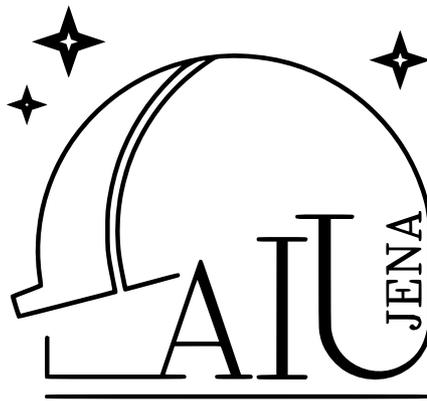


Suche nach extrasolaren Planeten
mit der Transitmethode
in der Beobachtungsstation
Großschwabhausen

Diplomarbeit



Friedrich-Schiller-Universität Jena
Physikalisch-Astronomische Fakultät
Astrophysikalisches Institut und Universitäts-Sternwarte

eingereicht von:
Stefanie Rätz

geboren am:
28.01.1984 in Bad Salzungen

1. Gutachter: Prof. Dr. Ralph Neuhäuser

2. Gutachter: Prof. Dr. Alexander Krivov

Tag der Verleihung des Diploms:

Inhaltsverzeichnis

1	Einleitung	1
2	Beobachtungsstation Großschwabhausen	5
2.1	Instrumente	6
2.2	Charakterisierung des Detektors	6
2.2.1	Aufbau und Wirkungsweise von CCDs	6
2.2.2	CCD-Typen	8
2.2.3	Charakterisierung von CCDs	12
2.2.4	IMG 1024S	13
3	Suche nach Exoplaneten mit der Transitmethode	19
3.1	Grundlagen der Transitmethode	19
3.2	Transitsuchprogramme	22
3.2.1	Das Transatlantic Exoplanet Survey (TrES)	22
3.2.2	<i>Das XO-Projekt</i>	23
4	Beobachtung und Datenreduktion	25
4.1	Beobachtungen in Großschwabhausen	25
4.2	Grundlagen der Datenreduktion	26
4.3	Datenreduktion mit <i>IRAF</i>	28
4.3.1	<i>CCDProc</i>	28
4.3.2	Erstellen von Dark und Flat	29
4.3.3	Bad-Pixel-Mask	32
4.4	Probleme mit der <i>Bad-Pixel-Mask</i>	33
5	Algorithmus zur Datenanalyse	37
5.1	Fotometrie	37
5.1.1	Differentielle Fotometrie	37
5.1.2	Differentielle Fotometrie mit <i>IRAF</i>	38
5.1.3	Die Methode des künstlichen Vergleichssterne	41
5.2	Auswahl der besten Vergleichssterne	43
5.3	<i>plot_stars</i>	44
6	Beobachtung bekannter Transitplaneten	45
6.1	XO-1b	45
6.1.1	Allgemeines zu XO-1b	45
6.1.2	Beobachtung und erste Auswertung	46
6.1.3	<i>Sysrem</i>	48
6.1.4	Bestimmung des Transitzeitpunktes	50

6.1.5	Ergebnisse	52
6.2	TrES-1	55
6.2.1	Allgemeines zu TrES-1	55
6.2.2	Beobachtung und Auswertung	56
6.2.3	Ergebnisse	58
7	TrES-2	63
7.1	Allgemeines zu TrES-2	63
7.2	Die Entdeckung des zweiten Dips	64
7.3	Das Verschwinden des Dips	65
7.4	Mögliche Erklärungen für den Dip	66
7.4.1	Ein naher veränderlicher Stern	66
7.4.2	Weiterer Planet im System	67
7.4.3	Hintergrundstern-Theorie	68
7.4.4	Begleiter-Theorie	69
7.5	Der Dip nach Anwendung von <i>Sysrem</i>	70
7.6	Transitzeitvariationen	71
8	2MASS 19090585+4911585	77
8.1	Bedeckungsveränderliche	79
8.1.1	Physikalische Grundlagen	80
8.1.2	Typen der Bedeckungsveränderlichen	81
8.2	Periodenbestimmung	83
8.2.1	Bestimmung der Minimazeiten	84
8.2.2	Methode der diskreten Fouriertransformation	87
8.2.3	Die Methode der kürzesten Stringlänge	89
8.2.4	Ergebnisse	92
9	Ausblick	97
10	Zusammenfassung	99
A	Zusätzliche Informationen	103
A.1	Quelltext zu <i>plot_stars_g</i>	103
A.2	Quelltext zu <i>plot_stars_k</i>	108
A.3	Datenblatt zu TK1024	114
A.4	Lichtkurven der beobachteten Transits von TrES-2	116
A.5	Lichtkurven von 2MASS 19090585+4911585	121
A.6	Poster	128
Literatur		131

Abbildungsverzeichnis

2.1	Die Außenansicht der Sternwarte	5
2.2	Ein Pixel eines CCD	7
2.3	Entstehen des Elektronen-Lochpaares	8
2.4	Prinzip des Auslesens bei einem CCD.	9
2.5	Veranschaulichung des Full-Frame- oder Zeilentransfers	10
2.6	Veranschaulichung des Interline-Transfer-CCD	11
2.7	Ladungstransfer beim Frame-Transfer-CCD oder Bildtransfer-CCD	12
2.8	QE-Kurve für den TK1024 bei Zimmertemperatur	14
2.9	Dunkelstrom über der Belichtungszeit bei einer Temperatur von -35°C	15
2.10	Dunkelstrom über der Temperatur für eine Belichtungszeit von 150s	16
2.11	Dunkelstrom über Zeit	16
2.12	Verhalten des <i>Bias</i> über die ganze Nacht bei -30°C	17
2.13	Linearitätskurve für die CTK	17
3.1	Transitlichtkurve des Exoplaneten TrES-1b von Winn et al. (2007).	20
3.2	Veranschaulichung des Entstehens eine Transitlichtkurve.	21
3.3	Die drei Teleskope des TrES-Netzwerks	23
3.4	Die beiden <i>XO</i> -Kameras	23
4.1	Die <i>IRAF</i> -Routine <i>ccdproc</i>	29
4.2	Die Parameter der Routine <i>darkcombine</i>	31
4.3	Die Parameter der <i>IRAF</i> -Routine <i>flatcombine</i>	31
4.4	Lichtkurve eines Sterns aus dem Feld von XO-1 vom 11.03.2007	33
4.5	Positionen der Sterne mit seltsamen Lichtkurven	34
4.6	Erläuterung des Entstehens der seltsamen Lichtkurven	35
4.7	Weitere seltsame Lichtkurve	36
4.8	Derselbe Stern aus dem XO-Feld ohne Verwendung der BPM	36
5.1	Die Ringe der Messapertur um einen Stern	38
5.2	<i>IRAF</i> -Routine <i>phot</i>	39
5.3	Das Untermenü <i>datapars</i>	39
5.4	Das Untermenü <i>centerpars</i>	40
5.5	Das Untermenü <i>fitskypars</i>	40
5.6	Ablaufdiagramm zum künstlichen-Vergleichssterne-Algorithmus	42
5.7	Ausgabe des künstlichen-Vergleichssterne-Algorithmus	43
6.1	Helligkeits-Genauigkeits-Diagramm	47
6.2	Lichtkurve von XO-1	48
6.3	Lichtkurvenfit von XO-1 nach <i>Sysrem</i>	51

6.4	Berechnetes B-R bezogen auf Formel 6.2	53
6.5	B-R-Diagramm berechnet für Formel 6.2	53
6.6	B-R-Diagramm berechnet mit den neu bestimmten Elementen	55
6.7	Form der Lichtkurve vom TrES-1 aus Winn et al. (2007)	57
6.8	Lichtkurven von TrES-1 in der Nacht vom 15. März 2007	57
6.9	Berechnetes B-R bezogen auf Formel 6.13	59
6.10	B-R-Diagramm berechnet mit den Elementen von Alonso et al. (2004)	59
6.11	Ein Transitplanet auf einer exzentrischen Bahn um seinen Stern	60
6.12	B-R-Diagramm berechnet mit den neu bestimmten Elementen für TrES-1	61
7.1	unbearbeitete TrES-2-Lichtkurve vom 13. März 2007	64
7.2	Lichtkurve von TrES-2 aus O'Donovan et al. (2006)	65
7.3	unbearbeitete TrES-2-Lichtkurve vom 3. Mai 2007	66
7.4	TrES-2 mit einem zweite Planeten weiter außen	67
7.5	Langzeitstabilität für mögliche innere Planeten im TrES-2-System	68
7.6	Phasendiagramm von TrES-2	69
7.7	Entstehung des Dips durch Überstreifen eines Hintergrundsterns	69
7.8	Entstehung des Dips durch Überstreifen eines Begleiters	70
7.9	Lichtkurve von TrES-2 am 13. März 2007 nach Anwendung von <i>Sysrem</i>	70
7.10	Lichtkurve von TrES-2 am 3. Mai 2007 nach Anwendung von <i>Sysrem</i>	71
7.11	Lichtkurve von TrES-2 am 16. September 2007	73
7.12	Berechnetes B-R, bezogen auf Formel 7.1	73
7.13	B-R-Diagramm, berechnet für die Elemente von O'Donovan et al. (2006)	74
7.14	Berechnetes B-R, bezogen auf Formel 7.2	74
7.15	B-R-Diagramm für die neu berechneten Elemente	75
7.16	B-R-Diagramm der Daten ohne vorherige Bearbeitung mit <i>Sysrem</i>	75
8.1	Position des Bedeckungsveränderlichen im TrES-2-Feld	77
8.2	Lichtkurve von 2MASS 19090585+4911585 vom 23. September 2007	78
8.3	Die Entstehung einer Lichtkurve bei Bedeckungsveränderlichen	80
8.4	Darstellung der Äquipotentialflächen eines Doppelsternsystems	81
8.5	Darstellung der <i>Roche-Grenze</i> eines Algol-Sterns	82
8.6	Typische Lichtkurve eines Algol-Sterns	82
8.7	Darstellung der <i>Roche-Grenze</i> bei einem β -Lyrae-Stern	83
8.8	Eine typische Lichtkurve eines β -Lyrae-Sterns	83
8.9	Darstellung der <i>Roche-Grenze</i> bei einem W-UMa-Stern	84
8.10	Eine typische Lichtkurve eines W-UMa-Sterns	84
8.11	Linearer Fit der Minimazeiten	86
8.12	Beispiele für Fouriertransformationen	88
8.13	Frequenzspektrum von 2MASS 19090585+4911585	89
8.14	Multiplikation des Beobachtungssignals mit einer Fensterfunktion	90
8.15	Periodogramm von 2MASS 19090585+4911585	92
8.16	Phasendiagramm von 2MASS 19090585+4911585	93
8.17	B-R-Diagramm für 2MASS 19090585+4911585	96
A.1	Datenblatt zum CCD-Chip TK1024 – Teil 1	114
A.2	Datenblatt zum CCD-Chip TK1024 – Teil 2	115
A.3	Lichtkurve TrES-2: 13.03.2007	116
A.4	Lichtkurve TrES-2: 03.05.2007	116

A.5	Lichtkurve TrES-2: 17.07.2007	117
A.6	Lichtkurve TrES-2: 26.07.2007	117
A.7	Lichtkurve TrES-2: 16.09.2007	118
A.8	Lichtkurve TrES-2: 16.09.2007 (Wendelstein)	118
A.9	Lichtkurve TrES-2: 16.09.2007 (ST6)	119
A.10	Lichtkurve TrES-2: 21.09.2007	119
A.11	Lichtkurve TrES-2: 14.10.2007	120
A.12	Minimum von 2MASS 19090585+4911585: 13.03.2007	121
A.13	Minimum von 2MASS 19090585+4911585: 03.05.2007	121
A.14	Minimum von 2MASS 19090585+4911585: 25.07.200	122
A.15	Minimum von 2MASS 19090585+4911585: 01.08.2007	122
A.16	Minimum von 2MASS 19090585+4911585: 05.08.2007	123
A.17	Minimum von 2MASS 19090585+4911585: 06.08.200	123
A.18	Minimum von 2MASS 19090585+4911585: 22.08.200	124
A.19	Minima von 2MASS 19090585+4911585: 23.08.2007	124
A.20	Minimum von 2MASS 19090585+4911585: 24.08.2007	125
A.21	Minimum von 2MASS 19090585+4911585: 29.08.2007	125
A.22	Minimum von 2MASS 19090585+4911585: 15.09.200	126
A.23	Minimum von 2MASS 19090585+4911585: 19.09.200	126
A.24	Minima von 2MASS 19090585+4911585:23.09.2007	127
A.25	Minimum von 2MASS 19090585+4911585: 13.10.200	127
A.26	Minima von 2MASS 19090585+4911585: 14.10.2007	128
A.27	Minimum von 2MASS 19090585+4911585: 31.10.2007	128
A.28	Großschwabhausen-Poster	129

Tabellenverzeichnis

6.1	Zusammenfassung aller bekannter Transitzeitpunkte von XO-1	52
6.2	Berechnetes B-R bezogen auf die neu bestimmten Parameter	54
6.3	Zusammenfassung aller bekannter Transitzeitpunkte von TrES-1.	58
6.4	Neu berechnetes B-R	60
7.1	Bewegung des Dips mit der Zeit	66
7.2	Zusammenfassung aller bekannter Transitzeitpunkte von TrES-2	72
8.1	Zusammenfassung der Informationen des Sterns	79
8.2	Klassifizierungsmerkmale der Bedeckungsveränderlichtentypen	82
8.3	Ergebnisse der Bestimmung der Minimazeiten	85
8.4	Erhaltene Werte für die Beobachtungsepoche	85
8.5	Zusammenfassung der Ergebnisse der Lichtwechselperiode	93
8.6	Bestimmte Farbe und Spektraltyp für 2MASS 19090585+4911585	94
8.7	Berechnetes B-R für die bestimmten Elemente	95

Kapitel 1

Einleitung

Extrasolare Planeten sind schon seit Mitte des 18. Jahrhunderts Thema der wissenschaftlichen Forschung. Astronomen haben allgemein vermutet, dass unser Sonnensystem nicht einzigartig ist und Exoplaneten existieren könnten (zum Beispiel Kant 1755, Allgemeine Naturgeschichte und Theorie des Himmels).

Die Hauptmotivation liegt in der Suche nach anderen Zivilisationen und der Frage, ob der Mensch das einzigste vernunftbegabte Wesen im Universum ist.

Ein erster großer Meilenstein in der Entdeckung extrasolarer Planeten war das Jahr 1992, als Wolszczan and Frail (1992) die erste Detektion eines Exoplaneten um den Pulsar PSR 1257+12 bekanntgaben.

Im Oktober 1995 veröffentlichten Mayor and Queloz (1995) die erste Detektion eines Exoplanetenkandidaten um einen gewöhnlichen Hauptreihenstern (51 Pegasi).

Diese Entdeckung leitete eine neue Ära in der Suche nach Exoplaneten ein. Der technische Fortschritt, insbesondere bei hochauflösender Spektroskopie, machte die Entdeckung vieler Planetenkandidaten möglich.

Die Suche nach Exoplaneten wurde in den letzten zehn Jahren zu einem Hauptforschungsgebiet der Astronomie. Aufgrund der Hoffnung eine zweite Erde zu finden, wird dieser Forschungszweig auch für die nächsten Jahrzehnte nicht an Attraktivität verlieren.

Nach modernen Schätzungen haben mindestens 10% der sonnenähnlichen Sterne Planeten, wobei die tatsächliche Zahl noch viel höher liegen könnte.

Da Planeten im Allgemeinen nur das Licht ihrer Zentralsterne reflektieren und ihre Oberflächen sehr viel kleiner als die Sternoberflächen sind, haben sie im Optischen weniger als ein millionstel der Helligkeit ihres Sterns. Darum ist eine direkte Detektion nur unter bestimmten Bedingungen möglich.

Aufgrund der Kontraktion sind einige 10^6 Jahre (Megajahre...Ma) junge substellare Objekte heller als einige 10^9 Jahre (Gigajahre...Ga) alte. Deshalb sind junge, nahe Sterne geeignete Beobachtungsobjekte für die direkte Abbildung substellarer Begleiter.

Die Masse eines Begleiterkandidaten kann mit der beobachteten Helligkeit, dem Alter und der Entfernung zur Erde mit Hilfe von theoretischen Modellen abgeschätzt werden.

Ein Beispiel für eine erfolgreiche direkte Detektion eines Begleiterkandidaten ist das von Neuhäuser et al. (2005) entdeckte Objekt GQ Lupi b. Der Mutterstern GQ Lupi A ist ein

≤ 2 Ma junger klassischer T-Tauri-Stern in der 140 ± 50 pc¹ entfernten Lupus Sternentstehungsregion. Der Begleiterkandidat mit $\approx 20 M_{\text{jup}}$ ($= 20 \cdot 2 \cdot 10^{27}$ kg) ist etwa 114 AE² von seinem Stern entfernt.

Der limitierende Faktor dieser Detektionsmethode ist, dass abhängig von der Sternhelligkeit, nur Begleiter weit außen gefunden werden können. Neuhäuser et al. (2008) haben anhand der tiefsten Aufnahme von GQ Lupi bestimmt, dass mit den heutigen technischen Möglichkeiten bei 102 Minuten Belichtungszeit in diesem System ein hypothetischer Begleiter mit ~ 6 Magnituden Helligkeitsunterschied und denselben Eigenschaften wie GQ Lupi b bei mindestens 18 AE Abstand zum Stern gefunden werden könnte.

Infolge der Probleme beim direkten Abbilden von substellaren Objekten werden verschiedene indirekte Methoden angewendet. Zu diesen Methoden zählen zum Beispiel Bestimmung von Zeitvariationen, Radialgeschwindigkeitsuntersuchungen, astrometrische Messungen, der Gravitationslinseneffekt, Beobachtung von Staubscheiben und die Transitmethode.

Die von Wolszczan and Frail (1992) angewandte Methode zum indirekten Nachweis von Planetenkandidaten basiert auf der genauen Messung der Ankunftszeit von regelmäßig wiederkehrenden Signalen wie zum Beispiel bei Pulsaren, die während ihrer Rotation Radiowellen emittieren, bei sehr regelmäßigen Pulsationsveränderlichen oder auch die Bedeckung in Doppelsternsystemen. Weicht der beobachtete Zeitpunkt eines solchen Ereignisses von dem vorher berechneten ab, spricht man von Zeitvariationen. Diese lassen auf einen Planeten im System schließen, welcher aufgrund von gravitativen Wechselwirkung das Eintreffen des Signals periodisch beschleunigt und verzögert.

Die Radialgeschwindigkeits- oder Doppler-Methode ist mit über 200 gefundenen Planetenkandidaten (zum Beispiel 51 Peg b, Mayor and Queloz 1995) die erfolgreichste. Kreist ein Planet um einen Stern, bewegen sich beide Objekte um ihren gemeinsamen Schwerpunkt. Der Stern bewegt sich dabei periodisch auf die Erde zu bzw. von ihr weg. Diese Bewegung kann anhand des Doppler-Effekts in den Spektrallinien identifiziert werden. In den letzten Jahren wurde die Auflösung moderner Spektrographen so weit verbessert, dass es möglich ist, terrestrische Planeten (wenige Erdmassen) auf sternnahen Orbits ($< 0,1$ AE), wie zum Beispiel Gl 581c mit $\gtrsim 5 M_{\oplus}$ ($= 5 \cdot 6 \cdot 10^{24}$ kg) und Gl 581d mit $\gtrsim 8 M_{\oplus}$ (Udry et al. 2007), zu detektieren.

Die astrometrische Methode basiert ebenfalls auf der Bewegung von Stern und Planet um den gemeinsamen Schwerpunkt. Dabei wird sehr genau die absolute Position des Sterns zu verschiedenen Zeiten gemessen. Anhand der Periodizität dieser Bewegung projiziert in der Himmelsebene, lassen sich die Parameter des Planeten bestimmen (Gatewood et al. 1980).

Mit dem Gravitationslinseneffekt, dessen physikalische Beschreibung auf Albert Einsteins allgemeiner Relativitätstheorie beruht, können Planeten bis zu einigen Erdmassen detektiert werden. Da Masse den Raum krümmt, wird das Licht eines Hintergrundobjektes aufgrund der Gravitation eines im Vordergrund stehenden Sterns abgelenkt. Der Vordergrundstern wirkt somit als lichtbündelnde Linse. Zieht ein zu uns näher liegender Stern

¹ 1 pc = $3,086 \cdot 10^{16}$ m

² 1 AE (Astronomische Einheit) ist die Distanz Sonne-Erde. 1 AE = $149,6 \cdot 10^6$ km

infolge der galaktischen Rotationsbewegung vor einem Hintergrundstern vorüber, lässt sich ein Helligkeitsanstieg messen.

Besitzt das Linsenobjekt einen Begleiter, kann ein intensitätsschwächeres Nebenmaximum registriert werden (Gould and Loeb 1992). Theoretische Modellierungen des Helligkeitsverlaufs lassen nachträglich auf die Massen der als Linse wirkenden Objekte schließen.

Eine weitere indirekte Methode ist die Beobachtung zirkumstellarer Staubscheiben. Staub existiert um viele Sterne. Er kann aufgrund des Infrarotexzess in der spektralen Energieverteilung identifiziert werden. Hochauflösende Kartierungen der Staubemission (zum Beispiel ϵ Eridani, Greaves et al. 1998) zeigen innere Lücken, die von Planeten verursacht sein könnten. Infolge der gravitativen Wechselwirkung des Planeten mit diesen Staubscheiben entstehen Ringstrukturen oder eine klumpige Struktur (siehe Krivov et al. 2007). Freistetter et al. (2007) haben für β Pictoris den Einfluss von mehreren Planeten auf die Scheibe berechnet und konnten so einige beobachtete Merkmale erklären.

In den letzten sieben Jahren hat sich eine weitere indirekte Detektionsmethode für Exoplaneten bewährt - die Transitmethode. Diese macht es nun im Zusammenhang mit der Radialgeschwindigkeitsmethode möglich, die Masse des Begleitobjekts zu bestimmen, so dass damit zwischen Planet und Braunem Zwerg unterschieden werden kann.

Schon nach der Entdeckung des Planetenkandidaten um 51 Peg wurde damit begonnen, fotometrisch nach Planeten zu suchen. Die Beschreibung dieser Methode ist in Kapitel 3 zu finden.

Der erste Erfolg der Transitmethode war die Nachbeobachtung des mit Radialgeschwindigkeitsuntersuchungen gefundenen Planetenkandidaten HD 209458b (Charbonneau et al. 2000), der nun wirklich als Planet bestätigt werden konnte.

Seitdem wurden mit über 20 erdgebundenen und einigen Weltraummissionen mehr als 30 Planeten mit der Transitmethode entdeckt und bestätigt.

Da das Transitereignis ein periodisch wiederkehrendes Phänomen ist, wird seit kurzem versucht, anhand von Transitzeitvariationen zusätzliche Planeten in den untersuchten Systemen zu finden.

Durch die fotometrische Untersuchung mehrerer tausend Sterne in den Großfeldern bei Transitsuchprogrammen werden außerdem sehr viele veränderliche Sterne, insbesondere kurzperiodische Bedeckungsveränderliche, entdeckt.

In dieser Arbeit wird die Transitmethode angewandt, um schon bekannte Transits in der Beobachtungsstation Großschwabhausen nachzubeobachten. Ziel ist es, die fotometrische Genauigkeit der gegenwärtig vorhandenen Kamera IMG 1024S zu testen.

Besonderen Wert wurde auf die genaue Bestimmung der Transitzeitpunkte gelegt, um präzise Transitzeitvariationen zu identifizieren.

Außerdem wird die Vorgehensweise bei der Charakterisierung möglicher veränderlicher Sterne im Feld beschrieben.

Diese Arbeit dient der Entwicklung eines Transitsuchprogramms des Astrophysikalischen Instituts Jena.

Kapitel 2

Beobachtungsstation Großschwabhausen

Jena liegt im mittleren Saaletal. Durch diese Kessellage ist es immer $1 - 2^{\circ}\text{C}$ wärmer als in den höher gelegenen Umland Jenas. Außerdem bestehen die Kernberge, die Jena umgeben größtenteils aus Kalkstein, einem typischen Wärmespeicher. Gerade im Winterhalbjahr kommt es wegen der Tallage Jenas oft zur Nebelbildung.

Deshalb gab es schon lange die Forderung nach einer Beobachtungsmöglichkeit außerhalb des Saaletals. Schon 1897 äußerte der damalige Institutsdirektor Otto Knopf diesen Wunsch, der aber erst etwa 60 Jahre später realisiert werden konnte.

1950 wurde von Hermann Lambrecht ein Projekt für den „Ausbau des Jenaer Observatoriums“ (Schielicke 2008) eingereicht, in dem er einen Auftrag für den Bau eines Teleskops gab, welches in einer Außenstation der Universitätssternwarte aufgestellt werden sollte.

Am 1.8.1961 fand in einem Waldstück in der Nähe von Großschwabhausen die Grundsteinlegung für die Beobachtungsstation statt (Pfau 1984). Großschwabhausen liegt etwa 10 km westlich von Jena auf einer Hochfläche, 370 m über Normalnull.

Das Sternwartengebäude (Abb. 2.1), welches kreisförmig um einen vollkommen vom Ge-



Abbildung 2.1: Die Außenansicht der Beobachtungsstation Großschwabhausen

bäude getrennten Instrumentenpfeiler aufgebaut ist, wurde von dem Jenaer Architekten Hans Schlag entworfen. Heute steht es unter Denkmalschutz.

Ende 1962 konnte mit den ersten Testmessungen begonnen werden. Die ersten astronomischen Beobachtungen wurden am 28.2.1963 durchgeführt.

Ab 1996 wurde die Beobachtungsstation auch genutzt, um eine thermische Infrarotka-

mera für die Europäische Südsternwarte der ESO in Chile zu entwickeln. Nach dem tragischen Unfalltod des Verantwortlichen Hans-Georg Reimann wurde die Sternwarte jahrelang nicht genutzt. Die ausführliche Beschreibung der Geschichte der Astronomie in Jena ist zu finden in Schielicke (2008).

2004 wurden neue Motoren für die Bewegung des Teleskops installiert, für die allerdings erst einmal die Software entwickelt werden musste.

Im Herbst 2006 wurde der regelmäßige Beobachtungsbetrieb wieder aufgenommen. In der momentanen Testphase dient die Beobachtungsstation vor allem Diplomanden für die Durchführung wissenschaftlicher Beobachtungen während der Bearbeitungszeit der Diplomarbeit.

2.1 Instrumente

In der Beobachtungsstation Großschwabhausen stehen drei Teleskope zu Verfügung. Das Hauptrohr ist ein Kombinationsinstrument auf einer Gabelmontierung und ist als Schmidt-Kamera oder Quasi-Cassegrain Teleskop (Nasmyth-System) einsetzbar. Es wurde in den 50er Jahren als eins von vier fast identischen Teleskopen von *Carl Zeiss Jena* angefertigt. Der Durchmesser des Hauptspiegels misst 1 m, wovon im Nasmyth Modus eine freie Öffnung von 90 cm genutzt werden kann. Die Brennweite beträgt dabei 13,5 m. Beim Einsatz des Teleskops als Schmidt-Kamera wird die volle Öffnung durch eine Korrekptionsplatte auf 60 cm begrenzt. Die Brennweite beträgt dann noch 1,8 m.

Als Leitrohr ist ein 20 cm Refraktor mit einer Brennweite von 3 m montiert. Früher wurde dieser zur Kontrolle der Fernrohrposition bei Schmidt-Aufnahmen verwendet.

Das dritte Teleskop ist ein Cassegrain-System mit einem 25,4 cm großen Hauptspiegel. Das als Großsucher verwendete Teleskop hat eine Brennweite von 2,25 m, was einem Öffnungsverhältnis von $f/D = 9$ entspricht.

Mit einer Masse der beweglichen Teile von 6,4 t besitzt das Teleskop trotzdem eine hohe Genauigkeit. Sterne können auf weniger als 1" genau eingestellt werden.

Nach der Wiederinbetriebnahme der Beobachtungsstation wird im Moment, auch mangels eines modernen Detektors für das 90 cm-Teleskop, ausschließlich der Großsucher mit einer optischen CCD-Kamera für die allnächtlichen Beobachtungen genutzt.

2.2 Charakterisierung des Detektors

Um die erhaltenen Beobachtungsdaten richtig zu analysieren und zu interpretieren, ist es sehr wichtig, die Eigenschaften und Charakterisierungsmerkmale des verwendeten Detektors genau zu kennen.

In der Beobachtungsstation Großschwabhausen wird eine optische CCD-Kamera verwendet. Deshalb wird in diesem Kapitel auf Aufbau und Wirkungsweise, die verschiedenen Typen und die Charakteristiken von CCDs eingegangen. Anschließend wird anhand dieser Einführung die in Großschwabhausen verwendete CCD-Kamera mit Hilfe der dort durchgeführten Messungen charakterisiert.

2.2.1 Aufbau und Wirkungsweise von CCDs

Der heutzutage am meisten verwendete Detektor in der Astronomie ist das *Charge-coupled Device*, kurz CCD, was soviel bedeutet wie „ladungsgekoppeltes Bauteil“.

Eigentlich 1970 als elektronisches Analogon zum Magnetblasenspeicher¹ entwickelt, bemerkte man schnell, dass dieses Bauteil lichtempfindlich ist und ein zur eingestrahnten Lichtmenge proportionales Signal ausgibt. Das erste astronomische Bild, der Planet Uranus, wurde 1975 als Teil eines NASA-Projektes zur Entwicklung von Weltraumfahrzeug-Missionen, aufgenommen (Howell 2000).

Das CCD besteht aus einer Vielzahl von Metall-Isolator-Halbleiter-Kondensatoren (engl. metal insulator semiconductor (MIS) capacitor). Diese bestehen aus einem p-leitendem Siliziumsubstrat, auf dem sich eine optisch transparente Siliziumoxidschicht befindet. Darauf befinden sich wiederum optisch transparente Elektroden für die meistens polykristallines Silizium verwendet wird. Eine oder mehrere dieser Elektroden gehören zu einem Pixel des CCD. Ein solches Pixel ist in Abb. 2.2 aus Möller (2004) dargestellt.

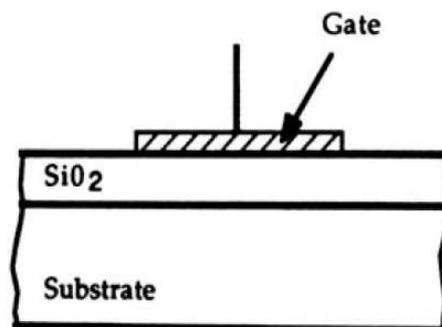


Abbildung 2.2: Ein Pixel eines CCD. Siliziumsubstrat mit der optisch transparente Siliziumoxidschicht. Darüber die Elektrode, die auch als Gate bezeichnet wird.

Die Methode der Speicherung und Abruf von Informationen ist abhängig von der Beherrschung und Manipulation von Elektronen und Löchern, die innerhalb des CCD erzeugt werden, wenn es belichtet wird.

Die physikalische Grundlage für die Funktionsweise eines CCDs bildet der in halbleitenden Festkörpern beobachtbare innere fotoelektrische Effekt. Dabei werden die Elektronen aus dem Valenzband des Halbleiters durch Photonen in das energetisch höher gelegene Leitungsband gehoben. Die Photonen benötigen dazu mindestens die Energie der Bandlücke. Bei Silizium beträgt diese 1,14 eV. Ankommende Photonen, deren Energie höher ist als 1,14 eV, bringen die Elektronen des Siliziums in das Leitungsband. Dabei entstehen Elektronen-Loch-Paare (siehe Abb. 2.3).

Sind die Elektronen im Leitungsband, müssen sie so lange dort gehalten werden, bis das Auslesen geschieht. Deshalb wird an die ansteuerbaren Elektroden eine positive Spannung angelegt. Es entsteht eine Potentialmulde oder ein Potentialtopf, in dem sich die freigesetzten Elektronen sammeln. Dort werden die Elektronen so lang gesammelt, bis die Belichtung endet. Die Menge der Elektronen im Potentialtopf ist proportional zur eingestrahnten Lichtmenge.

¹Der Magnetblasenspeicher ist ein in den 60er Jahren entwickeltes Speichermedium. Er besteht aus einer dünnen magnetisierbaren Schicht, in der magnetischen Felder in Form von Bläschen bewegt werden können. In den 80er Jahren wurde er durch die modernen Festplatten verdrängt und die Entwicklung wurde eingestellt (Malfitano 2005).

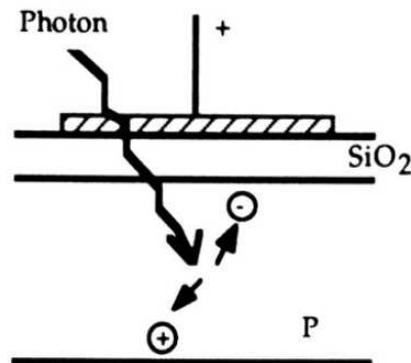


Abbildung 2.3: Entstehen des Elektronen-Lochpaares durch eine positive elektrische Spannung am Gate

Potentialtöpfe haben nur ein beschränktes Aufnahmevermögen. Bei Überbelichtung können die Elektronen aus dem Potentialtopf in den Nachbartopf „überlaufen“. Diesen Effekt nennt man *Blooming*.

Um das Auslesen zu ermöglichen, wird die positive Spannung als eine von Pixel zu Nachbarpixel verschiedenen impulsförmige Spannung geschaltet. Diese werden von einem Taktkreislauf kontrolliert. Wenn die Belichtung endet, wird die Taktspannung so manipuliert, dass die gesammelten Elektronen im CCD verschoben werden können.

In einem typischen Drei-Phasen-Bauteil werden drei verschiedene Spannungen angelegt, die sich in einen bestimmten Takt kreisförmig weiterbewegen. Jedes dritte Pixel ist gleich getaktet. Da die Elektronen immer in den tiefsten Potentialtopf wandern, werden sie auf diese Weise im Detektor verschoben. Dies nennt man auch „heraustakten“ (Schielicke 2000, Astronomisches Praktikum). Abb 2.4 zeigt eine schematische Darstellung dieses Prozesses. Der Transfer von Ladungen von Pixel zu Pixel funktioniert nicht ohne Verluste, allerdings sind moderne Werte für die Ladungs-Transfer-Effektivität nahe 99,999 % für jeden Transfer.

Die letztlich erhaltene Spannung von jedem Pixel wird mittels eines Analog-Digitalwandlers in eine digitale Zahl, typischerweise Counts oder ADU (Analog/Digital Unit) umgewandelt. Die Anzahl der Elektronen, die benötigt wird, um 1 ADU zu erhalten, ist abhängig von der Verstärkung (Gain) des CCD. Ist der Gain z.B. $10 \frac{\text{Elektronen}}{\text{ADU}}$, erhält man 1 ADU pro 10 Elektronen. Die endgültigen ADU-Zahlen werden im Computer gespeichert, um sie später zu bearbeiten.

2.2.2 CCD-Typen

Im Laufe der Zeit hat sich das CCD stark weiterentwickelt. Es gibt jetzt für jeden Anwendungsbereich den passenden Sensor. Die verschiedenen Typen unterscheiden sich in Aufbau, Wirkungsweise, Rauschverhalten, Effizienz, Wellenlängenempfindlichkeit und vor allem in der Art des Auslesens.

Bei dem im Kapitel 2.2.1 beschriebenen CCD handelt es sich um das so genannte *Surface Channel* CCD. Dabei geschieht die Bewegung der Ladung „an der Oberfläche“ des CCD. Das *Surface Channel* CCD hat den Nachteil, dass an der Grenzfläche zwischen Halbleiter

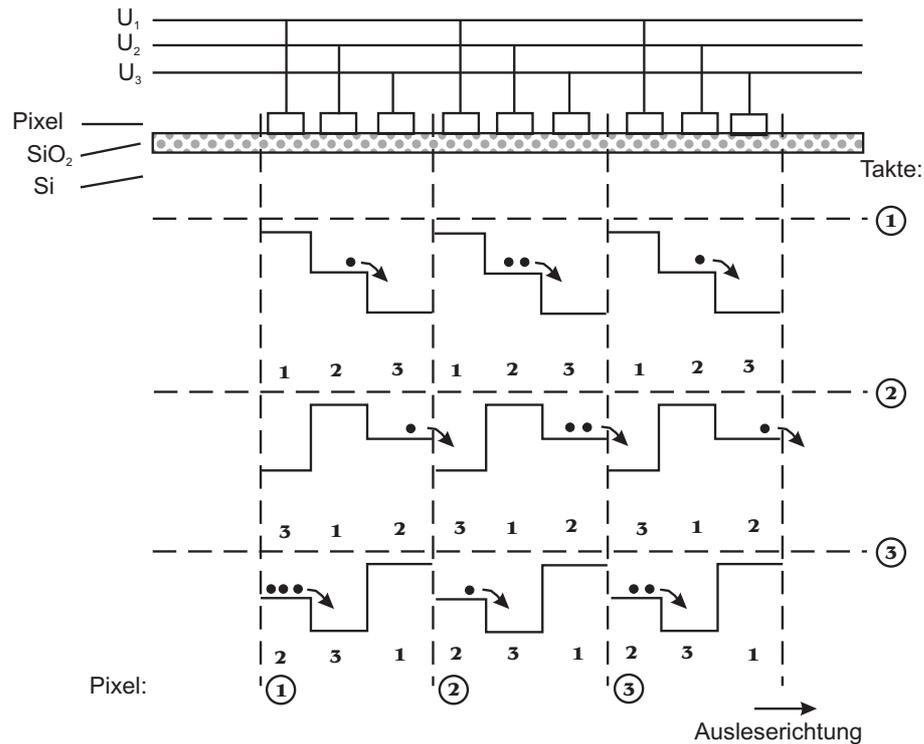


Abbildung 2.4: Prinzip des Auslesens bei einem CCD.

und Isolator Ladungsverluste beim Transport auftreten. Dies ist vor allem unerwünscht für Aufnahmen von schwachen Lichtmengen (schwachen Sternen).

Eine Lösung dieses Problems bietet ein anderer Grundaufbau des CCD. Zwischen dem Halbleiter und dem Isolator wird eine ca. $1\ \mu\text{m}$ dicke Schicht entgegengesetzten Ladungstyps eingebracht, der so genannte *Buried Channel* (vergrabene Kanal). Dadurch bewegen sich die von den Photonen erzeugten Ladungsträger nicht mehr direkt an der Grenzfläche, sondern im Halbleiterinneren. *Buried Channel* CCDs haben eine höhere Effizienz des Ladungstransfers und ein geringeres Rauschen, allerdings ist die totale Ladungsspeicherkapazität für jedes Pixel um das Drei- bis Vierfache reduziert im Vergleich zum *Surface Channel* CCD. Dennoch haben *Buried Channel* CCDs einen insgesamt höheren Dynamikbereich und eine höhere Empfindlichkeit und sind deshalb für Anwendungen bei schwachen Lichtmengen besser geeignet.

Weiterhin gibt es Unterschiede bei der Beleuchtungsrichtung des CCD. Bei dem *front-illuminated* CCD erfolgt die Beleuchtung von vorne. An der Oberfläche befinden sich allerdings Strukturen, die nicht lichtempfindlich sind, sodass ein Großteil des einfallenden Lichtes, vor allem kurzwelliges (blaues und ultraviolettes) Licht, nicht bis zum Halbleiter vordringen kann und schon vorher reflektiert und absorbiert wird. Deshalb besitzen diese CCDs einen Wirkungsgrad von maximal 40% - 50%.

Dieses Problem wird mit dem *back-illuminated* CCD vermieden. Dabei wird der Chip von hinten beleuchtet. Um zu gewährleisten, dass das einfallende Licht in der Nähe der Elektroden auf der Vorderseite Elektronen-Loch-Paare bildet und nicht vorher absorbiert wird, muss der Chip so dünn sein, dass die Dicke etwa der Eindringtiefe von sichtbarem Licht in Silizium entspricht. Nachteile der *back-illuminated* CCD sind die geringere

Pixel-Full-Well-Depth² (wegen weniger Halbleitermaterial pro Pixel) und mögliche Ungleichmäßigkeiten, die während des Dünnungsprozesses entstanden sein können.

Um CCDs auch bei Wellenlängen einzusetzen, für die Silizium nicht empfindlich ist, wird der Chip mit diversen Materialien beschichtet. Dadurch werden CCDs empfindlich für Photonen, die normalerweise zu blau sind, um von Silizium absorbiert zu werden. Diese Methode kann als billige und unkomplizierte Alternative für die Dünnung der Chips angesehen werden (Howell 2000).

Wie eingangs schon erwähnt, unterscheiden sich CCDs vor allem in der Art des Auslesens. Es wurden verschiedenen Anordnungen dafür entwickelt, die im folgenden erklärt werden sollen (Grigat 2005).

Full-Frame-CCD

Bei einem Full-Frame-CCD wird die ganze Fläche für die Aufnahme verwendet (siehe Abb. 2.5). Man benötigt einen mechanischen Verschluss (*Shutter*). Ist die Belichtung beendet, schließt sich dieser und bleibt so lange geschlossen, bis der Auslesevorgang abgeschlossen ist. Ausgelesen wird Zeile für Zeile, so wie in Kapitel 2.2.1 beschrieben. CCD-Sensoren, die mit diesem Prinzip arbeiten, werden vor allem für wissenschaftliche, insbesondere astronomische, Zwecke eingesetzt. Allerdings ist der *Shutter* sehr störungsanfällig. Außerdem geht durch das Schließen des *Shutters* beim Auslesen wertvolle Belichtungszeit verloren.

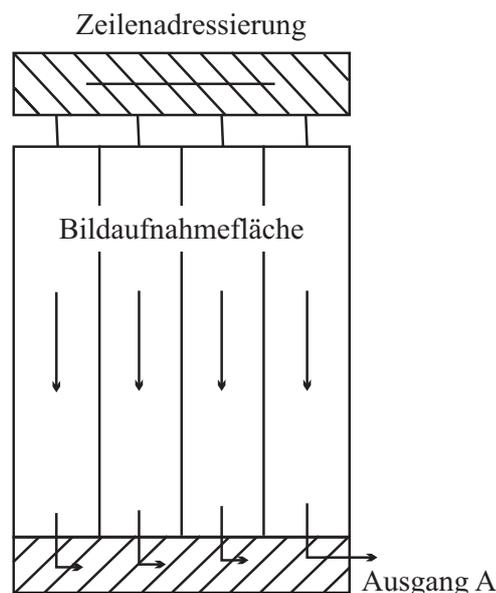


Abbildung 2.5: Veranschaulichung des Full-Frame – oder Zeilentransfers

Interline-Transfer-CCD

Interline-Transfer-CCDs sind speziell entwickelte Bauteile, wo neben jeder aktiven, zur Belichtung genutzten, Pixelspalte eine zweite inaktive, zur Speicherung genutzte, Pixelspalte vorhanden ist. Das ist in Abb. 2.6 dargestellt. Das Interline-Transfer-CCD wird wie ein normales CCD genutzt, allerdings werden die Daten in der aktiven Pixelspalte sofort

²Full-Well-Depth oder Full-Well-Kapazität heißt die Menge an Ladung, die jedes Pixel höchstens halten kann.

nach Ende der Belichtung in die inaktive Spalte verschoben. Das Verschieben geschieht innerhalb von einigen Mikrosekunden. Die Daten können nun aus den inaktiven Spalten „herausgetaktet“ werden, während die aktiven Spalten schon wieder belichtet werden. Ein *Shutter* ist nicht mehr von Nöten.

Interline-Transfer-CCDs werden durch ihr schnelles Arbeiten in vielen Photonen zählenden Hochgeschwindigkeits-Detektoren verwendet.

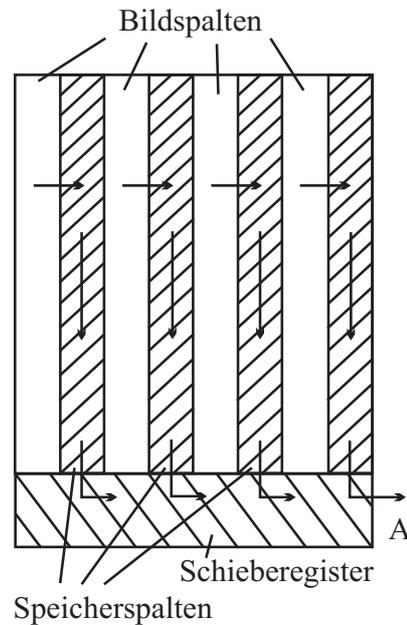


Abbildung 2.6: Veranschaulichung des Ladungstransfers beim Interline-Transfer-CCD oder Zwischenspalten-Transfer-CCD

Frame-Transfer-CCD

Diese Anordnung, die in Abb. 2.7 zu sehen ist, besteht aus zwei benachbarten CCD-Flächen, wovon eine aktiv ist (um das ankommende Licht zu sammeln) und die andere für die Speicherung verwendet wird. Nach der Belichtung wird das Bild sehr schnell in den inaktiven Bereich verschoben, von wo es dann langsam ausgelesen werden kann. Das schnelle Verschieben ist möglich, weil kein Abtasten der Pixelladung und keine Umwandlung von analog zu digital notwendig ist. Die Zeit des Verschiebens muss dabei viel kürzer sein als die Belichtungszeit. Daher sind Frame-Transfer-CCD ohne *Shutter* für sehr kurze Belichtungszeiten ungeeignet.

Frame-Interline-Transfer-CCD

Das Frame-Interline-Transfer-CCD verbindet das Prinzip des Interline-Transfer-CCD und das des Frame-Transfer-CCD. Nach Ende der Belichtung wird die Ladung in die inaktiven Spalten verschoben und von dort aus sofort in den inaktiven Bereich, von wo es dann endgültig ausgelesen wird. Der schnelle Abtransport der Ladungen ist wichtig für Hochgeschwindigkeitskameras.

Der Nachteil ist, dass pro Pixel eigentlich drei Zellen notwendig sind, was den Chip sehr teuer macht.

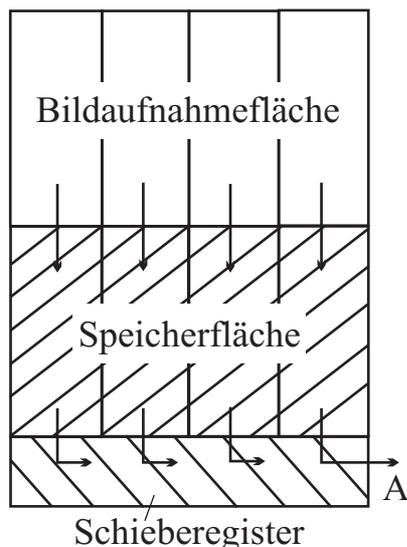


Abbildung 2.7: Ladungstransfer beim Frame-Transfer-CCD oder Bildtransfer-CCD

2.2.3 Charakterisierung von CCDs

Um mit CCDs wissenschaftlich wertvolle Ergebnisse zu erhalten, muss man alle wichtigen Kenngrößen für seinen Detektor kennen und richtig interpretieren. Zusammengefasst sind die wichtigsten in Howell (2000).

Die erste Kenngröße ist die Quantenausbeute (engl. Quantum Efficiency, QE). Die QE ist die Wahrscheinlichkeit, dass ein einfallendes Photon ein Elektron auslöst. Sie ist abhängig von der Wellenlänge.

Die Zusammensetzung des CCD ist im Wesentlichen reines Silizium. Dieses Element ist demnach hauptsächlich verantwortlich für die Reaktion des Detektors bei den entsprechenden Wellenlängen. Bei kurzen Wellenlängen werden 70% oder mehr der Photonen reflektiert, bei sehr kurzen und bei sehr langen Wellenlängen wird das CCD vollkommen transparent. Demnach spiegelt die QE die Absorptionskurve des Siliziums wider. Weitehin ist sie abhängig von der Dicke des CCD. Weil bei dickeren CCDs das Photon eine höhere Chance auf Absorption hat, sind *front-illuminated* CCDs mehr rotempfindlich. In dünnen CCDs gelangen die langen Wellenlängen durch den Chip, ohne absorbiert zu werden.

