- [8] United States Naval Observatory. *Washington Double Star Catalog*. <http://ad.usno.navy.mil/wds/>.
- [9] Harald Tomsik. *Kalibrierung mittels Bias-, Dark- und Flatframes*. http://sternwarte-melle.de/index_htm_files/Kalib_1-2.pdf.