QE-Kurven für das eingesetzte CCD sind sehr wichtig, weil man schnell das Leistungsvermögen bei einer bestimmten Wellenlänge beurteilen kann.

Eine weitere wichtige Kenngröße ist das Ausleserauschen (engl. Readout Noise, RN). Das RN gibt die Zahl der Elektronen an, die pro Pixel beim Auslesen entstehen und dann im endgültigen Signal vorhanden sind. RN besteht aus zwei untrennbaren Komponenten. Erstens die Elektronen, die beim Umwandeln des analogen Signals zu einer digitalen Zahl entstehen. Die ist nicht reproduzierbar, da es sich um eine statistischen Verteilung handelt. Zweitens erzeugt die Elektronik selbst Elektronen, die zu unerwünschten zufälligen Schwankungen führt. Diese beide Effekte ergeben zusammen eine Unsicherheit für das endgültige Signal jedes Pixels.

Beim Auslesevorgang wird bei jedem Pixel das RN dazu addiert. Das bedeutet, dass mehrere kurze Belichtungen, die nachträglich addiert werden, nicht so gut sind wie eine lange Integration, weil hier nur einmal das RN addiert wird. Allerdings ist bei modernen CCDs das RN sehr gering und ist nicht der dominierende Anteil des Rauschens.

Eine weitere Kenngröße, die schon in Kapitel 2.2.1 erwähnt wurde, ist das Gain. Es ist von

der Auslese-Elektronik gegeben und gibt an, wie die gesammelten Elektronen in Counts umgerechnet werden — wie viele Elektronen benötigt werden, um 1 Count zu erhalten. Typische Werte liegen im Bereich von $1 \frac{\text{Elektronen}}{\text{ADU}} - 150 \frac{\text{Elektronen}}{\text{ADU}}$. Die größte Counts-Zahl, die ein CCD-Bild haben kann, ist vom Analog/Digital(A/D)-Wandler gegeben. Hat man z.B. einen 14-bit A/D-Wandler, ist das Maximum bei 16383 Counts, bei einem 16-bit A/D-Wandler liegt es bei 65535.

Ein Vorteil des CCD ist, dass es über einen weiten Bereich von Datenwerten linear reagiert. Das bedeutet, dass das endgültige Signal in Counts über den gesammelten Elektronen einer linearen Beziehung folgt. Erst bei einem sehr hohen Eingangssignal wird das CCD unlinear.

Es gibt insgesamt drei Faktoren, die den größten nutzbaren Pixelwert begrenzen. Der erste ist die oben erwähnte Grenze des A/D-Wandlers, der zweite ist die limitierte Full-Well-Kapazität und der dritte ist die Nichtlinearität. Das Überschreiten der Grenze von Full-Well-Kapazität und die des A/D-Wandlers, genannt *Saturation* (Sättigung), erzeugen sichtbare Effekte, nicht aber das Überschreiten der Linearitätsgrenze. Deshalb ist es sehr wichtig, seinen Detektor genau zu kennen, denn die Linearitätsgrenze wird in vielen Fällen vor den anderen beiden überschritten (in modernen Chips wird mindestens eine der anderen Grenzen zuerst erreicht.)

Auch leere, unbelichtete Pixel haben ein bestimmtes Rausch-Level. Der Wert für Null gesammelte Fotoelektronen wird beim Auslesen und Umwandeln vom analogen Signal zu einer digitalen Zahl in eine kleine Verteilung um Null übersetzt. Um dabei negative Werte zu vermeiden, wurde in der CCD-Elektronik ein positiver Versatz (Offset) eingerichtet. Diesen Offset-Wert nennt man *Zero-* oder *Bias-Level*. Veränderungen im *Bias-Level* des CCD passieren meist langsam und haben deshalb kaum Einfluss auf die Messungen.

2.2.4 IMG 1024S

Die in Großschwabhausen verwendete optische CCD-Kamera von der Firma *Finger Lake Instrumentation* ist vom Typ IMG 1024S. Da diese im Zusammenhang mit dem Cassegrain-Großsucher verwendet wird, bekam sie den kürzeren Namen CTK – Cassegrain Teleskop Kamera.

Die CTK ist ein Full-Frame-CCD und besitzt einen Iris-Shutter, der leider sehr störanfällig ist und während der Bearbeitungszeit der Diplomarbeit öfter ausgefallen ist.

In das Kameragehäuse ist der Tektronix-Chip TK1024 eingesetzt. Der *back-illuminated* Chip hat 1024×1024 Pixel, wobei jedes Pixel eine Größe von $24 \mu\text{m} \times 24 \mu\text{m}$ besitzt. Insgesamt entspricht das einer Chip-Größe von $24,6 \text{ mm} \times 24,6 \text{ mm}$.

Bei Finger Lakes Instrumentation (seit 1995) ist ein Datenblatt zum TK1024 zu finden (siehe Anhang), auf welchem die wichtigsten Charakteristiken zusammengefasst wurden. Eine wichtige Kenngröße ist die im vorherigen Kapitel beschriebene QE. In Abb. 2.8 ist die Kurve der QE für den TK1024 bei Zimmertemperatur dargestellt. Allerdings ist die QE sehr temperaturempfindlich, gerade im roten Wellenlängenbereich. Weil CCDs aber gekühlt werden, ist die Messung der QE bei Zimmertemperatur eine ungenügende Näherung. Deshalb sollten die QE-Kurven nahe der Arbeitstemperatur gemessen werden. Auf dem Datenblatt sind einige Werte für die QE bei -90°C angegeben: bei $400 \text{ nm} \geq 35\%$, bei $700 \text{ nm} \geq 60\%$. Die Werte könnten den Schluss erlauben, dass es am besten ist, CCDs bei Zimmertemperatur zu betreiben. Das ist natürlich aufgrund des Dunkelstroms nicht möglich.

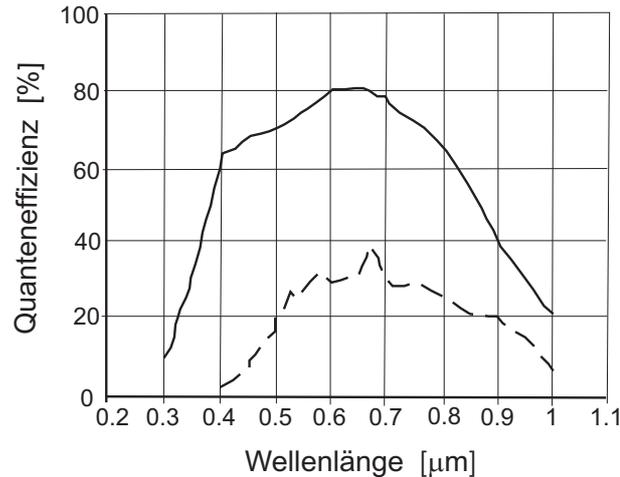


Abbildung 2.8: QE-Kurve für den TK1024 bei Zimmertemperatur. Die durchgezogene Linie ist für den in Großschwabhausen eingesetzten *back-illuminated* Chip, die gestrichelte Linie für den *front-illuminated* Chip

Die CTK wird thermoelektrisch mit einem *Peltier-Element*³ gekühlt. Die Arbeitstemperatur kann bis zu 40°C unter Außentemperatur betragen. In Großschwabhausen wird der Chip meistens auf -20°C bis -30°C gekühlt. Die QE liegt also etwas höher als die maximal 60% bei -90°C.

Die Kühlung mit dem *Peltier-Element* ist ein Kompromiss zwischen QE und Dunkelstrom. Es ist zwar infolge den thermischen Elektronen, die trotz *Peltier*-Kühlung entstehen, ein *Dark* von Nöten, der Dunkelstrom liegt aber im akzeptablen Bereich das *Dark* enthält auch die Informationen über das künstlich hochgesetzten *Bias*. Um etwas über den Dunkelstroms zu erfahren, muss vorher das *Bias* vom *Dark* abgezogen werden. Die Abbildungen 2.9, 2.10 und 2.11 zeigen das Verhalten der Dunkelstroms der CTK. Der Dunkelstrom und die Belichtungszeit stehen in einer linearen Beziehung (Abb. 2.9) während die Zahl der thermischen Elektronen mit der Temperatur exponentiell anwächst (Abb. 2.10). Auf Abb. 2.11 ist zu erkennen, dass der Dunkelstrom bei -30°C und bei 30 s Belichtungszeit etwa 19,5 ADU beträgt. Es dauert relativ lange (etwa 3,5 h) bis der Dunkelstrom sich auf ein Niveau ungefähr stabilisiert. Danach bleibt er die ganze Nacht über relativ konstant und sinkt nur noch ganz geringfügig mit einem Anstieg von $-0,7 \frac{\text{ADU}}{\text{d}}$. Der Unterschied zwischen Anfang der Beobachtung bis zur Stabilisierung des Dunkelstroms beträgt aber nur 1,5 ADU. Man kann also sagen, dass der Dunkelstrom konstant bleibt, sodass *Darks* während einer Zeitserie nicht notwendig sind.

Um das Verhalten des Ausleserauschens zu überprüfen wurde eine *Bias*-Serie aufgenommen. Diese ist in Abb. 2.12 dargestellt. Im Gegensatz zum Dunkelstrom, bleibt das *Bias* nicht konstant. Auslöser dafür ist höchstwahrscheinlich, die Ausleseelektronik bzw. die Verstärkerelektronik. Diese liegt außerhalb des gekühlten Bereichs und ist somit abhängig von der Außentemperatur. Es ist deutlich sichtbar, dass das Maximum des *Bias* etwa um die Mittagszeit (bei 1) erreicht ist, was die These der Abhängigkeit von der Außentem-

³Zur Kühlung durch den *Peltier-Effekt*: Zwei Halbleiter mit unterschiedlichen Energieniveaus der Leitungsbänder werden in Kontakt gebracht. Fließt Strom durch die Kontakte, wird die Energie an der einen Kontaktstelle dazu benutzt, um Elektronen in das Leitungsband zu heben. Es kommt zur Abkühlung. An der anderen Kontaktstelle fällt das Elektron von einem höheren auf ein tieferes Energieniveau. Die Energie wird in Form von Wärme abgegeben (Darling 2007).

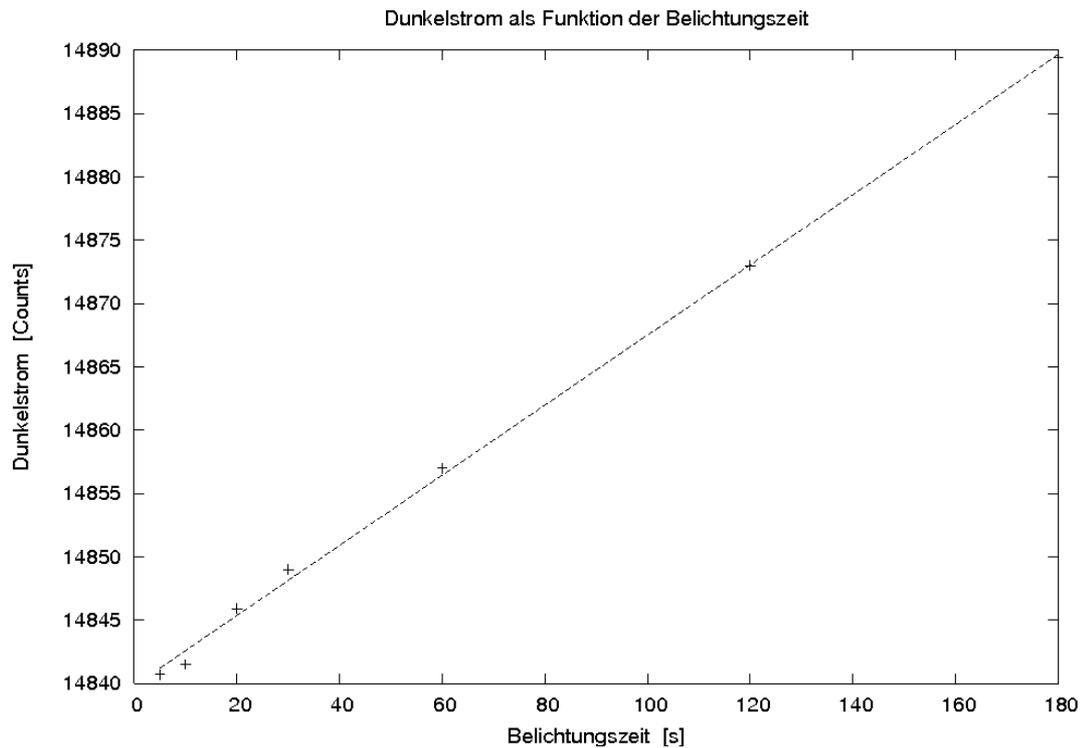


Abbildung 2.9: Dunkelstrom über der Belichtungszeit bei einer Temperatur von -35°C

peratur bestätigt. Für unsere Messungen hat dieses Anwachsen aber keinen Einfluss, weil der Unterschied im *Bias* von 20.13 UT- 7.45 UT nur 3 ADU beträgt. Bis 15.07 UT steigt das *Bias* mit $73,34 \frac{\text{ADU}}{\text{d}}$ sehr stark an und fällt dann genauso stark wieder ab.

Der in die CTK eingesetzte CCD-Chip ist nach Messungen von Markus Mugrauer bis zur oberen Grenze des in der Ausleseelektronik eingesetzten 16bit A/D-Wandlers auf 3% linear. Die entsprechende erhaltene Linearitätskurve ist in Abb. 2.13 zu sehen. Daraus kann man ablesen, dass unter 50000 ADU die Linearität besser als 2% und unter 34000 ADU sogar besser als 1% wird.

Zwei weitere wichtige Kenngrößen um den Detektor richtig zu verstehen, sind RN und Gain. Der RN wird auf dem Datenblatt des TK1024 mit maximal 10 Elektronen angegeben.

Das Gain lässt sich relativ einfach bestimmen. Die typische Pixel-Full-Well-Depth beträgt 350000. Die größte Zahl in ADU, die ausgegeben werden kann, wird durch den A/D-Wandler bestimmt und beträgt bei dem 16bit A/D-Wandler der CTK 65535 ADU. Da ein *Bias* von etwa 14900 ADU festgesetzt wurde, kann die Zahl der ADUs bis zur Saturation um 50635 steigen. Es ist also:

$$\begin{aligned}
 350000 \text{ e}^- &\hat{=} 50635 \text{ ADU} \\
 \Rightarrow \text{Gain} &= 6,9 \frac{\text{e}^-}{\text{ADU}}
 \end{aligned}$$

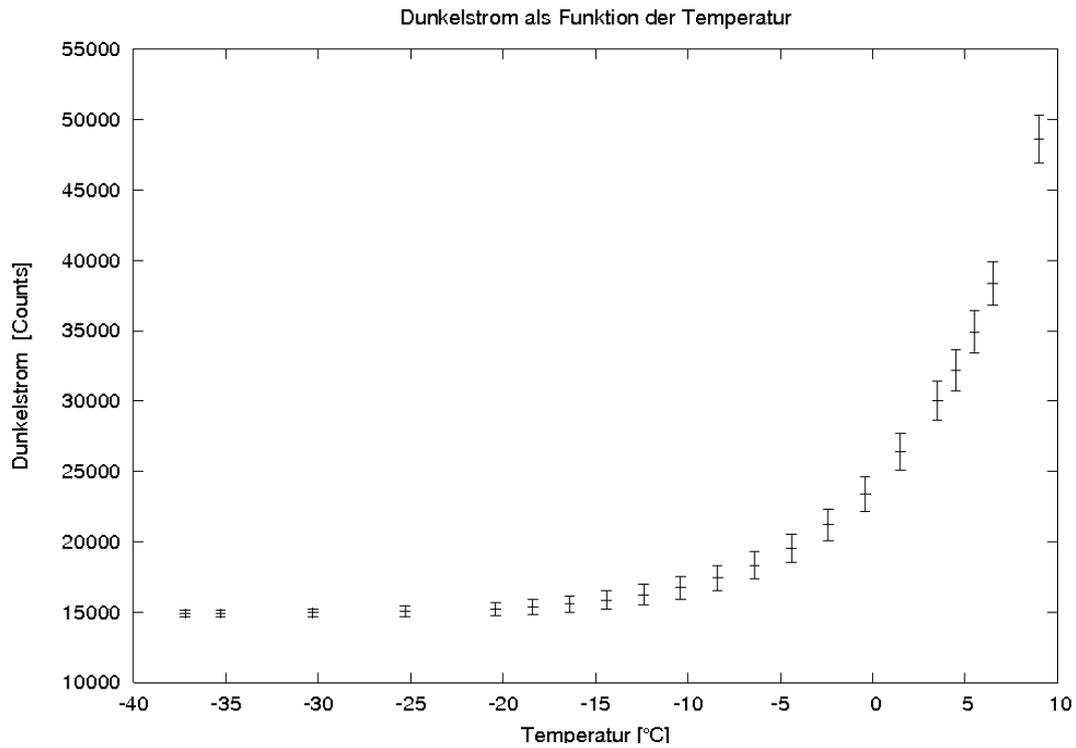
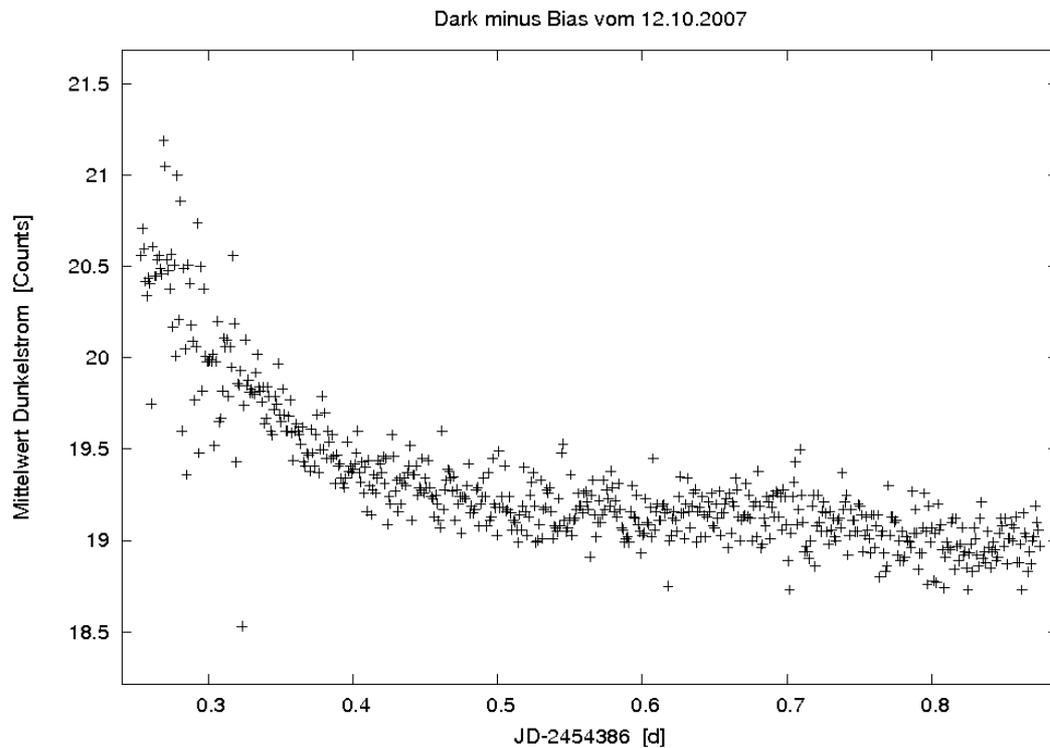


Abbildung 2.10: Dunkelstrom über der Temperatur für eine Belichtungszeit von 150s

Abbildung 2.11: Dunkelstrom (*Dark-Bias*) über der Zeit bei 30s Belichtungszeit und -30°C

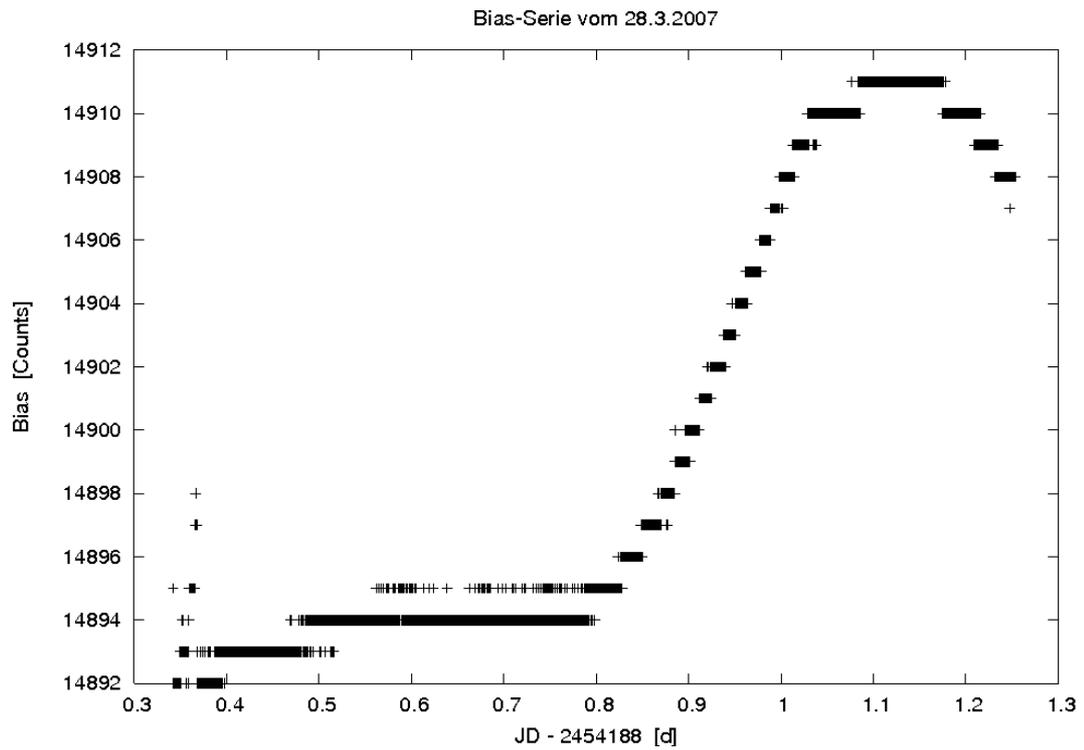
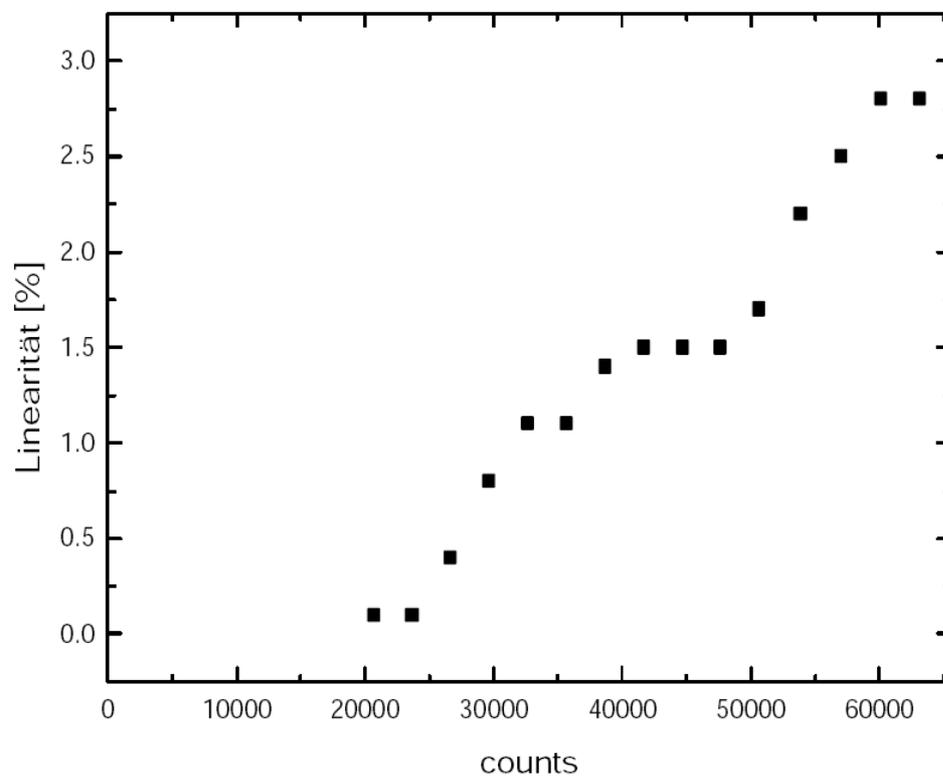
Abbildung 2.12: Verhalten des *Bias* über die ganze Nacht bei -30°C 

Abbildung 2.13: Linearitätskurve für die CTK

Kapitel 3

Suche nach Exoplaneten mit der Transitmethode

Für die Suche nach extrasolaren Planeten wurden viele verschiedene Methoden entwickelt. Fünf dieser Methoden waren dabei bis heute erfolgreich. Die meisten Exoplaneten-Kandidaten wurden mit der Radialgeschwindigkeitsmethode gefunden (Stand 11.1.2008: 225 Planeten, Schneider (2008), www.exoplanet.eu). Die Genauigkeit reicht bis zu Planeten im Bereich von Neptun-Massen in einem engen Orbit um ihren Stern ($< 0,1$ AE). Der Nachteil dieser Technik ist, dass man keine Informationen über die Inklination¹ bekommt und man deshalb nur eine Minimummasse $m_{\text{pl}} \sin i$ bestimmen kann. Deshalb hat sich in den letzten 10 Jahren eine weitere Methode etabliert - die Transitmethode. Als Transit bezeichnet man das Vorbeiziehen eines Planeten an seinem Stern. Unter dem Namen *Bedeckungsmethode* wurde erstmals von Struve (1952) erwähnt, dass Transits beobachtbar sein könnten. Nach der Entdeckung des ersten Exoplaneten um 51 Pegasi mit ungefähr $0,5 M_{\text{Jup}}$ und 4,5 Tage Periode (Mayor and Queloz 1995), wurde die Idee wieder aufgegriffen. Seitdem nimmt die Zahl der Transitsuchprogramme ständig zu. Mit 35 gefundenen Planeten (Stand 11.1.2008, Schneider (2008), www.exoplanet.eu) ist diese Methode die zweiterfolgreichste und wird ständig erfolgreicher (die Hälfte der bekannten Transitplaneten wurde innerhalb des letzten Jahres gefunden). Die Transitmethode macht es möglich, viele Eigenschaften des Sterns und des Planeten zu bestimmen, was die größte Stärke dieser Technik ist. In diesem Kapitel werden die Grundlagen der Transitmethode erklärt und die verschiedenen Strategien, Transitplaneten zu finden, näher beleuchtet.

3.1 Grundlagen der Transitmethode

Das Ziel der Transit-Methode ist, den Helligkeitsabfall zu messen, welcher hervorgerufen wird, wenn ein Planet an seinem Zentralgestirn vorbeizieht. Trägt man die Helligkeit über die Zeit auf, so erhält man eine so genannte Lichtkurve. Eine typische Lichtkurve eines Transits ist in Abb. 3.1 dargestellt.

Das Zustandekommen einer solchen Lichtkurve wird durch Abb. 3.2 erklärt.

Zieht ein Planet vor einen Stern, wird das Licht geschwächt. Die Helligkeit fällt so lange ab, bis der Planet vollständig vor dem Stern steht und steigt erst wieder an, wenn der

¹Inklination ist die Neigung der Bahn eines Exoplaneten gegenüber der direkten Sichtlinie, wobei Inklination= 0° heißen würde, dass das System direkt von oben gesehen zu sehen ist, und Inklination= 90° heißen würde, dass die Bahnebene direkt von der Kante zu sehen ist (Darling 2007).

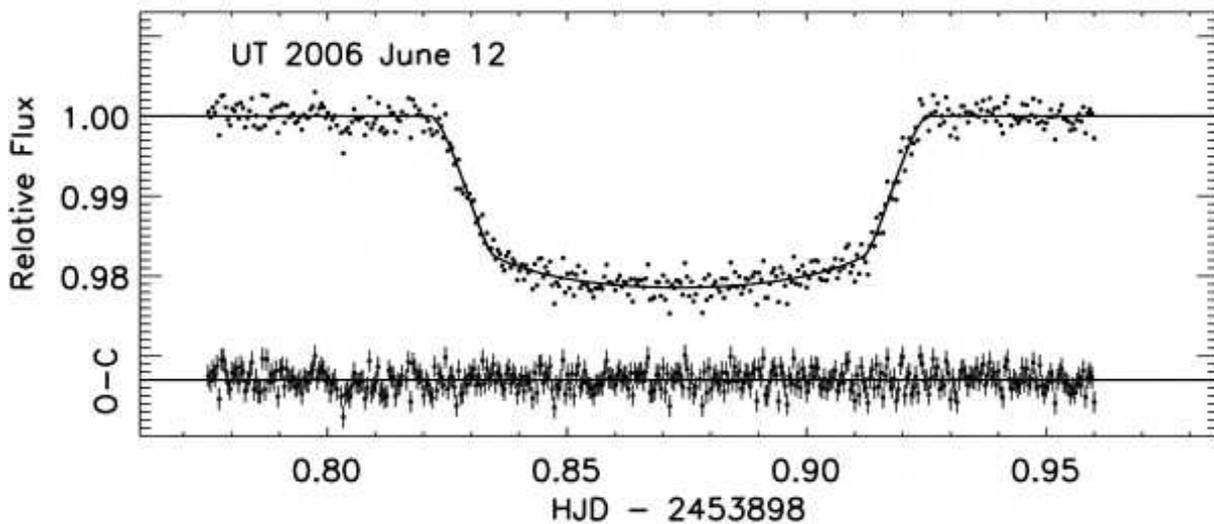


Abbildung 3.1: Transitlichtkurve des Exoplaneten TrES-1b von Winn et al. (2007).

Planet die Sternscheibe verlässt. Hat der Planet den Stern komplett passiert, misst man seine normale Helligkeit - das so genannte Normallicht. Die Tiefe eines solchen Transits ist also abhängig von den Radien von Planet und Stern.

$$\frac{\Delta F}{F_*} \approx \left(\frac{R_{\text{pl}}}{R_*} \right)^2 = \frac{A_{\text{pl}}}{A_*} \quad (3.1)$$

mit:

- ΔF ... Flussunterschied
- F_* ... Fluss des Sterns
- R_{pl} ... Radius des Planeten
- R_* ... Radius des Sterns
- A_{pl} ... Fläche des Planetenscheibchens
- A_* ... Fläche der Sternscheibe

Diese Gleichung nimmt eine gleichbleibende Helligkeit des Sterns an. Die wahre Form der Lichtkurve ist neben dem Verhältnis der Radien auch noch von der Inklination und der Mitte-Rand-Verdunklung² des Sterns abhängig.

Hat man aus spektroskopischen Untersuchungen unter Zuhilfenahme von Evolutionsmodellen Masse und Radius des Sterns bestimmt, so kann man anhand der Tiefe des Transits den Radius des Planeten berechnen. Aus der Zeit T_{pl} , in welcher der Planet einen kompletten Umlauf um seinen Stern vollzieht, und der Masse des Sterns lässt sich mit Keplers 3. Gesetz die große Halbachse a_{pl} des Planeten bestimmen. Aus dieser und der Dauer des

²Randverdunklung ist das Phänomen, dass die scheinbare Scheibe eines Sterns in Randnähe einen merklich geringeren Strahlungsfluss in Richtung des Beobachters emittiert. Aufgrund der radial-symmetrischen Schichtung emittiert das Gas die Strahlung nicht in alle Richtungen gleich, sondern bevorzugt in radialer Richtung (Darling 2007).

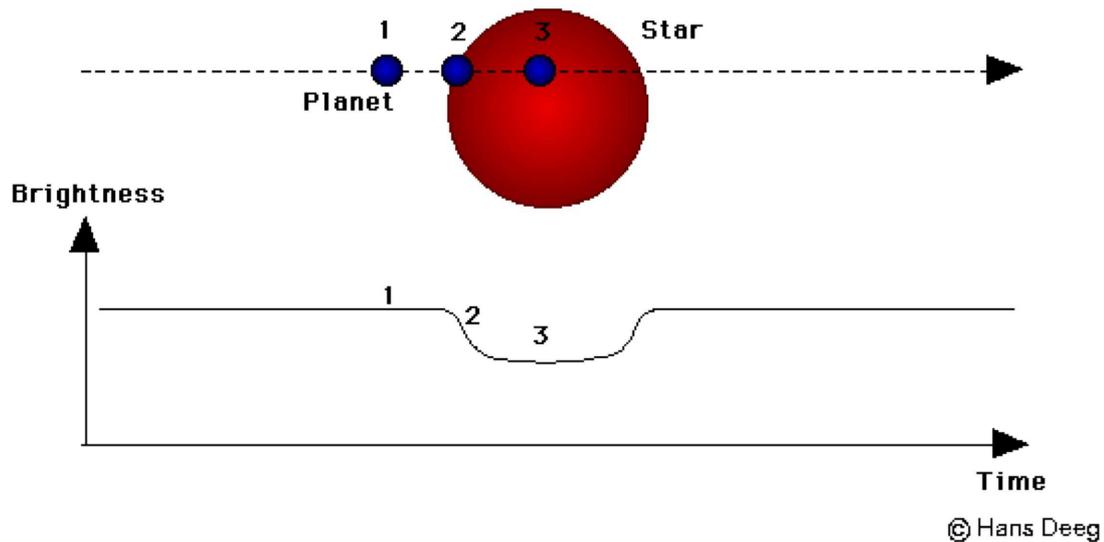


Abbildung 3.2: Veranschaulichung des Entstehens einer Transitlichtkurve.

Transits t_{Tr} , die berechnet wird mit Formel 3.2, kann man die geographische Breite δ des Sterns bestimmen, bei der der Planet vorbeizieht.

$$t_{\text{Tr}} = \frac{T_{\text{pl}}}{\pi} \left(\frac{R_* \cos \delta + R_{\text{pl}}}{a_{\text{pl}}} \right) \quad (3.2)$$

Mit Formel 3.3 kann man daraus letztendlich die Inklination i bestimmen, die für die Berechnung der Planetenmasse M_{pl} erforderlich ist (Deeg 1998).

$$\cos i = \frac{R_* \sin \delta}{a_{\text{pl}}} \quad (3.3)$$

Damit es zu einem beobachtbaren Transit kommt, darf die Inklination nicht zu stark von $i = 90^\circ$ abweichen, wobei die minimale Inklination für sehr nahe Planeten kleiner ist als bei Planeten weiter außen. Deshalb ist die Transitmethode besonders gut geeignet, um enge Begleiter zu finden.

Die Transitmethode ist eine der wenigen Techniken, mit der es mit den heutigen technischen Mitteln möglich ist, erdähnliche Planeten zu detektieren. Vom Boden aus können fotometrische Messgenauigkeiten von 10^{-3} mag erreicht werden. Damit lassen sich jupitergroße Begleiter bis zu 5 AE (Jupiterbahn) und nahe neptungroße Planeten finden. Die meisten bisher gefundenen Objekte sind sehr enge Begleiter mit einigen Jupitermassen - die so genannten *Heißen Jupiter*. Im Weltraum, ohne störende Atmosphäre, können sogar fotometrische Genauigkeiten von 10^{-6} mag erreicht werden (Deutsches Kompetenzzentrum für Exo-Planeten Jena/Tautenburg 2006, www.exoplanet.de). Solche Weltraummissionen wie zum Beispiel *Corot* oder *Kepler* können auch erdähnliche Planeten finden. Diese sind speziell wichtig, weil nur auf erdähnlichen Planeten in der habitablen Zone³

³Als habitable Zone bezeichnet man den Abstand, in dem sich ein Planet von seinem Stern aufhalten muss, damit Wasser dauerhaft in flüssiger Form auf der Oberfläche existieren kann (Darling 2007).

Leben entstehen kann.

Bis heute sind 35 (Stand 11.1.2008, Schneider (2008) www.exoplanet.eu) Transitplaneten, meist heiße Jupiter, bekannt. Damit ist die Transitmethode sehr erfolgreich und wird immer beliebter, weil auch schon mit kleinen Teleskopen große Erfolge erzielt werden können.

3.2 Transitsuchprogramme

Schon 1995 nach der Entdeckung des ersten Exoplaneten griff man die Idee auf, dass Transits von Planeten vor ihren Mutterstern beobachtbar sein könnten, wenn die geometrischen Bedingungen es zuließen. Seitdem haben etliche Gruppen fotometrische Transitsuch-Programme entwickelt, die unterschiedliche Strategien und Instrumente verwenden. Über 20 erdgebundene Projekte, die Exoplaneten mit der Transit-Technik finden wollen, wurden weltweit gestartet, wie zum Beispiel *OGLE* (Optical Gravitational Lensing Experiment, Udalski et al. 2002a,b), *TrES* (Transatlantic Exoplanet Survey, Alonso et al. 2007), *SWASP* (Super Wide Angle Search for Planets, Pollacco et al. 2006), *HATnet* (Hungarian-made Automated Telescope, Bakos et al. 2007), *BEST* (Berlin Exoplanet Search Telescope, Kabath et al. 2007), *TEST* (Tautenburg Exoplanet Search Telescope, Eislöffel et al. 2007), *XO* (McCullough et al. 2005), *EXPLORE* (EXtrasolar PLANet Occultation REsearch, Mallén-Ornelas et al. 2003), *VULCAN* (Borucki et al. 2001) und viele mehr (eine zusammenfassende Tabelle mit den Links auf die Homepages der Projekte findet man bei Horne (2005, <http://star-www.st-and.ac.uk/kdh1/transits/table.html>). Um Fehlerquellen, die durch die Erdatmosphäre verursacht werden, zu vermeiden, werden immer mehr Weltraummissionen zur Suche nach Transitplaneten entwickelt wie z.B. *Corot* (Convection, Rotation und planetare Transits, Barge et al. 2005), *Kepler* (Koch et al. 1998) oder *MOST* (Microvariabilité & Oscillations Stellaires, Croll et al. 2007)).

Um die verschiedenen Strategien etwas näher zu beleuchten, wird auf zwei ausgewählte Projekte näher eingegangen: *TrES* und *XO*.

3.2.1 Das Transatlantic Exoplanet Survey (TrES)

Das *Transatlantic Exoplanet Survey* (*TrES*) ist ein Netzwerk von drei Teleskopen mit kleinen Aperturen, die bei der Suche nach Transits von neuen extrasolaren Gasriesen-Planeten bestimmt ist. Eine genaue Beschreibung des Projekts findet man bei Alonso et al. (2007).

Die ersten beiden Teleskope *STARE* (STellar Astrophysics & Research on Exoplanets) und *PSST* (Planet Search Survey Telescope) wurden 1999 in Arizona aufgebaut. 2001 wurde *STARE* nach Teide auf Teneriffa versetzt, um die Beobachtungsbedingungen zu verbessern und um Beobachtungen auf einem anderen Breitengrad zu ermöglichen.

Das dritte Teleskop *Sleuth*, wurde 2003 im Palomar Observatory in Kalifornien aufgestellt. Kurz danach wurde das TrES-Netzwerk gegründet.

Alle drei Teleskope haben einen Durchmesser von 10 cm, eine Brennweite von etwa 30 cm und arbeiten mit Kameras, die ungefähr die gleichen optischen Eigenschaften haben. Die Bilder des ca. $6^\circ \times 6^\circ$ großen Gesichtsfeldes werden mit einem back-illuminated CCD aufgenommen. Die Pixelskala liegt in der Größenordnung von 10 Bogensekunden pro Pixel. Jedes der Teleskope arbeitet halb-automatisch und braucht nur minimale menschliche Hilfe, z.B. um zu entscheiden, ob das Wetter zur Beobachtung geeignet ist. Durch die drei

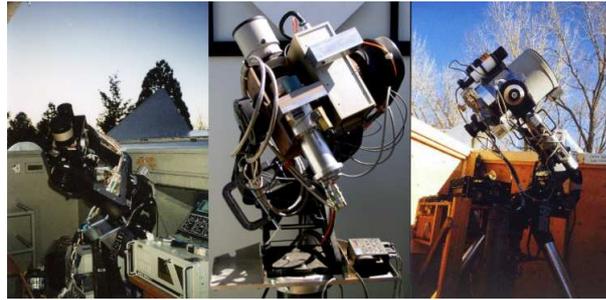


Abbildung 3.3: Die drei Teleskope des TrES-Netzwerks: *STARE*, *PSST* und *Sleuth* (v.l.)

verschiedenen Standpunkte der Teleskope wird eine bessere Abdeckung der verschiedenen Phasen eines Umlaufs des Planeten um seinen Stern erreicht, womit die Periodenbestimmung einfacher wird. Die Datenanalyse wird für jedes der drei Teleskope unabhängig gemacht. Danach werden die einzelnen Lichtkurven zusammengefasst, um nach Events zu suchen, die in den einzelnen Lichtkurven nicht sichtbar sind.

Bis heute wurden auf diese Weise 4 *heiße Jupiter* mit Massen zwischen $M_{\text{pl}} = 0,6 M_{\text{jup}}$ und $M_{\text{pl}} = 2 M_{\text{jup}}$ und großen Halbachsen $a_{\text{pl}} < 0.05 \text{ AE}$ entdeckt. Damit gehört TrES zu den erfolgreichsten Transitplaneten-Suchprogrammen. In der Zukunft soll ein weiteres Teleskop zum TrES-Netzwerk hinzugefügt werden, um die Erfolgsquote weiter zu erhöhen.

3.2.2 Das *XO-Projekt*

Das Ziel des *XO-Projektes* ist es, *heiße Jupiter*, die an hellen Sternen mit $V < 12 \text{ mag}$, vorbeiziehen, durch präzise differentielle Fotometrie zu finden. *XO* ist keine Abkürzung, sondern ein Name, der genauso ausgesprochen wird wie in „Exoplanet“. Seit September 2003 arbeiten zwei äquatorial montierte Kameras auf dem 3054 m hohen Haleakala Gipfel auf Maui. Jede der beiden Kameras besteht aus einem 25 mm^2 großen back-illuminated



Abbildung 3.4: Die beiden *XO*-Kameras (Bild aus (McCullough et al. 2005))

CCD und einem Objektiv mit einer Öffnung von 11 cm und etwa 20 cm Brennweite. das Gesichtsfeld ist $7,2^\circ \times 7,2^\circ$, was einer Pixelskala von 25,4 Bogensekunden pro Pixel entspricht. Eine der einzigartigen Eigenschaften des Systems ist, dass ein breiter spektraler Bandpass ($0,4 \mu\text{m} - 0,7 \mu\text{m}$) verwendet wird, um mehr Photonen pro Sekunde zu sammeln. Das *XO*-System arbeitet völlig automatisch und braucht keine menschliche Mitwirkung. Um zu entscheiden, ob das Wetter zum Beobachten geeignet ist, werden drei verschiedene Quellen von Wetter-Daten genutzt. Die erste ist eine CCD-Kamera, die überprüft, ob Sterne zu sehen sind, die zweite ist eine Wetterstation und die dritte ist ein

Wettervorhersage-Service. Meldet eine dieser Quellen schlechtes Wetter, wird die Beobachtung automatisch beendet oder gar nicht erst begonnen.

Ganz automatisch nimmt *XO* Daten auf, kalibriert sie fotometrisch und astrometrisch, macht Aperturfotometrie, archiviert die Daten und verschickt sie zur weiteren Analyse. Einzigartig für diese Transit-Suchprogramm ist das so genannte *XO-E.T. (Extended Team)*, welches aus fortgeschrittenen Amateuren zusammengesetzt ist, die die professionellen Astronomen bei den Nachbeobachtungen eventueller Kandidaten mit ihren Kameras helfen (McCullough et al. 2006). Genauer beschrieben sind die Instrumente und Vorgehensweisen des *XO-Projektes* in McCullough et al. (2005).

Im ersten Jahr des regelmäßigen Betriebes wurden bereits 6,6% des Himmels beobachtet. Etwa 100000 Sterne zwischen $V=9-12$ mag wurden fotometriert. Bis zum Jahr 2005 wurden davon erst ungefähr ein Drittel ausgewertet. Auch das *XO-Projekt* war auf seiner Suche nach Transitplaneten mit inzwischen drei gefundenen *heißen Jupitern* erfolgreich.

Kapitel 4

Beobachtung und Datenreduktion

Für die Gewinnung von wissenschaftlichen Daten wurden im Rahmen dieser Arbeit Beobachtungen in Großschwabhausen durchgeführt.

Die Bilder, die man direkt nach der Belichtung erhält, die so genannten Rohbilder, haben viele Fehler, die man mehr oder weniger gut beheben kann. Diesen Prozess nennt man Datenreduktion.

Dieses Kapitel beschreibt die Durchführung der Beobachtungen und erklärt den Ablauf der Datenreduktion in Theorie und Praxis.

4.1 Beobachtungen in Großschwabhausen

Die für diese Arbeit notwendigen Beobachtungsdaten wurden in der Sternwarte Großschwabhausen gewonnen. Zur Beobachtung wurde das 25,4 cm Cassegrain-Teleskop mit der im Kapitel 2.2.4 beschriebenen CCD-Kamera IMG 1024S verwendet.

Da sich diese Arbeit mit kurzzeitigen Veränderungen (\sim Stunden) von Sternen beschäftigt, müssen die Beobachtungen speziell auf dieses Problem angepasst durchgeführt werden.

Am Anfang der Nacht bzw in der Dämmerung wird mit für die Datenreduktion wichtigen Kalibrationsbildern begonnen (weitere Erklärungen in den Kapiteln 4.2 und 4.3.2).

Für die Aufnahmen des interessierenden Objektes wird die Belichtungszeit so festgelegt, dass sich viele Sterne im oberen Counts-Bereich befinden (wegen guten S/N) aber keine oder nur wenige saturiert sind. Bei den im Rahmen dieser Arbeit beobachteten CCD-Feldern wurde meist eine Belichtungszeit von 1 min gewählt. Um möglichst viele Sterne im Feld messen zu können, wurden für die Beobachtungen hauptsächlich die Johnson-Filter R und I¹ verwendet. Dann wird eine Sequenz (Zeitreihe) gestartet, wobei über einige Stunden, bzw. die Dauer der Veränderlichkeit (Transitdauer) Objektbilder aufgenommen werden. So erhält man eine gute Zeitauflösung, um neben der Veränderlichkeit des interessierenden Objektes auch weitere kurzzeitige Veränderliche im Feld zu entdecken.

Auf diese Weise wurden im Zeitraum März-November 2007 39 Nächte in Großschwabhausen für diese Arbeit beobachtet. Im Sommer 2007 gab es aufgrund Wartungsarbeiten an der Sternwarte und den Instrumenten eine Unterbrechung des Beobachtungsbetriebes. Johannes Koppenhöfer von der Universitätssternwarte München unterstützte die Daten-

¹Das Johnson-Filtersystem ist das geläufigste fotometrische Breitband-Filtersystem. R hat eine mittlere Wellenlänge von 700 nm und eine Bandbreite von 210 nm. Bei I ist die mittlere Wellenlänge 900 nm und die Bandbreite ist 220 nm.

aufnahme in zwei Nächten mit Beobachtungen im Wendelstein-Observatorium. Er verwendete dafür das 80 cm Teleskop mit Ritchey-Chretien-Optik und äquatorialer Gabelmontierung (USM 2007, www.wendelstein-observatorium.de). Die Bilder wurden mit der optischen CCD-Kamera *MONICA* (MONochromatic Image CAmera) im Johnson-R-Filter aufgenommen.

Weitere Beobachtungen wurden von dem Amateur Manfred Rätz in seiner privaten Sternwarte mit einem 20 cm Schmidt-Cassegrain (Brennweite 2 m) und einer ST-6-Kamera von SBig in Herges-Hallenberg durchgeführt. Von drei Beobachtungsnächten konnte leider nur eine zur Auswertung verwendet werden.

Insgesamt wurde während der Bearbeitungszeit der Diplomarbeit 8330 Aufnahmen ausgewertet.

4.2 Grundlagen der Datenreduktion

Die Standard-Datenreduktion macht Gebrauch von Kalibrationsbildern, die man zusätzlich zu den Objektbildern aufnehmen muss. Das sind normalerweise drei Kalibrationsbilder - *Bias*, *Dark* und *Flat-Field*.

Wie schon in Kapitel 2.2.3 erwähnt, hat auch ein leeres unbelichtetes Pixel durch das Auslesen ein bestimmtes Rauschlevel und einen definierten Offset. Im Bild muss man um dieses Level korrigieren. Dazu nimmt man bei geschlossenem Shutter ein so genanntes *Bias*-Bild auf. Das *Bias* hat eine Belichtungszeit von 0 s, um nur das Ausleserauschen zu messen. Subtrahiert man das erhaltene Bild vom Objektbild, korrigiert man dieses durch das zugrunde liegende Rauschlevel.

Das zweite Kalibrationsbild ist ein Bild vom Dunkelstrom - das so genannte *Dark*. Jedes Material hat bei einer Temperatur über dem absoluten Nullpunkt thermisches Rauschen. CCDs bestehen hauptsächlich aus Silizium. Ist die thermische Bewegung groß genug, können Elektronen vom Valenzband des Halbleiters in das Leitungsband übergehen und werden dann im Potentialtopf gesammelt. So wird der Dunkelstrom Teil des Signals. Um die Zahl der thermischen Elektronen so gering wie möglich zu halten, werden CCD-Kameras so tief wie möglich gekühlt. Dafür gibt es zwei Methoden. Die erste ist das Kühlen mit flüssigem Stickstoff, der das CCD auf etwa -100°C kühlt und sehr konstant ($\pm 0,1^{\circ}\text{C}$) halten kann. Die zweite billigere und unkompliziertere Methode ist die thermoelektrische Kühlung mit Hilfe eines *Peltier-Elements*. Die Chip-Temperatur kann damit auf -20°C bis -50°C (abhängig von der Außentemperatur) gekühlt werden.

Bei mit flüssigen Stickstoff gekühlten CCDs ist der Dunkelstrom oft so gering, dass er vernachlässigt werden kann und man bei der Reduktion auf das *Dark* verzichtet. Die thermoelektrischen Systeme aber kühlen nicht genug, so dass der Dunkelstrom Einfluss auf die Bilder hat. Um die thermischen Elektronen zu messen, nimmt man ein Bild bei geschlossenem Shutter auf. Da man verhindern möchte, dass das thermische Rauschen das Signal beeinflusst, nimmt man ein *Dark* mit der gleichen Belichtungszeit wie das Objektbild auf, korrigiert diese Aufnahme um das *Bias*-Level und subtrahiert das Resultat dann vom Objektbild.

Das dritte und auch am kompliziertesten zu erhaltene Kalibrationsbild ist die *Flat-Field*-Aufnahme oder kurz das *Flat*. Jedes Pixel eines CCD hat ein geringfügig verschiedenes Gain und eine unterschiedliche Quantenausbeute im Vergleich zu seinen Nachbarn. Um die verschiedenen Reaktionen der einzelnen Pixel zu „ebnen“, wird eine *Flat-Field*-Aufnahme benötigt. Idealerweise ist dabei jedes einzelne Pixel gleichmäßig ausgeleuchtet und hat die

gleiche spektrale Reaktion wie die des Objektbildes. Gerade darin liegen aber die beiden Hauptprobleme, die es unmöglich machen, ein perfektes *Flat* zu bekommen.

Es gibt verschiedene Arten von *Flat-Field*-Aufnahmen - das *Domeflat*, das *Skyflat* und das *Projector-Flat*.

Viele Sternwarten haben an die Innenseite der Kuppel einen speziellen *Flat-Field*-Schirm montiert, der in einer Farbe gestrichen ist, welche hilft, das Licht aller Wellenlängen so gleichmäßig wie möglich zu reflektieren. Eine Aufnahme von dem angestrahlten Schirm ist das so genannte *Domeflat*.

Das *Skyflat* ist eine Aufnahme des wolkenfreien Himmels während der Dämmerung.

Für spektroskopische Zwecke wird das *Projector-Flat* verwendet. Dabei wird der Spalt des Spektrographen mit einer Projektor-Lampe hoher Intensität beleuchtet.

Welche der drei Methoden die beste ist, wird oft diskutiert und sollte jeder für sich selbst in Hinblick auf seine Geräte und Beobachtungsziele entscheiden. Ein fast-perfektes *Flat* kann man erhalten, wenn man eine Kombination aus *Domeflat* und *Skyflat* verwendet. Man verbindet dabei die bessere Farbübereinstimmung des *Skyflats* mit dem besserem Signal-zu-Rausch-Verhältnis (englisch: Signal to noise ratio, S/N) des *Domeflats* (Howell 2000).

Während die Hauptaufgabe des *Flat-Field*-Bildes das Entfernen der Pixel-zu-Pixel-Schwankungen ist, kompensiert diese Kalibration gleichzeitig Vignettierung (Eckabschattung) und Staub auf den Filtern oder im Strahlengang des Teleskops.

Um das Objektbild nun um diese Pixelschwankungen zu korrigieren, muss man durch das *Flat* dividieren, von dem schon *Bias* und *Dark* (mit der gleichen Belichtungszeit wie das *Flat*) subtrahiert wurden. Zu beachten ist dabei, dass man das *Flat* vorher normalisieren muss, d.h. die normal reagierenden Pixel bekommen den Wert 1, die zu stark reagierenden Pixel bekommen einen Wert größer 1 und die zu schwach reagierenden Pixel einen Wert kleiner 1. Wird nun durch das *Flat* dividiert, werden alle Pixel des Objektbildes auf ein Level gebracht.

Da die Pixelvariation stark wellenlängenabhängig ist, muss für jeden Filter eine eigenes *Flat-Field* aufgenommen werden.

Zusammenfassend benötigt man für die Standardreduktion ein *Bias* B , ein *Dark* mit der Belichtungszeit des Objektbildes D_O , ein weiteres *Dark* mit der Belichtungszeit des *Flats* D_F , das *Flat* F im gleichen Filter wie das Objektbild und natürlich das unreduzierte Objektbild O . Die Reduktion kann man dann als Gleichung darstellen, siehe Formel 4.1.

$$\text{reduziertes Bild} = \frac{(O - B) - (D_O - B)}{((F - B) - (D_F - B))} \quad (4.1)$$

Das *Dark* enthält neben der Information über den Dunkelstrom auch noch das *Bias*-Level. Ist also ein *Dark* von Nöten, ist das *Bias* überflüssig. Man sieht auch an Formel 4.1, dass sich das *Bias* gegenseitig aufhebt. Die Gleichung vereinfacht sich zu Formel 4.2

$$\text{reduziertes Bild} = \frac{(O - D_O)}{(F - D_F)} \quad (4.2)$$

Diese Standardreduktion wird für jedes Bild eines Datensatzes durchgeführt, um damit zur Gewinnung von wissenschaftlich verwertbaren Ergebnissen weiterarbeiten zu können.

4.3 Datenreduktion mit *IRAF*

Die Datenreduktion, die im Rahmen dieser Arbeit nötig war, wurde ausschließlich mit dem Programm *IRAF* durchgeführt. *IRAF* ist das *Image Reduction and Analysis Facility*, was so viel bedeutet wie „Hilfsmittel zur Bild-Reduktion und -Analyse“, und ist ein universelles Software-System für die Reduktion und Analyse von astronomischen Daten (NOAO 2007). *IRAF* wurde von der *IRAF*-Programmiergruppe der *National Optical Astronomy Observatories (NOAO)* in Tucson, Arizona, geschrieben.

IRAF verfügt über eine Vielzahl von unterschiedlichen Paketen, die wiederum aus vielen verschiedenen Routinen bestehen.

Da es sich bei den Beobachtungsdaten von Großschwabhausen um optische Daten handelt, wird das *IRAF*-Paket *noao* mit seinen Unterpaketen *imred* („Image reduction package“ - Bild-Reduktions-Paket) und *ccdred* (Reduktionspaket für CCD-Bilder) verwendet.

In diesem Kapitel wird auf die verwendeten *IRAF*-Routinen näher eingegangen und die Vorgehensweise bei der Datenreduktion beschrieben.

4.3.1 *CCDProc*

ccdproc ist eine *IRAF*-Routine, die CCD-Bildern z.B. um Bias, Dunkelstrom und Reaktion des Detektors kalibriert und gegebenenfalls Detektor-Defekte korrigiert (*IRAF Task ccdproc* 1993). Die Routine ist sehr effizient und einfach anzuwenden.

Die Dateinamen der Bilder, die man bearbeiten möchte, werden dem Programm als Liste übergeben. Danach ist anzugeben, welche Kalibrationsschritte vorgenommen werden sollen. Zu jedem dieser Schritte gehört ein so genanntes Kalibrationsbild, welches als Parameter angegeben wird. Nachdem die Kalibrationsbilder identifiziert wurden, werden sie in einem Zwischenspeicher abgelegt, damit sie zur Bearbeitung von allen Bildern zur Verfügung stehen.

ccdproc bearbeitet alle angegebenen Operationen innerhalb eines Prozesses, was das Programm sehr effizient macht. Spezifiziert man keine neuen Dateinamen für die fertigen Bilder, werden die Rohbilder überschrieben, was viel Speicherplatz auf der Festplatte spart.

Zur Reduktion der Daten aus Großschwabhausen werden drei Kalibrations- bzw. Korrektionsbilder verwendet - *Dark*, *Flat* und *Bad-Pixel-Mask*. In den Parametern wurden diese Operationen auf „yes“ gesetzt und die Kalibrationsbilder spezifiziert (siehe Abb. 4.1).

Zuerst wird ein temporäres Bild mit der gleichen Größe wie das Rohbild erzeugt. Der Header² ist eine Kopie des Headers des Rohbildes. Danach werden alle Korrekturen vorgenommen.

Bei der *Bad-Pixel*-Korrektur werden die kaputten oder toten Pixel durch lineare Interpolation der Nachbarzeilen oder -spalten ersetzt, wie in Kapitel 4.3.3 beschrieben.

Bei der Korrektur des Dunkelstroms wird das *Dark* vom Rohbild subtrahiert. Zwar ist *ccdproc* in der Lage, das *Dark* auf die richtige Belichtungszeit zu skalieren, trotzdem werden zur Vereinfachung nur *Darks* mit der gleichen Belichtungszeit wie das Objektbild verwendet.

Um den Prozess so effizient wie möglich zu machen, wird bei der *Flat-Field*-Korrektur ein schon vollständig reduziertes (*dark*-korrigiertes) *Flat* verwendet. Das Objektbild wird nun durch das vorher angemessen skalierte *Flat* dividiert.

²Header oder auch Dateikopf ist ein Teil der Datei, welcher Informationen wie zum Beispiel den Ursprung der Daten enthält

```

xgterm
IRAF
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = codred
TASK = ccdproc

images = @TrES2_I_60s List of CCD images to correct
(output = ) List of output CCD images
(codtype= ) CCD image type to correct
(max_cac= 0) Maximum image caching memory (in Mbytes)
(noproc = no) List processing steps only?

(fixpix = yes) Fix bad CCD lines and columns?
(oversca= ) no) Apply overscan strip correction?
(trim = no) Trim the image?
(zerocor= no) Apply zero level correction?
(darkcor= yes) Apply dark count correction?
(flatcor= yes) Apply flat field correction?
(illumco= no) Apply illumination correction?
(fringe= no) Apply fringe correction?
(readcor= no) Convert zero level image to readout correction?
(scancor= no) Convert flat field image to scan correction?

(readaxi= line) Read out axis (columnline)
(fixfile= Bad_Pixel_Mask.dat) File describing the bad lines and columns
(biassec= ) Overscan strip image section
(trimsec= ) Trim data section
(zero = ) Zero level calibration image
(dark = TrES2Dark_60s_median.fits) Dark count calibration image
(flat = Flat_10s_median_1.fits) Flat field images
(illum = ) Illumination correction images
(fringe = ) Fringe correction images
(minrepl= 1.) Minimum flat field value
(scantyp= shortscan) Scan type (shortscan|longscan)
(nscan = 1) Number of short scan lines

(interac= yes) Fit overscan interactively?
(functio= chebyshev) Fitting function
(order = 1) Number of polynomial terms or spline pieces
(sample = *) Sample points to fit
(naverag= 1) Number of sample points to combine
(niterat= 1) Number of rejection iterations
(low_rej= 3.) Low sigma rejection factor
(high_rej= 3.) High sigma rejection factor
(grow = 0.) Rejection growing radius
(mode = ql)

```

Abbildung 4.1: Die IRAF-Routine *ccdproc*

Die Bearbeitung erfolgt bei *ccdproc* von Zeile zu Zeile. Eine bestimmte Zeile wird beim Rohbild und den Kalibrationsbildern eingelesen und wie oben beschrieben korrigiert. Wurde dies mit allen Zeilen durchgeführt, wird das Rohbild gelöscht und durch die temporäre Datei ersetzt und abgespeichert. Nach all diesen Schritten erhält man das vollständig reduzierte Bild. Dieser Prozess wiederholt sich so lange, bis alle Bilder, die in der Liste angegeben sind, korrigiert wurden.

4.3.2 Erstellen von Dark und Flat

Bei der Datenreduktion sollen mit Hilfe von Kalibrationsbildern Fehler aus den Rohbildern herausgerechnet werden. Die beiden wichtigsten Kalibrationsbilder sind *Dark* und *Flat-Field*-Aufnahme.

In Großschwabhausen werden *Sky-Flats* verwendet, da dort enthaltenen Helligkeitsgradienten durch die Instrumente selbst hervorgerufen sein können und so auch in den Objektbildern vorhanden sind. Bei *Domeflats* ist die Wahrscheinlichkeit höher, dass ein potentieller Gradient von der nicht gleichmäßigen Ausleuchtung des *Flat-Field*-Schirms stammt. Für jeden Filter werden *Flats* aufgenommen. Die Belichtungszeit wird dabei so gewählt, dass die Counts-Werte im oberen, aber noch linearen, Bereich des CCD liegen, um ein gutes S/N zu erhalten.

Anschließend werden für alle Belichtungszeiten der *Flats* die dazugehörigen *Darks* aufgenommen.

Auch für die Belichtungszeit der Objektbilder müssen Bilder des Dunkelstroms gewonnen werden. Meistens werden sowohl vor Beginn als auch nach Ende einer Zeitserie die passenden *Darks* erzeugt. Weitere *Darks* zwischendurch sind aufgrund der Stabilität des Dunkelstroms (siehe Kapitel 2.2.4) und zugunsten der besseren Zeitauflösung nicht von

Nöten.

Will man verhindern, dass ein verfälschendes Signal in die Daten gelangt, müssen die Kalibrationsbilder möglichst fehlerfrei sein. Um das zu gewährleisten, werden jeweils mehrere *Darks* und *Flats* aufgenommen und zu einem so genannten *Masterdark* bzw. *Masterflat* vereinigt. Dafür werden die *IRAF*-Routinen *Darkcombine* und *Flatcombine* verwendet, die auf der Routine *combine* basieren.

Allgemeines zu *Combine*

Die *IRAF*-Routine *combine* vereinigt Bilder mit Hilfe eines gewichteten Mittelwerts oder eines Medians³ zu einem einzelnen Bild (*IRAF Task combine* 1996).

Die Bilder, die man vereinigen möchte, werden in einer Liste spezifiziert. Im einfachsten Fall haben alle Bilder die gleiche Dimension und Größe, aber auch verschiedene Größen sind möglich. Das entstehende Bild hat dann die Größe des größten Bildes.

Der Header des vereinigten Bildes ist im wesentlichen eine Kopie des Headers der ersten Bildes der Liste. Haben die Bilder nicht alle die gleiche Belichtungszeit, so steht im Header des entstehenden Bildes ein durch einen gewichteten Mittelwert ausgerechnete Zeit.

Um die Bilder zu vereinigen, müssen sie auf ein gemeinsames Counts-Level skaliert werden. Dazu stehen zwei Typen zur Verfügung: eine multiplikative Intensitätsskalierung (Skalierung mit Statistik der Bilder) oder eine additive Nullpunktverschiebung.

Die Verwendung von Skalierung durch Intensität und additive Nullpunktverschiebung macht Sinn, wenn man ein Bild mit „Exposure“ skaliert, um verschiedene Belichtungszeiten zu korrigieren. Die verschiedenen Helligkeiten des Himmelshintergrundes wird dann mit der Nullpunktverschiebung kompensiert.

Nach der Skalierung werden die Bilder gewichtet. Die Gewichte werden nur für die endgültige Mittelwertbildung genutzt.

Für die multiplikative Skalierung sind die Gewichte so, dass die Bilder mit schwächeren Signal kleineres Gewicht haben. Bei additiver Nullpunktverschiebung spielt der Hintergrundwert des Bildes vor der Nullpunktverschiebung eine Rolle. Der Grund hierfür liegt darin, dass bei einem hohen Hintergrundwert der Himmel hell ist und somit das Signal-zu-Rausch-Verhältnis klein. Somit sollte auch die Gewichtung schwach sein.

Der nächste Schritt ist das Aussortieren von abweichenden Pixeln. Dafür stehen eine Vielzahl von Algorithmen zur Verfügung, die hier nicht im einzelnen erklärt werden sollen.

Bei der Bearbeitung der Daten aus Großschwabhausen wurde ausschließlich *Avsigclip* - averaged Sigma Clipping, was soviel bedeutet wie gemittelter Sigma Ausschnitt - verwendet. Durch Schätzung des Medians oder Mittelwertes werden abweichende Pixel, die einen angegebenen Wert überschreiten, aussortiert. Nach dem ersten Schritt, wird der Median oder Mittelwert neu berechnet und weitere Pixel entfernt. Das wird so lange wiederholt, bis kein Pixelwert mehr den angegebenen Wert übersteigt.

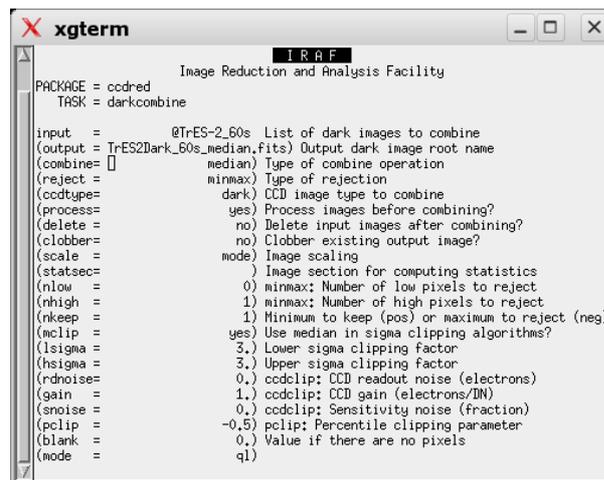
Nach allen Schritten des Skalieren, Gewichten und Aussortieren, werden die verbliebenen Pixel durch die Berechnung des Medians oder des gewichteten Mittelwerts vereinigt und ausgegeben.

Darkcombine & *Flatcombine*

Sowohl *Darkcombine* als auch *Flatcombine* basieren auf der oben beschriebenen *IRAF*-Routine *combine* und greifen während der Anwendung auf *ccdproc* zu.

³Zentralwert einer statistischen Verteilung

Für die Standarddatenreduktion werden *Darks* in zwei verschiedenen Belichtungszeiten benötigt. Um den Wert des Dunkelstroms in beiden Zeiten zu messen, werden zur Verbesserung der Genauigkeit 3-5 *Darks* pro Belichtungszeit aufgenommen. Diese werden mit der IRAF-Routine *Darkcombine* zu einem Bild vereinigt (IRAF Help for *darkcombine* 1991). Als Vereinigungsoperation wird der Median verwendet, da dieser nicht durch stark abweichende Pixel-Werte beeinflusst wird. Die einzustellenden Parameter sind in Abb.4.2 zu sehen.



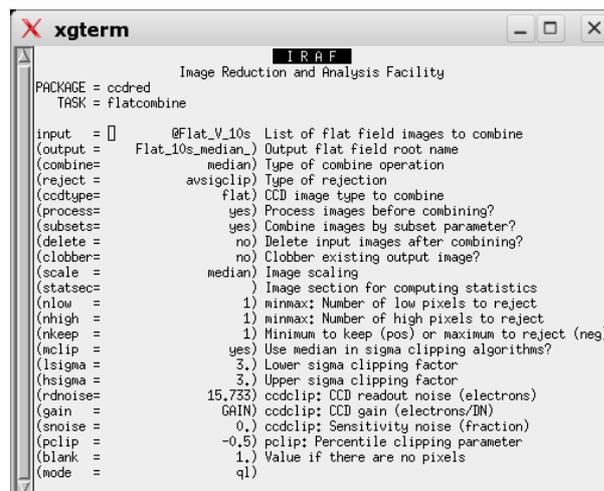
```

xgterm
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = codred
TASK = darkcombine

input = @TrES-2_60s List of dark images to combine
(output = TrES2Dark_60s_median.fits) Output dark image root name
(combine= median) Type of combine operation
(reject = minmax) Type of rejection
(codtype= dark) CCD image type to combine
(process= yes) Process images before combining?
(delete = no) Delete input images after combining?
(clobber= no) Clobber existing output image?
(scale = median) Image scaling
(statsec= ) Image section for computing statistics
(nlow = 0) minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh = 1) minmax: Number of high pixels to reject
(nkeep = 1) Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
(mclip = yes) Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma = 3.) Lower sigma clipping factor
(hsigma = 3.) Upper sigma clipping factor
(rdnoise= 0.) ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain = 1.) ccdclip: CCD gain (electrons/ADU)
(snoise = 0.) ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(pclip = -0.5) pclip: Percentile clipping parameter
(blank = 0.) Value if there are no pixels
(mode = ql)
  
```

Abbildung 4.2: Die Parameter der Routine *darkcombine*

Auf ähnliche Weise erhält man das endgültige *Flat*. Pro Filter werden etwa 3-5 Aufnahmen gemacht, um zum Beispiel Hot-Pixel und Cosmics⁴ herausrechnen zu können. Zum Vereinigen mit dem Median wird *Flatcombine* verwendet. Die eingestellten Parameter (IRAF Help for *flatcombine* 1991) können Abb. 4.3 entnommen werden.



```

xgterm
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = codred
TASK = flatcombine

input = @Flat_V_10s List of flat field images to combine
(output = Flat_10s_median_) Output flat field root name
(combine= median) Type of combine operation
(reject = avsigclip) Type of rejection
(codtype= flat) CCD image type to combine
(process= yes) Process images before combining?
(subsets= yes) Combine images by subset parameter?
(delete = no) Delete input images after combining?
(clobber= no) Clobber existing output image?
(scale = median) Image scaling
(statsec= ) Image section for computing statistics
(nlow = 1) minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh = 1) minmax: Number of high pixels to reject
(nkeep = 1) Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
(mclip = yes) Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma = 3.) Lower sigma clipping factor
(hsigma = 3.) Upper sigma clipping factor
(rdnoise= 15.733) ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain = GAIN) ccdclip: CCD gain (electrons/ADU)
(snoise = 0.) ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(pclip = -0.5) pclip: Percentile clipping parameter
(blank = 1.) Value if there are no pixels
(mode = ql)
  
```

Abbildung 4.3: Die Parameter der IRAF-Routine *flatcombine*

Der Vorteil in der Verwendung von *Flatcombine* liegt in der Verbindung zu *ccdproc*. Vor

⁴Cosmics sind Photonen von kosmischer Strahlung, die auf den Detektor auftreffen und das Ergebnis verfälschen können

der Vereinigung zu einem *Masterflat* muss von jedem *Einzelflat* der Dunkelstrom abgezogen werden. Stellt man bei *ccdproc* die *darkcorrection* auf „yes“ und gibt ein *Dark* an, wird dies bei der Verwendung von *Flatcombine* automatisch erledigt. Da beide Operationen innerhalb eines Prozesses ablaufen, ist *Flatcombine* sehr effektiv.

Mit den so erhaltenen Kalibrationsbildern kann man die Rohbilder reduzieren und so die Fehler beheben, um damit gute wissenschaftliche Ergebnisse zu erhalten.

4.3.3 Bad-Pixel-Mask

Kein Pixel eines CCD verhält sich wie ein anderes. Weicht ein Pixelwert um einen festgelegten statistischen Betrag vom lokalen Median ab, so nennt man ihn *Bad Pixel*. Reagiert ein Pixel gar nicht mehr oder nur sehr wenig auf das einfallende Licht, spricht man von einem toten oder *Dead-Pixel*.

Da *Bad Pixel* das Ergebnis von Helligkeitsmessungen verfälschen können, ist es notwendig, diese aufzufinden und zu entfernen. Dazu werden die *IRAF*-Routinen *ccdmask* verwendet (*IRAF Task ccdmask* 1996), um eine so genannte *Bad-Pixel-Mask* (BPM) zu erstellen, und *fixpix* (*IRAF Task fixpix* 1996), um die *Bad Pixel* aus dem Bild zu entfernen.

Um eine BPM zu erstellen, verwendet *IRAF* zwei Flat-Field-Aufnahmen mit verschiedenen Belichtungszeiten. Diese werden durcheinander dividiert, um alle Merkmale des echten Flat-Fields zu entfernen und nur Pixel zu finden, die nicht durch ein Flat-Field korrigiert werden können.

Von dem Verhältnis der beiden Flats wird als erstes ein *moving box median* subtrahiert. Das bedeutet, dass in der Umgebung eines bestimmten Pixels ein Median aller umgebener Pixel (Box) gebildet wird. Die Größe der Box wird von den eingestellten Parametern bestimmt. Sie sollte allerdings mehr als zweimal so groß sein wie eine Region mit *Bad Pixeln*, damit der Median nicht davon beeinflusst ist.

Das Flat-Verhältnis, von dem der Median subtrahiert wurde, wird als nächstes in Blöcke eingeteilt. In jedem einzelnen Block werden die Pixel-Werte sortiert. Es entsteht eine Gauss-Verteilung, von der ein Sigma bestimmt werden kann (lokales Sigma der Box). Die Blöcke sollten mindestens 10 Pixel in jede Richtung groß sein, damit genug Pixel für eine gute Abschätzung vorhanden sind. Die Sigma-Ungenauigkeiten eines bestimmten Pixels stellt das Sigma des nächstgelegenen Blockes dar.

Die abweichenden Pixel werden durch Vergleich der Median subtrahierten Pixel mit einem Sigma-Schwellwert multipliziert mit dem lokalen Sigma gefunden. Als Sigma-Schwellwert, der als Parameter festgelegt wird, sollte ein hoher Wert - z.B. 6 - ausgesucht werden, um nur wirklich schlechte Pixel zu finden. In diesem Fall würden nur Pixel als schlecht erklärt, wenn sie über 6-Sigma abweichen.

Es entsteht eine *Bad-Pixel-Mask* mit Wert Null für gute Pixel und Nicht-Null für schlechte Pixel. Der Pixel-Werte für die *Bad Pixel* wird bestimmt, in dem man den nächsten guten Pixel sucht. Ist dieser entlang der Zeile, erhält das Pixel einen anderen Wert, als wenn man den nächsten guten Pixel entlang der Spalte findet.

Die *IRAF*-Routine *fixpix* „repariert“ die in der BPM angegebenen abweichenden Pixel. Dabei werden die schlechten Pixel durch lineare Interpolation modifiziert. Die Richtung der Interpolation wird durch den Pixel-Wert in der BPM bestimmt.

Auf diese Weise werden alle angegebenen Pixel verändert und an ihre Umgebung angepasst.

4.4 Probleme mit der *Bad-Pixel-Mask*

Beim Anschauen aller Lichtkurven eines auf die im Kapitel 4.3.1 beschriebene Weise reduzierten Datensatzes fielen einige interessante Sterne auf. Abb.4.4 zeigt eine solche Lichtkurve. Ein ähnlicher Bedeckungslichtwechsel kann durch Reflexionen des Lichtes des

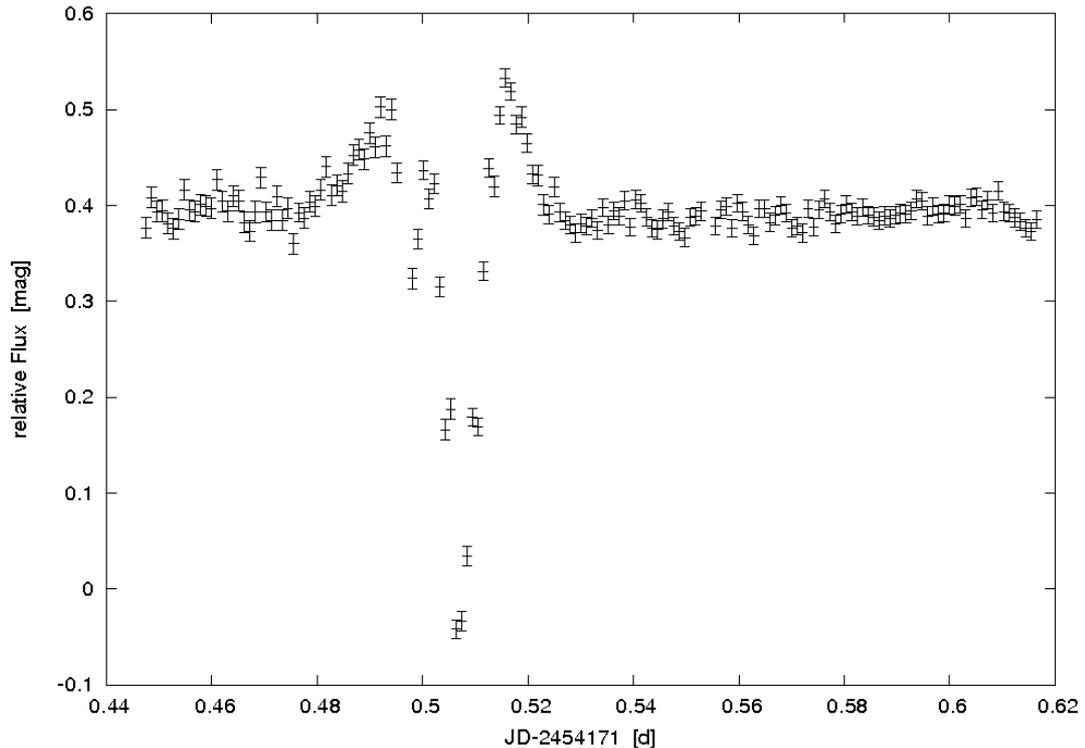


Abbildung 4.4: Lichtkurve eines Sterns aus dem Feld von XO-1 vom 11.03.2007

einen Sterns an dem anderen kurz vor und kurz nach der Bedeckung entstehen. Im beobachteten Feld wurden sechs Sterne mit solch einer Lichtkurve gefunden. Da es sehr unwahrscheinlich ist, dass so viele Sterne mit ähnlich seltsamen Lichtwechsel gleichzeitig beobachtet wurden, kam die Idee eines systematischen Fehler auf. Weitere Indizien für diese Theorie sind die zu kurze Zeitdauer der Bedeckung (im Bereich von 30 Minuten) und der zu große Helligkeitsanstieg.

Die genaue Betrachtung der Lage dieser Sterne auf den CCD-Bildern (siehe Abb.4.5), brachte die Lösung für dieses Problem. Alle diese Sterne liegen in unmittelbarer Nähe einer *Bad-Pixel*-Spalte des Detektors und waren im Verlauf der Nacht über diese hinweg gewandert. Das Problem ergab sich nicht wegen des Vorhandenseins der *Bad-Pixel*, sondern infolge der Anwendung der BPM.

Ein Punkt am Himmel wird nicht ideal als Punkt auf das CCD abgebildet, sondern man erhält durch Seeing⁵ und Beugung am Teleskop eine so genannte Punktverbreiterungsfunktion (engl. Point Spread Funktion - PSF). Da der Tektronix 1024-Chip eine sehr große Pixelskala von etwa 2 Bogensekunden pro Pixel hat, umfasst die PSF im Durchschnitt einen Durchmesser von drei Pixel. In der Beschreibung wird sich nun auf eine Dimension

⁵Seeing ist der Effekt, dass punktförmige Lichtquellen im Teleskop als vibrierende Flecken erscheinen. Hervorgerufen wird er durch Turbulenzen in der Atmosphäre, die zu leicht unterschiedlichen Ausbreitungsrichtungen des Lichtes führen (Darling 2007).

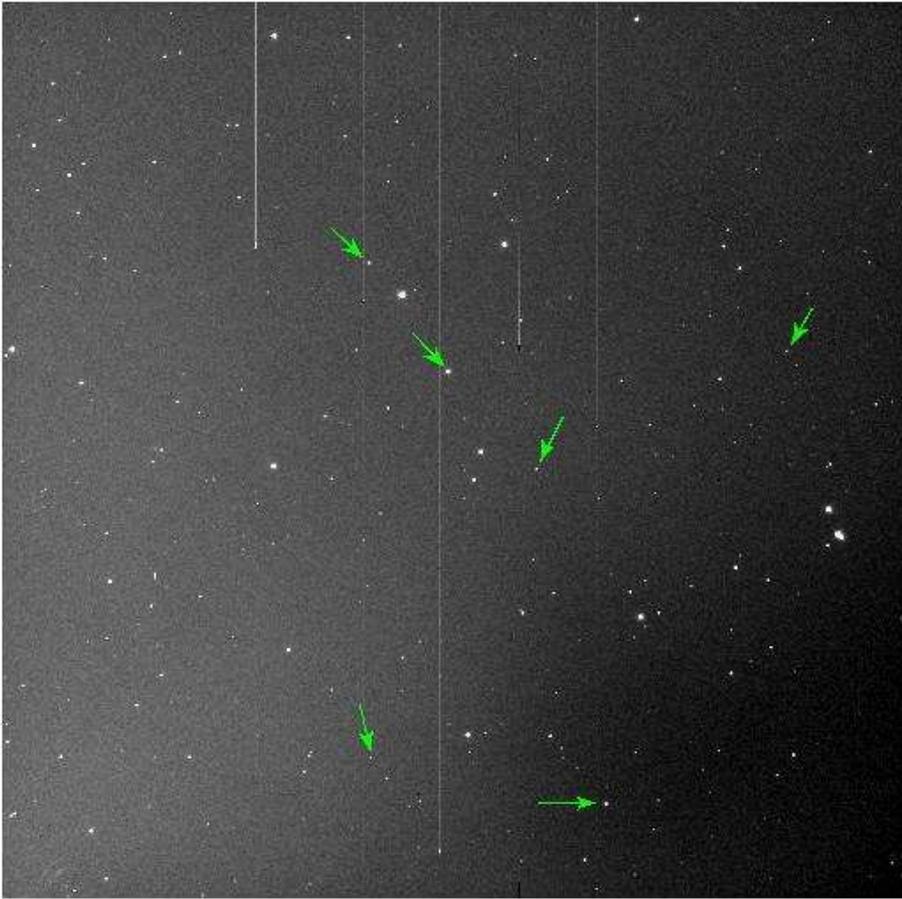


Abbildung 4.5: CCD-Feld um XO-1 mit Positionen der Sterne mit seltsamen Lichtkurven

beschränkt - auf die Bewegungsrichtung des Sterns über das CCD. Legt man nun eine Apertur um die PSF, wird zur Bestimmung der Helligkeit die Pixelwerte der drei Pixel addiert. Abb.4.6 erklärt diesen Sachverhalt (1-dimensional).

In a.) ist die Normalsituation dargestellt. Die PSF ist auf drei Pixel verteilt. Werden diese drei Pixel aufaddiert, erhält man einen gewissen Wert für die Helligkeit.

Der Stern bewegt sich auf dem Detektor und kommt zu einer *Bad-Pixel*-Spalte. In b.) ist der *Bad Pixel* (rot dargestellt) auf Pixel 1. Mit Hilfe der BPM wird er durch lineare Interpolation korrigiert. Da sich dieser Pixel noch außerhalb der Apertur (grün) befindet, hat es keinen Einfluss auf die Helligkeit, die innerhalb der Apertur gemessen wird.

In c.) ist der Stern einen Pixel näher an die schlechte Pixel-Spalte gewandert. Der *Bad Pixel* befindet sich jetzt auf Pixel 2 und somit an der Stelle der Flanke der PSF. Wieder findet lineare Interpolation zwischen den Nachbarpixeln statt. Pixel 1 ist außerhalb der PSF, Pixel 3 ist genau das Maximum. Somit erhält Pixel 2 den Wert des halben Maximums, welcher aber höher ist, als der eigentliche Wert, den die Flanke an dieser Stelle hätte. Durch Aufaddieren erhält man einen merklich höheren Wert für die Helligkeit. Die Helligkeit ist künstlich gestiegen.

Als nächstes wandert der *Bad Pixel* auf Pixel 3, die Stelle des Maximums der PSF. Das ist in d.) dargestellt. Pixel 2 und 4 haben nur einen geringen Helligkeitswert, da es sich hierbei nur um die Flanken der PSF handelt. Wird der *Bad Pixel* nun interpoliert, wird er auch durch diesen niedrigen Wert ersetzt. Die gesamte Helligkeit nimmt stark ab.

e.) ist der gleiche Fall wie c.). Wieder ist der durch Interpolation erhaltene Wert zu hoch,

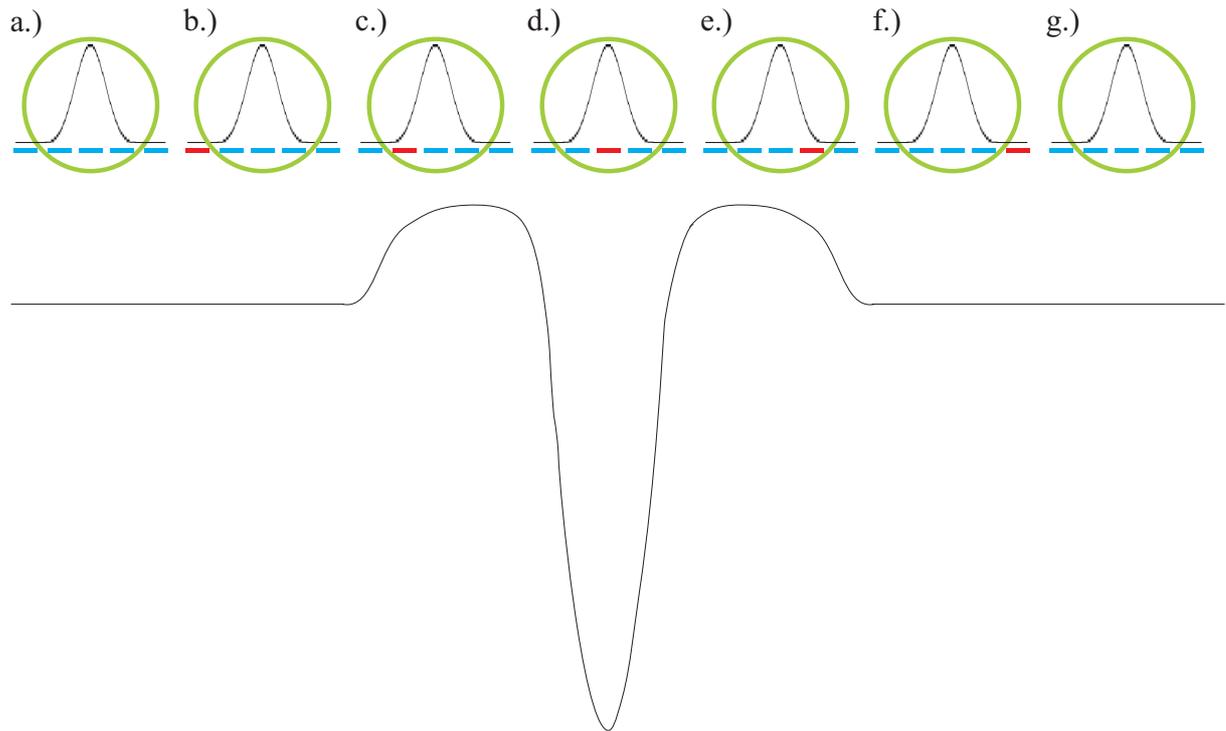


Abbildung 4.6: Erläuterung des Entstehens der seltsamen Lichtkurven

was einen Anstieg der Gesamthelligkeit zur Folge hat.

In f.) ist das Herauswandern des Sterns aus der *Bad-Pixel*-Spalte dargestellt. Da sich Pixel 5 nicht mehr in der Apertur befindet, erhält man wieder die Normalhelligkeit.

In g.) ist der Stern komplett über die *Bad-Pixel*-Spalte gewandert. Auch hier bekommt man keine Änderung der Helligkeit.

Um diese Theorie zu überprüfen, wurde der gleiche Datensatz nochmal ohne BPM reduziert und ausgewertet. Als Vergleich sieht man in Abb. 4.7 das Ergebnis mit BPM und in Abb. 4.8 das Ergebnis ohne BPM.

Zwar erzeugt auch der nicht korrigierte *Bad Pixel* Fehler in der Helligkeitsbestimmung, aber mit einem Unterschied in der Größenordnung von 100 Counts zur Umgebung ist dieser Fehler so gering, dass selbst das unvermeidbare Photonenrauschen einen höheren Einfluss hat.

Fazit: Bei Verwendung der *CTK* mit einer Pixelskala von 2 Bogensekunden pro Pixel wird bei der Reduktion der Bilder komplett auf die *Bad-Pixel-Mask* verzichtet.

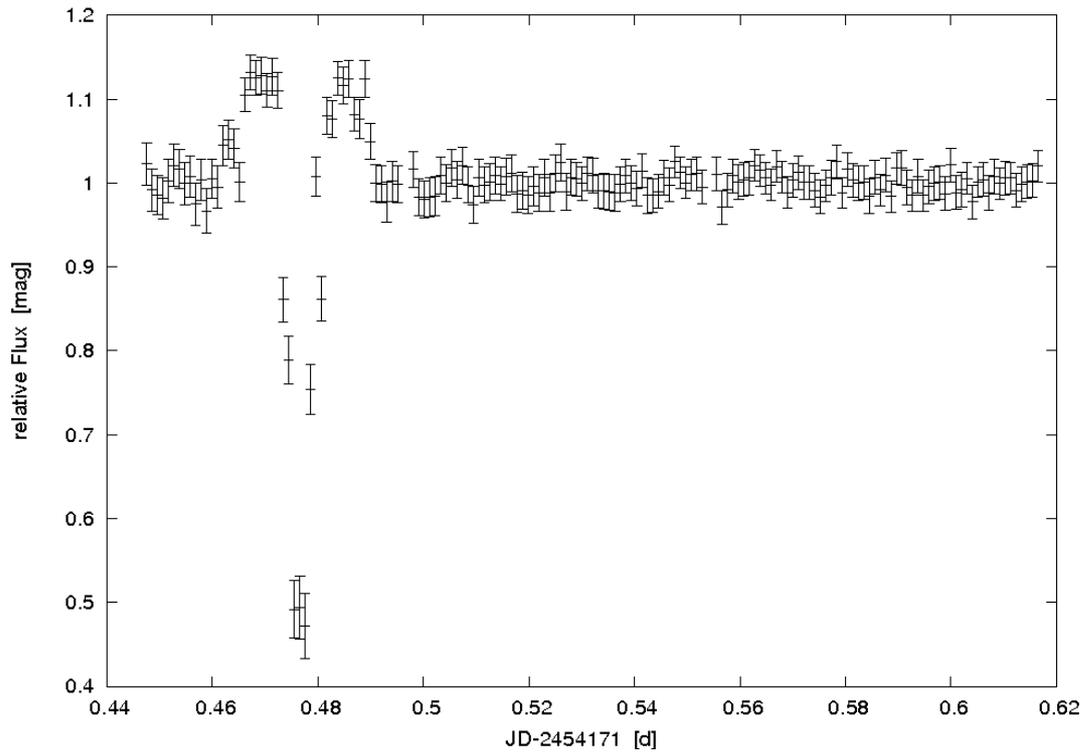


Abbildung 4.7: Weitere seltsame Lichtkurve eines Sterns aus dem Feld von XO-1 vom 11.03.2007

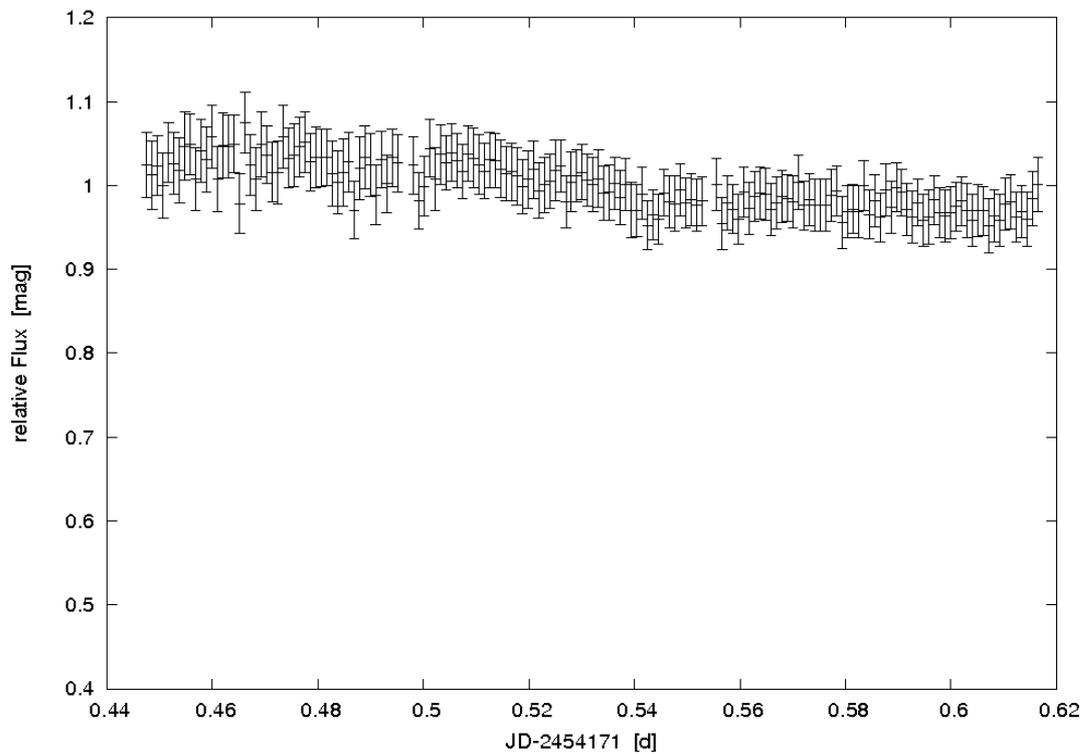


Abbildung 4.8: Derselbe Stern aus dem XO-Feld ohne Verwendung der BPM

Kapitel 5

Algorithmus zur Datenanalyse

Da während der Bearbeitungszeit dieser Arbeit viele Beobachtungen durchgeführt und damit viele Daten gesammelt wurden, war es wichtig, die Auswertung so effizient wie möglich zu gestalten, um damit das bestmögliche Ergebnis zu erreichen. Dafür wurde ein Algorithmus entwickelt, der aus drei Schritten besteht und auf die Anwendung mehrerer Programme nacheinander basiert. In diesem Kapitel wird die Vorgehensweise bei der Datenanalyse erklärt und auf die einzelnen Schritte des Algorithmus eingegangen.

5.1 Fotometrie

Fotometrie ist der Prozess der Helligkeitsmessung von Sternen und Himmelshintergrund. Es gibt viele verschiedene Methoden der Fotometrie. Jede hat seine eigenen Anforderungen und Resultate.

Die erste Methode ist die differentielle Fotometrie, bei der der Helligkeitsunterschied zwischen einem Veränderlichen Stern und einem konstanten Vergleichssterne (engl. Comparison Star, CS) gemessen wird.

Will man die scheinbare Helligkeit eines Sterns exakt bestimmen, so muss man die Absorption in der Erdatmosphäre berücksichtigen. Dazu muss man so genannte Standardsterne aufnehmen, deren scheinbare Helligkeiten in den verwendeten Filtern genau bekannt sind. Diese Methode nennt man absolute Fotometrie.

Da im Rahmen dieser Arbeit nur Helligkeitsschwankungen bestimmt werden, wurde sich auf die Beschreibung der differentielle Fotometrie beschränkt.

5.1.1 Differentielle Fotometrie

Ein Verfahren der differentiellen Fotometrie ist die so genannte Blenden- oder Aperturfotometrie. Dabei werden der Veränderliche Stern sowie der Vergleichssterne von einer Apertur umfassen. Jede Apertur besitzt zwei oder drei Kreise mit vorgegebenen Radius. Der innere Kreis umschließt den Stern. Dabei sollte man darauf achten, dass die Größe des Kreises ungefähr vier- bis fünfmal die Halbwertsbreite der PSF ist, um alles Licht des Sterns messen zu können.

Der äußere Kreis schließt eine sternleere Fläche ein, in der der Wert des Himmelshintergrundes gemessen wird. Der mittlere Kreis (sofern er existiert) ist eine Lücke zwischen inneren und äußeren Kreis. In ihm wird nicht gemessen, da sonst die Messung durch Streulicht vom Stern selbst verfälscht würde. In der Abb. 5.1 aus AAVSO (2005, CCD Observing Manual) ist ein Stern mit Apertur zu sehen. Der Wert, der im äußeren Kreis

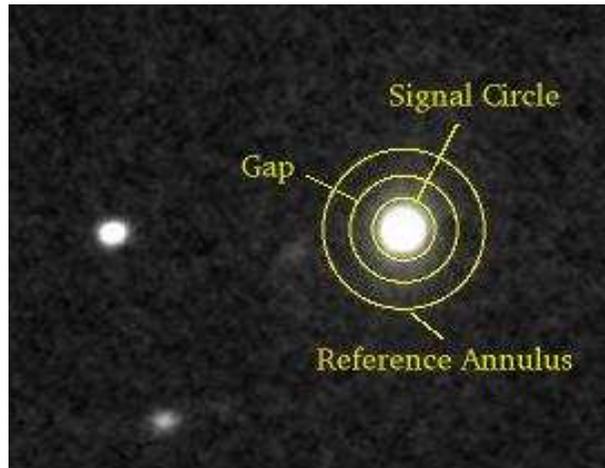


Abbildung 5.1: Die Ringe der Messapertur um einen Stern

gemessen wurde, wird von dem Wert des inneren Kreises abgezogen. Das gleiche wird auch für den Vergleichssterne durchgeführt. Die so erhaltenen Werte werden nun miteinander verglichen bzw. voneinander abgezogen. Auf diese Weise kann man atmosphärische Störungen und die Luftsäule (engl. Airmass) herausrechnen und erhält eine differentielle Helligkeit. Sind in einem CCD-Feld zu viele Sterne vorhanden (crowded fields) bzw. stehen zwei oder mehrere Sterne so nah beieinander, dass das Licht des einen Sterns in die Apertur des anderen Sterns hineinragt, kann man entweder die Apertur so klein wählen, dass sich die Aperturen nicht mehr überschneiden oder eine andere Methode benutzen. Dazu eignet sich am besten PSF-Fitting. Die PSF der Sterne kann durch verschiedene Funktionen (z.B. Gauss-Profil) angenähert werden. Damit können auch noch sich gegenseitig überlappende Sterne exakt vermessen werden (Broeg 2002).

Bei den während dieser Arbeit beobachteten Feldern war ein PSF-Fitting nicht nötig. Deshalb wurde für die Auswertung ausschließlich Aperturfotometrie verwendet.

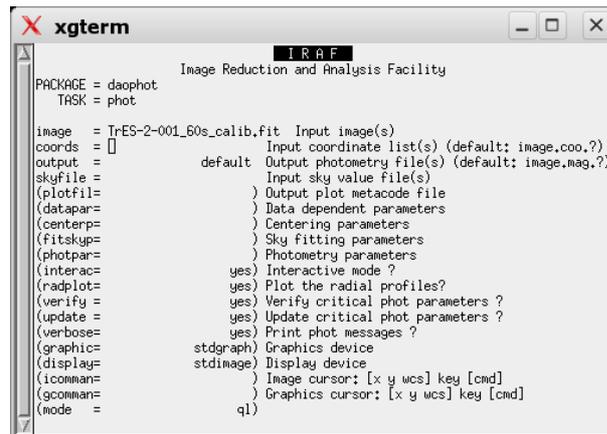
5.1.2 Differentielle Fotometrie mit IRAF

Um die differentielle Fotometrie bei den reduzierten Bildern der CTK durchzuführen, wurde die von Christopher Broeg geschriebene IRAF-Routine *chphot* benutzt, die auf der unter *noao.digiphot.daophot* (weitere Unterpakete von *noao*) zu findenden Routine *phot* basiert.

Phot berechnet genaue Zentren, Hintergrundwerte und Magnituden für eine Liste von Objekten, die in einer Textdatei angegeben werden oder interaktiv mit einem Cursor auf einem Bild markiert werden. Die Ergebnisse werden als Textdatei ausgegeben.

Um gute Ergebnisse zu erhalten, muss man vorher einige wichtige Einstellungen tätigen. In Abb. 5.2 ist das Menü der Routine *phot* zu sehen. Man kann dort die einzelnen Untermenüs aufrufen. Die Parameter sind in diesem Beispiel auf ein in Großschwabhausen beobachtetes Feld angepasst.

Unter *datapars* (Abb. 5.3) stellt man die Parameter ein, die von den Daten abhängig sind wie z.B. die Optik des Instruments, die Charakteristik des Detektors und die Beobachtungsbedingungen (Airmass, Seeing als FWHM der PSF) bzw. die Header-Keywords, die diese Informationen enthalten (IRAF Help for *datapars* 1992). Da die PSF der Sterne durch die große Pixelskala der CTK nur wenige Pixel umfasst, liegt deren FWHM meistens bei 2. Gain und RN sind die im Kapitel 2.2.4 bestimmten Werte.

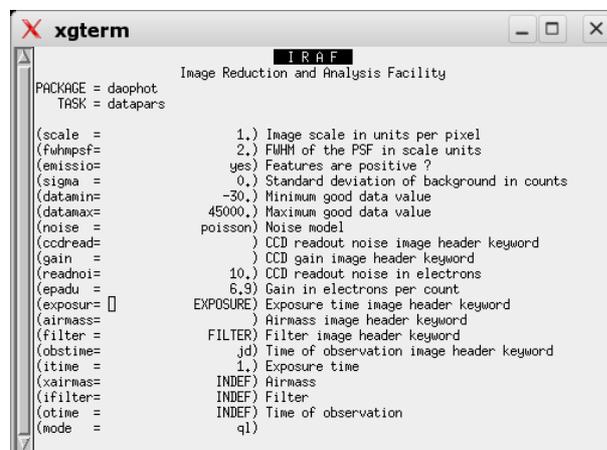


```

xgterm
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = daophot
TASK = phot

image = TrES-2-001_60s_calib.fit Input image(s)
coords = [] Input coordinate list(s) (default: image.coo,?)
output = default Output photometry file(s) (default: image.mag,?)
skyfile = Input sky value file(s)
(plotfil= ) Output plot metacode file
(datapar= ) Data dependent parameters
(centerp= ) Centering parameters
(fitskyp= ) Sky fitting parameters
(photpar= ) Photometry parameters
(interac= yes) Interactive mode ?
(radplot= yes) Plot the radial profiles?
(verify = yes) Verify critical phot parameters ?
(update = yes) Update critical phot parameters ?
(verbose= yes) Print phot messages ?
(graphic= stdgraph) Graphics device
(display= stdimage) Display device
(icomman= ) Image cursor: [x y wcs] key [cmd]
(gcomman= ) Graphics cursor: [x y wcs] key [cmd]
(mode = ql)

```

Abbildung 5.2: IRAF-Routine *phot*: Einstellung der Parameter unter *epar phot*


```

xgterm
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = daophot
TASK = datapars

(scale = 1.) Image scale in units per pixel
(fwhmpsf= 2.) FWHM of the PSF in scale units
(emissio= yes) Features are positive ?
(sigma = 0.) Standard deviation of background in counts
(datamin= -30.) Minimum good data value
(datamax= 45000.) Maximum good data value
(noise = poisson) Noise model
(codread= ) CCD readout noise image header keyword
(gain = ) CCD gain image header keyword
(readnoi= 10.) CCD readout noise in electrons
(epadu = 6.9) Gain in electrons per count
(exposur= [] EXPOSURE) Exposure time image header keyword
(airmass= ) Airmass image header keyword
(filter = FILTER) Filter image header keyword
(obstime= jd) Time of observation image header keyword
(itime = 1.) Exposure time
(xairmas= INDEF) Airmass
(ifilter= INDEF) Filter
(otime = INDEF) Time of observation
(mode = ql)

```

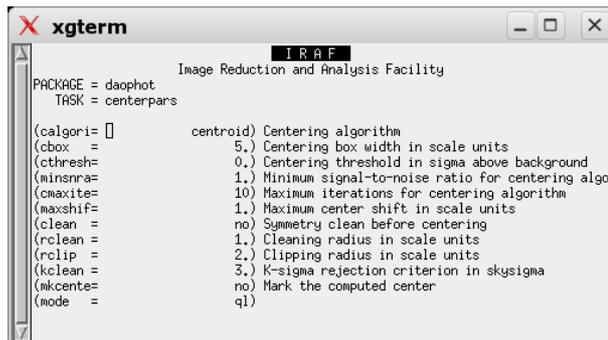
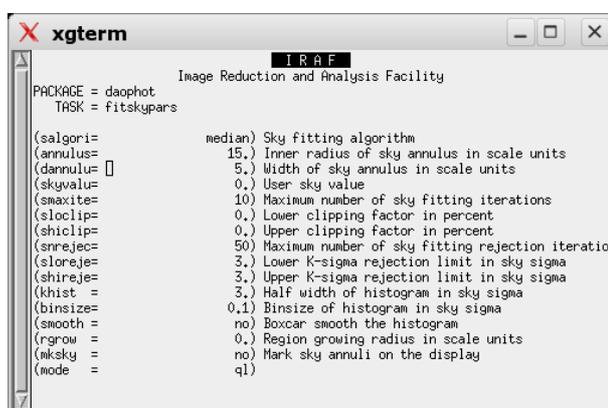
Abbildung 5.3: Einstellung der Parameter unter *epar phot*. Das Untermenü *datapars*

Um genaue Zentren zu berechnen, muss man unter *centerpars* z.B. einstellen, welcher Algorithmus verwendet werden soll. Die voreingestellten Werte, die man in Abb. 5.4 sieht, wurden wegen der Effizienz ausgesucht und bringen ordentliche Ergebnisse in einer Vielzahl von Fällen (IRAF Help for *centerpars* 1996). Da diese Genauigkeit für die Auswertung der Daten aus Großschwabhausen ausreichend ist, wurde an den Parametern nichts geändert.

Die zur Berechnung des genauen Hintergrundwertes wichtigen Einstellungen findet man unter *fitskypars*. Das wichtigste hier ist die Angabe der Größe des Rings, in dem der Hintergrundwert gemessen werden soll (IRAF Help for *fitskypars* 1992). Um Streulicht vom Stern nicht mitzumessen, sollte man eine Lücke zwischen Apertur und äußerem Ring lassen (siehe Kapitel 5.1.1). Als Parameter stellt man ein, bei welchem Radius (in Pixel) der äußere Ring beginnt und wie breit dieser sein soll. Diese Einstellungen sollte man auf jedes Objekt anpassen, um das bestmögliche Ergebnis zu erhalten. In Abb. 5.5 ist das Beispiel des Sterns von TrES-2 dargestellt. Als Algorithmus für die Berechnung des Hintergrundwertes stehen Mean¹, Mode² und Median zur Verfügung. Für die Daten aus Großschwabhausen wird der Median, also der Zentralwert einer Verteilung verwendet, um so Bad-Pixel und Cosmics herausrechnen zu können.

¹Mittelwert einer statistischen Verteilung

²Der häufigste Wert einer statistischen Verteilung

Abbildung 5.4: Einstellung der Parameter unter epar phot. Das Untermenü *centerpars*Abbildung 5.5: Einstellung der Parameter unter epar phot. Das Untermenü *fitskypars*

Wichtige Einstellungen für die Berechnung der Magnituden werden unter *photpars* gemacht. Angegeben wird der Radius (oder eine Liste von Radien) der Apertur in Pixel (IRAF Help for *photpars* 1992). Wie in Kapitel 5.1.1 erwähnt, sollte die Apertur etwa das Vier- bis Fünffache der Halbwertsbreite der PSF sein, um das komplette Licht des Sterns zu messen. Nur in wenigen Fällen sollte man die Apertur kleiner wählen, z.B. wenn ein anderer Stern sehr nah neben dem interessanten Objekt steht.

Weiterhin kann man sich eine Nullpunktverschiebung *zmag* definieren, durch die die instrumentelle Magnituden korrigiert werden.

Die Berechnung der Magnituden wird von *phot* folgendermaßen durchgeführt. Die Pixelwerte innerhalb der Apertur werden aufsummiert. Um Rundungsfehler zu vermeiden, berechnet *phot* auch Pixelanteile am Rande der Apertur. Es werden die Formeln 5.1, 5.2, 5.3 und 5.4 verwendet (IRAF Task *phot* 1992).

$$flux = sum - A \cdot sky \quad (5.1)$$

$$mag = zmag - 2,5 \cdot \log(flux) + 2,5 \cdot \log(T_{exp}) \quad (5.2)$$

$$err = \sqrt{\frac{flux}{Gain} + A + \sigma^2 + \frac{A^2 \cdot \sigma^2}{nsky}} \quad (5.3)$$

$$merr = 1,0857 \cdot \frac{err}{flux} \quad (5.4)$$

mit:

<i>flux</i>	...	Gesamtzahl der Counts in der Apertur mit Hintergrund
<i>sum</i>	...	Gesamtzahl der Counts in der Apertur ohne Hintergrund
<i>A</i>	...	Fläche der Apertur in Pixel
<i>sky</i>	...	Pixelwert des Hintergrunds in Counts
<i>mag</i>	...	instrumentelle Magnitude
<i>zmag</i>	...	Nullpunktverschiebung
T_{exp}	...	Belichtungszeit
<i>Gain</i>	...	Gain des Detektors (siehe Kapitel 2.2.3) in Counts
σ	...	Standardabweichung des Hintergrunds
<i>nsky</i>	...	Anzahl der Pixel, die für die Bestimmung des Hintergrunds verwendet werden
<i>merr</i>	...	Fehler bei der Bestimmung der Magnitude

Während der Benutzung von *phot* muss man mit einem Cursor auf jedem Objektbild einer Zeitserie sowohl den Veränderlichen und die Vergleichssterne kennzeichnen. Da dies sehr umständlich ist, hat Christopher Broeg das Programm so modifiziert, dass man auf jedem Bild nur noch den Veränderlichen markieren muss. Um statt *phot chphot* verwenden zu können, ist eine Datei von Nöten, in der die Pixelkoordinaten der Sterne enthalten sind, die man fotometrieren möchte. An erster Stelle dieser Datei muss der Veränderliche stehen. Das Programm berechnet den Abstand zwischen dem Veränderlichen und den ausgewählten Vergleichssterne. So kann die Magnitude von jedem in der Koordinatendatei aufgeführten Stern auf jedem Bild berechnet werden, wenn man nur Stern 1 markiert. Dabei ist darauf zu achten, dass kein Bild der Zeitserie verdreht ist, da sonst die restlichen Sterne nicht gefunden werden können.

Diese Routine macht es möglich, alle im Feld vorhandenen Sterne zu verwenden. Zur Erstellung einer Koordinatendatei wurde die *Object detection* vom Programm *Gaia* verwendet. Um alle Sterne verwenden zu können wurde *Gaia* so eingestellt, dass auch Objekte mit einem sehr geringen Signal-zu-Rausch-Verhältnis gefunden werden. Diese werden bei den anschließenden Bearbeitungsschritten automatisch wieder aussortiert (siehe Kapitel 5.2).

5.1.3 Die Methode des künstlichen Vergleichssterne

Ein großes Problem bei der differentiellen Fotometrie ist die Suche nach einem geeigneten Vergleichssterne. Die gewöhnliche Methode ist die Verwendung eines Vergleichssterne. Allerdings könnte das Ergebnis durch unbekannte Veränderlichkeit dieses Sterns beeinflusst werden. Oft werden mehrere Sterne verwendet und ein Mittelwert gebildet. Mit vielen Vergleichssterne reduziert man zwar das Rauschen, allerdings ist die Wahrscheinlichkeit größer, dass einer (oder mehrere) der Sterne selbst veränderlich ist, was das Ergebnis verschlechtern könnte.

Der beste Weg zu einem geeigneten Vergleichssterne ist, so viele Sterne wie möglich zu einem künstlichen Vergleichssterne zusammen zu rechnen. Ein Algorithmus sollte entscheiden, welche Sterne die Besten sind, indem ein gewichteter Mittelwert aller Sterne gebildet wird. Man sollte dazu immer alle im CCD-Feld verfügbaren Sterne benutzen.

Das von Christopher Broeg geschriebene Programm zur differentiellen Fotometrie berechnet aus allen angegebenen Sternen einen künstlichen Stern mit dem bestmöglichen

Signal-zu-Rausch-Verhältnis. Dabei werden automatisch Sterne mit einer höheren Veränderlichkeit weniger gewichtet als Sterne, die nahezu konstant bleiben. Mit dieser Methode werden viele negative Aspekte der differentiellen Fotometrie beseitigt. Es können Vergleichssterne mit unbekanntem Verhalten verwendet werden, da sie je nach Veränderlichkeit angemessen gewichtet in den künstlichen Vergleichsstern eingehen.

Der Algorithmus besteht aus drei grundlegenden Schritten. Zuerst werden die instrumentellen Magnituden für alle Feldsterne berechnet, dann wird durch einen iterativen Prozess festgestellt, welche Sterne konstant sind und zum Schluss wird ein gewichteter Mittelwert aller Vergleichssterne gebildet. Der Ablauf des Algorithmus ist schematisch in Abb. 5.6 aus Broeg et al. (2005) dargestellt.

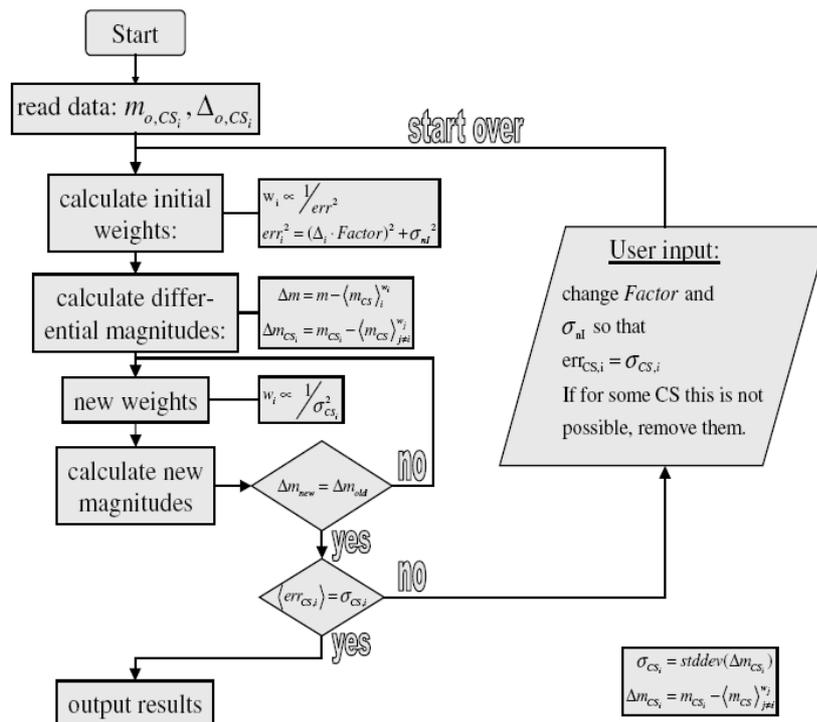


Abbildung 5.6: Schematisches Diagramm zum Ablauf des künstlichen-Vergleichsstern-Algorithmus (kVA)

Genaue Details zum Algorithmus wie zum Beispiel der Ablauf des iterativen Prozesses und die Berechnung der verwendeten Gewichtung findet man bei Broeg et al. (2005) und Broeg (2002).

Christopher Broeg hat dieses Programm für die Bestimmung der Rotationsperioden von T-Tauri-Sternen entwickelt. T-Tauri-Sterne haben Rotationsperioden im Bereich von Tagen. Um diese zu bestimmen, reicht es, in einer Nacht nur eine kleine Anzahl von Bildern/Messwerten aufzunehmen. Außerdem war dabei durch ein kleines Gesichtsfeld die Anzahl der Vergleichssterne relativ gering. Um das Programm auf die Anforderungen der Transitsuche in Großschwabhausen anzupassen, musste es modifiziert werden.

Das Programm macht es nun möglich, die differentielle Fotometrie auf alle im CTK-Feld vorhandenen Sterne (etwa 1000 - 2000 Sterne in den beobachteten Feldern) auf sehr vielen Bildern (im Bereich von 200 Bildern/Messwerten pro Nacht) anzuwenden. Man erhält für jeden Stern auf jeden Bild eine differentielle Magnitude, kann also für jeden Stern eine Lichtkurve plotten und so nach neuen Veränderlichen Sternen suchen.

5.2 Auswahl der besten Vergleichssterne

Die Verwendung des Programms zur Berechnung eines optimierten künstlichen Vergleichssterne erlaubt, dass alle im CCD-Feld vorhandenen Sterne als CS benutzt werden können. Um das bestmögliche Ergebnis zu erhalten werden Sterne mit einem niedrigen S/N (schwache Sterne) und stark veränderliche Sterne nachträglich aussortiert. Dazu wird das Programm mehrmals hintereinander ausgeführt.

Im ersten Schritt bzw. nach den ersten Durchlauf des kVA mit allen Vergleichssterne werden alle CS aussortiert, die aufgrund von Drifts auf dem CCD oder aufgrund aufkommender Bewölkung und Nebel nicht auf jeden Bild der Zeitserie zu finden sind oder auch saturierte Sterne. Solche Sterne lassen sich sehr einfach identifizieren, denn sie besitzen eine sehr sehr kleine Wichtung im Bereich von $10^{-10} - 10^{-17}$, je nachdem, auf wie vielen Bildern sie zu sehen sind.

Ohne diese zuerst aussortierten Sterne wird ein erneuter Durchlauf des Programms gestartet. Nun sollen alle Veränderlichen Sterne und Sterne mit schlechten S/N beseitigt werden. Diese Sterne haben eine Wichtung von $10^{-4} - 10^{-7}$ (meistens gibt es keine Sterne, die eine Wichtung zwischen 10^{-7} und 10^{-10} haben, was es sehr einfach macht, Sterne zu identifizieren, die nicht auf jeden Bild gemessen werden können). Zwar kann man anhand der Gewichte nicht unterscheiden, ob es sich um einen Veränderlichen Stern oder um einen schwachen Stern handelt (das ist nur anhand der Lichtkurve möglich), für die Auswahl der besten Vergleichssterne ist dies aber nicht von Bedeutung.

Bei einem dritten Durchlauf des Programms können nun noch schwach veränderliche Sterne mit einer Wichtung von 10^{-3} ausgesondert werden.

Es bleiben nur noch die konstantesten CS mit dem besten S/N im ganzen CCD-Feld übrig. Diese erkennt man an ihrer Wichtung von 10^{-1} und 10^{-2} . Abb. 5.7 zeigt als Beispiel die Ausgabe des Programms mit unterschiedlich guten CS. Die genaue Beschreibung der einzelnen Werte ist bei Broeg et al. (2005) zu finden.

star number:	1	2	26	111	811	
CS number:	Object	Err_Obj	CS 1	CS 2	CS 3	CS 4
std. dev.:	0.0172	37081.4370	0.4333	0.1970	0.2024	
avg. error:	0.0092	117142.8585	0.5871	0.0738	0.0742	
instr. mag:	17.5794	83675.9946	22.9480	17.0218	20.7499	
diff. mag:	0.5325	83658.9477	5.9017	-3.7624	3.7275	
weights:		2.61E-15	1.04E-4	9.93E-1	6.56E-3	

Abbildung 5.7: Die Ausgabe des kVA. CS 1 ist nicht auf jeden Bild der Zeitserie zu sehen, CS 2 hat nur ein sehr kleines S/N, CS 3 ist ein guter Vergleichssterne (hell und konstant) und CS 4 ist veränderlich

Lässt man das Programm nun ein letztes Mal mit den besten CS durchlaufen, erhält man das bestmögliche Ergebnis für die instrumentellen Magnituden. Bei der in Großschwabhausen beobachteten Feldern blieben meist 25-35 gute Vergleichssterne übrig, aus denen der künstliche Vergleichssterne berechnet wurde, um die differentiellen Magnituden des interessierenden Objektes zu bestimmen.

5.3 *plot_stars*

Wie schon in den vorherigen Kapiteln erwähnt, macht es *chphot* möglich, alle Sterne im Feld zu fotometrieren. Die Berechnung des künstlichen Vergleichssterne erlaubt die differentielle Fotometrie aller Feldsterne, da während der Anwendung für alle CS die differentiellen Magnituden berechnet werden.

Der große Vorteil dieser Methode ist, dass im gesamten Feld nach Transits und Veränderlichen Sternen gesucht werden kann. Dafür ist ein Programm von Nöten, das für jeden Stern eine Lichtkurve plottet.

Tobias Schmidt hat mit der Hilfe von Andreas Seifahrt einen Algorithmus geschrieben, der die Ausgabedatei des kVA mit den differentiellen Magnituden aller Sterne einliest, diese auf 1 normiert und dann für alle Sterne die Lichtkurve erzeugt. Dieses Programm heißt *plot_stars*.

Auch bei *plot_stars* mussten wieder einige Änderungen vorgenommen werden. Das Programm wurde in zwei einzelne Programme mit je einer anderen Achsenskalierung aufgeteilt - *plot_stars_g* und *plot_stars_k* (Quelltexte im Anhang).

Um die Lichtkurve aller CS zu plotten und um auch stark veränderliche Sterne zu finden, wird *plot_stars_g* (g = groß) mit einer Skalierung der y-Achse von 0,5 mag - 1,2 mag benutzt. *plot_stars_k* (k = klein) wird verwendet, wenn alle schlechten CS aussortiert wurden und nur noch die besten übrig geblieben sind. So können auch schwache Veränderungen bis hin zu Transits erkannt werden. Die Achsenskalierung reicht hier von 0,9 mag - 1,1 mag.

plot_stars erzeugt bei einem Durchlauf zwei Dateien. In der ersten Datei ist die Lichtkurve des interessierenden Objektes zu finden, in der zweiten sind es die Lichtkurven aller verwendeten Vergleichssterne. In dieser Datei können alle Lichtkurven durchgesehen werden, um Transits und Veränderlichen Sterne zu finden.

Kapitel 6

Beobachtung bekannter Transitplaneten

Um die fotometrische Genauigkeit der Instrumente in Großschwabhausen zu testen, wurden Sterne mit bekannten Transitplaneten nachbeobachtet. Im März 2007 wurde jeweils ein Transit von XO-1b und TrES-1 aufgenommen und ausgewertet.

6.1 XO-1b

Der erste Erfolg des *XO-Projektes* ist die Entdeckung eines Planeten, der an dem hellen G1 V-Stern GSC 02041-01657 im Sternbild Corona Borealis (Nördliche Krone), vorbeizieht (McCullough et al. 2006).

Am 11. März 2007 wurde XO-1b als erster Transitplanet in Großschwabhausen nachbeobachtet. An der Lichtkurve von XO-1b wird beispielhaft die Auswertung und die Bestimmung des Transitentrums erklärt.

6.1.1 Allgemeines zu XO-1b

Die *XO*-Kameras überwachten zehntausende Sterne heller als $V = 12$ mag zweimal jede zehn Minuten für mehr als zwei Monate von September 2003 - September 2005. Aus der Analyse dieser mehr als 3000 Beobachtungen pro Stern, wurde GSC 02041-01657 als einer von Dutzend Sternen identifiziert, die eine transitähnliche Lichtkurve zeigen. Der Stern erhielt den Namen XO-1.

Mit den *XO*-Kameras wurden drei Transits 2004 und ein Transit 2005 beobachtet und vorläufige Lichtwechselelemente festgelegt, mit denen die Nachbeobachtungen geplant werden konnten. Um die Planetennatur zu bestätigen, wurden im Sommer 2005 reichhaltige Nachbeobachtungen durchgeführt, die durch das *XO-E.T.* (siehe Kapitel 3.2.2) unterstützt wurden. Anhand der zusätzlich erhaltenen Lichtkurven konnten die Lichtwechselelemente auf Formel 6.1 (McCullough et al. 2006) bestimmt werden und ausgeschlossen werden, dass es sich um einen Bedeckungsveränderlichen handelt.

$$T_{\text{tr}} = T_0 + P \cdot E \quad (6.1)$$

mit:

$$\begin{aligned} T_0 &= (2453808,9170 \pm 0,0011) \text{ d} \\ P &= (3,941534 \pm 0,000027) \text{ d} \end{aligned}$$

Weiterhin wurden Spektren aufgenommen und eine Radialgeschwindigkeitsanalyse durchgeführt. Die Spektren und zusätzliche Mehrfarbenfotometrie bestätigten, dass es sich bei XO-1b um einen Planeten handelt.

Um nun die Parameter des Planeten genau zu bestimmen, müssen die Daten des Sterns genau bekannt sein. Durch die genaue Analyse der Spektren konnte gezeigt werden, dass es sich bei XO-1 um einen sehr sonnenähnlichen Stern mit $R_* = (1,0 \pm 0,08) R_\odot^1$, $M_* = (1,0 \pm 0,03) M_\odot^2$, $\log g = 4,48$ und einem Alter von 4,47 Ga handelt, welcher sich in einem Abstand von 200 pc befindet.

Mit diesen Werten und durch das Anfitzen der Lichtkurve konnte die Werte des Planeten auf $M_{\text{pl}} = (0,9 \pm 0,07) M_{\text{jup}}$, $R_{\text{pl}} = (1,30 \pm 0,11) R_{\text{jup}}^3$, Inklination $i = (87,7 \pm 1,2)^\circ$ und große Halbachse $a = (0,0488 \pm 0,0005)$ AE bestimmt werden. Damit kann XO-1b als *Heißer Jupiter* klassifiziert werden.

Die Entdeckung von XO-1b zeigt, wie wichtig die internationale Zusammenarbeit zwischen professionellen Astronomen und Amateuren ist, um Planeten von Kandidaten zu unterscheiden und die Lichtwechselelemente zu bestimmen.

Kurz nach der Bekanntgabe der Entdeckung von XO-1b von (McCullough et al. 2006) wurde von citet2006PASP..118.1245W die frühesten Transitbeobachtungen aus dem Jahr 2004 veröffentlicht. Es sind dort 11 weitere Transitzeiten (zwei vom *XO-Projekt* und neun von *SuperWASP* Nachbeobachtungen) angegeben, mit denen die Ephemeriden auf Formel 6.2 bestimmt wurden.

$$T_{\text{tr}} = T_0 + P \cdot E \quad (6.2)$$

mit:

$$\begin{aligned} T_0 &= (2453150,6849 \pm 0,0018) \text{ d} \\ P &= (3,941634 \pm 0,000137) \text{ d} \end{aligned}$$

6.1.2 Beobachtung und erste Auswertung

Der Transit von XO-1 wurde in der Nacht vom 11/12. März 2007 beobachtet. Mit den in Formel 6.1 angegebenen Ephemeriden wurde vorher der Transitzeitpunkt berechnet. Es war also schon vorher bekannt, dass in der Beobachtungszeit ein Helligkeitsabfall stattfinden würde. In der Zeit von 22.43 UT - 2.47 UT wurden 161 Bilder von XO-1 aufgenommen. Leider kam es wegen dünnen Wolken und Nebel zu einer geringen Verschlechterung der fotometrischen Genauigkeit. Im Laufe der Nacht verzogen sich die Wolken, was die Fotometrie wieder verbesserte.

Die im Kapitel 5.1.2 erwähnte *Object Detection* vom Programm *Gaia* konnte 461 Sterne detektieren - XO-1 und 460 Vergleichssterne.

Mit den Sternen im CCD-Feld um XO-1 wurde ein Diagramm erstellt, in dem die fotometrische Genauigkeit über der Helligkeit der Sterne bei 60 s Belichtungszeit dargestellt ist (Abb. 6.1). Daraus kann man ablesen, bis zu welcher Helligkeit m_T man mit den verwendeten Instrumenten in Großschwabhausen ein Transit detektieren könnte. Für diese Abschätzung wird von einer statistischen Transit-Signifikanz S_d , welche auch als Signal-Rausch-Verhältnis eines Transits bezeichnet wird, ausgegangen. Laut Pont et al. (2007) berechnet sich diese mit Formel 6.3.

¹ $R_\odot = 7 \cdot 10^8 \text{ m}$

² $M_\odot = 2 \cdot 10^{30} \text{ kg}$

³ $R_{\text{jup}} = 7 \cdot 10^7 \text{ m}$

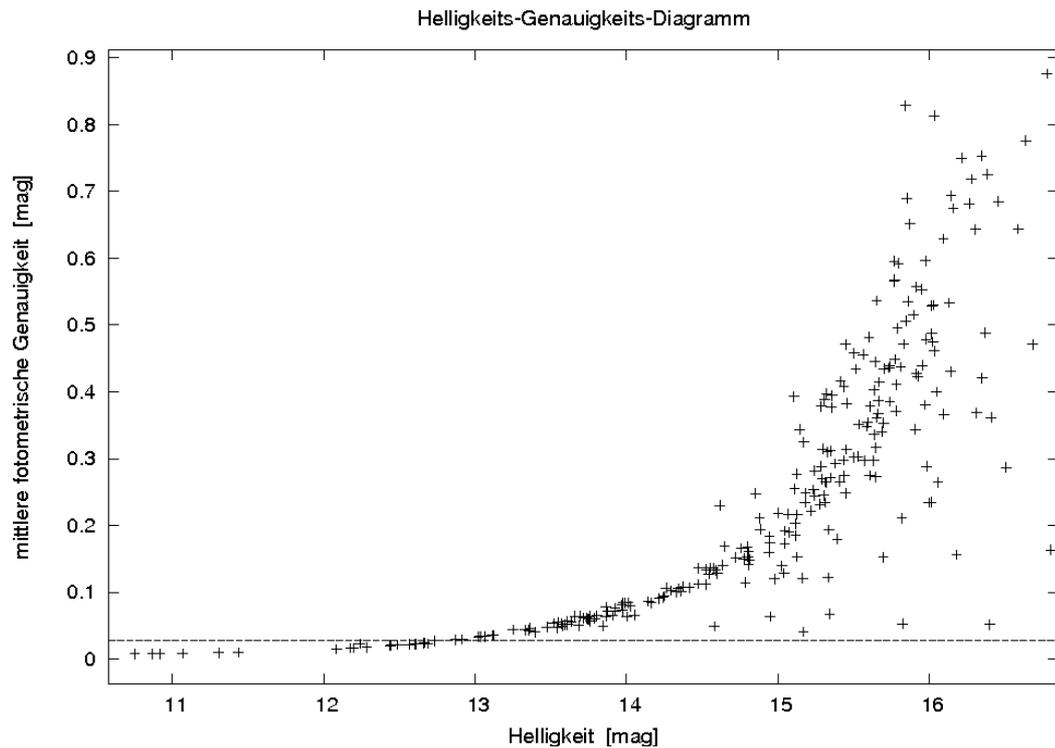


Abbildung 6.1: Mittlere fotometrische Genauigkeit über der Sternhelligkeit bei 60s Belichtungszeit. Die gestrichelte Linie gibt die Detektionsschwelle für Transits an.

$$S_d = \frac{d \cdot \sqrt{n}}{\sigma} \quad (6.3)$$

mit:

- d ... Tiefe des Transits
- n ... Anzahl der Datenpunkte im Transit
- σ ... mittlerer fotometrische Fehler

Pont et al. (2007) haben in $10^5 - 10^8$ statistischen Test festgestellt, dass bei einer statistischen Transit-Signifikanz von $S_d = 7 - 10$ ein Transit detektierbar ist. Die zu bestimmende Größe zur Abschätzung der Detektionsschwelle von Transits ist der mittlere fotometrische Fehler σ . Zur Berechnung wird von einem $S_d = 10$ ausgegangen. Bei einer Belichtungszeit von 60 s und einer Auslesezeit von etwa 30 s kann man abschätzen, dass etwa 100 Datenpunkte während eines Transits aufgenommen werden. Für einen 2,5% ($\cong 0,0275$ mag) tiefen Transit, ergibt sich $\sigma = 0,0275$ mag (in Abb 6.1 als gestrichelte Linie dargestellt). Aus Abb. 6.1 kann nun eine Detektionsschwelle abgelesen werden von:

$$\underline{\mathbf{m_T = 12,8\ mag}}$$

Nach dem ersten Durchlauf der kVA blieben nur noch 262 CS übrig, da die anderen nicht auf allen Bildern gemessen werden konnten. Der Helligkeitsverlauf dieser Sterne wurde

mit *plot_stars_g* dargestellt. Diese Lichtkurven können hier nicht im einzelnen gezeigt werden, da sie den Rahmen dieser Arbeit sprengen würden. Im Feld um XO-1 sind viele schwache Sterne mit niedrigen S/N zu finden. Nach der erneuten Aussortierung dieser Objekte, konnten noch 28 als gute CS verwendet werden. Die resultierende (unbearbeitete) Lichtkurve ist in Abb. 6.2 zu sehen.

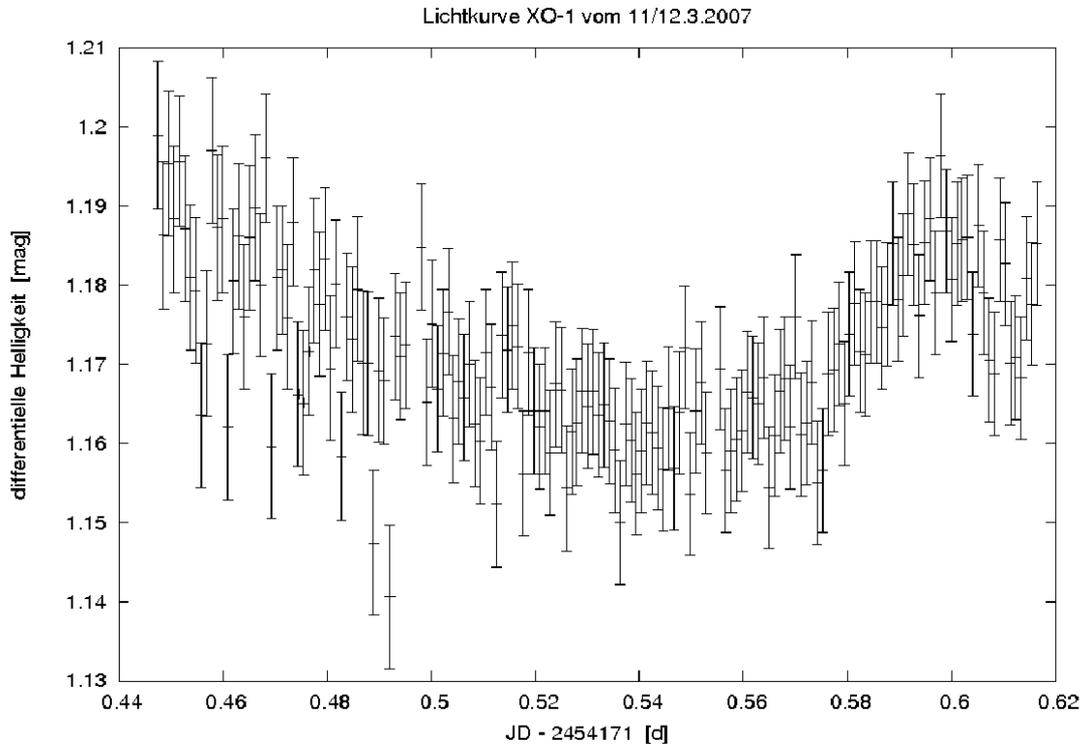


Abbildung 6.2: Die resultierende (unbearbeitete) Lichtkurve von XO-1 mit 28 guten CS

Die Messungen des 11 mag hellen Sterns haben eine mittlere fotometrische Genauigkeit von $\sigma = 0,008$ mag. Damit ist der Transit, dessen Helligkeit um 2,1% ($\cong 0,023$ mag) abfällt, deutlich zu erkennen.

Um den Zeitpunkt des Transitentrums genau bestimmen zu können, wurden die Daten von XO-1 mit einem Algorithmus bearbeitet, welcher systematische Effekte aus Lichtkurven herausrechnet - *Sysrem*.

6.1.3 *Sysrem*

Grundlagen

Sysrem ist ein Algorithmus, der systematische Effekte aus Lichtkurven entfernt, die man bei fotometrischen Beobachtung erhält. Der Algorithmus arbeitet ohne vorher zu wissen, um welche Effekte es sich handelt, Hauptsache, sie treten bei vielen Sternen des Feldes auf. Solche Effekte sind zum Beispiel Streulicht vom Mond oder der Erde oder auch das positionsabhängige Verhalten des CCD.

Das Grundprinzip des *Sysrem*-Algorithmus ist die Bestimmung der farbabhängigen atmosphärischen Extinktion, die erdgebundene fotometrische Messungen stört. Dieser Effekt ist von der Sternfarbe abhängig, die meistens nicht bekannt ist.

Um die farbabhängige Extinktion zu korrigieren, bestimmt man die effektive Farbe jedes

Sterns als Funktion der Airmass. Es wird die beste Farbe c_i für jeden Stern gesucht, die Formel 6.4 für die Extinktion jedes Sterns auf jedem Bild minimiert.

$$S_i^2 = \sum_j \frac{(r_{ij} - c_i a_j)^2}{\sigma_{ij}^2} \quad (6.4)$$

mit:

- c_i ... Farbe jedes Sterns
- a_j ... Airmass jedes Bildes
- r_{ij} ... differentielle Magnitude jedes Sterns auf jeden Bild
- σ_{ij} ... fotometrische Fehler

Umgekehrt ist die atmosphärische Extinktion nicht nur abhängig von der Airmass, sondern auch von den Wetterbedingungen. Dann sucht der Algorithmus nach der besten Schätzung für die Airmass auf jeden Bild, die von der berechneten effektiven Farbe jedes Sterns gegeben wird. Die besten Airmasses soll die Formel 6.5 minimieren.

$$S_j^2 = \sum_i \frac{(r_{ij} - c_i a_j)^2}{\sigma_{ij}^2} \quad (6.5)$$

Mit den neuen Airmasses kann die effektive Farbe der Sterne neu berechnet werden. Dieser iterative Prozess wird so lange wiederholt, bis sich sowohl Farbe als auch Airmass nicht mehr ändern. So findet der Algorithmus die besten Farben c_i für jeden Stern und Airmasses a_j für jedes Bild, die die globale Formel 6.6 minimieren.

$$S^2 = \sum_{ij} \frac{(r_{ij} - c_i a_j)^2}{\sigma_{ij}^2} \quad (6.6)$$

Genaue Details zum Algorithmus findet man bei Mazeh et al. (2007).

Anwendung

Zur Bearbeitung der Lichtkurven mit *Sysrem* wurde eine von Johannes Koppenhöfer nach Mazeh et al. (2007) implementierte Routine verwendet.

Die Lichtkurven des interessierenden Objektes und der CS müssen als je eine Ascii-Tabelle mit den differentiellen Magnituden und deren Fehler vorliegen. Diese werden von dem Programm eingelesen und mit dem oben beschriebenen Algorithmus nach systematischen Effekten untersucht und bearbeitet. Die Anzahl der Effekte, die aus den Lichtkurven entfernt werden sollen, ist wählbar und kann als Parameter eingestellt werden.

Allerdings ist die Anwendung des Programms für die Daten aus Großschwabhausen schwierig. Geschrieben wurde der Algorithmus für eine große Anzahl von Lichtkurven mit vielen Datenpunkten. Dabei wird das konstante Licht auf systematische Effekte untersucht, die in allen Lichtkurven gleichermaßen erscheinen.

Bei der Transitbeobachtung in Großschwabhausen liegen ein Großteil der Datenpunkte im Transit und die Anzahl der guten, konstanten CS ist zu gering. Das bedeutet, dass zu wenig konstantes Normallicht für die Suche nach Systematiken vorhanden ist. Deshalb wird selbst der Transit als systematischen Effekt erkannt und herausgerechnet.

Bei XO-1 wurde schon beim Durchlauf des Programms mit zwei Effekten der Transit als

systematischen Fehler identifiziert und entfernt. Deshalb wurde für die Bearbeitung der Lichtkurve nur mit einem Effekt gerechnet. Große Änderungen konnten nicht festgestellt werden (siehe Abb. 6.3), was darauf hindeutet, dass die Form der Lichtkurve nicht stark von Systematiken beeinflusst war. Allerdings konnte der Einfluss der Wolken zu Beginn der Sequenz nicht entfernt werden. Trotzdem war eine Auswertung der Lichtkurve ungehindert möglich.

6.1.4 Bestimmung des Transitzeitpunktes

Eine wichtige Größe zur Charakterisierung des Orbits eines Planeten um seinen Stern ist die Zeit, in der der Planet den Stern einmal umkreist - die Periode. Um diese berechnen zu können, ist die Beobachtung mehrerer Transits dieses Planeten und die genaue Bestimmung des Transitzenitums von Nöten.

Zur Ermittlung des Zeitpunktes des Transits von XO-1 wird eine theoretische Lichtkurve, die aus den bekannten Eigenschaften und Orbitparametern von Stern und Planet berechnet wurde, an die beobachtete Lichtkurve angefitet. Die dazu benötigte analytische Lichtkurve wurde von Johannes Koppenhöfer zur Verfügung gestellt

Um den besten Fit zu erhalten, wird die analytische Lichtkurve so verschoben, dass das χ^2 , welches sich mit Formel 6.7 berechnet, minimal wird.

$$\chi^2 = \sum_i \left(\frac{m_t - m_b}{\sigma_i} \right)^2 \quad (6.7)$$

mit:

- m_t ... theoretisch berechnete differentielle Magnitude
- m_b ... beobachtete differentielle Magnitude
- σ_i ... fotometrische Fehler

Wird die theoretische Lichtkurve um das Transitzenitum herum bewegt, steigt das χ^2 zu beiden Seiten stark an. Dieses Verhalten kann mit einer negativen Gauss-Funktion der Form Formel 6.8 angenähert werden (A(0), A(1), A(2), A(3)...Fit-Parameter).

$$f(x) = A(0) \cdot e^{-\frac{1}{2} \left(\frac{x-A(1)}{A(2)} \right)^2} + A(3) \quad (6.8)$$

Durch die Berechnung des Minimums dieser Funktion erhält man den Zeitpunkt des Transitzenitums.

Auch die Unsicherheit dieses Wertes wird über die χ^2 -Gauss-Kurve berechnet. Laut Press et al. (1992, Numerical Recipes) ist die 1- σ -Fehlergrenze an dem Punkt der Verteilung, an dem das χ^2 um 1 größer wird, 2- σ , wenn das χ^2 um 4 ansteigt und 3- σ , bei einem Wachstum des χ^2 um 9.

Der Wert für den Transitzeitpunkt soll mit 1- σ -Fehlern angegeben werden. Die Hälfte des Abstandes der beiden 1- σ -Punkte auf der Gauss-Kurve ist das Fehlerintervall, in dem sich der wahre Wert mit 68,3 % Sicherheit befindet.

In Abb 6.3 ist die Lichtkurve von XO-1 nach Anwendung von *System* mit einem Effekt und dem besten Fit der theoretischen Lichtkurve dargestellt.

Mit Hilfe des χ^2 -Tests wurde der Zeitpunkt des Transitzenitums auf Formel 6.9 bestimmt.

$$T_c = (2454171, 529465 \pm 0, 0016) \text{ d} \quad (6.9)$$

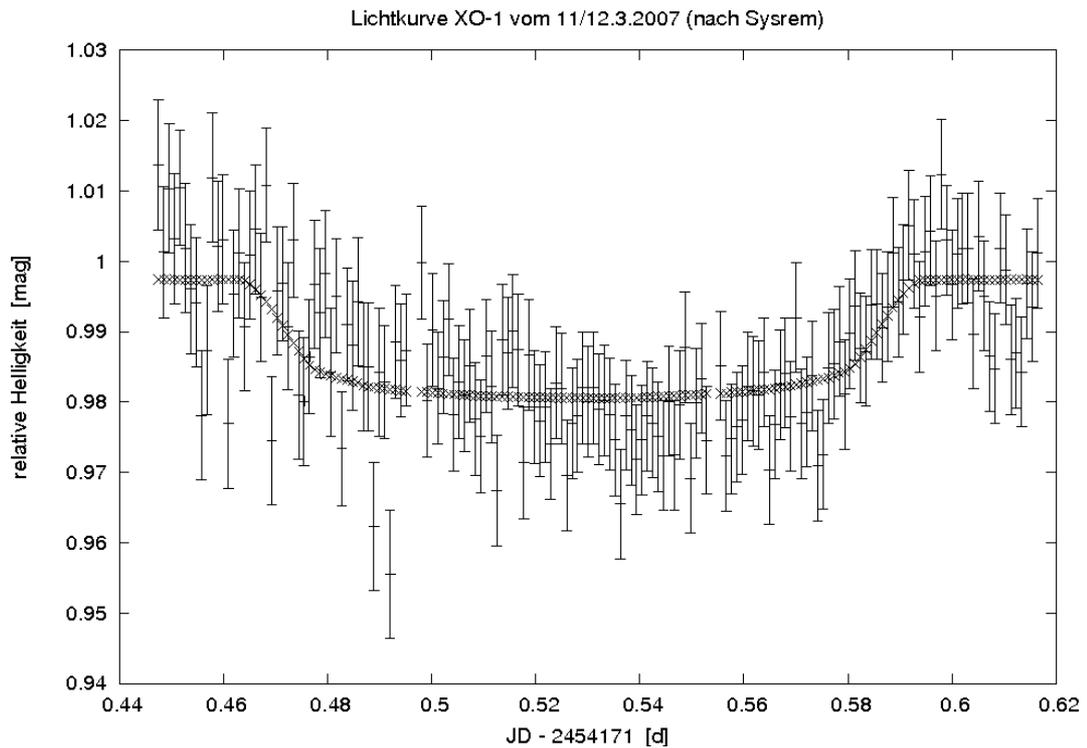


Abbildung 6.3: Die mit der theoretischen Kurve angefitte Lichtkurve von XO-1 nach Anwendung des *Sysrem*-Algorithmus mit einem Effekt.

Allerdings muss beachtet werden, dass der Zeitpunkt des Transits durch die Bahnbewegung der Erde um die Sonne periodisch verfälscht wird. Damit die Zeitangabe unabhängig von der jahreszeitlich unterschiedlichen Entfernung zum Stern wird, geht man vom geozentrischen zu einem heliozentrischen Koordinatensystem über. Diese so genannte heliozentrische Korrektur wird mit Formel 6.10 aus Schielicke (2000) berechnet.

$$h = -\tau(R \cos \lambda \cos \alpha \cos \delta + R \sin \lambda (\sin \varepsilon \sin \delta + \cos \varepsilon \cos \delta \sin \alpha)) \quad (6.10)$$

mit:

- τ ... Lichtzeit von der Sonne zur Erde
- R ... momentaner Radiusvektor Erde-Sonne
- λ ... ekliptikale Länge der Sonne
- α ... Rektaszension des Sterns
- δ ... Deklination des Sterns
- ε ... Schiefe der Ekliptik

R und λ können astronomischen Jahrbüchern entnommen oder mit Näherungsformeln berechnet werden. τ und ε sind Konstanten.

Nach der heliozentrischen Korrektur ergibt sich für die Mitte des Transits von XO-1b um seinen Mutterstern Formel 6.11 (angegeben im heliozentrischen julianischen Datum - HJD).

$$\underline{T_c(HJD)} = (2454171, 531461 \pm 0, 0016) \text{ d} \quad (6.11)$$

Tabelle 6.1: Zusammenfassung aller bekannter Transitzeitpunkte.

Beobachter	Datum	Transitzentrum [HJD]	Fehler [d]
<i>XO-Projekt</i>	01.05.2004	2453127,03850	0,00580
	17.05.2004	2453142,78180	0,02180
<i>SuperWASP</i>	25.05.2004	2453150,68550	0,01060
	29.05.2004	2453154,62500	0,00260
	02.06.2004	2453158,56630	0,00340
	06.06.2004	2453162,51370	0,00250
	09.06.2004	2453166,45050	0,00250
	13.06.2004	2453170,39170	0,00370
	12.08.2004	2453229,51430	0,00450
	19.08.2004	2453237,40430	0,00320
<i>XO-Projekt</i>	23.08.2004	2453241,34100	0,00670
	14.03.2006	2453808,91700	0,00110
<i>TLC-Projekt</i> ¹	20.05.2006	2453875,92305	0,00036
	24.05.2006	2453879,86400	0,00100
	20.05.2006	2453883,80565	0,00018
Gsh ²	06.01.2006	2453887,74679	0,00015
	12.03.2007	2454171,53146	0,00160

¹Das *TLC-Projekt* ist das Transit-Lightcurve-Projekt, welches Lichtkurven aller Transitplaneten sammelt, um über Transitzeitvariationen mögliche weitere Planeten in den Systemen zu finden (Holman and Winn 2006).

²Gsh ist die Beobachtung aus Großschwabhausen

6.1.5 Ergebnisse

Außer dem in Großschwabhausen beobachteten Transit, können aus der Literatur 16 weitere Transitzeitpunkte entnommen werden. Diese sind in Tabelle 6.1.5 zusammengefasst. Um die Ephemeriden zu überprüfen, wird für jeden Transit der theoretische Transitzeitpunkt berechnet. Dabei wird von den Elementen von Wilson et al. (2006) (Formel 6.2) ausgegangen, weil dort die frühesten Beobachtungen mit einbezogen wurden. Weicht die theoretische Zeit von der beobachteten ab, könnte die Orbitperiode ungenau sein oder sich verändert haben. Zur Veranschaulichung wird ein so genanntes B-R-Diagramm (Beobachtung minus Rechnung) erstellt. Ist $B-R=0$, hat der Transit zu den erwarteten Transitzeitpunkt stattgefunden, bei $B-R < 0$ zu früh und bei $B-R > 0$ zu spät. Die berechnete Zeit des Transitzentrums (R) ist laut Definition des B-R-Diagramms eine nicht fehlerbelastete Konstante (Hoffmeister 1984). Das berechnete B-R ist in Tabelle 6.4 zu finden und in Abb. 6.5 graphisch dargestellt.

Durch den linearen Abwärtstrend ist deutlich erkennbar, dass die damals berechneten Ephemeriden nicht genau genug bestimmt wurden. Da die Transitzeit von Epoche zu Epoche immer ein bißchen eher liegt als der theoretische Wert, ist die wahre Periode kleiner, als zuvor angenommen.

In der Ephemeridenbestimmung von (McCullough et al. 2006) sind weder die älteren noch die Beobachtungen aus Großschwabhausen berücksichtigt, weshalb diese auch zu ungenau ist. Deshalb wird anhand aller 16 Transitzeitpunkte eine neue Berechnung der Elemente

Abbildung 6.4: Berechnetes B-R bezogen auf Formel 6.2

Epoche	T_c (beobachtet) [HJD]	T_c (berechnet) [HJD]	B - R [min]
-6	$2453127,03850 \pm 0,00580$	2453127,03510	$4,9018 \pm 8,3520$
-2	$2453142,78180 \pm 0,02180$	2453142,80163	$-28,5581 \pm 31,3920$
0	$2453150,68550 \pm 0,01060$	2453150,68490	$0,8640 \pm 15,2640$
1	$2453154,62500 \pm 0,00260$	2453154,62653	$-2,2090 \pm 3,7440$
2	$2453158,56630 \pm 0,00340$	2453158,56817	$-2,6899 \pm 4,8960$
3	$2453162,51370 \pm 0,00250$	2453162,50980	$5,6131 \pm 3,6000$
4	$2453166,45050 \pm 0,00250$	2453166,45144	$-1,3478 \pm 3,6000$
5	$2453170,39170 \pm 0,00370$	2453170,39307	$-1,9728 \pm 5,3280$
20	$2453229,51430 \pm 0,00450$	2453229,51758	$-4,7232 \pm 6,4800$
22	$2453237,40430 \pm 0,00320$	2453237,40085	$4,9709 \pm 4,6080$
23	$2453241,34100 \pm 0,00670$	2453241,34248	$-2,1341 \pm 9,6480$
167	$2453808,91700 \pm 0,00110$	2453808,93778	$-29,9203 \pm 1,5840$
184	$2453875,92305 \pm 0,00036$	2453875,94556	$-32,4086 \pm 0,5184$
185	$2453879,86400 \pm 0,00100$	2453879,88719	$-33,3936 \pm 1,4400$
186	$2453883,80565 \pm 0,00018$	2453883,82882	$-33,3706 \pm 0,2592$
187	$2453887,74679 \pm 0,00015$	2453887,77046	$-34,0819 \pm 0,2160$
259	$2454171,53146 \pm 0,00160$	2454171,56811	$-52,7688 \pm 2,3040$

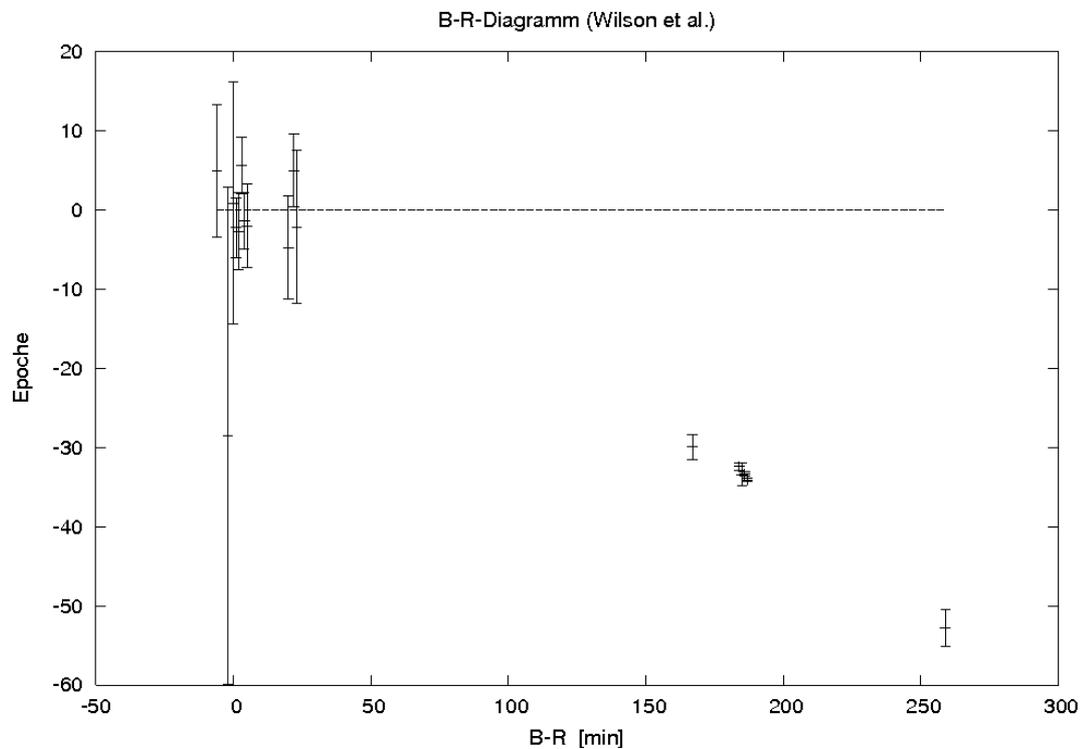


Abbildung 6.5: B-R-Diagramm berechnet für Formel 6.2. Die Nulllinie ist gestrichelt eingezeichnet.

Tabelle 6.2: Berechnetes B-R bezogen auf die neu bestimmten Parameter

Epoche	$T_c(\text{beobachtet})$ [HJD]	$T_c(\text{berechnet})$ [HJD]	B - R [min]
-193	$2453127,03850 \pm 0,00580$	2453127,03787	$0,90864 \pm 8,35200$
-189	$2453142,78180 \pm 0,02180$	2453142,80386	$-31,76208 \pm 31,39200$
-187	$2453150,68550 \pm 0,01060$	2453150,68685	$-1,94544 \pm 15,26400$
-186	$2453154,62500 \pm 0,00260$	2453154,62835	$-4,82112 \pm 3,74400$
-185	$2453158,56630 \pm 0,00340$	2453158,56985	$-5,10480 \pm 4,89600$
-184	$2453162,51370 \pm 0,00250$	2453162,51134	$3,39552 \pm 3,60000$
-183	$2453166,45050 \pm 0,00250$	2453166,45284	$-3,36816 \pm 3,60000$
-182	$2453170,39170 \pm 0,00370$	2453170,39434	$-3,79584 \pm 5,32800$
-167	$2453229,51430 \pm 0,00450$	2453229,51679	$-3,58704 \pm 6,48000$
-165	$2453237,40430 \pm 0,00320$	2453237,39979	$6,50160 \pm 4,60800$
-164	$2453241,34100 \pm 0,00670$	2453241,34128	$-0,40608 \pm 9,64800$
-20	$2453808,91700 \pm 0,00110$	2453808,91685	$0,21600 \pm 1,58400$
-3	$2453875,92305 \pm 0,00036$	2453875,92230	$1,08144 \pm 0,51840$
-2	$2453879,86400 \pm 0,00100$	2453879,86380	$0,29376 \pm 1,44000$
-1	$2453883,80565 \pm 0,00018$	2453883,80529	$0,51408 \pm 0,25920$
0	$2453887,74679 \pm 0,00015$	2453887,74679	$0,0000000 \pm 0,21600$
72	$2454171,53146 \pm 0,00160$	2454171,53457	$-4,48272 \pm 2,30400$

vorgenommen.

Für eine möglichst genaue Ermittlung der Ephemeriden wird von dem am besten bestimmten Transitzeitpunkt ausgegangen, da dieser den geringsten Fehler hat. Hier wird der durch das *TLC-Projekt* beobachtete Transit vom 1. Juni 2006 (siehe Tabelle 6.1.5) verwendet. Die Transitzeit von Epoche Null ist also:

$$\underline{T_0 = (2453887,74679 \pm 0,00015) \text{ d}}$$

Dann werden die Transitzeiten über der Epoche aufgetragen und ein linearer χ^2 -Fit mit festgehaltener Anfangsepoche durchgeführt. Das beste χ^2 wurde erhalten bei einer Periode von:

$$\underline{P = (3.941497 \pm 0,000006) \text{ d}}$$

Zur Überprüfung der neu bestimmten Parameter wurde damit erneut das B-R berechnet. Das Ergebnis ist in Tabelle 6.2 zu finden. In Abb. 6.6 ist das neue B-R-Diagramm dargestellt.

Im Rahmen der Fehler liegen nahezu 70 % der Werte auf der Nulllinie, wobei gerade die früheren Beobachtungen aus dem Jahr 2004 sehr stark streuen. Alle anderen Messungen liegen höchstens $1\text{-}\sigma$ von Null entfernt.

Die neuen Elemente konnten bestätigt werden. Als bestes Ergebnis für die Ephemeriden erhält man Formel 6.12.

$$\underline{\mathbf{T}_{\text{tr}} = (2453887,74679 + \mathbf{E} \cdot 3.941497) \text{ d}} \quad (6.12)$$

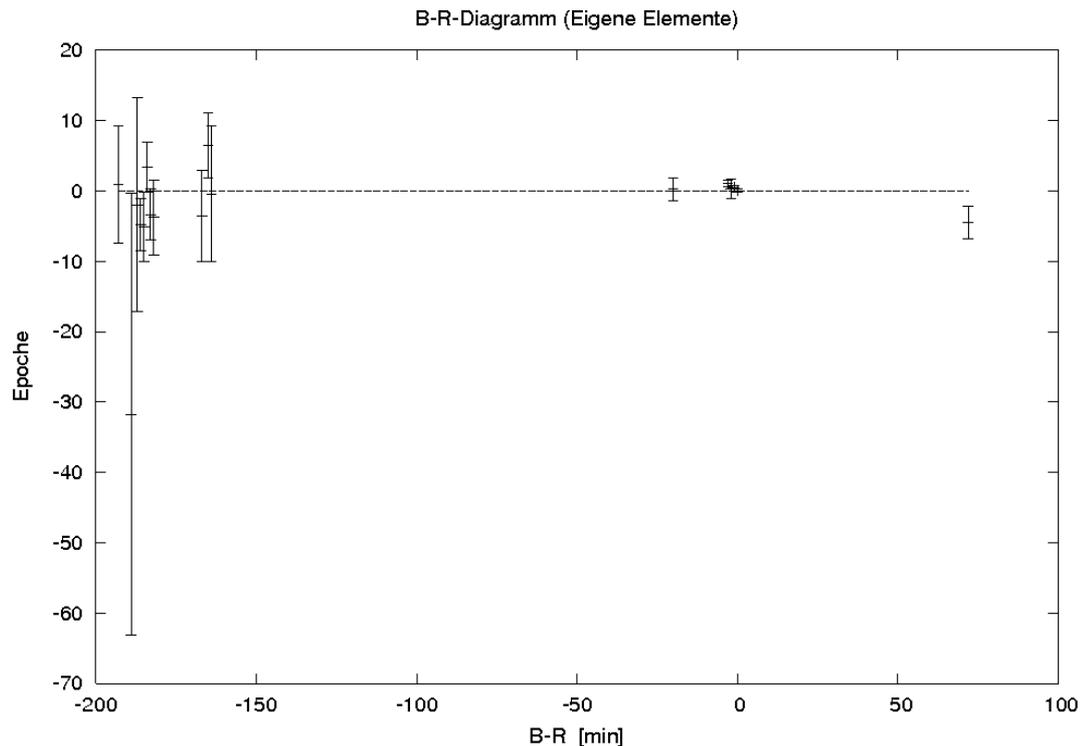


Abbildung 6.6: B-R-Diagramm berechnet mit den neu bestimmten Elementen

6.2 TrES-1

Am 15. März 2007 wurde TrES-1, ein weiterer Stern mit bekanntem Transitplaneten, in Großschwabhausen beobachtet.

TrES-1 ist der erste Transitplanet, der durch die Großfeldsuche bei hellen Sternen des Transatlantic Exoplanet Survey (TrES)-Netzwerks gefunden wurde (Alonso et al. 2004).

6.2.1 Allgemeines zu TrES-1

Der Stern GSC 02652-01324, der sich im Sternbild Leier in einer Entfernung von 150pc befindet, ist ein K0 V Stern mit einer Helligkeit von $R = 11,34$ mag. Das Feld, in dem sich der Stern befindet, wurde gleichzeitig von *STARE* und *PSST* (siehe Kapitel 3.2.1) während des Sommers 2003 beobachtet. Die Transits in dieser Zeit konnten nur mit *STARE* beobachtet werden. Deshalb entstand die Idee, dass die Periode ein Vielfaches von einem Tag sein könnte. Mit *PSST* konnten andere Perioden auf diese Weise ausgeschlossen werden.

Beobachtet wurde meistens im Johnson R. Nach dem Abfall der Helligkeit sieht man in der Lichtkurve lange einen flachen „Boden“ bei einer Tiefe von 0,023 mag (siehe Abb. 3.1 in Kapitel 3.1). Das ganze Ereignis dauert etwa drei Stunden.

Um zu bestätigen, dass es sich um einen Planeten handelt, wurden 2004 Nachbeobachtungen mit größeren Teleskopen und Radialgeschwindigkeitsuntersuchungen durchgeführt. Anhand des Spektrums wurde die Temperatur des Muttersterns auf $T_{\text{eff}} = 5250$ K und die Schwerebeschleunigung auf $\log g = 4,5$ bestimmt. Die Masse und der Radius wurden aus Evolutionsmodellen auf $R_* = 0,85 R_{\odot}$ und $M_* = 0,88 M_{\odot}$ geschätzt. Aus diesen Angaben und aus der Form der Lichtkurve wurde letztendlich die Parameter des Planeten

bestimmt. TrES-1 hat eine Masse von etwa $M_{\text{pl}} = (0,75 \pm 0,07) M_{\text{jup}}$ und einen Radius von $R_{\text{pl}} = (1,08_{-0,04}^{+0,18}) R_{\text{jup}}$. Die Inklination beträgt $i = (88,5_{-2,2}^{+1,5})^\circ$. Mit seinem kleinem Abstand $a = (0,0393 \pm 0,0011) \text{ AE}$ gehört er zu den *Heißen Jupitern*. Die Lichtwechselemente wurde von Alonso et al. (2004) zu Formel 6.13 bestimmt.

$$T_{\text{tr}} = T_0 + P \cdot E \quad (6.13)$$

mit:

$$\begin{aligned} T_0 &= (2453186,8060 \pm 0,0002) \text{ d} \\ P &= (3,030065 \pm 0,000008) \text{ d} \end{aligned}$$

Auch TrES-1 wurde vom *TLC-Projekt* nachbeobachtet. Durch diese Beobachtungen konnten die Elemente von Winn et al. (2007) auf folgende Formel verbessert werden.

$$T_{\text{tr}} = T_0 + P \cdot E \quad (6.14)$$

mit:

$$\begin{aligned} T_0 &= (2453186,80603 \pm 0,00028) \text{ d} \\ P &= (3,0300737 \pm 0,000013) \text{ d} \end{aligned}$$

6.2.2 Beobachtung und Auswertung

Der Transit von TrES-1 wurde mit dem 25,4 cm Cassegrain-Teleskop mit der *CTK* im Johnson R Filter beobachtet.

In der Zeit von 1.22 UT-3.32 UT wurden 88 Aufnahmen gewonnen. Leider begann dann die Dämmerung, sodass noch während des Transits die Beobachtungen abgebrochen werden mussten.

Im Feld von TrES-1 sind sehr viel mehr Objekte zu finden, als im Feld um XO-1. Mit Hilfe der *Object Detection* von *Gaia* konnten 1857 Sterne identifiziert werden, von denen aber 281 nicht auf jeden Bild vorhanden sind und schon nach dem ersten Durchlauf des kVA aussortiert wurden. Mit den übrigen 1576 CS wurde ein neuer Durchlauf gestartet. Nach dem erneuten Ausschließen von Veränderlichen und Sternen mit niedrigen S/N als CS, konnten noch mit 34 Objekten ein künstlicher Vergleichssterne berechnet werden. die fotometrischen Genauigkeit beträgt bei TrES-1 0,008 mag.

Für die Lichtkurve von TrES-1 wurde versucht, den in Kapitel 6.1.3 beschriebenen *Sysrem*-Algorithmus anzuwenden. Allerdings sind alle 88 Aufnahmen während des Transits entstanden, sodass kein Normallicht für die Suche nach Systematiken zur Verfügung stand. Bei der Anwendung des Programms mit einem Effekt wurde der Transit selbst als systematischer Effekt erkannt und entfernt. Also wurde bei der Auswertung auf die Verwendung von *Sysrem* verzichtet.

Aus Ermangelung der wahren analytischen Lichtkurve wurde die Lichtkurve von TrES-1 mit einer aus mehreren Teilen zusammengesetzten Funktion angenähert. Dazu werden die bei Winn et al. (2007) angegebenen Parameter, welche in Abb. 6.7 dargestellt sind, verwendet. Sowohl Normallicht als auch Abstieg und Aufstieg werden als eine Gerade angenähert. Um die Randverdunklung zu simulieren, wird für den „Boden“ eine breite Gauss-Funktion zu Hilfe genommen. Der Nachteil dieser Methode ist, dass es sich hierbei

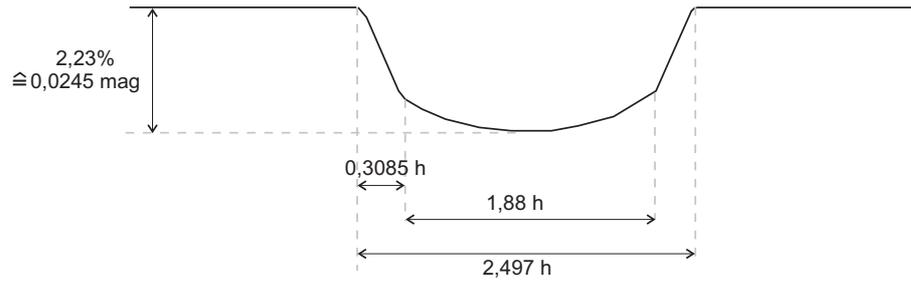


Abbildung 6.7: Form der Lichtkurve vom TrES-1 aus Winn et al. (2007)

nicht um die wahre Randverdunklung handelt, da der Übergang von der Geraden zur Gauss-Kurve deutlich sichtbar ist.

Der Anstieg der beiden Geraden für Ab- und Aufstieg wird durch die Zeit, in der der Planet vor den Stern zieht, und der Transittiefe bestimmt, und beträgt für TrES-1 $\frac{df}{dx} = 1,55 \frac{\text{mag}}{\text{d}}$ bzw. $\frac{df}{dx} = -1,55 \frac{\text{mag}}{\text{d}}$. Die resultierende Lichtkurve ist in Abb. 6.8 zu finden.

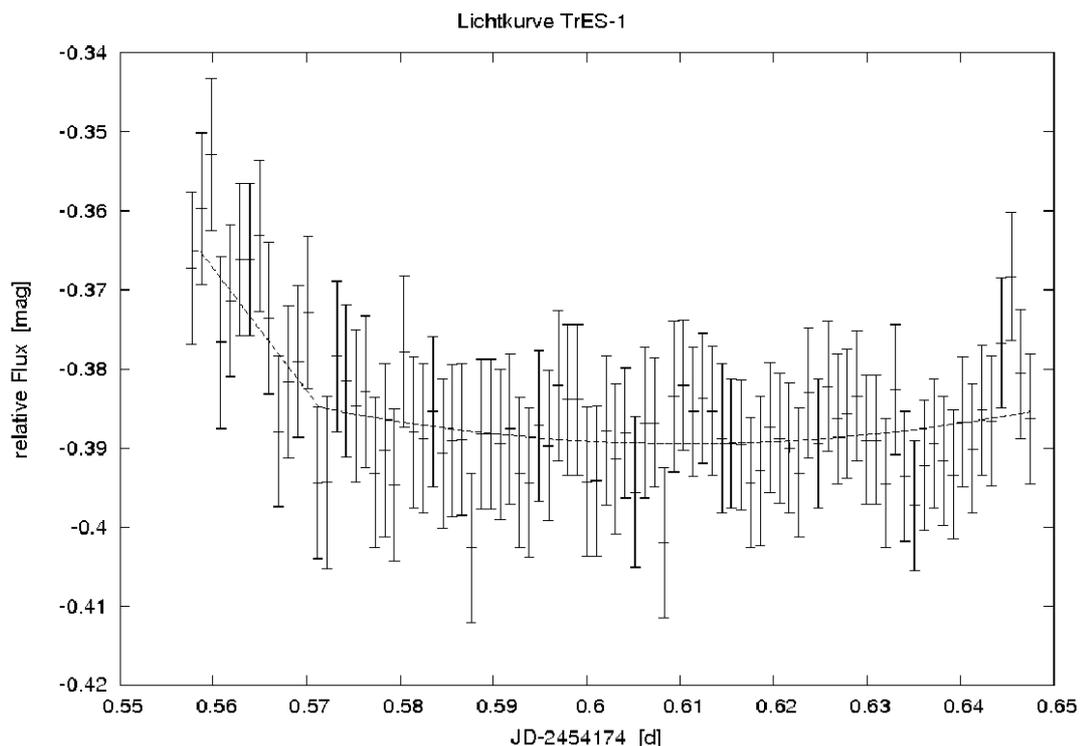


Abbildung 6.8: Lichtkurven von TrES-1 in der Nacht vom 15. März 2007

Die Bestimmung des Transitentrums geschieht auf die gleiche Weise wie in Kapitel 6.1.4 erklärt. Die angenäherte theoretische Lichtkurve wird auf der beobachteten verschoben und das χ^2 bestimmt. Mit dem χ^2 -Test war es auch bei fehlendem Aufstieg möglich, den Mittelpunkt des Transits zu bestimmen. Nach der heliozentrischen Korrektur erhält man als Ergebnis:

$$\underline{T_c(\text{HJD}) = (2454174,6090 \pm 0,0017) \text{ d}}$$

Tabelle 6.3: Zusammenfassung aller bekannter Transitzeitpunkte von TrES-1.

Beobachter	Datum	Transitzentrum [HJD]	Fehler [d]
Charbonneau	26.07.2003	2452847.43630	0.00150
	29.07.2003	2452850.47090	0.00160
	05.08.2003	2452856.52860	0.00150
	17.08.2003	2452868.65030	0.00220
	15.06.2004	2453171.65230	0.00190
	18.06.2004	2453174.68640	0.00040
	27.06.2004	2453183.77520	0.00050
Alonso + Charbonneau	29.06.2004	2453186.80603	0.00017
Charbonneau	03.07.2004	2453189.83540	0.00190
	06.07.2004	2453192.86940	0.00150
	29.08.2004	2453247.40750	0.00040
	31.10.2004	2453309.52940	0.00360
<i>TLC-Projekt</i>	06.09.2006	2453895.84297	0.00018
	12.06.2006	2453898.87341	0.00014
	15.06.2006	2453901.90372	0.00019
Gsh	15.03.2007	2454174.60900	0.00170

Der Zeitpunkt vom 31.10.2004 gehört zu einem sekundären Transit.

6.2.3 Ergebnisse

Für TrES-1 können 15 Transitzeitpunkte in der Literatur gefunden werden. Bei einem handelt sich sogar um einen sekundären Transit. Das heißt, dass es auch zu einen Helligkeitsabfall kommt, wenn der Planet hinter dem Stern vorbeizieht. Da sich der Helligkeitsunterschied in der Größenordnung von 0,1% bewegt, ist dies nur vom Weltraum aus im infraroten Spektralbereich zu beobachten. Das gelang Charbonneau et al. (2005) mit dem *Spitzer Space Telescope*. Außerdem sind bei Charbonneau et al. (2005) noch 11 weitere Transits zu finden.

Die insgesamt 16 Transitzeiten sind zusammenfassend in Tabelle 6.3 dargestellt.

Auch hier sollen die Ephemeriden mit Hilfe des B-R-Diagramms überprüft werden. Für die Berechnung des B-R wird von Formel 6.13 ausgegangen. In Tabelle 6.9 sind die berechneten B-R-Werte für TrES-1 zu finden. Zur Verdeutlichung ist in Abb. 6.10 das B-R über der Zeit dargestellt.

Auch hier ist zu erkennen, dass gerade die neueren Beobachtungen vom *TLC-Projekt* im Rahmen der Fehler stark von der Nulllinie abweichen, sodass die Periode geringfügig verbessert werden muss. Anhand des positiven Trends ist ersichtlich, dass die Periode etwas größer als bisher angenommen zu sein scheint.

Als Transitzeit von Epoche Null wird die Beobachtung des *TLC-Projekt* am 12. Juni 2006 gesetzt, da diese den kleinsten Fehler hat. Diese kann Tabelle 6.3 entnommen werden.

$$\underline{T_0 = (2453898,87341 \pm 0,00014) \text{ d}}$$

Die Periode wird wie in Kapitel 6.1.5 bestimmt. Mit dem χ^2 -Test erhält man für die Periode:

$$\underline{P = (3,0300737 \pm 0,0000006) \text{ d}}$$

Abbildung 6.9: Berechnetes B-R bezogen auf Formel 6.13

Epoche	T_c (beobachtet) [HJD]	T_c (berechnet) [HJD]	B - R [min]
-112.0	$2452847.43630 \pm 0.00150$	2452847.43872	-3.48480 ± 2.16000
-111.0	$2452850.47090 \pm 0.00160$	2452850.46879	3.04560 ± 2.30400
-109.0	$2452856.52860 \pm 0.00150$	2452856.52892	-0.45360 ± 2.16000
-105.0	$2452868.65030 \pm 0.00220$	2452868.64918	1.62000 ± 3.16800
-5.0	$2453171.65230 \pm 0.00190$	2453171.65568	-4.86000 ± 2.73600
-4.0	$2453174.68640 \pm 0.00040$	2453174.68574	0.95040 ± 0.57600
-1.0	$2453183.77520 \pm 0.00050$	2453183.77594	-1.05840 ± 0.72000
0.0	$2453186.80603 \pm 0.00017$	2453186.80600	0.04431 ± 0.23963
1.0	$2453189.83540 \pm 0.00190$	2453189.83607	-0.95760 ± 2.73600
2.0	$2453192.86940 \pm 0.00150$	2453192.86613	4.70880 ± 2.16000
20.0	$2453247.40750 \pm 0.00040$	2453247.40730	0.28800 ± 0.57600
40.5	$2453309.52940 \pm 0.00360$	2453309.52363	8.30520 ± 5.18400
234.0	$2453895.84297 \pm 0.00018$	2453895.84121	2.53440 ± 0.25920
235.0	$2453898.87341 \pm 0.00014$	2453898.87128	3.07440 ± 0.20160
236.0	$2453901.90372 \pm 0.00019$	2453901.90134	3.42720 ± 0.27360
326.0	$2454174.60900 \pm 0.00170$	2454174.60719	2.60640 ± 2.44800

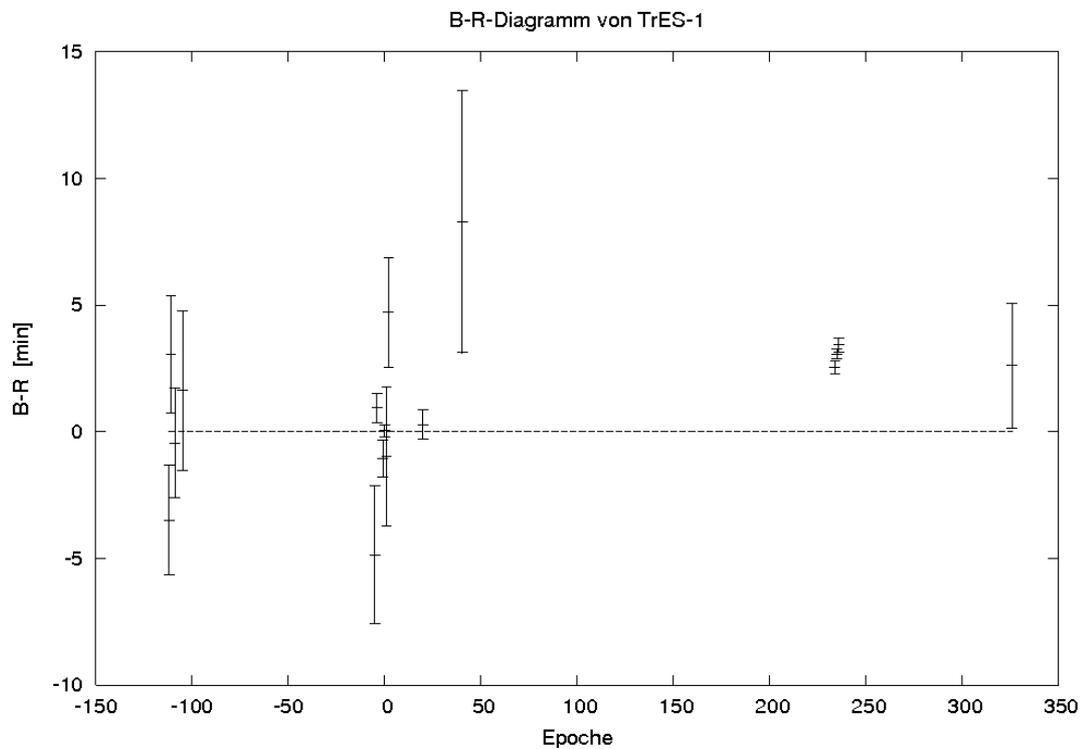


Abbildung 6.10: B-R-Diagramm berechnet mit den Elementen von Alonso et al. (2004)

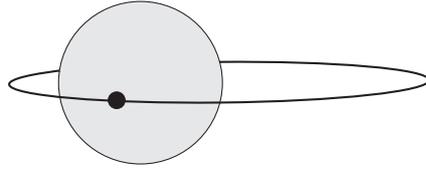


Abbildung 6.11: Ein Transitplanet auf einer exzentrischen Bahn um seinen Stern

Tabelle 6.4: Neu berechnetes B-R

Epoche	T_c (beobachtet) [HJD]	T_c (berechnet) [HJD]	B - R [min]
-347.0	$2452847.43630 \pm 0.00150$	2452847.43784	-2.21198 ± 2.16000
-346.0	$2452850.47090 \pm 0.00160$	2452850.46791	4.30589 ± 2.30400
-344.0	$2452856.52860 \pm 0.00150$	2452856.52806	0.78163 ± 2.16000
-340.0	$2452868.65030 \pm 0.00220$	2452868.64835	2.80512 ± 3.16800
-240.0	$2453171.65230 \pm 0.00190$	2453171.65572	-4.92768 ± 2.73600
-239.0	$2453174.68640 \pm 0.00040$	2453174.68580	0.87019 ± 0.57600
-236.0	$2453183.77520 \pm 0.00050$	2453183.77602	-1.17619 ± 0.72000
-235.0	$2453186.80603 \pm 0.00017$	2453186.80609	-0.08601 ± 0.23963
-234.0	$2453189.83540 \pm 0.00190$	2453189.83616	-1.10045 ± 2.73600
-233.0	$2453192.86940 \pm 0.00150$	2453192.86624	4.55342 ± 2.16000
-215.0	$2453247.40750 \pm 0.00040$	2453247.40756	-0.09288 ± 0.57600
-194.5	$2453309.52940 \pm 0.00360$	2453309.52408	7.66750 ± 5.18400
-1.0	$2453895.84297 \pm 0.00018$	2453895.84334	-0.52747 ± 0.25920
0.0	$2453898.87341 \pm 0.00014$	2453898.87341	0.00000 ± 0.20160
1.0	$2453901.90372 \pm 0.00019$	2453901.90348	0.34027 ± 0.27360
91.0	$2454174.60900 \pm 0.00170$	2454174.61012	-1.60805 ± 2.44800

Um zu bestätigen, dass die neu bestimmte Periode die Beobachtungsdaten besser repräsentiert, wird erneut das B-R berechnet (Tabelle 6.4). Abb. 6.12 zeigt das Ergebnis.

Sowohl der Transitzeitpunkt aus Großschwabhausen als auch die Zeiten des *TLC-Projektes* liegen im Rahmen der Fehler auf der Nulllinie. Wie auch schon bei XO-1b streuen gerade die älteren Beobachtungen stark um Null, aber größtenteils im Bereich von $1\text{-}\sigma$. Bei dem am stärksten abweichenden Wert mit den größten Fehler handelt es sich um den sekundären Transit. Dieser Wert muss nicht zwangsläufig auf der Nulllinie liegen. Ist der Orbit stark exzentrisch, wie z.B. in Abb. 6.11, findet der sekundäre Transit nicht bei Phase 0,5 statt. Die Ephemeriden konnten anhand der neuen Berechnung zu Formel 6.15 bestimmt werden.

$$\mathbf{T}_{\text{tr}} = \underline{(2453898, 87341 + \mathbf{E} \cdot 3.0300737) \text{ d}} \quad (6.15)$$

Damit konnten die von Winn et al. (2007) berechneten Elemente (Formel 6.14) bestätigt werden.

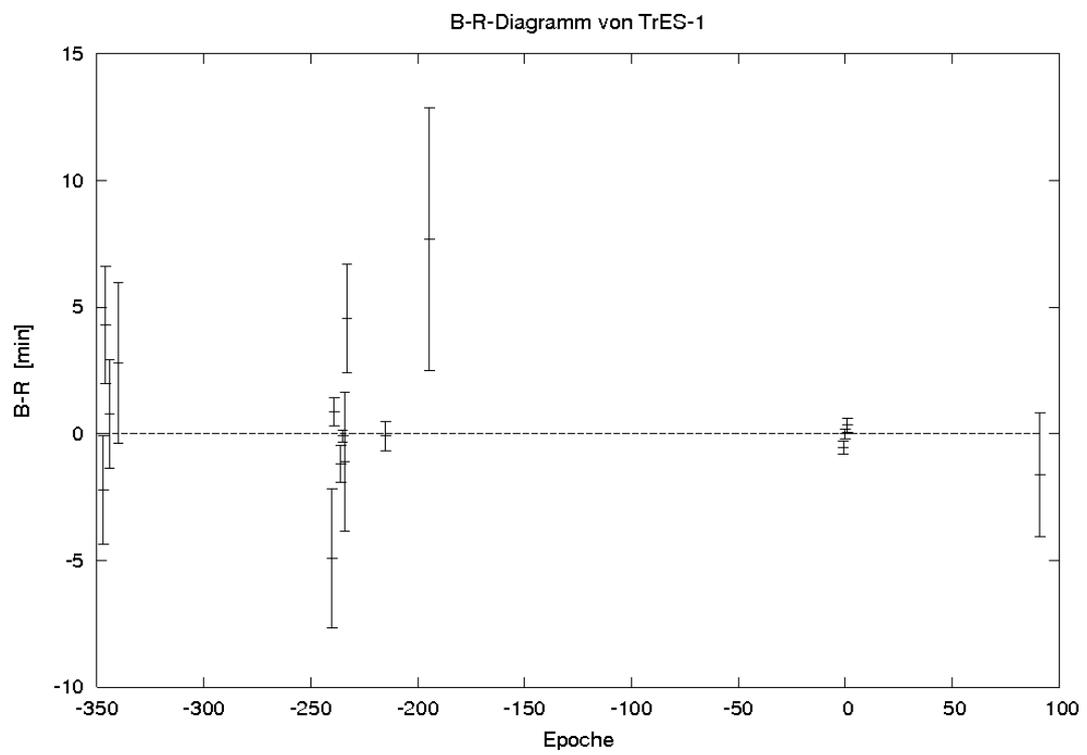


Abbildung 6.12: B-R-Diagramm berechnet mit den neu bestimmten Elementen für TrES-1

Kapitel 7

TrES-2

Der zweite *Heiße Jupiter*, der vom *Transatlantic Exoplanet Survey* entdeckt wurde, genannt TrES-2, kreist um den 230 pc entfernten, $V = 11,4$ mag hellen G0 V Stern GSC 03549-02811 (O'Donovan et al. 2006).

TrES-2 wurde über einen längeren Zeitraum in Großschwabhausen verfolgt. Zwischen März und November konnten mehrere Transits und fast eine komplette Orbitperiode aufgenommen und ausgewertet werden, um so nach möglichen weiteren Planeten im System zu suchen.

7.1 Allgemeines zu TrES-2

Der Transit von TrES-2 um seinen Mutterstern wurde zuerst von *Sleuth* in Kalifornien und *PSST* in Arizona im Sommer 2005 beobachtet. Fünf volle Transits und drei Teiltransits wurden in dieser Zeit von *Sleuth* aufgenommen, zwei volle und ein Teiltransit von *PSST*, wobei diese auch von *Sleuth* beobachtet wurden. So konnte die Periode auf $P = (2,47063 \pm 0,00001)$ d bestimmt werden.

Die Tiefe von 1,4 % passt zu einem jupitergroßen Objekt, was an einem sonnenähnlichen Stern vorbeizieht. Um dies zu bestätigen, wurden Ende 2005 und zu Beginn von 2006 Nachbeobachtungen mit größeren Teleskopen und spektroskopische Untersuchungen durchgeführt.

Anhand der Radialgeschwindigkeitsbeobachtungen und der Mehrfarbenfotometrie konnte die Möglichkeit einer stark streifenden Bedeckung eines anderen Sterns oder eines nicht sichtbaren Bedeckungsveränderlichen im Hintergrund ausgeschlossen werden.

Mit Evolutionsmodellen wurde die Masse des Sterns, der eine Temperatur von $T_{\text{eff}} = 5960$ K und eine Schwerebeschleunigung von $\log g = 4,4$ besitzt, auf $M_* = (1,08_{-0,05}^{+0,11}) M_{\odot}$ und der Radius auf $R_* = (1_{-0,04}^{+0,06}) R_{\odot}$ geschätzt. Durch die Radialgeschwindigkeitsuntersuchung konnte mit der Sternmasse die Masse des Planeten auf $M_{\text{pl}} = (1,28_{-0,04}^{+0,09}) M_{\text{jup}}$ bestimmt werden. Um den Radius und die große Halbachse zu erhalten, wurde die Lichtkurve angefitet. Den besten Fit erhielt man bei $R_{\text{pl}} = (1,24_{-0,04}^{+0,09}) R_{\text{jup}}$, $a = (0,0367_{-0,0005}^{+0,0012})$ AE und $i = (83,90 \pm 0,22)^{\circ}$. Dabei ist TrES-2 der erste *Heiße Jupiter*, der eine so stark streifende Bedeckung zeigt, was man schon an der Form der Lichtkurve erkennen kann.

Die Lichtwechselelemente des 1,68 h dauernden Transits wurden bestimmt auf Formel 7.1 (O'Donovan et al. 2006).

$$T_{\text{tr}} = T_0 + P \cdot E \quad (7.1)$$

mit:

$$\begin{aligned} T_0 &= (2453957,6358 \pm 0,0010) \text{ d} \\ P &= (2,47063 \pm 0,00001) \text{ d} \end{aligned}$$

Ein weiteres Merkmal ist, dass TrES-2 sehr starke Transit-Zeit-Variationen zeigt, die auf einen weiteren Planeten im System deuten könnten. Deshalb ist eine genaue Beobachtung von TrES-2 und seiner Transitzeiten erforderlich.

7.2 Die Entdeckung des zweiten Dips

Die erste Beobachtung von TrES-2 wurde am 13. März 2007 durchgeführt. In etwa 3,5 h von 0.17 UT - 3.56 UT wurden 147 Bilder mit einer mittleren fotometrischen Genauigkeit von 0,007 mag aufgenommen. *Gaia* konnte 1294 Sterne detektieren, von denen ein Großteil wieder aussortiert werden musste. Zur Bestimmung der differentiellen Magnitude wurde aus den 32 besten CS der künstliche Vergleichssterne berechnet.

An der daraus resultierenden Lichtkurve (Abb. 7.1) ist zu erkennen, dass gerade zu Beginn der Beobachtung einige dünne Wolken durch das Feld gezogen sein müssen.

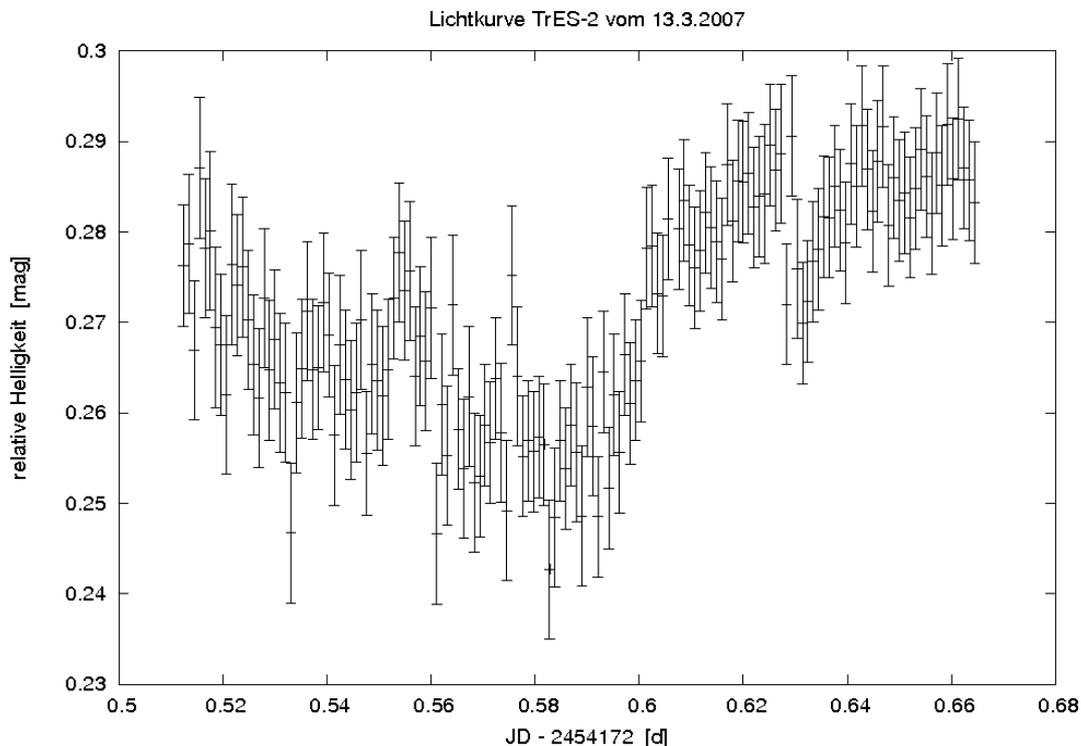


Abbildung 7.1: unbearbeitete TrES-2-Lichtkurve vom 13. März 2007

Der Helligkeitseinbruch während des Transits ist gut zu erkennen, obwohl die Form deutlich von den Wetterbedingungen beeinflusst zu sein scheint. Darüber hinaus zeigt die Lichtkurve ein interessantes Verhalten im eigentlich wetterunbeeinflussten Teil der Beobachtungen. Nachdem der Transit beendet ist, fällt die Helligkeit für kurze Zeit (etwa

30 min) stark ab. Die Tiefe dieses Ereignisses, welches ab hier als Dip bezeichnet wird, beträgt 0,8 %, was über der Hälfte der Tiefe des Transits entspricht.

Um zu überprüfen, ob der Dip ein reales, reproduzierbares Ereignis ist und kein Fehler, wurde TrES-2 zum regulären Beobachtungsprogramm hinzugefügt. Auf diese Weise sollten weitere Transitbeobachtungen durchgeführt werden, um so weitere Messungen für den Dip zu erhalten.

Ein Indiz für die Existenz eines Dips ist eine von O'Donovan et al. (2006) veröffentlichte Lichtkurve, denn auch hier ist deutlich ein Helligkeitsabfall zu erkennen. Die entsprechende Lichtkurve ist in Abb. 7.2 zu sehen.

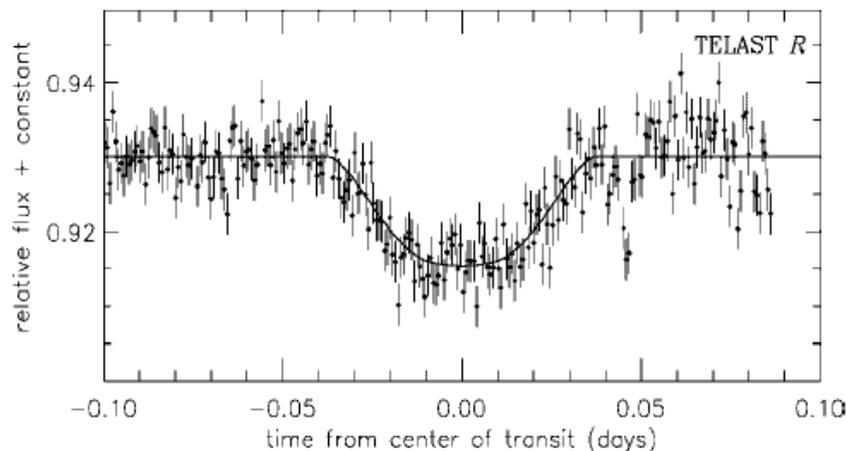


Abbildung 7.2: Lichtkurve von TrES-2 aus O'Donovan et al. (2006)

Am 3. Mai 2007 gelang es zum zweiten Mal einen kompletten Transit von TrES-2 aufzunehmen. 135 Bilder wurden in der Zeit von 20.58 UT- 1.09 UT gewonnen. Bei der Erstellung der Lichtkurve konnten 34 gute, konstante CS verwendet werden. Wieder ist der mysteriöse Helligkeitseinbruch nach Ende des eigentlichen Transits zu erkennen (siehe Abb. 7.3).

7.3 Das Verschwinden des Dips

Weitere Transitbeobachtungen brachten kein Ergebnis. Insgesamt wurden sieben verschiedene Transits von TrES-2 beobachtet - sechs in Großschwabhausen, ein weiterer von Johannes Koppenhöfer im Wendelstein-Observatorium. Der Transit vom 16. September 2007 wurde sowohl in Großschwabhausen als auch im Wendelstein-Observatorium und auch von dem Amateur Manfred Rätz in seiner privaten Sternwarte beobachtet. Bei keinem weiteren Transit konnte der Dip wiedergefunden werden.

Bei Holman et al. (2007) sind drei weitere Transitzeitpunkte zu finden, die vom *TLC-Projekt* aufgenommen wurden. Die Zeitpunkte liegen zwischen dem Transit von O'Donovan et al. (2006) und denen aus Großschwabhausen. Der Dip ist auch hier nicht vorhanden. In diesem Fall kann man nicht sagen, ob der Dip wirklich nicht existiert oder ob die Lichtkurve von Holman et al. (2007) so bearbeitet wurde, dass der Dip verschwunden ist.

Bei der genaueren Untersuchung der Lage des Dips wurde festgestellt, dass er sich mit der Zeit immer weiter vom Transitzentrum entfernt (Tabelle 7.1; as...arcseconds - dt. Bogen Sekunden). Allerdings folgt dies keiner linearen Beziehung. Da nur drei Messungen des Dips vorliegen, kann nicht festgestellt werden, in welcher Weise sich der Dip bewegt.

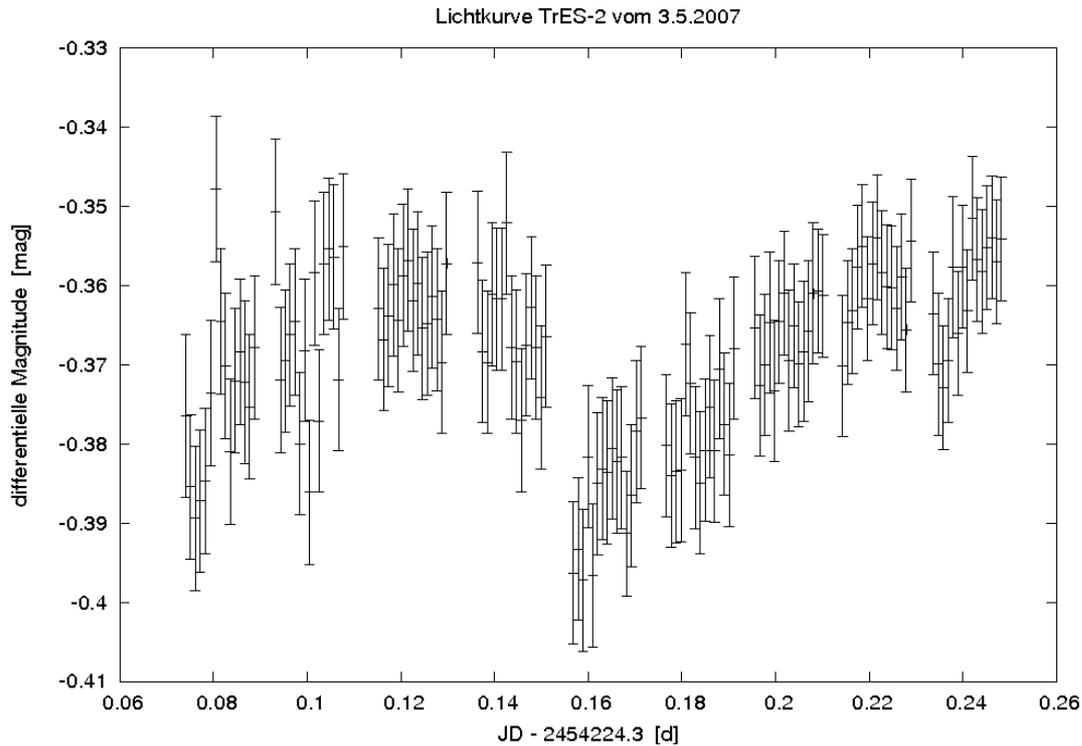


Abbildung 7.3: unbearbeitete TrES-2-Lichtkurve vom 3. Mai 2007

Tabelle 7.1: Bewegung des Dips mit der Zeit

Datum	Abstand [h]	projizierten Abstand [μas]
10.08.2006	1,07	19
13.03.2007	1,28	23
03.05.2007	1,80	32

7.4 Mögliche Erklärungen für den Dip

Es wurden einige Ideen entwickelt, die versuchen, die Existenz den Dips zu erklären. Insgesamt wurden vier Thesen aufgestellt, von denen zum jetzigen Zeitpunkt keine als endgültige Lösung bestätigt werden kann.

7.4.1 Ein naher veränderlicher Stern

Die am einfachsten zu überprüfende Möglichkeit wäre eine Veränderlichkeit eines nahen Sterns. Auf den Bildern von TrES-2 ist durch Elongation des TrES-2-Muttersterns deutlich ein weiteres Objekt zu erkennen. Dieses kann durch die große Pixelskala der CTK nicht vom TrES-2-Mutterstern getrennt werden. Bei der Fotometrie befindet sich ein sehr kleiner Teil dieses Sterns mit in der Apertur. Das Licht dieses Objekts wird zusätzlich gemessen. Ist der Stern veränderlich, wäre ein Dip durchaus möglich. Aufgrund der Eigenbewegung vom TrES-2-Mutterstern könnte der kleine Teil des zweiten Sterns nun ganz knapp nicht mehr mit in der Apertur fallen. Der Dip wäre so nicht mehr beobachtbar.

Die These lässt sich überprüfen, indem man mit einer Kamera mit besserer Pixelskala das

Feld beobachtet und den schwachen Stern neben dem TrES-2-Mutterstern fotometrisch untersucht. Bis jetzt wurde eine solche Untersuchung nicht durchgeführt.

7.4.2 Weiterer Planet im System

Eine weitere Idee ist das Vorhandensein eines möglichen zweiten Planeten im System. Es könnte sich dabei um einen größeren Planeten weiter außen handeln.

TrES-2 zeigt eine streifende Bedeckung seines Muttersterns. Ist die Inklination des äußeren Planeten nur minimal unterschiedlich von der die Bahn von TrES-2, könnte der zweite Planet den Stern noch mehr streifen und eine kürzere Bedeckungsdauer zeigen (als Beispiel: die Merkurbahn ist um 7° gegen die Erdbahn geneigt). Diese Situation ist in Abb. 7.4 skizziert. Je weiter außen der Planet dabei ist, desto geringer muss der Inklinationsunterschied sein, damit eine solche Bedeckung beobachtbar ist.

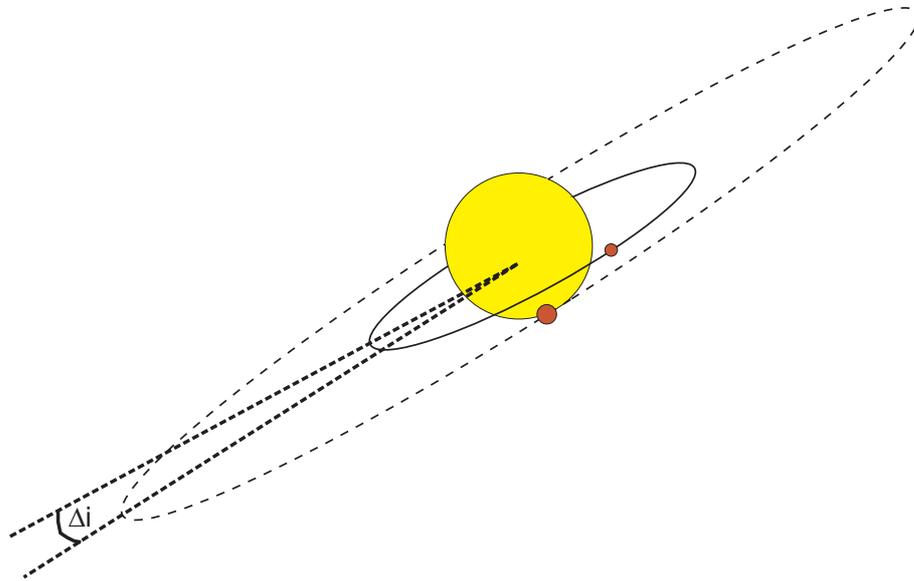


Abbildung 7.4: TrES-2 mit einem zweite Planeten weiter außen, dessen Inklination minimal unterschiedlich zur Inklination der Bahn von TrES-2 ist.

Da sich der Dip jedesmal, wenn er zu sehen ist, fast an der gleichen Stelle befindet, müssen sich beide Planeten in einer Resonanz¹ befinden. Da der äußere Planet viel länger für einen Umlauf braucht als TrES-2, wäre das eine Erklärung für das Nichtvorhandensein des Dips nach jedem Transit. Deshalb wurde genauer untersucht, zu welcher Zeit der Dip zu sehen war. Die Beobachtungen des Dips gehören nach Formel 7.1 zu den Transits der Epochen 0, 87 und 108. Leider wurde keine Resonanz gefunden, die zu den drei Zeiten passt.

Eine ähnliche Situation entsteht bei einem schnelleren inneren Planeten, der auch eine stark streifende Bedeckung zeigt. Befinden sich die Planeten in Resonanz, muss in der Zeit, in der TrES-2 einmal seinen Stern umkreist, der innere Planet mehrere Umläufe absolviert haben.

Florian Freistetter hat berechnet, bei welcher Resonanz ein innerer Planet eine Langzeitstabilität (gerechnet für 12000 Jahre) zeigt. Das Ergebnis ist in Abb. 7.5 zu sehen. Die Entfernung zum Stern für die stabilen Resonanzen ist in die Abbildung mit eingezeichnet.

¹Das Verhältnis der Umlaufzeiten zweier Planeten wird durch niedrige natürliche Zahlen beschrieben

Als Beispiel, dass solche engen Orbits existieren, gab er HD41004b mit $a = 0,017$ AE und

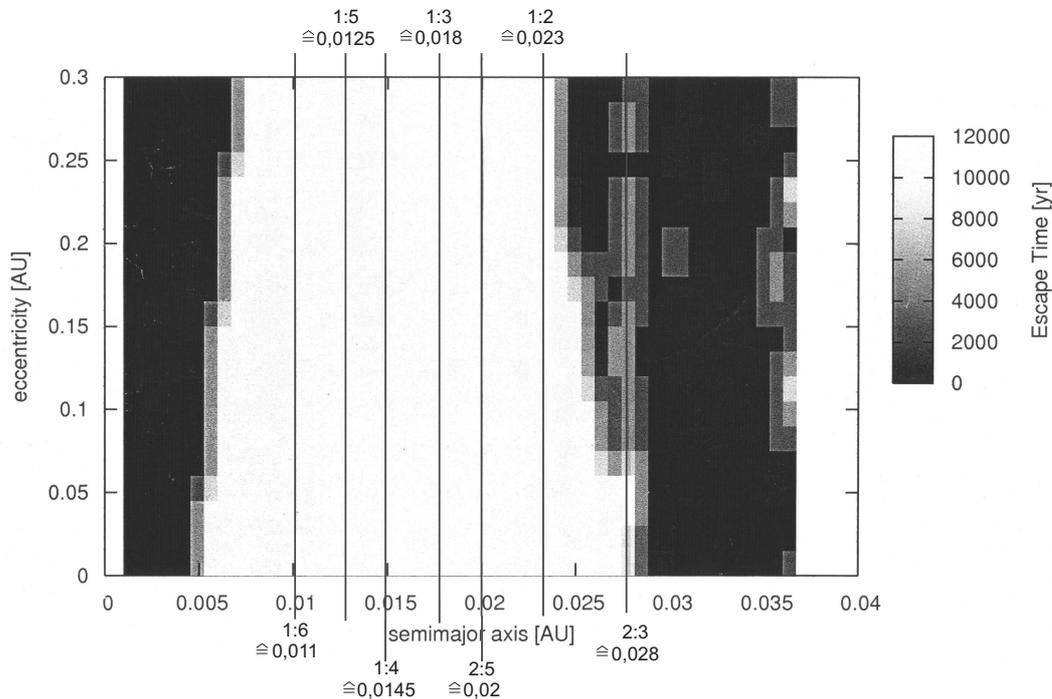


Abbildung 7.5: Langzeitstabilität für mögliche innere Planeten im TrES-2-System

Gl 876 mit gleich zwei Planeten bei etwa $a = 0,021$ AE. Die wahrscheinlichsten Resonanzen sind demnach 1:2, 1:3 und 2:5.

Um zu überprüfen, ob eine solche Resonanz in den Daten zu finden ist, wurde versucht, bei der Hälfte, ein Drittel oder zwei Drittel der Phase zu beobachten. Leider wurde auch hier keine weiteren Dips gefunden, sodass diese Resonanzen als Auslöser für den Dip ausgeschlossen werden können.

Um wirklich keine Dips zu übersehen, wurde entschieden, eine komplette Orbitperiode abzudecken. Leider ist das nicht ganz gelungen. Insgesamt wurde TrES-2 in 31 Nächten beobachtet und 3423 Aufnahmen gewonnen, von denen einige wegen schlechten Wetters zur Auswertung nicht verwendet werden konnten. Abb. 7.6 zeigt das resultierende Phasendiagramm, bei dem 2685 einzelne Beobachtungen in eine Phase gerechnet wurden. Auch in den restlichen abgedeckten Phasenteilen sind keine weiteren Dips vorhanden.

Zum jetzigen Zeitpunkt kann die Theorie, dass der Dip durch einen zweiten Planeten im System hervorgerufen wurde, nicht bestätigt werden.

7.4.3 Hintergrundstern-Theorie

Bei einem dritten Erklärungsversuch für den Dip wird von einem Hintergrundriesen mit einem sehr geringen projizierten Abstand zu dem TrES-2-Mutterstern ausgegangen. Die Sterne können optisch nicht getrennt werden. Die Bahn von TrES-2 verläuft nun über diesen Hintergrundstern, sodass der Planet den Stern überstreift nachdem der eigentliche Transit beendet ist. Ein Bild dieser Situation ist in Abb. 7.7 zu finden.

Allerdings hat der TrES-2-Mutterstern eine Eigenbewegung von $2,9 \frac{\text{mas}}{\text{yr}}$ in Rektaszension und $-3,4 \frac{\text{mas}}{\text{yr}}$ in Deklination (Høg et al. 2000). Der Stern hat sich in der Zeit von Epoche 0 zu 108 insgesamt um $3,27$ mas weiterbewegt. Würde die Hintergrundstern-Hypothese

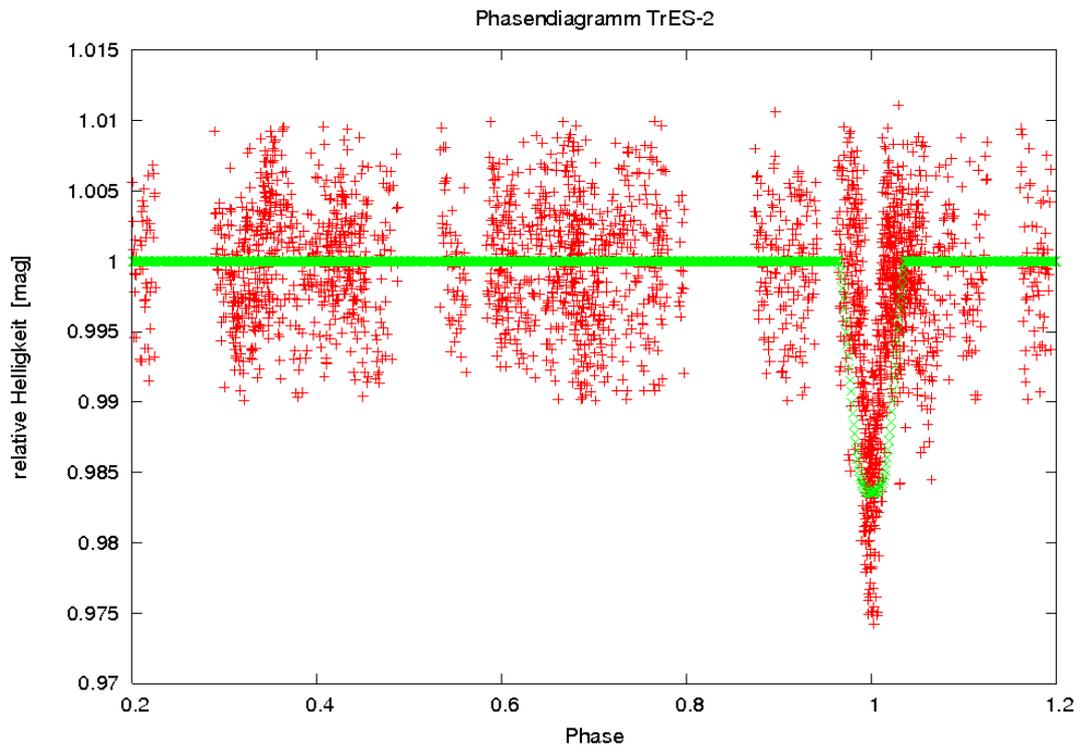


Abbildung 7.6: Phasendiagramm von TrES-2: mehr als 2600 einzelne Beobachtungen wurden in eine Phase gerechnet

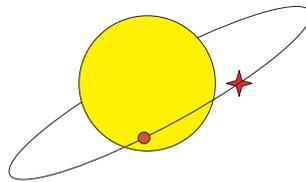


Abbildung 7.7: Entstehung des Dips durch Überstreifen eines Hintergrundsterns

stimmen, wäre der Dip schon nach kurzer Zeit verschwunden gewesen. Deshalb wurde auch diese Theorie verworfen.

7.4.4 Begleiter-Theorie

Eine der im Moment wahrscheinlichste Erklärung für den Dip ist in Abb. 7.8 dargestellt. Ähnlich wie oben wird davon ausgegangen, dass TrES-2 auf seiner Bahn einen anderen Stern überstreicht. Nur handelt es sich jetzt nicht mehr um einen Hintergrundstern, sondern um einen weiten Begleiter vom TrES-2-Mutterstern.

Die geringe Bewegung des Dips von $13 \mu\text{as}$ in 266 d lässt sich mit leicht sichtbarer Orbitbewegung des Begleiters erklären. Auch das Nichtvorhandensein des Dips in den Lichtkurven zwischen O'Donovan et al. (2006) und Großschwabhausen ist erklärbar. Der Begleiter beeinflusst die Bahn des Planeten, sodass diese leicht präzessiert. So kommt es, dass TrES-2 den Stern mal bedeckt und mal nicht.

Da der Dip ab Mai in keiner Lichtkurve mehr zu finden war, könnte das bedeuten, dass sich der Begleiter nun so weit auf seinem Orbit bewegt hat, dass TrES-2 den zweiten Stern nicht mehr bedecken kann.

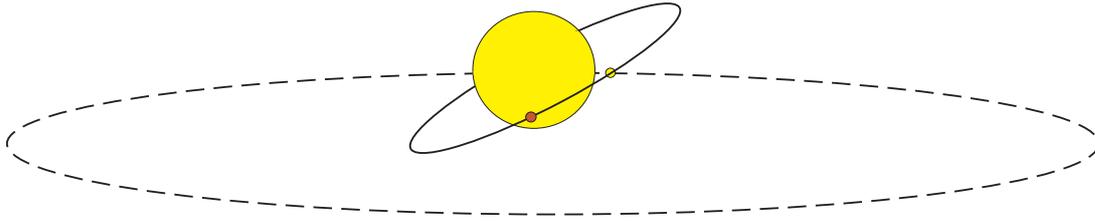


Abbildung 7.8: Entstehung des Dips durch überstreifen eines Begleiters vom TrES-2-Mutterstern

7.5 Der Dip nach Anwendung von *Sysrem*

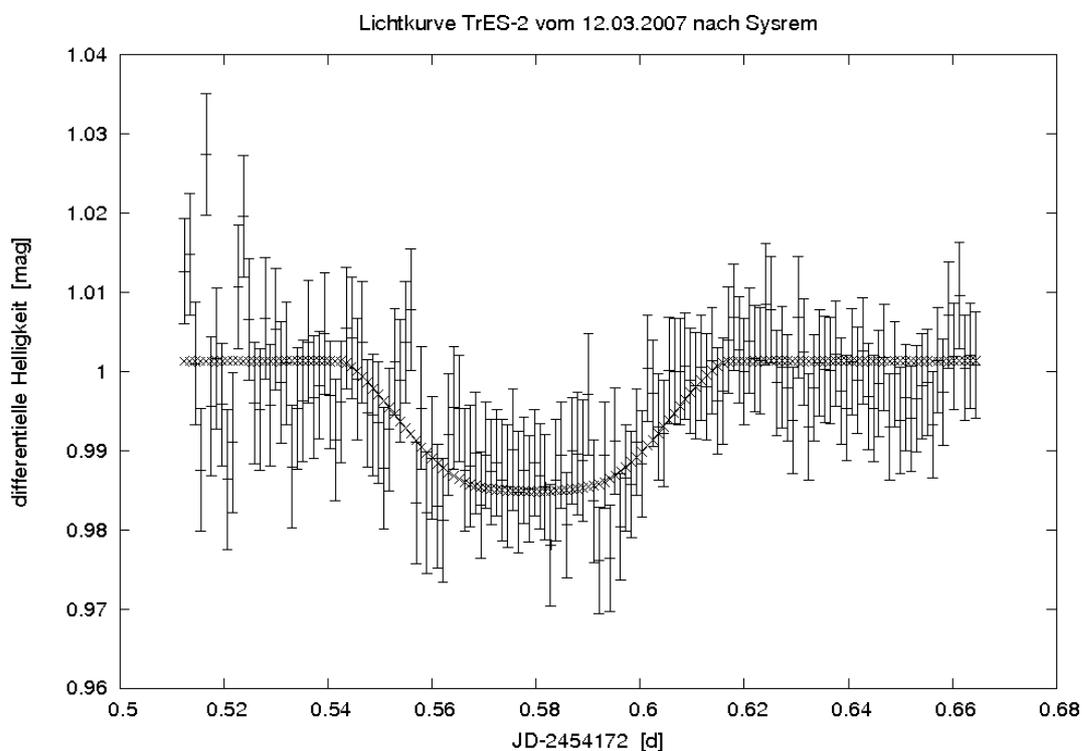


Abbildung 7.9: Lichtkurve von TrES-2 am 13. März 2007 nach Anwendung von *Sysrem*

Zur Bestimmung der genauen Transitzeitpunkte wurde versucht, alle Lichtkurven mit *Sysrem* zu bearbeiten. Allerdings war es bei einigen, wie auch bei TrES-1, nicht möglich, da zu viele Punkte innerhalb des Transits aufgenommen wurden. Bei einigen weiteren Transits war *Sysrem* nicht nötig, da die Lichtkurven so gut waren, dass die Anwendung keine Verbesserung mehr brachte.

Angenähert wurden alle Lichtkurven mit einer analytischen Lichtkurve. Abb. 7.9 und Abb. 7.10 zeigen die gleichen Lichtkurven wie Abb. 7.1 und Abb. 7.3, aber nach Bearbeitung mit *Sysrem* und mit dem besten Fit der analytischen Lichtkurve.

Bei der bearbeiteten Lichtkurve vom 13. März 2007 ist der Dip verschwunden, dagegen wurde er am 3. Mai 2007 verstärkt. Ist der Dip am 13. März 2007 wirklich nur ein systematischer Effekt, aber bei den beiden anderen Lichtkurven real, kommt These 2 mit einem äußeren Planeten in Resonanz wieder in Betracht. Mit allen weiteren Lichtkurven im Einklang sind z.B. die Resonanzen 4:1 und 9:1, wobei bei beiden Resonanzen der Abstand

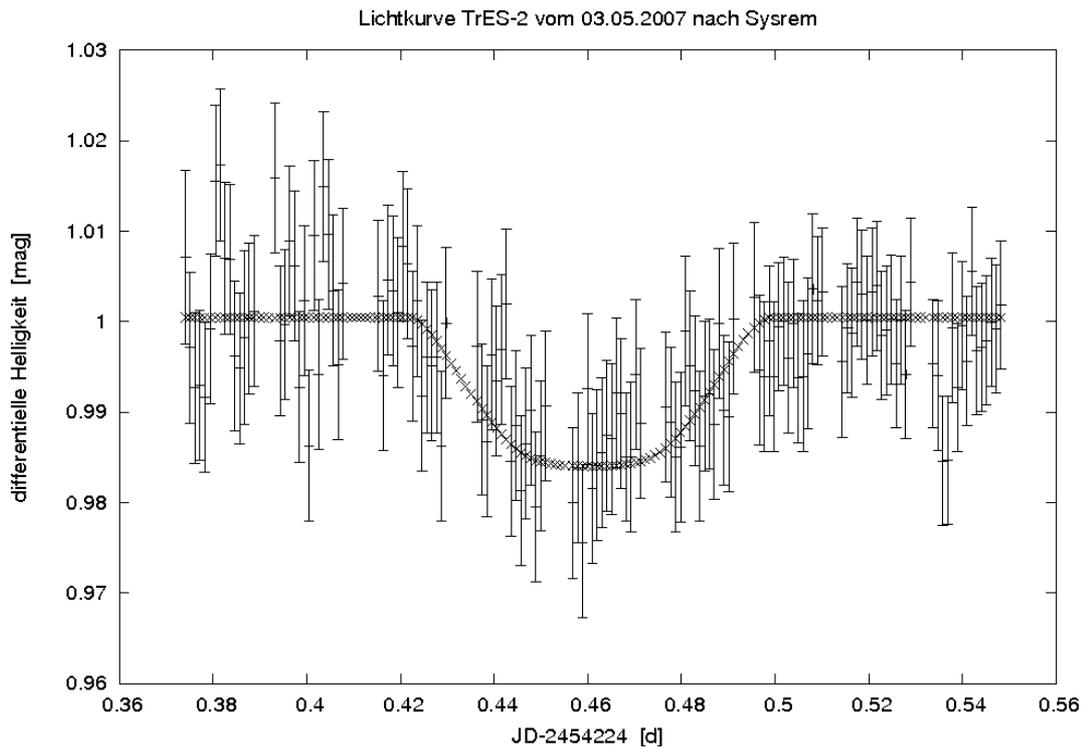


Abbildung 7.10: Lichtkurve von TrES-2 am 3. Mai 2007 nach Anwendung von *Sysrem*

zum Stern sehr gering ist. Laut Abb. 7.5 wäre die Resonanz 4:1 am wahrscheinlichsten denkbar.

7.6 Transitzeitvariationen

Mit dem χ^2 -Test konnten die Zeitpunkte der Transits genau bestimmt werden (siehe Tabelle 7.2). Alle Lichtkurven der Transits mit dem besten Fit der analytischen Lichtkurve sind im Anhang zu finden. Das Transitzentrum vom 16. September 2007 ist ein gewichteter Mittelwert aus allen drei unabhängigen Beobachtungen. Die Lichtkurve an diesem Tag (Abb. 7.11) gehört zu den besten aus Großschwabhausen, da sowohl der Transit als auch das Normallicht (ohne Dip) vorhanden ist.

Auch bei TrES-2 soll anhand des B-R-Diagramms überprüft werden, ob die von O'Donovan et al. (2006) veröffentlichten Elemente die Beobachtungsdaten aus Großschwabhausen repräsentieren. Das Ergebnis ist in Tabelle 7.12 und Abb. 7.13 dargestellt.

Wieder liegen die Werte nicht auf der Nulllinie. Da man in das B-R-Diagramm eine Gerade mit negativem Anstieg legen könnte, ist die wahre Periode kleiner als Formel 7.1.

Zur Berechnung der neuen Periode wird wieder von einem Transitzeitpunkt mit kleinen Fehler ausgegangen. Durch linearen χ^2 -Fit bei festgehaltener Anfangsepoche erhält man Formel 7.2.

$$T_{\text{tr}} = T_0 + P \cdot E \quad (7.2)$$

mit:

$$T_0 = (2453989,75286 \pm 0,00029) \text{ d}$$

$$P = (2,470615 \pm 0,00002) \text{ d}$$

Tabelle 7.2: Zusammenfassung aller bekannter Transitzeitpunkte von TrES-2

Beobachter	Datum	Transitzentrum [HJD]	Fehler [d]
O'Donovan	10.08.2006	2453957,63580	0,00100
<i>TLC-Projekt</i>	11.09.2006	2453989,75286	0,00029
	16.09.2006	2453994,69393	0,00031
	02.11.2006	2454041,63579	0,00030
Gsh	13.03.2007	2454172,57793	0,00170
	03.05.2007	2454224,46077	0,00290
	17.07.2007	2454298,57589	0,00240
	26.07.2007	2454308,46621	0,00210
	16.09.2007	2454360,34750	0,00106
	21.09.2007	2454365,27832	0,00180
	14.10.2007	2454387,52294	0,00190

Berechnet man erneut das B-R (Tabelle 7.14) und schaut sich das Diagramm in Abb. 7.15 an, fällt auf, dass immer noch sehr viele Werte von der Nulllinie abweichen. Allerdings treten diese Abweichungen gerade bei den Transits so stark auf, wo auf die Anwendung von *Sysrem* verzichtet wurde. Abb 7.16 zeigt das B-R-Diagramm ohne vorherige Bearbeitung mit *Sysrem*. Die beiden Transits von Epoche 74 und 95 liegen nach der Bearbeitung der Lichtkurve im Rahmen der Fehler auf der Nulllinie. Als Gegenbeispiel hat sich der Transitzeitpunkt von Epoche 161 kaum verändert. Für die restlichen Transits brachte *Sysrem*, wie oben schon erwähnt, keine Verbesserung. Das bedeutet nicht, dass keine systematischen Effekte vorhanden sind, sondern vielmehr, dass der Algorithmus in Fällen, wo kein Normallicht zu beiden Seiten des Transits beobachtet wurde, nicht richtig funktioniert. Diesen Einfluss von *Sysrem* auf die Daten kann im Moment nicht bestätigt werden und muss weiter überwacht werden.

Die starken Abweichungen von der Nulllinie deuten auf Transitzeitvariationen hin. Es sieht so aus, als würden gerade die neueren Beobachtungen immer stärker in beide Richtungen von Null abweichen. Bei dem Transit am 21. September 2007 beträgt die Abweichung sogar $4,5\sigma$. Solche Transitzeitvariationen könnten auf einen zweiten Planeten im System hinweisen. Allerdings konnte in den Daten keine Regelmäßigkeit der Abweichungen gefunden werden, sodass nicht festgestellt werden konnte, dass sich in den Transitzeitvariationen eine Orbitperiode eines möglichen zweiten Planeten widerspiegelt. Obwohl die Werte mit insgesamt über $5\text{-}\sigma$ von der Nulllinie abweichen, sind immer noch zu wenig Daten aus Großschwabhausen vorhanden, um genauere Aussagen zu treffen. Handelt es sich bei dem Transit vom 21. September 2007 um einen Ausreißer, liegen 70% der Messungen auf der Nulllinie. Es sollte also weiter verfolgt werden, ob diese Transitzeitvariationen periodisch auftreten, um so einen zweiten Planeten im System zu bestätigen.

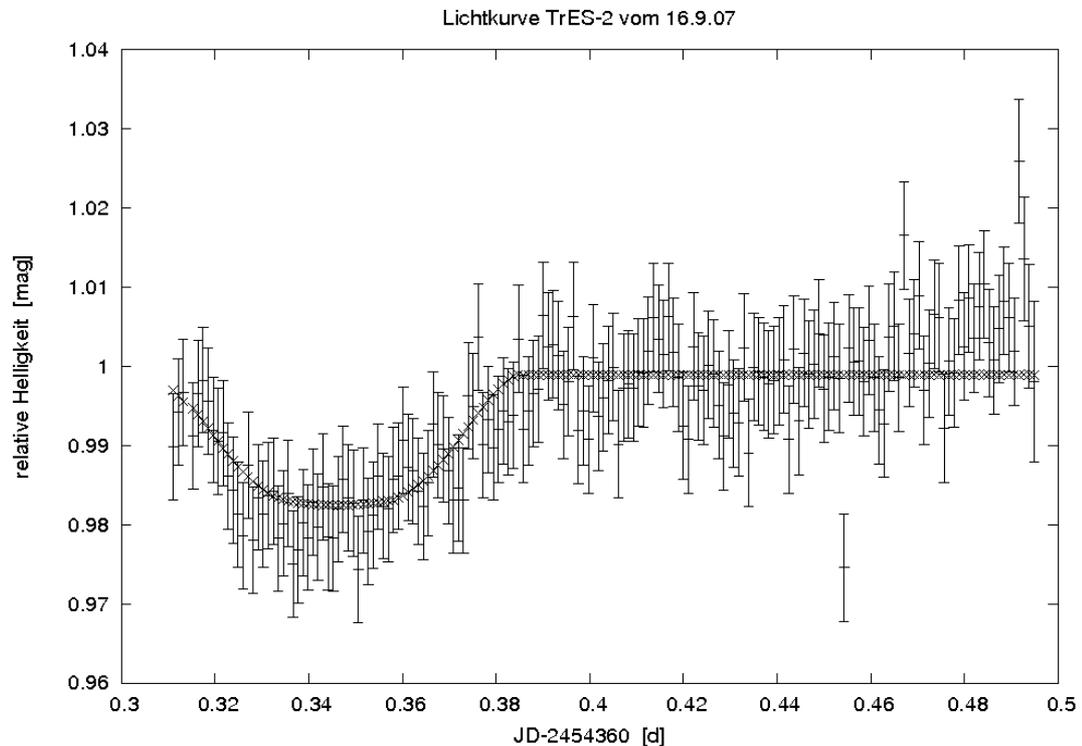


Abbildung 7.11: Lichtkurve von TrES-2 am 16. September 2007 angenähert mit der analytischen Lichtkurve

Abbildung 7.12: Berechnetes B-R, bezogen auf Formel 7.1

Epoche	T_c (beobachtet) [HJD]	T_c (berechnet) [HJD]	B - R [min]
0	$2453957,63580 \pm 0,00100$	2453957,63580	$0,00000 \pm 1,44000$
13	$2453989,75286 \pm 0,00029$	2453989,75399	$-1,62720 \pm 0,41760$
15	$2453994,69393 \pm 0,00031$	2453994,69525	$-1,90080 \pm 0,44640$
34	$2454041,63579 \pm 0,00030$	2454041,63722	$-2,05920 \pm 0,43200$
87	$2454172,57793 \pm 0,00170$	2454172,58061	$-3,85632 \pm 2,44800$
108	$2454224,46077 \pm 0,00290$	2454224,46384	$-4,42800 \pm 4,17600$
138	$2454298,57589 \pm 0,00240$	2454298,58274	$-9,86400 \pm 3,45600$
142	$2454308,46621 \pm 0,00210$	2454308,46526	$1,36224 \pm 3,02400$
163	$2454360,34750 \pm 0,00106$	2454360,34849	$-1,42601 \pm 1,52801$
165	$2454365,27832 \pm 0,00180$	2454365,28975	$-16,46208 \pm 2,59200$
174	$2454387,52294 \pm 0,00190$	2454387,52542	$-3,57120 \pm 2,73600$

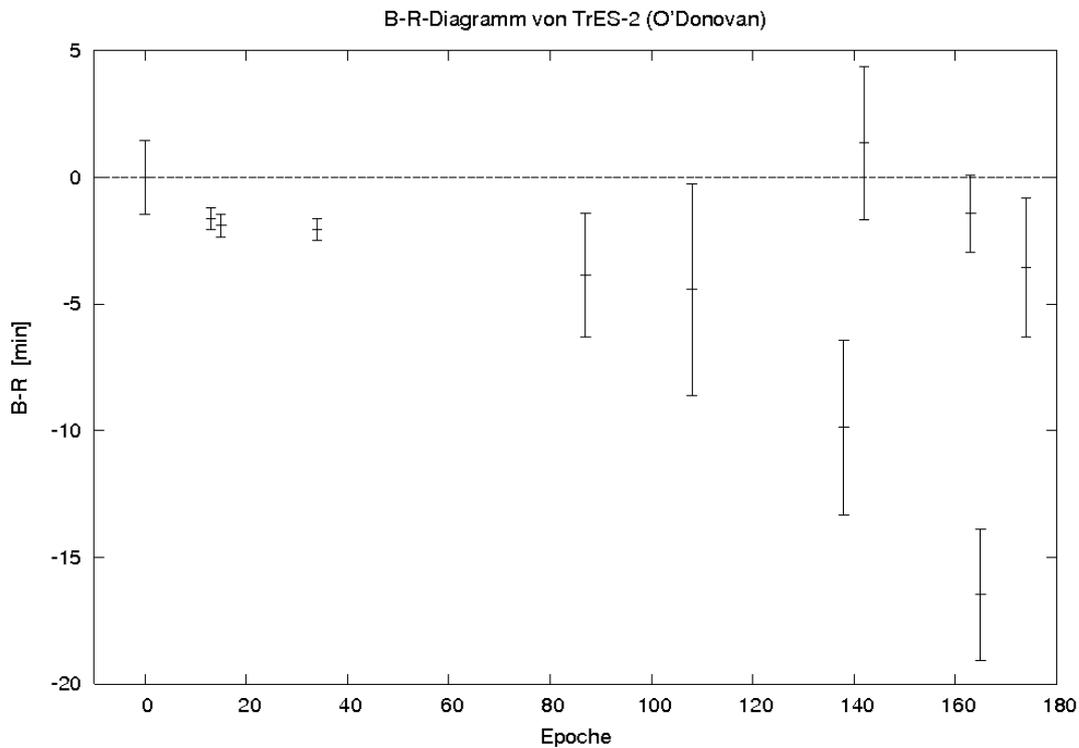


Abbildung 7.13: B-R-Diagramm, berechnet für die Elemente von O'Donovan et al. (2006)

Abbildung 7.14: Berechnetes B-R, bezogen auf Formel 7.2

Epoche	T_c (beobachtet) [HJD]	T_c (berechnet) [HJD]	B - R [min]
-13	$2453957,63580 \pm 0,00100$	2453957,63487	$1,34640 \pm 1,44000$
0	$2453989,75286 \pm 0,00029$	2453989,75286	$0,00000 \pm 0,41760$
2	$2453994,69393 \pm 0,00031$	2453994,69409	$-0,23040 \pm 0,44640$
21	$2454041,63579 \pm 0,00030$	2454041,63578	$0,02160 \pm 0,43200$
74	$2454172,57793 \pm 0,00170$	2454172,57837	$-0,63072 \pm 2,44800$
95	$2454224,46077 \pm 0,00290$	2454224,46129	$-0,74880 \pm 4,17600$
125	$2454298,57589 \pm 0,00240$	2454298,57974	$-5,53680 \pm 3,45600$
129	$2454308,46621 \pm 0,00210$	2454308,46220	$5,77584 \pm 3,02400$
150	$2454360,34750 \pm 0,00106$	2454360,34511	$3,44119 \pm 1,52801$
152	$2454365,27832 \pm 0,00180$	2454365,28634	$-11,55168 \pm 2,59200$
161	$2454387,52294 \pm 0,00190$	2454387,52188	$1,53360 \pm 2,73600$

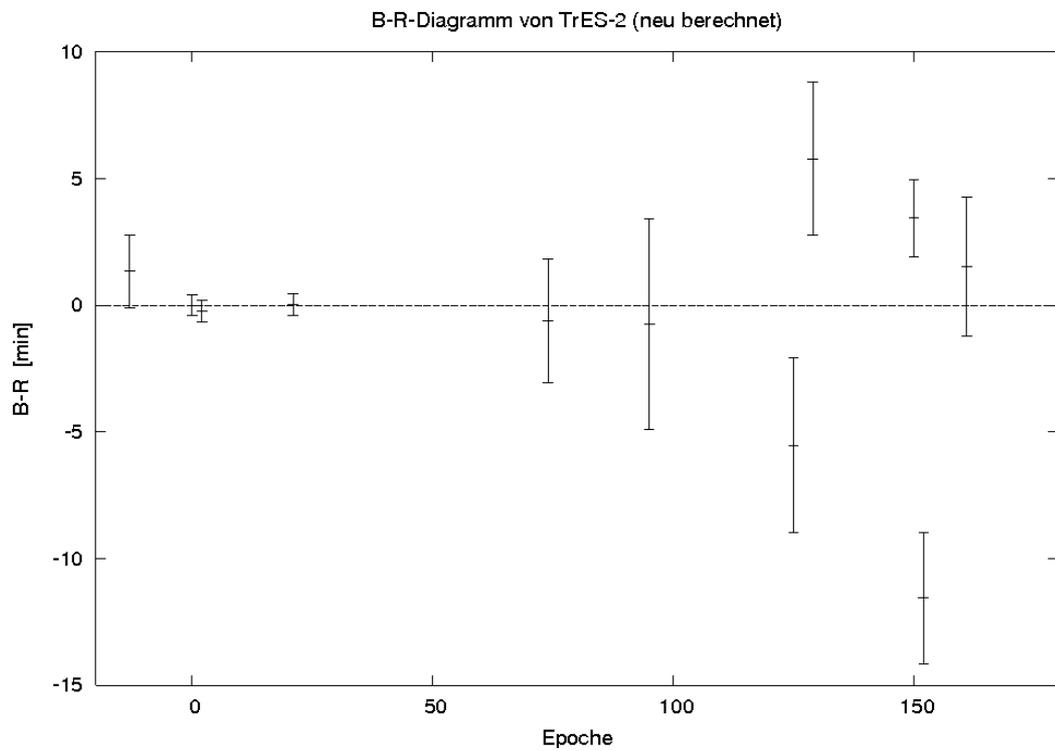
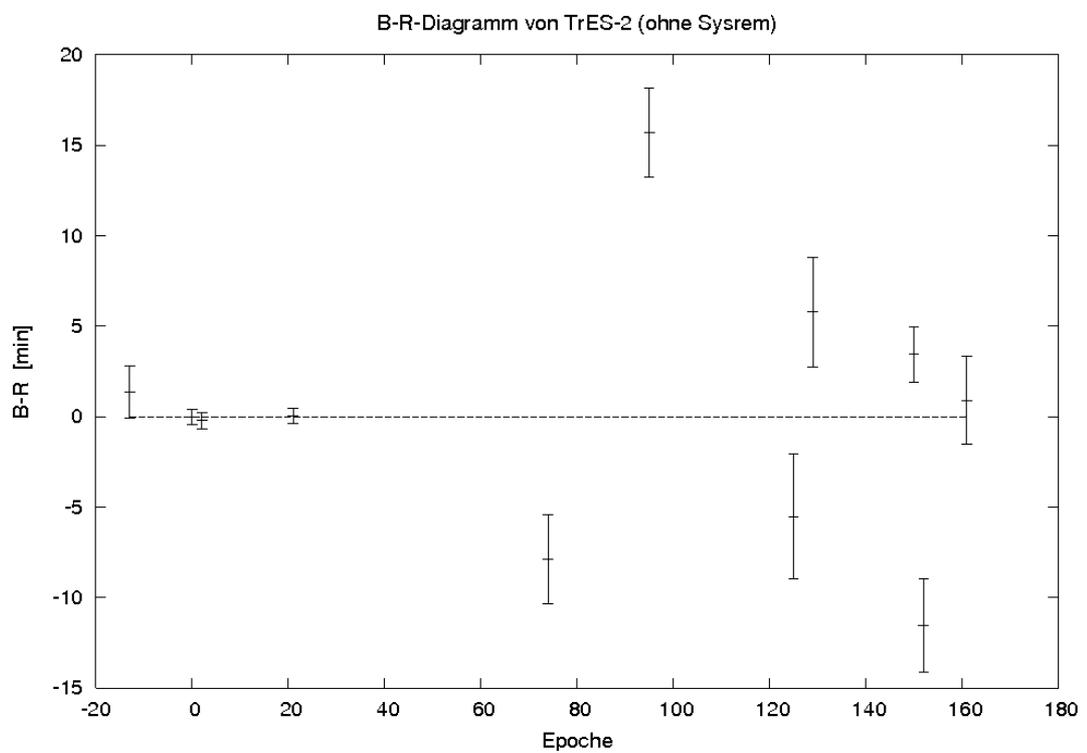


Abbildung 7.15: B-R-Diagramm für die neu berechneten Elemente

Abbildung 7.16: B-R-Diagramm der Daten ohne vorherige Bearbeitung mit *System*

Kapitel 8

2MASS 19090585+4911585

Beim Anschauen der von *plot_stars* erstellten Datei mit den Lichtkurven aller Sterne (siehe Kapitel 5.3) des CTK-Feldes um TrES-2 wurde ein Objekt mit sehr interessantem Helligkeitsverlauf bemerkt. Bei der Identifizierung dieses Objektes wurde festgestellt, dass es sich um einen schwachen Stern am Rande des Feldes handelt. Relativ nah an diesem Veränderlichen Stern sieht man ein noch schwächeres Objekt (siehe Abb. 8.1). Bei der

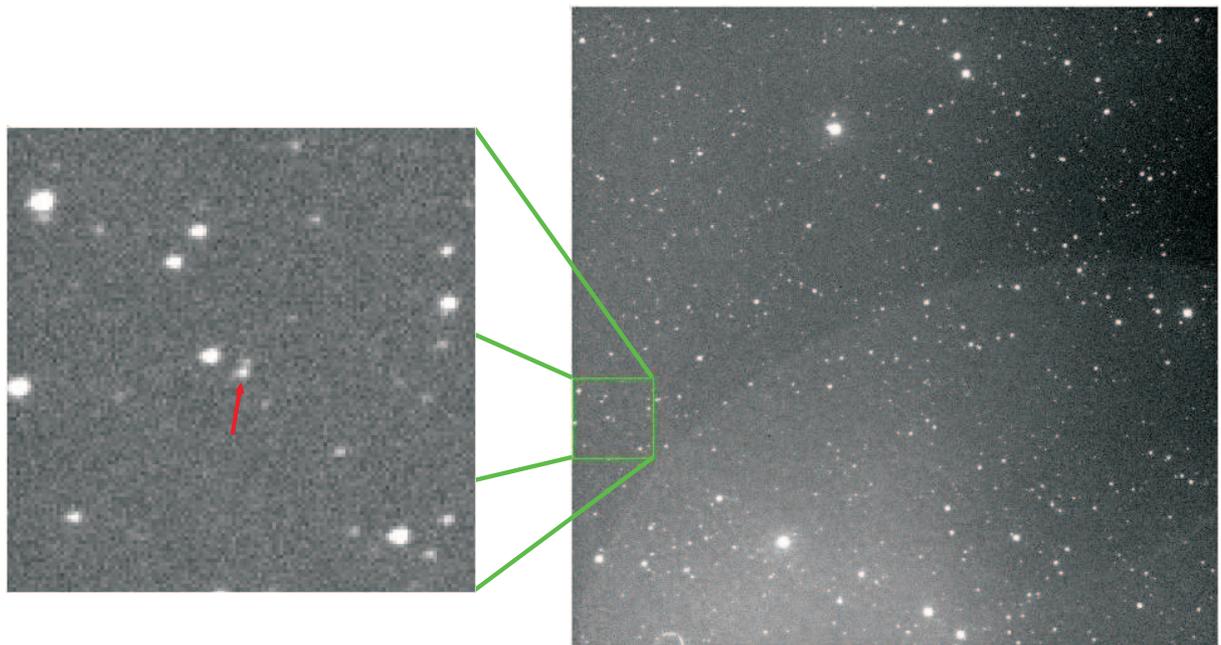


Abbildung 8.1: Position des Bedeckungsveränderlichen im TrES-2-Feld

Analyse von TrES-2 ist die Apertur fünf Pixel groß. Alle Sterne im Feld werden mit der gleichen Apertur gemessen, also auch der Veränderliche. Das heißt, dass beide schwachen Sterne von dem inneren Ring umschlossen werden, sodass das Licht beider gemessen wird. Deshalb wurden alle Bilder von TrES-2, in denen der Veränderliche zu finden ist, nochmal mit einer angepassten Apertur und mit anderen Vergleichssterne, die etwa die gleiche Helligkeit wie der Veränderliche haben, ausgewertet. Es wurde eine Apertur von zwei Pixeln gewählt. Die Werte für die Größe des mittleren und des äußeren Rings wurden beibehalten. Die Lücke ist mit 13 Pixel Breite sehr groß. Das hat den Vorteil, dass sowohl der noch schwächere Nachbarstern und auch ein etwas weiter entfernter hellerer Stern nicht mitgemessen werden. In Abb. 8.2 ist eine Lichtkurve einer Nacht im September

2007 nach erneuter Auswertung zu sehen.

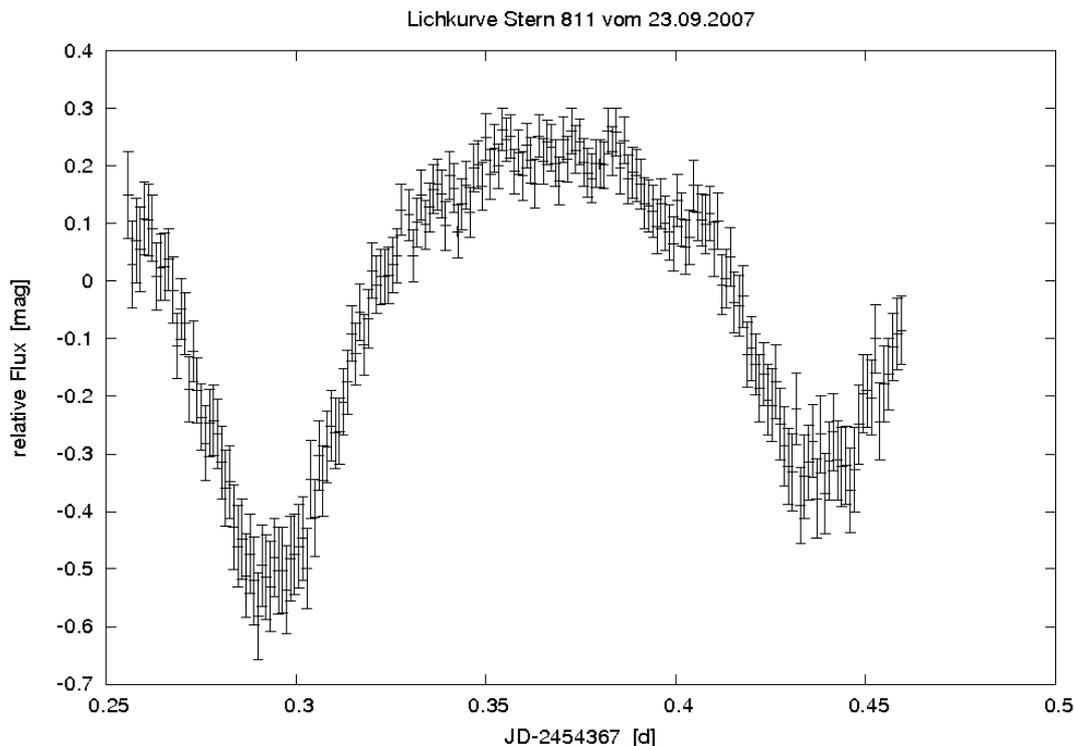


Abbildung 8.2: Lichtkurve von 2MASS 19090585+4911585 vom 23. September 2007

In den 31 Nächten, in denen TrES-2 beobachtet wurde, war der Veränderliche 27 Mal mit im Feld. Nach der nochmaligen Auswertung mit der kleineren Apertur konnten 27 Lichtkurven gewonnen werden. Da jede dieser Lichtkurve eine Veränderung zeigt, kann man annehmen, dass es sich um eine periodische Variation handelt. Das Vorhandensein von Minima weist auf einen Bedeckungslichtwechsel hin. Alle Lichtkurven, die ein Minima zeigen, sind im Anhang zu finden.

Um etwas über den Stern zu erfahren, wurden Nachforschungen angestellt und Kataloge durchsucht. Im *General Catalog for Variable Stars (GCVS)* ist kein Eintrag über diesen Stern vorhanden, was bedeutet, dass er noch nicht als Veränderlicher bekannt ist. Es wurde nur ein Katalog gefunden, der einige Informationen enthält. In Tabelle 8.1 sind die wichtigsten Daten aus Cutri (2003) 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources dargestellt. Allerdings enthält ein anderen Katalog (Zacharias et al. 2004, NOMAD-Katalog), der aus einer Zusammenstellung mehrerer Kataloge besteht, neben den 2MASS-Magnituden auch noch B und V Magnituden aus einem bisher noch nicht veröffentlichten Datensatz von USNO. Da diese Magnitude deshalb nicht bestätigt sind, werden sie in der Tabelle rot dargestellt.

Obwohl die mittlere fotometrische Genauigkeit des $I \approx 14$ mag hellen Sterns etwa 0,05 mag beträgt, ist die Veränderlichkeit aufgrund der großen Amplitude deutlich zu erkennen.

Da es sich bei dem Bedeckungsveränderlichen um ein 2MASS-Objekt handelt, wird der Stern im Folgenden 2MASS 19090585+4911585 genannt.

In diesem Kapitel werden die Grundlagen des Bedeckungslichtwechsels erklärt und die Ergebnisse der Beobachtung als Hilfe zur Charakterisierung des Systems beschrieben.

Tabelle 8.1: Zusammenfassung der wichtigsten Informationen des Bedeckungsveränderlichen

Parameter	Wert
Rektaszension (2000)	19 09 05.86
Deklination (2000)	+49 11 58.5
2MASS- Name	19090585+4911585
Jmag	13.805 mag
Fehler Jmag	0.032 mag
Hmag	13.355 mag
Fehler Hmag	0.038 mag
Kmag	13.262 mag
Fehler Kmag	0.040 mag
Bmag	14.900 mag
Vmag	14.630 mag

Informationen aus Cutri (2003) 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources sowie die unbestätigten Daten von USNO

8.1 Bedeckungsveränderliche

Bedeckungsveränderliche sind Doppelsterne, deren Lichtwechsel auf Grund unserer Blickrichtung zu ihnen hervorgerufen wird. Sie werden als optische Veränderliche bezeichnet. Zwei Sterne umlaufen einen gemeinsamen Masseschwerpunkt und bedecken sich dabei gegenseitig. Etwa ein Viertel bis die Hälfte der Sterne unserer Milchstraße sind Doppelsterne (Hoffmeister 1984). Die Komponenten dieser Doppelsterne sind meist dicht benachbart. Bei Systemen, bei denen die Komponenten weiter auseinander stehen, ist die Wahrscheinlichkeit der optischen Bedeckung gering. Es gibt nur selten einen reinen Bedeckungslichtwechsel. Durch gegenseitige Beeinflussung wird eine physikalische Veränderlichkeit hervorgerufen. Die Komponenten beeinflussen sich stark durch Gravitation, elektromagnetische Strahlung und Magnetfelder. Es kommt zu Deformationen, Bildung gemeinsamer Staub- und Gashüllen, ungewöhnlich starker Aktivität der Photosphären und Chromosphären bis zu gewaltigen Materieauswürfen. Diese Vorgänge bewirken Helligkeitsausbrüche, periodische oder unperiodische Verformungen und Periodenänderungen in der Lichtkurve.

Bedeckungsveränderliche sind meist spektroskopische Doppelsterne, d.h. man kann im gemeinsamen Spektrum das Vorhandensein der Komponenten und den durch die Umlaufbewegung hervorgerufenen Doppler-Effekt in den Spektrallinien erkennen.

Die Lichtkurve eines Bedeckungsveränderlichen entsteht wie in Kapitel 3.1 beschrieben. Zieht ein Planet an seinem Stern vorbei, ist das auch eine Bedeckung. Deshalb gehören Transitplaneten als Untergruppe zu den Bedeckungsveränderlichen. Sie unterscheiden sich nur in der Größe der Komponente und somit in der Form der Lichtkurve.

Nicht bei jedem Doppelsternsystem ist eine Bedeckung zu beobachten. Nur wenn die Gesichtsebene vom Betrachter nicht zu stark gegen die Bahnebene geneigt ist, können wir eine Bedeckung wahrnehmen.

Der Winkel zwischen der Gesichtslinie und der Bahnebene muss umso kleiner sein, je weiter die Komponenten voneinander entfernt sind. Bei gleichem Winkel ist also das engere System begünstigt. Deshalb sind Systeme, deren Komponenten weiter entfernt sind, sel-

ten.

Großen Einfluss haben auch die Größe und die Helligkeit der Komponenten. Sind beide Komponenten gleich hell, verursachen beide Bedeckungen eine Verminderung des Gesamtlichtes. In diesem Fall sind alle Minima gleich tief. Ist eine Komponente dunkler, ist deren Bedeckung durch die Hellere kaum merklich im Gesamtlicht. Sind beide Komponenten gleich groß, aber unterschiedlich hell, entsteht eine Lichtkurve mit unterschiedlich tiefen Minima. Bedeckt die dunklere Komponente die Hellere, entsteht ein tiefes Hauptminimum; bedeckt jedoch die Hellere die Dunklere, entsteht ein nicht so tiefes Nebenminimum. Stehen beide Sterne für unsere Sichtlinie nebeneinander, dann erreicht uns die maximale Lichtmenge, das Normallicht (siehe Abb. 8.3 aus Rätz 1988).

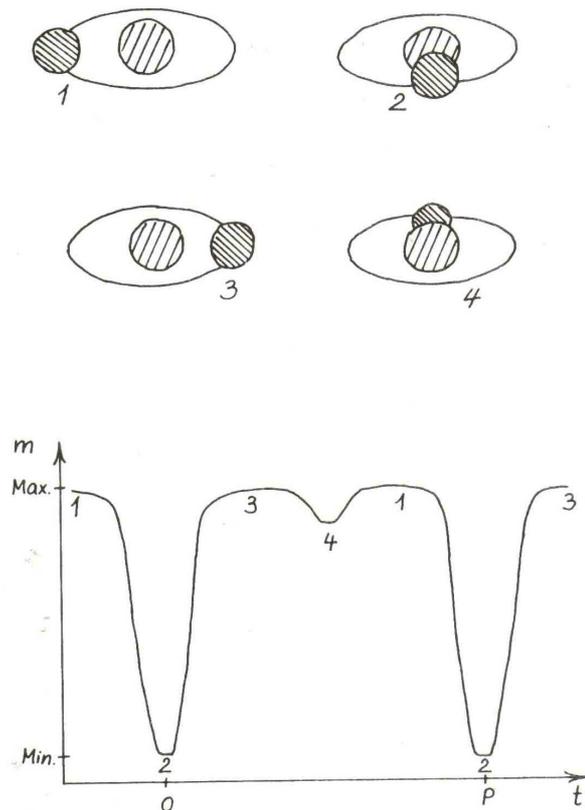


Abbildung 8.3: Die Entstehung einer Lichtkurve bei Bedeckungsveränderlichen

8.1.1 Physikalische Grundlagen

Ist der Abstand der beiden Doppelsternkomponenten sehr klein, treten zwischen ihnen infolge der gegenseitigen Gravitationswechselwirkung starke Gezeitenkräfte auf, was zum Materieaustausch führen kann. Die Ursache für einen solchen Materieaustausch liegt letztlich in der Veränderung der Sternradien im Laufe der Entwicklung, vor allem auf dem Weg zum Roten Riesen.

Das Gravitationspotential, was ein Punkt, der von der einen Komponente mit der Masse M_1 den Abstand r_1 und von der anderen Komponente mit der Masse M_2 den Abstand r_2 hat, wird mit Formel 8.1 beschrieben. Aufgrund der Rotation (mit der Winkelgeschwindigkeit ω) der beiden Sterne existieren starke Zentrifugalkräfte. Dadurch entsteht ein

zusätzlichen Potential (Formel 8.2).

$$\phi_G = -G \left(\frac{M_1}{r_1} + \frac{M_2}{r_2} \right) \quad (8.1)$$

$$\phi_Z = -\frac{1}{2} z^2 \omega^2 \quad (8.2)$$

Formel 8.3 beschreibt das Gesamtpotential.

$$\begin{aligned} \phi &= \phi_G + \phi_Z \\ &= -G \left(\frac{M_1}{r_1} + \frac{M_2}{r_2} \right) - \frac{1}{2} z^2 \omega^2 \end{aligned} \quad (8.3)$$

Die Flächen mit $\phi = \text{const.}$ werden Äquipotentialflächen genannt. Auf diesen Flächen kann ein Probekörper ohne Arbeitsaufwand bewegt werden. Daher folgt die Oberfläche eines Himmelskörpers einer Äquipotentialfläche. In Abb. 8.4 (A. Unsöld 2002) sind die Äquipotentialflächen für ein Doppelsternsystem dargestellt.

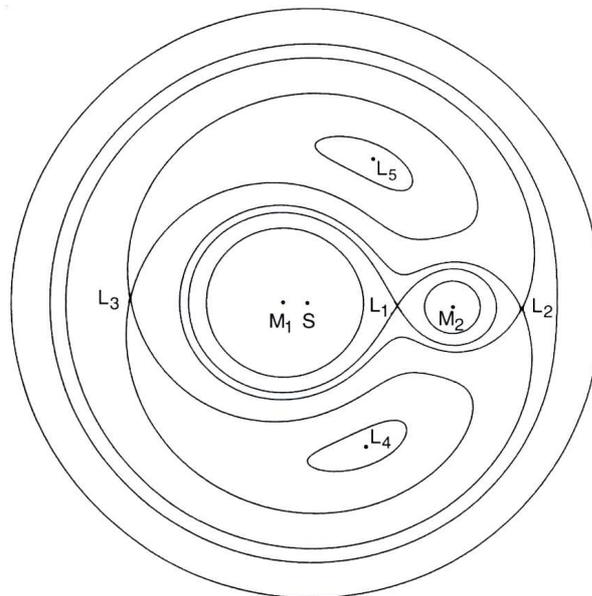


Abbildung 8.4: Darstellung der Äquipotentialflächen eines Doppelsternsystems

Die erste gemeinsame Äquipotentialfläche, die in Form einer Sanduhr beide Komponenten umgibt, ist die so genannte *Roche-Fläche*. Die *Roche'sche Grenzkurve* schneidet sich im Lagrange-Punkt L_1 . Weiter außen umhüllen alle Flächen beide Komponenten.

Wächst eine Komponente, während sie sich von der Hauptreihe weg entwickelt, über ihre *Roche-Grenze* hinaus, fließt Materie durch den Lagrange-Punkt L_1 auf die zweite Komponente über. Dabei gibt es zunächst eine Phase, bei der in relativ kurzer Zeit viel Materie auf die kleinere Komponente überfließt, bis die Massen der beiden Komponenten gleich sind. Danach schließt sich eine Phase mit langsamerem Materiestrom an. Auf diese Weise kann ein System entstehen, bei dem eine weiter entwickelte Komponente die kleinere Masse hat (A. Unsöld 2002).

8.1.2 Typen der Bedeckungsveränderlichen

Bedeckungsveränderliche Sterne werden in verschiedene Typen eingeteilt: Algol-Sterne, β -Lyrae-Sterne und W-Ursae-Majoris-Sterne. In der Tabelle 8.2 aus Hoffmeister (1984)

Tabelle 8.2: Klassifizierungsmerkmale für die verschiedenen Typen Bedeckungsveränderlicher Sterne

	Algol-Sterne	β -Lyrae-Sterne	W Ursae-Majoris-Sterne
Periode [d]	> 0,4	> 0,4	0,2 ... 1,0
Spektraltyp	O6 ... M1	B8 ... G3	F0 ... K4

sind zwei Klassifizierungsmerkmale für die jeweiligen Typen zu sehen. In diesem Kapitel wird auf die drei Typen näher eingegangen.

Algol-Sterne

Bei Algol-Sternen liegen beide Komponenten innerhalb der *Roche-Grenze*. Sie füllen diese nicht aus (getrenntes System, Abb. 8.5) oder nur eine Komponente reicht bis an die Grenze (halbgetrenntes System). Die Komponenten sind kugelförmig oder nur leicht deformiert. Zwischen den Minima findet kaum eine Änderung der Helligkeit statt. Man beobachtet das so genannte Normallicht. Der bekannteste Vertreter ist β Per (Algol), nach dem diese Klasse von Sternen benannt wurde. Eine typische Lichtkurve eines Algol-Sterns ist in Abb. 8.6 zu sehen.

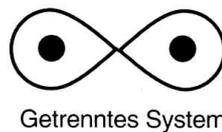
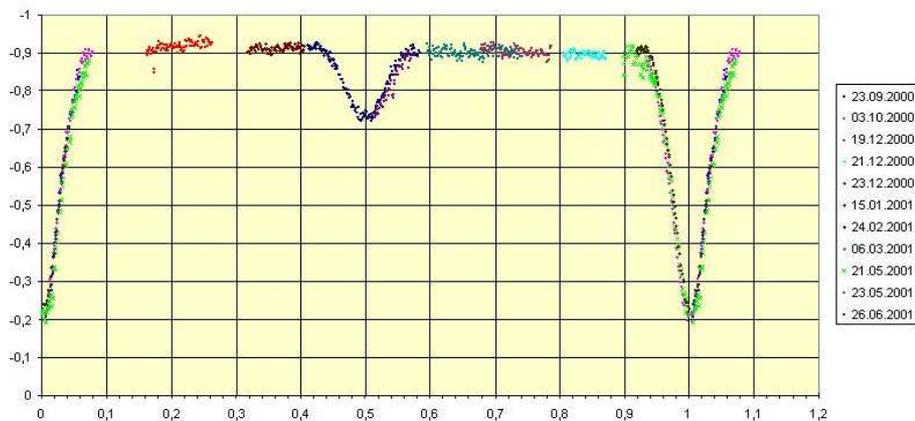
Abbildung 8.5: Darstellung der *Roche-Grenze* eines Algol-Sterns. Beide Komponenten sind innerhalb der Grenze.

Abbildung 8.6: Typische Lichtkurve eines Algol-Sterns. Diese Lichtkurve von DV Cep aus Rätz (2001)(Seminarfacharbeit, veröffentlicht im BAV-Rundbrief) ist eine Phasenfaltung von 11 Nächten.

β -Lyrae-Sterne

Bei β -Lyrae-Sternen füllt eine Komponente die *Roche-Grenze* (halbgetrenntes System, Abb. 8.7) oder ist sogar größer als diese (Kontaktsystem). Durch die Gravitationskräfte der beiden Komponenten kommt es zu einer ellipsoidischen Verformung. Es kann ein Materieaustausch stattfinden, bei dem Gas von der größeren Komponente auf die kleinere strömt.

β -Lyrae-Sterne sind Sterne mit einer fließenden Lichtkurve ohne Stillstände. Eine solche ist in Abb. 8.8 zu sehen. Die beiden Komponenten haben unterschiedliche Helligkeiten. Es gibt immer ein Nebenminimum, welches sich durch die Bedeckung der dunklen Komponenten durch die Hellere begründet.

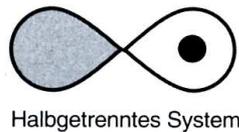


Abbildung 8.7: Darstellung der *Roche-Grenze* bei einem β -Lyrae-Stern. Eine Komponente füllt die Grenze aus, die andere ist innerhalb.

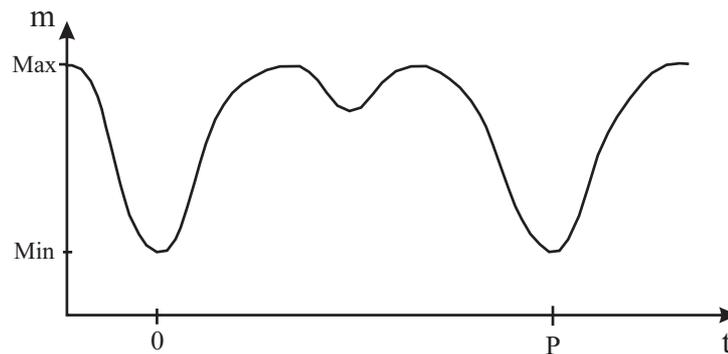


Abbildung 8.8: Eine typische Lichtkurve eines β -Lyrae-Sterns

W-Ursae-Majoris-Sterne

Füllen beide Komponenten die *Roche-Grenze* aus, so wird von einem Kontaktsystem bzw. W-Ursae-Majoris-System (W-UMa-Sterne) gesprochen (Abb. 8.9). Die beiden Komponenten sind etwa gleichgroß und gleichhell. Es ist ein so enges Doppelsternsystem, dass sich die *Roche-Flächen* beider Sterne bereits im Hauptreihenstadium (oder kurz danach) berühren. Es findet ein Materieaustausch statt. Bei einem Umlauf von 360° durchläuft das System zwei Minima. In der Lichtkurve gibt es keine Stillstände. Haupt- und Nebenminima sind etwa gleich tief. Eine typische Lichtkurve eines W-UMa-Sterns ist in Abb. 8.10 dargestellt. W-UMa-Sterne haben kleinere Perioden als einen Tag und kleine Amplituden.

8.2 Periodenbestimmung

Ein wichtiger Schritt zur Charakterisierung eines Doppelsternsystems ist die Bestimmung der Lichtwechselperiode, die der Zeit entspricht, in der sich beide Komponenten einmal

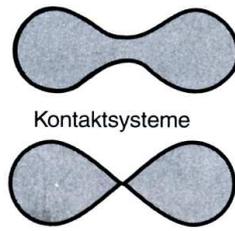


Abbildung 8.9: Darstellung der *Roche-Grenze* bei einem W-UMa-Stern. Beide Komponenten füllen die Grenze aus. Es kommt zur ellipsoidische Verformung der W-UMa-Sternkomponenten und zum Materiestrom

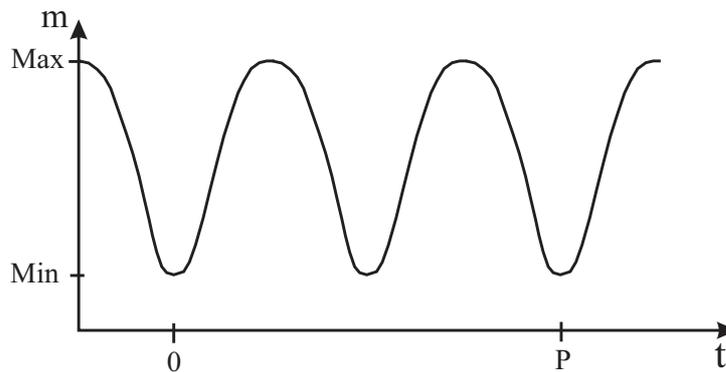


Abbildung 8.10: Eine typische Lichtkurve eines W-UMa-Sterns

um ihren gemeinsamen Schwerpunkt gedreht haben.

Um diese Periode möglichst genau zu bestimmen, wurden drei verschiedene Methoden verwendet. Zum einen wurde die Periode anhand der Form der Lichtkurve und der Bestimmung der Minimazeiten ermittelt, zum zweiten mit Hilfe der Fouriertransformation und zum dritten durch die Methode der kürzesten Stringlänge.

In diesem Kapitel werden diese Methoden erklärt und die Ergebnisse der Periodensuche dargestellt.

8.2.1 Bestimmung der Minimazeiten

Die einfachste Methode, die Lichtwechselperiode eines Veränderlichen Sterns zu bestimmen, ist das Bestimmen der genauen Minimazeiten. Trägt man diese über der Beobachtungsepoche auf und macht eine lineare Regression, erhält man genaue Lichtwechselelemente. Dafür sind allerdings einige Annahmen notwendig. Die Berechnung beruht auf Formel 8.4.

$$T_{\text{Min}} = T_0 + P \cdot E \quad (8.4)$$

Um die unbekannte Periode zu bestimmen, muss sowohl die Epoche und die Minimumzeit von Epoche 0 bekannt sein. Für die Minimumzeit von Epoche 0 wird die Zeit des ersten beobachteten Minimums angenommen. Zur Bestimmung der Epoche braucht man allerdings eine vorläufige Periode. Bei 2MASS 19090585+4911585 ist das relativ einfach. Man erkennt schon an der Lichtkurve einer Nacht (Abb. 8.2), dass es sich um einen sehr kurzperiodischen Stern handelt, denn es sind zwei Minima zu sehen. Der Abstand der beiden Minima, der sich anhand der Lichtkurve einfach bestimmen lässt, ist annähernd die halbe Lichtwechselperiode.

Tabelle 8.3: Ergebnisse der Bestimmung der Minimazeiten

Datum	Phase	Beobachtung [JD]	Beobachtung [HJD]	Fehler Beobachtung [d]
03/13/2007	1,0	2454172,643942	2454172,6426	0,0005
03/27/2007	0,5	2454187,496193	2454187,4952	0,0007
05/03/2007	0,5	2454224,407289	2454224,4075	0,0005
07/25/2007	0,5	2454307,456210	2454307,4582	0,0004
08/01/2007	0,5	2454314,376816	2454314,3788	0,0004
08/05/2007	0,5	2454318,412995	2454318,4149	0,0004
08/06/2007	1,0	2454319,424049	2454319,4260	0,0003
08/22/2007	0,5	2454335,429204	2454335,4310	0,0003
08/23/2007	1,0	2454336,437691	2454336,4395	0,0003
08/24/2007	0,5	2454336,581905	2454336,5837	0,0003
08/24/2007	0,5	2454337,446736	2454337,4485	0,0003
08/29/2007	1,0	2454342,493626	2454342,4953	0,0005
09/16/2007	1,0	2454359,507969	2454359,5093	0,0003
09/19/2007	0,5	2454363,401396	2454363,4026	0,0003
09/23/2007	1,0	2454367,293481	2454367,2946	0,0004
09/23/2007	0,5	2454367,438450	2454367,4396	0,0005
10/13/2007	1,0	2454387,480441	2454387,4810	0,0004
10/14/2007	1,0	2454388,346122	2454388,3466	0,0004
10/31/2007	0,5	2454405,219332	2454405,2193	0,0005
10/31/2007	1,0	2454405,360731	2454405,3607	0,0005

Tabelle 8.4: Erhaltene Werte für die Beobachtungsepoche

Beobachtung [HJD]	Epoche
2454172,6426	0,0
2454187,4952	51,5
2454224,4075	179,5
2454307,4582	467,5
2454314,3788	491,5
2454318,4149	505,5
2454319,4260	509,0
2454335,4310	564,5
2454336,4395	568,0
2454336,5837	568,5
2454337,4485	571,5
2454342,4953	589,0
2454359,5093	648,0
2454363,4026	661,5
2454367,2946	675,0
2454367,4396	675,5
2454387,4810	745,0
2454388,3466	748,8
2454405,2193	806,5
2454405,3607	807,0

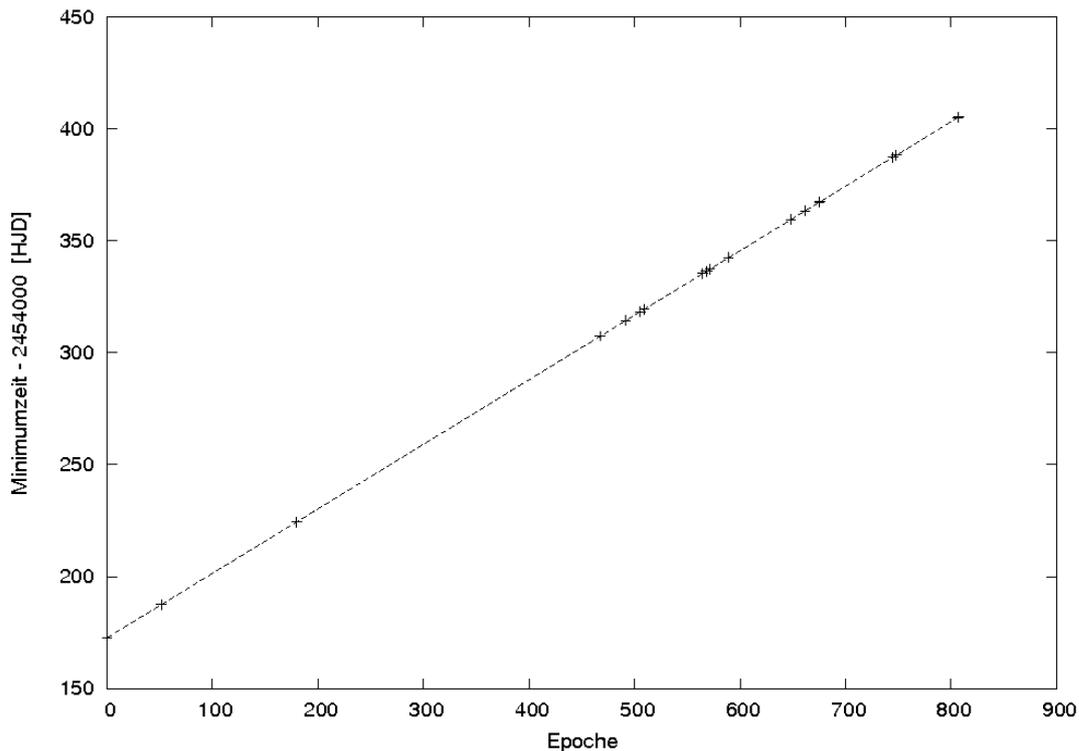


Abbildung 8.11: Anfitzen der Formel 8.4 an die bestimmten Minimazeiten

Durch Abschätzung konnte man erkennen, dass die Periode im Bereich von $P' = 0,29$ d liegt. Bei genaueren Untersuchungen ergab sich ein vorläufige Periode von $P^* = 0,2885$ d. 2MASS 19090585+4911585 wurde in 27 Nächten in der Zeit vom 12.3.2007 bis zum 31.10.2007 beobachtet. Es konnten 20 Minima ausgewertet werden.

An Abb. 8.2 ist gut zu erkennen, dass beide Minima unterschiedlich tief sind, was darauf hindeutet, dass eine Komponente des Doppelsternsystems heller ist als die andere. Das tiefere Minimum wird als Hauptminimum bezeichnet, das nicht ganz so tief als Nebenminimum. Von den 20 beobachteten Minima konnten 9 als Hauptminimum und 11 als Nebenminimum identifiziert werden.

Um die genaue Zeit der Minima zu bestimmen, wurden diese mit einer Gauß-Funktion angefitzt. Für die Fehlerabschätzung dieser Zeiten wurde der im Kapitel 6.1.4 beschriebene χ^2 -Test durchgeführt. Weiterhin war zu beachten, dass auch hier bei allen Beobachtungen die heliozentrische Korrektur durchgeführt werden musste. In Tabelle 8.3 sind die Ergebnisse der Minimabestimmung dargestellt. „Phase“ soll hier nur zeigen, ob es sich um ein Hauptminimum (1,0) oder ein Nebenminimum (0,5) handelt. Setzt man nun die erhaltenen Minimazeiten und die vorläufige Periode in Formel 8.4 ein, so erhält man Werte für die Epoche. Diese sind natürlich durch die ungenaue Periode nicht exakt. Da man aber weiß, ob es sich um ein Haupt- oder Nebenminimum handelt, kann man diese Werte auf ,0 oder ,5 runden. Die Werte, die man für die Epoche erhält, können Tabelle 8.4 entnommen werden. Mit diesen Werten kann man nun eine Grafik erstellen, bei der die Epoche auf der x-Achse und die Minimazeiten auf der y-Achse aufgetragen sind wie in Abb. 8.11 zu sehen. Geplottet wurde dieses Diagramm mit Fehlerbalken. Allerdings sind diese zu klein, um sie auf dem Ausdruck zu erkennen (siehe Tabelle 8.3). Durch lineare Regression erhält man letztlich den Werte für die Periode.

Mit der Methode der Bestimmung der Minimazeiten ergibt sich ein Wert für die Licht-

wechselperiode von

$$P_M = (0, 2883737 \pm 0, 000080) \text{ d}$$

Zu beachten ist bei dieser Methode, dass sie sich für sehr kurzperiodische Sterne nicht eignet, da eine geringe Änderung der vorläufigen Periode die Nummer der Epoche, gerade bei höheren Epochen, drastisch ändert. Es sollte also versucht werden, die vorläufige Periode so genau wie möglich zu bestimmen.

8.2.2 Methode der diskreten Fouriertransformation

Fourieranalyse

Die Fourieranalyse beschreibt das Zerlegen einer beliebigen - physikalisch sinnvollen - Funktion $f(t)$ in Sinus- und Kosinusfunktionen. Man kann eine solche Funktion in einer so genannten Fourierreihe entwickeln (Formel 8.5).

$$f(t) = a_0 + \sum_{n=1}^{\infty} (a_n \cos nt + b_n \sin nt) \quad (8.5)$$

mit:

$$\begin{aligned} a_0 &= \frac{1}{2\pi} \int f(t) dt \\ a_n &= \frac{1}{\pi} \int f(t) \cos nt dt \\ b_n &= \frac{1}{\pi} \int f(t) \sin nt dt \end{aligned}$$

Misst man ein Signal in Abhängigkeit von der Zeit, kann man es per Fouriertransformation mit Formel 8.6 in ein Frequenzspektrum umrechnen.

$$f(\omega) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}} \int_{-\infty}^{\infty} f(t) e^{-i\omega t} dt \quad (8.6)$$

Hat man z.B. eine Sinusfunktion mit nur einer Frequenz, erhält man im Frequenzspektrum nur einen einzigen Peak; hat man jedoch eine Schwebung, dann erhält man zwei Peaks. Das ist in Abb. 8.12 dargestellt.

Auch bei der Beobachtung von Veränderlichen Sternen wird die Methode der Fourieranalyse verwendet. Die Lichtkurve ist eine Funktion von der Zeit. Macht man von ihr eine Fouriertransformation, erhält man das Frequenzspektrum, welches im Idealfall nur aus einer einzigen Frequenz besteht. Auf diese Weise erhält man relativ einfach die gesuchte Lichtwechselperiode.

Allerdings gibt es auch hier Fehlerquellen. Die zeitabhängige Funktion wird in einem festgelegten Zeitintervall T zu N äquidistanten Zeitpunkten mit der Abtastfrequenz $f_T = \frac{N}{T}$ abgefragt. Die Abtastfrequenz f_T muss so gewählt werden, dass sie das Sampling-Theorem (Abtasttheorem) (Formel 8.7) erfüllt.

$$f_T \geq 2f_{\text{mess}} \quad (8.7)$$

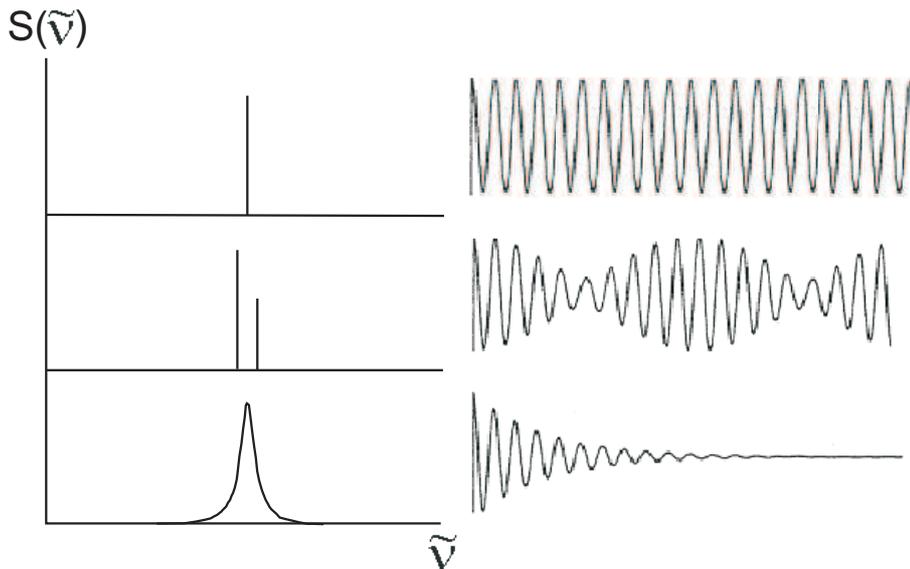


Abbildung 8.12: Beispiele für Fouriertransformationen

Bei Verletzung dieser Bedingung werden falsche Frequenzspektren berechnet, was die Suche nach der wahren Lichtwechselperiode sehr erschwert.

Ein großes Problem bei der Bestimmung der Lichtwechselperiode per Frequenzanalyse ist, dass außer der wahren Frequenz mit $f = P^{-1}$ auch falsche Frequenzen im Spektrum vorhanden sein können. Die Perioden, die mit den falschen Frequenzen berechnet werden nennt man Aliasperioden. Diese resultieren aus dem Umstand, dass man nicht kontinuierlich beobachten kann, sondern nur nachts und bei klarem Himmel. Alle dieser Perioden stehen im Zusammenhang mit der wahren Periode. Die Lichtkurven mit falschen Perioden haben die gleiche Form wie die richtige Lichtkurve, aber nicht alle sind in der gleichen Phase.

Ergebnisse der Periodensuche per Frequenzanalyse

Zur Periodensuche mit Frequenzanalyse wurde das im Internet frei verfügbare Programm *Period04* Version 1.0 verwendet. Es basiert auf den im vorigen Kapitel beschriebenen Grundlagen. Eine genaue Beschreibung findet man bei P. Lenz (2005).

Nachdem man die 2853 Daten in das Programm eingelesen hat, werden sie fouriertransformiert. Im Spektrum sind nun Peaks zu sehen, die die jeweilige Frequenz der Perioden repräsentieren. Abb. 8.13 zeigt das Spektrum für die Daten von 2MASS 19090585+4911585. Ganz deutlich ist ein Peak zu erkennen. Umgeben ist dieser Peak wie erwartet von einer großen Anzahl Aliasfrequenzen, die allerdings die Intensität der Hauptfrequenz nicht erreichen.

Ein weiterer deutlich sichtbarer Effekt ist die vom Programm automatisch durchgeführte Multiplikation der Beobachtungsdaten mit einer Fensterfunktion. Wäre die Messung, und somit das Signal, unendlich lang, würde man einen Peak erhalten. Da das in der Praxis nicht möglich ist, muss man an den Enden der Beobachtungen das Signal und alle Ableitungen auf Null bringen. Das erreicht man durch die oben schon erwähnte Fensterfunktion. Zwar erhält man durch die Multiplikation mit der Fensterfunktion im Frequenzbereich eine Faltung des Spektrums der Messdaten mit dem Spektrum der Fensterfunktion, aber die Störungen (Verbreiterungen), die durch den Abbruch der Messungen entstehen, werden

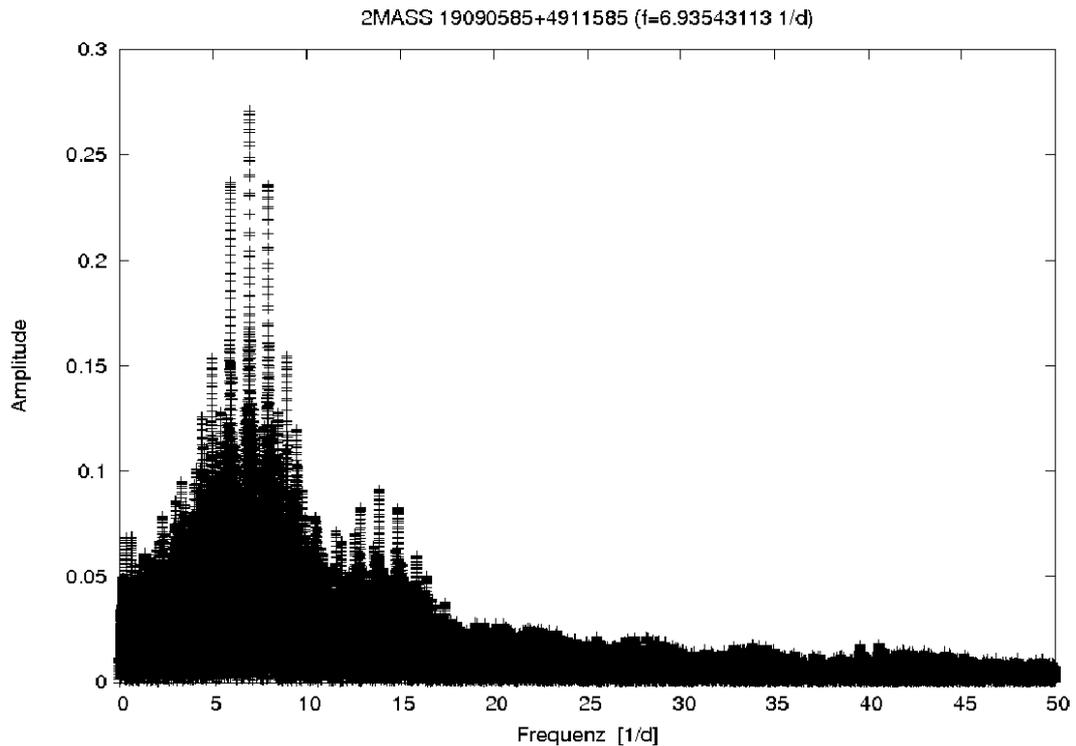


Abbildung 8.13: Frequenzspektrum von 2MASS 19090585+4911585

vermieden. Abb. 8.14 erklärt diesen Sachverhalt. Die Multiplikation mit der Fensterfunktion ist in Abb. 8.13 an den vielen Nebenmaxima mit abnehmender Amplitude zu erkennen. Der höchste Peak befindet sich bei einer Frequenz von $f^* = 6.93543113 \frac{1}{d}$. Rechnet man das in eine Periode um, erhält man einen Wert von $P^* = 0,144205856$ d.

Da die Fourieranalyse auf Sinus - und Kosinusfunktionen basiert, muss man beachten, dass die Lichtkurve eines Bedeckungsveränderlichen einem doppelten Sinus entspricht, da in einer Periode zwei Minima durchlaufen werden. Das bedeutet, dass die erhaltene Periode nur der halben Lichtwechselperiode von 2MASS 19090585+4911585 entspricht $P^* = \frac{1}{2}P_{\text{Fourier}}$.

Die Fehler wurden wie auch schon bei der Bestimmung der Minimazeiten der Transits und von 2MASS 19090585+4911585 mit dem χ^2 -Test abgeschätzt. *Period04* fittet die errechnete Frequenz an die Beobachtungsdaten und gibt dazu das χ^2 aus. Ändert man die Frequenz und fittet man an die erhaltenen χ^2 -Werte eine Gauß-Verteilung, kann man die 1- σ -Unsicherheit bestimmen.

Mit der Methode der diskreten Fouriertransformation ergibt sich eine Lichtwechselperiode für 2MASS 19090585+4911585 von:

$$P_{\text{Fourier}} = (0,288374 \pm 0,000010) \text{ d}$$

8.2.3 Die Methode der kürzesten Stringlänge

Grundlagen

Lange gab es keine systematische Methode, die unzweifelhaft die richtige Periode für zufällig verteilte Beobachtungen wiedergab. Die sicherste Methode hierbei war das ständige Beobachten, was sich aber nur sehr schwer realisieren ließ. Gerade bei Fouriertransformationen

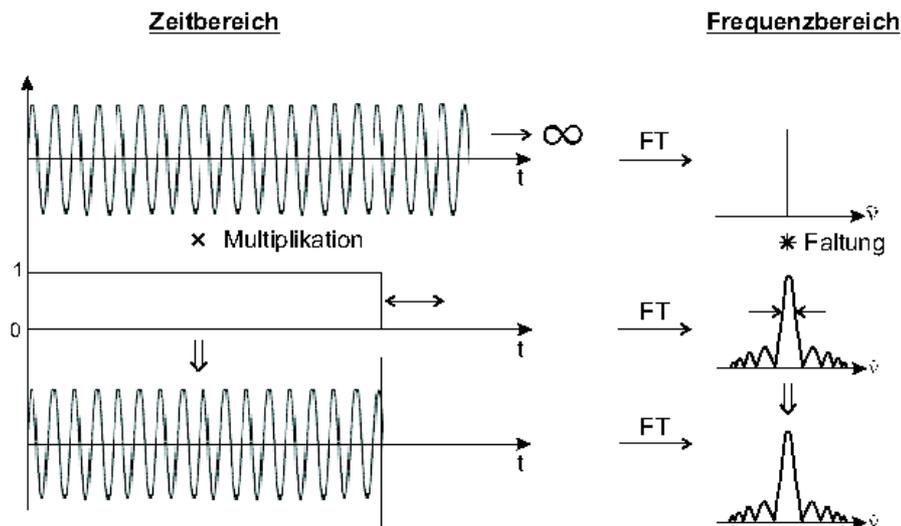


Abbildung 8.14: Multiplikation des Beobachtungssignals mit einer Fensterfunktion

Techniken können sich viele falsche Perioden ergeben, wenn zu wenig Messpunkte existieren und so das *Sampling-Theorem* verletzt würde.

Andere Methoden, die dies zu verhindern versuchen, können unter der Überschrift Methode der kleinsten Quadrate zusammengefasst werden. Sie basieren auf dem Prinzip der Minimierung der Summe der kleinsten Quadrate vom Abstand in Ordinate zweier (oder dem Mittelwert mehrerer) benachbarter Datenpunkte, nachdem sie mit einer Testperiode in ein Phasendiagramm gerechnet wurden. Die Test-Periode, die die kleinste Summe hervorbringt, ist die wahre Periode.

Im Allgemeinen bringen alle diese Methoden gute Ergebnisse und sind vor allem nützlich bei der Suche nach Nebenfrequenzen mit geringeren Amplituden bei Veränderlichen Sternen.

Allerdings arbeitet man bei diesen Methoden nicht mit der „wahren“ Stringlänge (SL), da nur der Abstand der Datenpunkte in y-Richtung berücksichtigt wird. Deshalb entwickelte Burke et al. (1970) eine Methode, um die wirkliche Länge einer Kurve zu bestimmen. Das Prinzip ist einfach: alle Beobachtungen werden mit einer Testperiode in eine einzige Phase reduziert. Die Testperioden sollten nicht größer als der Beobachtungszeitraum und nicht kleiner als zweimal der Abstand zwischen zwei Messpunkten sein. Die benachbarten Punkte (φ_i, m_i) werden dann mit einer Linie verbunden, deren Länge bestimmt wird. Die Summe der Länge der Liniensegmente ist die Länge der kompletten Kurve (Formel 8.8). Die Periode, bei der L ein Minimum hat, ist die beste Periode für die Daten.

$$L = \sum_{i=1}^{n-1} [(m_i - m_{i-1})^2 + (\varphi_i - \varphi_{i-1})^2]^{\frac{1}{2}} + [(m_1 - m_n)^2 + (\varphi_1 - \varphi_n)^2]^{\frac{1}{2}} \quad (8.8)$$

$n \dots$ Anzahl der Beobachtungen

Bei Formel 8.8 muss beachtet werden, dass x- und y-Achse unterschiedlichen Einheiten haben. Dieses Problem kann man beheben, indem man die Beobachtungen angemessen skaliert.

Das Hauptproblem dieser Methode ist, dass Beobachtungen in Praxis nie zufällig verteilt sind, sodass auch hier die in Kapitel 8.2.2 beschriebenen Aliasperioden die Periodensuche

erschweren.

Die SL-Methode hat viele Vorteile für die Periodensuche, weil sie auch bei einer kleinen Anzahl zufällig verteilter Beobachtungen gute Ergebnisse bringt. Die Resultate sind unabhängig von der Art des Lichtwechsels, d.h. diese Methode ist vielseitig einsetzbar.

Ergebnisse der Stringlength-Methode

Zur Berechnung der Periode mit der kürzesten SL in den Beobachtungsdaten von 2MASS 19090585+4911585 wird das von Christopher Broeg geschriebene Programm *Stringlength*, was auf den im vorigen Kapitel beschriebenen Grundlagen basiert, verwendet (genaue Beschreibung des Algorithmus bei Broeg 2002).

Es ist dabei von Vorteil, wenn man vorher berechnet, welchen Wert man ungefähr für die SL einer vorhandenen Periode erwarten kann. Zur Vereinfachung wird bei der Berechnung des Erwartungswertes der SL von einer Sinusfunktion ausgegangen. Die SL einer Sinuskurve unabhängig von Amplitude und Periode wurde von Dworetsky (1983) zu $L = 1,4637$ bestimmt. Dies gilt aber nur für Daten, die nicht mit Fehlern behaftet sind. In der Realität hat jeder Messwert einen Fehler, wodurch die Stringlänge L größer wird. Dworetsky (1983) gibt die Formeln 8.9 und 8.10 zur Berechnung des Erwartungswertes an.

$$L' = L + \delta L \quad (8.9)$$

$$\delta L \approx 0,34 \left(\varepsilon - \frac{\varepsilon^2}{2} \right) \left(N_{\text{obs}} - \sqrt{\frac{10}{\varepsilon}} \right) \quad (8.10)$$

- L' ... Stringlänge der Kurve durch die Messwerte
- L ... Stringlänge einer Sinusfunktion
- δL ... zufällige Fehler
- N_{obs} ... Anzahl der Beobachtungen
- ε ... mittlerer Messfehler

Insgesamt wurden 2MASS 19090585+4911585 in 27 Nächten in der Zeit vom 12.3.2007 bis zum 31.10.2007 beobachtet. Es ergab sich eine Anzahl der Messwerte von $N_{\text{obs}} = 2853$. Der mittlere Messfehler all dieser Werte liegt bei $\varepsilon = 0,0455$ mag.

Setzt man diese Werte in die Formeln 8.9 und 8.10 ein, so erhält man als Erwartungswert für die SL einer vorhandenen Periode $L' = 44,37$.

Abb. 8.15 zeigt die Ausgabe des SL Algorithmus. Der errechnete Erwartungswert ist als gestrichelte Linie mit eingezeichnet. Wie man sieht, liegt dieser zwar im erwarteten Bereich, aber unter der wirklich erhaltenen SL. Das lässt sich damit erklären, dass das Programm nicht mit einer Sinuskurve arbeitet, sondern einfach die Länge des Liniensegmentes zwischen den benachbarten Punkten berechnet, die Berechnungen aber auf eine sinusförmige Lichtkurve basieren.

In Abb. 8.15 sind sehr deutlich einige Peaks zu sehen. Einige davon haben eine ähnlich kurze SL. Diese Perioden sind die Kandidaten für die wahre Periode.

Die kürzeste SL von 65,80964 erhält man bei der Periode $P_{\text{SL}} = 0,288377$ d. Die beiden anderen Peaks mit einer auch fast so kurzen SL liegen bei $P_1^* = 0,144189$ d, was der halben Periode P_{SL} entspricht, und bei $P_2^* = 0,432566$ d, was genau dreimal die halbe Periode P_1^* ist. Trägt man das Periodogramm in einem größerem Periodenbereich auf, erscheinen immer weitere Perioden, die alle einem Vielfachen von P_1^* entsprechen.

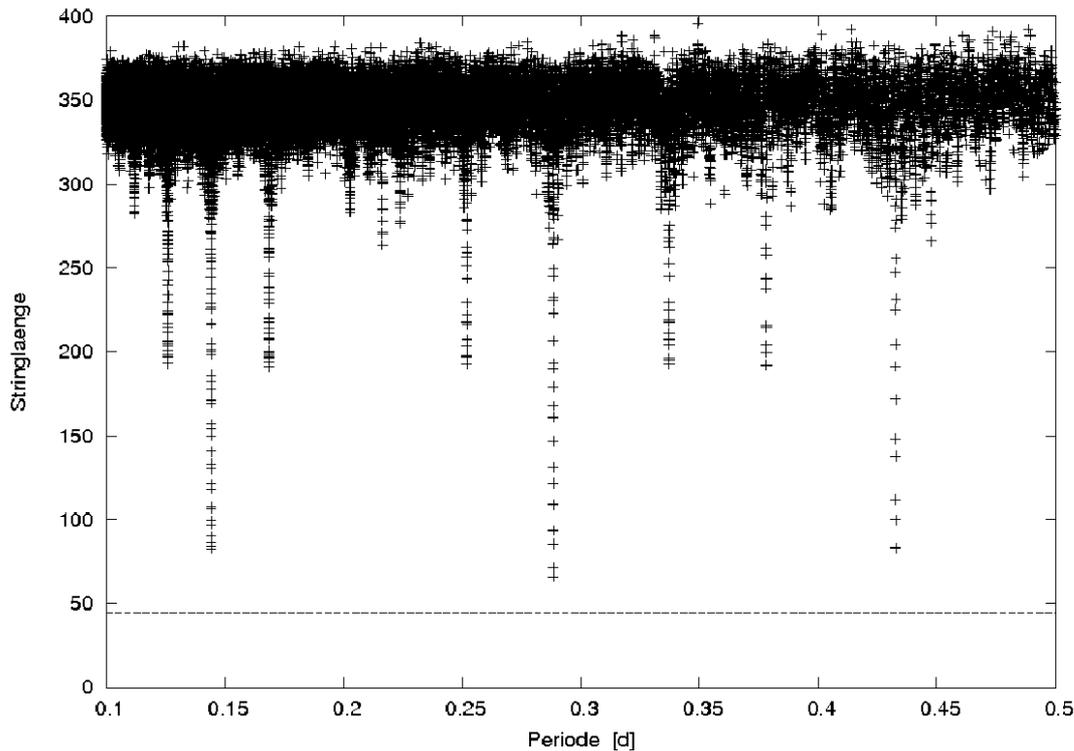


Abbildung 8.15: Berechnete Stringlänge über Testperiode für die Daten von 2MASS 19090585+4911585. Die erwartete Stringlänge L' ist mit einer gestrichelten Linie dargestellt

Nur allein aus dem Periodogramm lässt sich nicht genau bestimmen, welche Periode nun die wahre ist. Hat man die Lichtkurve im Hinterkopf, kann man den Wert mit der kürzesten SL als besten Kandidaten ansehen.

Die Fehlerabschätzung für diesen Wert geschieht über das Anfitzen des Peaks im Periodogramm durch eine Gauß-Funktion. Die Halbwertsbreite dieser Funktion ist ein Indikator für die 1-Sigma Unsicherheit des gefundenen Wertes.

Der wahrscheinlichste Wert für die wahre Periode durch den SL-Algorithmus ergibt sich zu:

$$P_{\text{SL}} = (0,288377 \pm 0,000058) \text{ d}$$

8.2.4 Ergebnisse

Die Lichtwechselperiode des Bedeckungsveränderlichen Sterns 2MASS 19090585+4911585 wurde mit drei verschiedenen Methoden bestimmt. Alle drei brachten gute Ergebnisse mit geringen Fehlern. In Tabelle 8.5 sind nochmal zusammenfassend die Ergebnisse dargestellt.

Bildet man einen gewichteten Mittelwert, dann erhält man als bestes Ergebnis:

$$\underline{P = (0,288374 \pm 0,000010) \text{ d}}$$

Mit der nun bekannten Periode, kann der Wert für die Minimumzeit zu Epoche 0 (T_0) verbessert werden. Dazu wird ein weiteres Mal die Minimazeit über der Epoche aufgetragen und eine lineare Regression mit festgehaltener Periode durchgeführt. Mit dem χ^2 -Test ergibt sich als bester Wert für die Anfangsepoche:

Tabelle 8.5: Zusammenfassung der Ergebnisse der Bestimmung der Lichtwechselperiode mit den drei verschiedenen Methoden

Methode	Ergebnis für Periode
Minimabestimmung	$P_M = (0,2883737 \pm 0,000080) \text{ d}$
Fouriertransformation	$P_{\text{Fourier}} = (0,288374 \pm 0,000010) \text{ d}$
<i>Stringlength</i>	$P_{\text{SL}} = (0,288377 \pm 0,000058) \text{ d}$

$$T_0 = (2454172,643129 \pm 0,000507) \text{ d}$$

Für die endgültigen Lichtwechselelemente ergibt sich damit nach Formel 8.4 folgende Formel.

$$\mathbf{T}_{\text{MinI}} = (2454172,643129 + \mathbf{E} \cdot 0,288374) \text{ d} \quad (8.11)$$

Mit dieser Lichtwechselperiode wurden nun alle Beobachtungsnächte in eine Phase geplottet. Das daraus resultierende Phasendiagramm ist in Abb. 8.16 zu sehen. Allerdings sind hier nicht alle Messdaten dargestellt. Datenpunkte, die durch schlechtes Wetter wie zum Beispiel Wolken und Nebel sehr große Fehler haben, wurden bei dieser Auswertung nicht berücksichtigt. Insgesamt wurden deshalb 2818 einzelne Beobachtungen in eine Phase gerechnet.

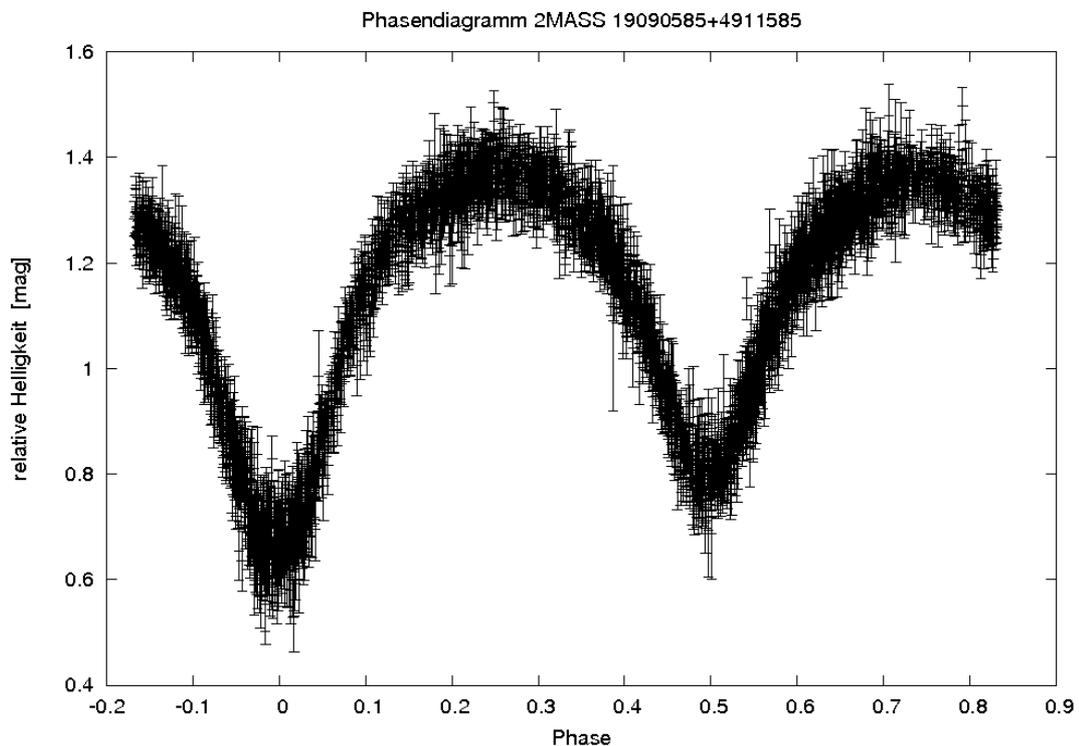


Abbildung 8.16: Phasendiagramm des Bedeckungsveränderlichen 2MASS 19090585+4911585

Tabelle 8.6: Bestimmte Farbe und Spektraltyp für 2MASS 19090585+4911585

Farbe	Wert	Spektraltyp
B - V	0,270	A9 V
V - J	0,825	F5 V
V - H	1,275	F7 V
V - K	1,368	F9 V

Die Lichtkurve weist keine Stillstände auf. Das deutet darauf hin, dass es sich bei diesem System um ein Kontaktsystem handelt. Weiterhin verfügt sie über zwei verschieden tiefe Minima. Die Amplitude des Hauptminimums konnte zu $I_{\text{MinI}} = 0,68$ mag bestimmt werden, die der Nebenminimums zu $I_{\text{MinII}} = 0,55$ mag. Daran ist zu erkennen, dass beide Komponenten des Doppelsternsystems eine unterschiedliche Helligkeit besitzen. Allein an der Form der Lichtkurve kann man also nicht erkennen, ob es sich um ein β -Lyrae- oder um einen W-UMa-Stern handelt.

Anhand der in Tabelle 8.1 können einige Abschätzungen gemacht werden. Bei der Annahme, dass beide Komponenten des Doppelsternsystem Hauptreihensterne sind, kann man anhand der Farbe den Spektraltyp bestimmen. Natürlich sind die Werte für die Magnituden sehr ungenau, wodurch sich auch die Farbe nicht genau bestimmen lässt. Die erhaltenen Farben und die daraus resultierenden Spektraltypen, die mit Hilfe der Tabelle in Kenyon and Hartmann (1995), bestimmt wurden, sind in Tabelle 8.6 zusammengefasst. Da nicht bekannt ist, wann diese Messungen durchgeführt wurden, also man nicht weiß, ob sich der Bedeckungsveränderliche gerade im Minimum oder im Maximum der Helligkeit befand, wird für die weiteren nur groben Abschätzungen der mittleren Spektraltyp F5 V benutzt. Dies entspricht nach Kenyon and Hartmann (1995) einer Effektivtemperatur von $T_{\text{eff}} = 6440$ K.

Man kann aber sagen, dass es sich aufgrund dieser Abschätzungen mit hoher Wahrscheinlichkeit um einen Stern mit Spektraltyp F handelt. Mit Tabelle 8.2 kann das System nun eindeutig als **W-UMa-Stern** identifiziert werden.

Einen weiteren Wert, den man mit groben Abschätzungen anhand der Katalogwerte überschlagen kann, ist die Größenordnung der Entfernung via Entfernungsmodul (Formel 8.12). Dazu wird die interstellare Extinktion vernachlässigt.

$$m_V - M_V = 5 \cdot \log \left(\frac{r}{[\text{pc}]} \right) - 5 \quad (8.12)$$

Aus Tabelle 8.1 kann man den Wert $m_V = 14,630$ mag ablesen. nimmt man Spektraltyp F5 an, erhält man aus Tabelle 19 (von Schmidt-Kaler) Kapitel 4.1 aus K. Schaifers (1982, Landolt-Börnstein) $M_V = 3,5$ mag. Setzt man diese Werte in Formel 8.12 ein, so findet man eine Größenordnung für den Abstand von $r = 1$ kpc. Hier sei nochmal erwähnt, dass es sich bei all den Berechnung mit Hilfe der Katalogwerte der Magnituden nur um **grobe Abschätzungen** handelt, die auf vielen Annahmen beruht. Um genauere Ergebnisse zu erhalten, soll der Stern weiter in Großschwabhausen beobachtet und in einer fotometrischen Nacht anhand von Standardsternen die scheinbaren Magnituden in verschiedenen Farben bestimmt werden (siehe Kapitel 9).

Zur Überprüfung der erhaltenen Lichtwechselelemente (Formel 8.11) wurde das B-R berechnet (Tabelle 8.7) und graphisch dargestellt (Abb. 8.17). Eine Abweichung von der

Tabelle 8.7: Zusammenfassung der beobachteten und nach Formel 8.11 berechneten Minimazeiten sowie dem B-R für 2MASS 19090585+4911585

Epoche	$T_{\text{Min}}(\text{beobachtet})$ [HJD]	$T_{\text{Min}}(\text{berechnet})$ [HJD]	B - R [min]
0.0	$2454172.642600 \pm 0.000500$	2454172,643129	$-0,661 \pm 0.720$
51.5	$2454187.495200 \pm 0.000700$	2454187,494390	$1,166 \pm 1.008$
179.5	$2454224.407500 \pm 0.000500$	2454224,406262	$1,783 \pm 0.720$
467.5	$2454307.458200 \pm 0.000400$	2454307,457974	$0,325 \pm 0.576$
491.5	$2454314.378800 \pm 0.000400$	2454314,378950	$-0,216 \pm 0.576$
505.5	$2454318.414900 \pm 0.000400$	2454318,416186	$-1,852 \pm 0.576$
509.0	$2454319.426000 \pm 0.000300$	2454319,425495	$0,727 \pm 0.432$
564.5	$2454335.431000 \pm 0.000300$	2454335,430252	$1,077 \pm 0.432$
568.0	$2454336.439500 \pm 0.000300$	2454336,439561	$-0,088 \pm 0.432$
568.5	$2454336.583700 \pm 0.000300$	2454336,583748	$-0,069 \pm 0.432$
571.5	$2454337.448500 \pm 0.000300$	2454337,448870	$-0,533 \pm 0.432$
589.0	$2454342.495300 \pm 0.000500$	2454342,495415	$-0,166 \pm 0.720$
648.0	$2454359.509300 \pm 0.000300$	2454359,509481	$-0,261 \pm 0.432$
661.5	$2454363.402600 \pm 0.000300$	2454363,402530	$0,101 \pm 0.432$
675.0	$2454367.294600 \pm 0.000400$	2454367,295579	$-1,410 \pm 0.576$
675.5	$2454367.439600 \pm 0.000500$	2454367,439766	$-0,239 \pm 0.720$
745.0	$2454387.481000 \pm 0.000400$	2454387,481759	$-1,093 \pm 0.576$
748.0	$2454388.346600 \pm 0.000400$	2454388,346881	$-0,405 \pm 0.576$
806.5	$2454405.219300 \pm 0.000500$	2454405,216760	$3,658 \pm 0.720$
807.0	$2454405.360700 \pm 0.000500$	2454405,360947	$-0,356 \pm 0.720$

Null-Linie könnte auf eine nicht exakte Periode, auf Periodenänderungen über der Zeit aufgrund von Masseverlust, -austausch oder Akkretion oder auf das Vorhandensein von Planetenkandidaten (zum Beispiel Silvotti et al. 2007) hindeuten und so wichtige Informationen zur Charakterisierung des Systems liefern.

Bei 2MASS 19090585+4911585 weichen 65 % der beobachteten Minimzeitpunkte im Rahmen der Fehler kaum von der Nulllinie ab und 25 % liegen innerhalb von $1-\sigma$ von Null entfernt. Nur zwei Werte weichen sehr stark (über $3-\sigma$) ab. Man kann sagen, dass die Bedeckungen meistens zu dem vorrausgesagten Zeiten stattgefunden haben. Das bedeutet, dass Formel 8.11 die Beobachtungen zum jetzigen Zeitpunkt am besten repräsentiert.

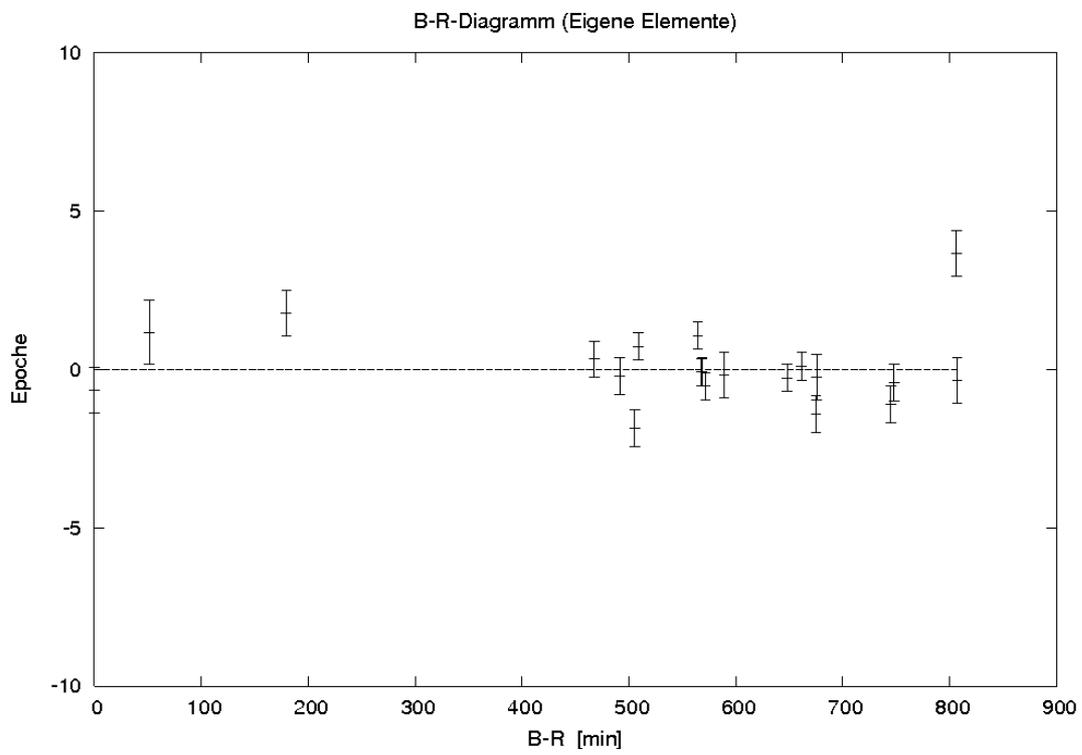


Abbildung 8.17: B-R-Diagramm für 2MASS 19090585+4911585. Die Null-Linie ist gestrichelt dargestellt

Kapitel 9

Ausblick

*So eine Arbeit wird eigentlich nie fertig,
man muss sie für fertig erklären,
wenn man nach Zeit und Umständen
das Mögliche getan hat.*

Johann Wolfgang von Goethe, 1787

Ganz in diesem Sinne mussten auch in dieser Diplomarbeit einige Beobachtungstatsachen unerklärt bleiben. Vor allem fehlte es aufgrund des meist schlechten Wetters an weiterführenden Nachbeobachtungen für die Bestätigung der Beobachtungsergebnisse und die daraus gewonnenen Hypothesen.

Eine Fehlerquelle bei der Fotometrie stellen die systematischen Fehler des CCD dar. Um die fotometrischen Fehler der Beobachtungsdaten weder zu unter- noch zu überschätzen, soll durch Messungen in Großschwabhausen das RN und der Gain genau bestimmt werden.

Mit den schon existierenden Daten können weitere Untersuchungen durchgeführt werden. Das Feld um TrES-2 wurde von März bis Oktober 2007 in 31 Nächten beobachtet. Mit Hilfe der gemeinsamen Fotometrie aller Daten soll nach Veränderlichen mit Perioden von Tagen bis Monaten gesucht werden. Dazu muss erneut das Programm *chpot* modifiziert werden.

Bei den zwei Zeitserien, die im Wendelstein-Observatorium aufgenommen wurden, soll nachgeprüft werden, ob die in Kapitel 7.4.1 aufgestellte These des engen veränderlichen Sterns bei TrES-2 bestätigt werden kann. Das ist möglich, da durch die bessere Pixelskala der CCD-Kamera *MONICA* das Objekt von TrES-2 getrennt werden kann.

Bei der Analyse von TrES-1 wurde ein anhand von gegebenen Systemparametern konstruierter Transitverlauf verwendet. Nun soll überprüft werden, ob man das Transitzentrum mit der berechneten theoretischen Lichtkurve genauer bestimmen kann.

Ein wichtiger Schritt zur Vereinfachung der Datenauswertung ist die Verbesserung der Software.

Die Auswahl der besten Sterne für den optimierten künstlichen Vergleichssterne geht im Moment mühsam per Hand von statten. Eine Automatisierung dieses Schrittes würde die

Effizienz der Auswertung erhöhen.

Desweiteren soll auch *chphot* so geändert werden, dass die Fotometrie eines Datensatzes nach Start des Programms ohne weitere menschliche Mitwirkung abläuft.

Für die Bestimmung der Lichtwechselelemente soll der χ^2 -Test, welcher im Moment per Hand mit nur einem Freiheitsgrad angewendet wird, auf mehrere Freiheitsgrade erweitert werden. Dafür ist die Entwicklung eines entsprechenden Programms von Nöten.

Da für die Fotometriedaten der CTK die Anwendung von *Sysrem* noch einige Schwierigkeiten birgt, wäre es von Vorteil, auch dieses Programm auf die Bedürfnisse der Transitbeobachtung in Großschwabhausen anzupassen.

Da die Fragen der Existenz und Herkunft des Dips sowie die Transitzeitvariationen noch nicht beantwortet sind, sollen bei weiteren Nachbeobachtungen viele Transits aufgenommen werden.

Das sich 2MASS 19090585+4911585 im gleichen Feld befindet, kann auch hier weiterführend geforscht werden. Dazu gehört die Bestimmung der Helligkeit beider Komponenten durch absolute Fotometrie, sowie die Ermittlung des Spektraltyps. Aus diesen Informationen können Kenntnisse über die Orbitparameter gewonnen werden. Aus weiteren Minimabeobachtungen werden eventuelle Zeitvariationen analysiert.

Zur Identifizierung von solchen Zeitvariationen sollen auch andere Sterne mit bekannten Transitplaneten beobachtet werden.

Im Sommer 2008 wird vorraussichtlich das 90 cm Teleskop in großschwabhausen wieder in Betrieb genommen. Dafür wird eine CCD-Kamera mit 2048×2048 Pixel und einer besseren Pixelskala angeschafft. Damit kann ein eigenes Transitsuchprogramm für die Suche nach Planeten um Sterne in jungen Sternhaufen gestartet werden.

Neben möglichen Exoplaneten können auch eine Vielzahl von neuen veränderlichen Sternen gefunden werden, die man mit dem Spektrographen *FIASCO* charakterisieren kann. Mit Hilfe von Teleskopen an anderen Standpunkten und anderen Ländern sollen große Erfolge bei der Suche nach jungen Exoplaneten erzielt werden, um viel über die Entstehung solcher Objekte zu erfahren.

Kapitel 10

Zusammenfassung

Gegenstand dieser Arbeit waren Beobachtungen von Sternen mit bekannten Transitplaneten in der Beobachtungsstation Großschwabhausen mit dem Ziel, die fotometrische Genauigkeit der vorhandenen CCD-Kamera IMG 1024S zu testen. Desweiteren diente die Arbeit der Erprobung und Entwicklung von Verfahren zur effizienten Datenreduktion und -analyse bei einer großen Anzahl von Sternen.

Dafür war zuerst die Charakterisierung des verwendeten CCD-Detektors TK 1024 anhand eigener Messungen von Nöten.

Diese Analyse ergab, dass der in die CTK eingesetzte CCD-Chip bis zur oberen Grenze des A/D-Wandlers auf 3% linear reagiert. Der Dunkelstrom sowie das *Bias* bleiben relativ konstant, sodass während der Beobachtung keine zusätzlichen Kalibrationsbilder nötig sind und nur zu Beginn und/oder zum Ende einer Zeitserie gewonnen werden müssen.

Bei der Beobachtung in der Universitätssternwarte Großschwabhausen mit dem 25,4 cm Cassegrain-Teleskop und der optischen CCD-Kamera CTK konnten alle nachbeobachteten Transits detektiert werden. Die mittlere fotometrische Genauigkeit dieser beobachteten Sterne mit bekannten Transitplaneten beträgt 0,007 mag, die Genauigkeit bei der Bestimmung des Transitzeitpunktes etwa 0,0017 d. Damit können Transitzeitvariationen von 150 s registriert werden.

XO-1 war der erste Stern mit bekanntem Transitplanet, welcher in Großschwabhausen fotometrisch untersucht wurde. In der Nacht vom 11./12. März 2007 wurden 161 Bilder von XO-1 aufgenommen. Der genaue Transitzeitpunkt konnte zu $T_c(HJD) = (2454171,531461 \pm 0,0016)$ d bestimmt werden. Durch die Berechnung des B-R mit den Elementen von Wilson et al. (2006) wurde festgestellt, dass die Orbitperiode kleiner ist als zuvor angenommen. Die Bestimmung neuer Ephemeriden ergab:

$$\mathbf{T}_{tr} = (2453887,74679 + \mathbf{E} \cdot 3.941497) \text{ d.}$$

Anhand eines Helligkeits-Genauigkeits-Diagramms, welches mit Hilfe aller im CCD-Feld um XO-1 vorhandenen Sterne erstellt wurde, konnte eine Detektionsschwelle für Transitbeobachtungen in Großschwabhausen abgeschätzt werden. Bei 60 s Belichtungszeit kann mit der CTK ein 2,5% tiefer Transit bei Sternen bis $\mathbf{m}_T = 12,8 \text{ mag}$ detektiert werden.

Eine sehr wichtige Erkenntnis für die Datenreduktion wurde bei der Auswertung des XO-Datensatzes gewonnen. Bei Verwendung einer *Bad-Pixel-Mask* zur Korrektur von de-

fekten Pixeln traten gravierende Fehler auf, die aus der großen Pixelskala der CTK von 2 Bogensekunden pro Pixel resultieren. Deshalb wurde bei der Datenreduktion komplett auf die *Bad-Pixel-Mask* verzichtet.

Am 15. März 2007 wurden 88 Bilder eines Transits von TrES-1 aufgenommen. Trotz des fehlenden Aufstiegs konnte mit Hilfe eines simulierten Transitverlaufs das Transitzentrum zu $T_c(\text{HJD}) = (2454174,6090 \pm 0,0017)$ d bestimmt werden.

Durch das Eintragen des Transitzeitpunktes in ein B-R-Diagramm konnten die von Winn et al. (2007) berechneten Ephemeriden bestätigt werden.

Der Mutterstern des Transitplaneten TrES-2 wurde über einen längeren Zeitraum fotometrisch untersucht. Zwischen März und November konnten sieben verschiedene Transits und fast eine komplette Orbitperiode aufgenommen und ausgewertet werden. Insgesamt wurden in 31 Nächten der Beobachtung 3423 Aufnahmen vom TrES-2-Mutterstern gewonnen. Bei den ersten beiden dieser aufgenommenen Transits wurde ein mysteriöser Helligkeitseinbruch nach Ende des eigentlichen Transits des Planeten vor seinem Stern beobachtet. Bei keinem weiteren in Großschwabhausen beobachteten Transit konnte dieser Dip erneut gefunden werden. Es wurde versucht, die Existenz des geheimnisvollen Dips zu erklären. Vier verschiedene Thesen wurden aufgestellt: ein naher veränderlicher Stern, welcher mit in die Apertur fällt, ein weiterer Planet im System, ein Transit vor einem Hintergrundstern oder ein Transit vor einem weiten Begleiter des TrES-2-Muttersterns. Keine dieser Thesen konnte bis zum jetzigen Zeitpunkt als endgültige Lösung bestätigt werden.

Anhand des mit den Elementen von O'Donovan et al. (2006) berechneten B-R wurde ersichtlich, dass eine neue Berechnung der Ephemeriden notwendig war. Diese ergab:

$$\mathbf{T}_{\text{tr}} = (2453989,7528 + \mathbf{E} \cdot 2,470615) \text{ d.}$$

Trotz der neuen Ephemeridenbestimmung weichen gerade die neueren Werte stark in beide Richtungen von der Nulllinie ab, was auf Transitzeitvariationen hindeutet. Auch diese können zum jetzigen Zeitpunkt nicht bestätigt werden.

Bei der Auswertung der Transitdaten wurde versucht, systematische Effekte aus den Lichtkurven herauszurechnen. Dazu wurde der Algorithmus *Sysrem* verwendet. Dabei wurde festgestellt, dass die Anwendung von *Sysrem* für die Daten aus Großschwabhausen schwierig ist. Sind zu viele Datenpunkte im Transit, also zu wenig oder gar kein Normallicht zu beiden Seiten des Transits vorhanden, wird der Transit selbst als Effekt erkannt und entfernt. Für eine optimale Wirkung muss der Algorithmus auf die Bedürfnisse der Transitbeobachtung in Großschwabhausen angepasst werden.

Am Rand des $37,7' \times 37,7'$ Feldes um den TrES-2-Mutterstern wurde ein bisher unbekannter bedeckungsveränderlicher Stern mit zwei leicht unterschiedlich tiefen Minima ($I_{\text{MinI}} = 0,68$ mag und $I_{\text{MinII}} = 0,55$ mag) entdeckt. Dieser wurde anhand der Lichtkurve und des abgeschätzten Spektraltyps F5 als W-UMa-Stern klassifiziert, welcher sich in einem Abstand in der Größenordnung von 1 kpc befindet.

Mit Hilfe von drei verschiedenen Methoden zur Bestimmung der Periode, ergab sich für die Lichtwechselelemente, welche die Beobachtungen am besten repräsentieren:

$$\mathbf{T}_{\text{MinI}} = (2454172,643129 + \mathbf{E} \cdot 0,288374) \text{ d.}$$

Für die Zukunft wäre es wünschenswert, viele weitere Daten der schon beobachteten Objekte aufzunehmen, um die aufgestellten Theorien zu überprüfen. Weiterhin sollen auch

die übrigen Sterne mit bekannten Transitplaneten auf zusätzliche Planeten untersucht werden.

Bei einem zukünftigen Transitsuchprogramm des Astrophysikalischen Instituts Jena sollen Regionen in jungen, offenen Sternhaufen beobachtet werden, um junge Planeten zu detektieren und so Erkenntnisse über die Planetenentstehung zu gewinnen.

Anhang A

Zusätzliche Informationen

A.1 Quelltext zu *plot_stars_g*

```
; NAME:
;     PLOT_STARS_GROSS
;
; PURPOSE:  Read data created by Christopher Broeg's code to produce
;           an artificial comparison star and plot the results.
;
;
; CALLING SEQUENCE: plot_stars_g, file, Nstars
;                   [xtitle=xtitle, ytitle=ytitle, JDsub=JDsub]
;
;
; INPUTS: file:  Name of the file to be read in (in apostrophes!)
; Nstars: Number of stars in file (sum of target and all comparison stars)
; xtitle: xtitle of plots
; ytitle: ytitle of plots
; JDsub:  time span to be subtracted in days
;
;
; REVISION HISTORY:
;     Written by T. Schmidt           May 2007, Jena
;     (With help of A. Seifahrt)
```

```
PRO plot_stars_g,file,Nstars,xtitle=xtitle,ytitle=ytitle,JDsub=JDsub

;Nstars=6

Spalten=(Nstars-1)*2+4

aiuread_ascii,file,daten,NCOL=Spalten
aiuread_ascii,'nr_to_name',nrtoname,NCOL=2
```

```

daten(2,*)=-((daten(2,*)+(1-median(daten(2,*))))+2
FOR i=2,Nstars DO BEGIN
daten(i+2,*)=-((daten(i+2,*)+(1-median(daten(i+2,*))))+2
ENDFOR

SET_PLOT, 'ps'
DEVICE,FILENAME=strcompress(nstars-1,/remove_all)+'Lightcurve_star1_g.eps',
/palatino,xsize=28,ysize=20,yoffset=29,inches=0,font_size=9,bits=8,
/landscape,isolatin=1,/encapsulated
loadct,0
!p.font=0

IF n_elements(JDsub) EQ 1 THEN BEGIN
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(2,*),psym=1,yrange=[0.5,1.2],/ystyle
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(2,*),xtitle=xtitle,psym=1,yrange=[0.5,1.2],/ystyle
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(2,*),ytitle=ytitle,psym=1,yrange=[0.5,1.2],/ystyle
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(2,*),xtitle=xtitle,ytitle=ytitle,psym=1,
    yrange=[0.5,1.2],/ystyle
  oploterr,daten(0,*)-JDsub,daten(2,*),daten(3,*)

ENDIF ELSE BEGIN
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*),daten(2,*),psym=1,yrange=[0.5,1.2],/ystyle
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*),daten(2,*),xtitle=xtitle,psym=1,yrange=[0.5,1.2],/ystyle
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*),daten(2,*),ytitle=ytitle,psym=1,yrange=[0.5,1.2],/ystyle
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*),daten(2,*),xtitle=xtitle,ytitle=ytitle,psym=1,
    yrange=[0.5,1.2],/ystyle
  oploterr,daten(0,*),daten(2,*),daten(3,*)

ENDELSE
device,/close
set_plot,'x'

SET_PLOT, 'ps'
;name=strcompress(i,/remove_all)
DEVICE,FILENAME=strcompress(nstars-1,/remove_all)+'Lightcurves_further_stars_g.ps',
/palatino,xsize=28,xoffset=0.5,ysize=20,yoffset=29,inches=0,font_size=9,bits=8,
isolatin=1,/landscape,encapsulated=0
loadct,0
!p.font=0

```

```

IF n_elements(JDsub) EQ 1 THEN BEGIN
FOR i=2,Nstars DO BEGIN
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(i+2,*) ,psym=1,yrange=[0.5,1.2] ,/ystyle,
    title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),format='(I)')
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(i+2,*) ,xtitle=xtitle,psym=1,
    yrange=[0.5,1.2] ,/ystyle,title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),
    format='(I)')
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(i+2,*) ,ytitle=ytitle,psym=1,
    yrange=[0.5,1.2] ,/ystyle,title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),
    format='(I)')
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(i+2,*) ,xtitle=xtitle,ytitle=ytitle,psym=1,
    yrange=[0.5,1.2] ,/ystyle,title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),
    format='(I)')
    oploterr,daten(0,*)-JDsub,daten(i+2,*) ,daten(i+Nstars+1,*)
ENDFOR

ENDIF ELSE BEGIN
FOR i=2,Nstars DO BEGIN
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*) ,daten(i+2,*) ,psym=1,yrange=[0.5,1.2] ,/ystyle,
    title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),format='(I)')
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*) ,daten(i+2,*) ,xtitle=xtitle,psym=1,
    yrange=[0.5,1.2] ,/ystyle,title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),
    format='(I)')
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*) ,daten(i+2,*) ,ytitle=ytitle,psym=1,
    yrange=[0.5,1.2] ,/ystyle,title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),
    format='(I)')
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*) ,daten(i+2,*) ,xtitle=xtitle,ytitle=ytitle,psym=1,
    yrange=[0.5,1.2] ,/ystyle,title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),
    format='(I)')
    oploterr,daten(0,*) ,daten(i+2,*) ,daten(i+Nstars+1,*)
ENDFOR

ENDELSE
device,/close
set_plot,'x'

end

```

```

;-----
; $Log: read_ascii.pro,v $
;Revision 1.2  1998/09/01  15:40:42  rklein
;Added ability to skip comment lines
;
;Revision 1.1  1997/08/21  07:14:44  loewe
;Initial revision
;
; Read ascii tables into data array

;+
; NAME:
;     AIUREAD_ASCII
;
; PURPOSE:  Read data stored in an ascii table into an IDL data
; structure. The array must be organised in rows and columns,
; with the columns separated by at least one whitespace.
; The number of columns is assumed to be 2, this can be
; changed using the 'ncol' keyword. Lines with '!', '%',
; ';' or 'C' as first character are skipped in the
; processing as comment lines but are echoed on the screen.
;
;
; CALLING SEQUENCE: aiuread_ascii, filename, array [, NCOL=ncol, ...]
;
;
; INPUTS:  filename: Name of the file to be read
; array:   Logical Name of the array the data will be stored
;          in, will be created.
;
; KEYWORDS: ncol:   If the number of columns in your array is not 2,
; but, e.g. 3, just use 'ncol=3'
; You can use ncol, to read the file as seperate strings
; (line by line) and process these later yourself.
; to do this, set 'ncol=0'. aiuread_ascii then returns a
; a string array containing the lines of the file.
;
; comment:  NOW OBSOLETE: routine reads always only the
;           first "ncol" columns.
;           If this keyword is set, READ_ASCII reads only the
; first ncol records of each line of the input file.
; Additional columns may then contain comments (or
; useless data), which are ignored.
;
;           comm_char: may contain a differnt set of characters
;           indicating comments lines. Example: If

```

```

;           comments start with 'c' or '$', set
;           comm_char='c$'.
;
;           skip:   skip the first SKIP lines while reading the
;                   file. This is convenient if the first lines
;                   are comment lines but do not have a leading
;                   comment char.
;
;           quiet:  Set this key word to Supress any output.
;
;
; NOTES: Rather primitive, but useful.
;
;
; REVISION HISTORY:
;     Written by M. Feldt           May 1996, Jena
;
;     Added ability to read string arrays, May 1997, MFeldt
;
;     Added ability to skip comment lines, Sep 1998, rklein
;
;     Keyword SKIP added, May 1999, rklein
;
;     datatype deleted (old) and double instead of float, May 2007, tschmidt
;-

```

```

pro aiuread_ascii, fn, a, NCOL=ncol, QUIET=quiet, COMMENT=comment, $
    COMM_CHAR=comm_char,skip=skip

```

```

IF NOT keyword_set(comm_char) THEN comm_char = '!%;C'
IF NOT keyword_set(skip) THEN skip = 0

```

```

get_lun,fu
t=string('xxxx')
n=0L
openr,fu,fn
FOR i=1,skip DO BEGIN
    readf,fu,t
    IF not keyword_set (quiet) THEN print,t
ENDFOR
repeat begin
    readf,fu,t
    IF strpos(comm_char,strmid(t,0,1)) EQ -1 $
        THEN n=n+1 $
    ELSE IF not keyword_set (quiet) THEN print,t
endrep until eof(fu)           ; ##### determine the number of rows
if not keyword_set (quiet) then print,n,' valid rows found'

```

```

close,fu

if ncol eq 0 then BEGIN
  a = strarr(n)
  c = 'xxx'
  ncol = 1
ENDIF ELSE BEGIN
  a = dblarr(ncol,n)
  c = dblarr(ncol)
ENDELSE

openr,fu,fn
FOR i=1,skip DO readf,fu,t
for i=0L,n-1 do begin
  REPEAT $
    readf,fu,t $
  UNTIL strpos(comm_char,strmid(t,0,1)) EQ -1
  reads,t,c
  a(i*ncol:(i+1)*ncol-1)=c
endfor

close,fu
free_lun,fu
end

```

A.2 Quelltext zu *plot_stars_k*

```

; NAME:
;       PLOT_STARS_KLEIN
;
; PURPOSE:  Read data created by Christopher Broeg's code to produce
; an artificial comparison star and plot the results.
;
;
; CALLING SEQUENCE: plot_stars_k, file, Nstars
[xtitle=xtitle, ytitle=ytitle, JDsub=JDsub]
;
;
; INPUTS: file:   Name of the file to be read in (in apostrophes!)
; Nstars: Number of stars in file (sum of target and all comparison stars)
; xtitle: xtitle of plots
; ytitle: ytitle of plots
; JDsub:  time span to be subtracted in days
;
;

```

```

; REVISION HISTORY:
;     Written by T. Schmidt           May 2007, Jena
;     (With help of A. Seifahrt)

PRO plot_stars_k,file,Nstars,xtitle=xtitle,ytitle=ytitle,JDsub=JDsub

;Nstars=6
Spalten=(Nstars-1)*2+4

aiuread_ascii,file,daten,NCOL=Spalten
aiuread_ascii,'nr_to_name',nrtoname,NCOL=2

daten(2,*)=- (daten(2,*)+(1-median(daten(2,*))))+2
FOR i=2,Nstars DO BEGIN
daten(i+2,*)=- (daten(i+2,*)+(1-median(daten(i+2,*))))+2
ENDFOR

SET_PLOT,'ps'
DEVICE,FILENAME=strcompress(nstars-1,/remove_all)+'Lightcurve_star1_k.eps',
/palatino,xsize=28,ysize=20,yoffset=29,inches=0,font_size=9,bits=8,
/landscape,isolatin=1,/encapsulated
loadct,0
!p.font=0

IF n_elements(JDsub) EQ 1 THEN BEGIN
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(2,*) ,psym=1,yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(2,*) ,xtitle=xtitle,psym=1,yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(2,*) ,ytitle=ytitle,psym=1,yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(2,*) ,xtitle=xtitle,ytitle=ytitle,psym=1,
    yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle
  oploterr,daten(0,*)-JDsub,daten(2,*) ,daten(3,*)
ENDIF ELSE BEGIN
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*) ,daten(2,*) ,psym=1,yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*) ,daten(2,*) ,xtitle=xtitle,psym=1,yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*) ,daten(2,*) ,ytitle=ytitle,psym=1,yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*) ,daten(2,*) ,xtitle=xtitle,ytitle=ytitle,psym=1,
    yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle
  oploterr,daten(0,*) ,daten(2,*) ,daten(3,*)

```

```

ENDELSE
device,/close
set_plot,'x'

SET_PLOT,'ps'
;name=strcompress(i,/remove_all)
DEVICE,FILENAME=strcompress(nstars-1,/remove_all)+'Lightcurves_further_stars_k.ps',
/palatino,xsize=28,xoffset=0.5,ysize=20,yoffset=29,inch=0,font_size=9,bits=8,isolatin=
/landscape,encapsulated=0
loadct,0
!p.font=0

IF n_elements(JDsub) EQ 1 THEN BEGIN
FOR i=2,Nstars DO BEGIN
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(i+2,*) ,psym=1,yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle,
    title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),format='(I)')
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(i+2,*) ,xtitle=xtitle,psym=1,
    yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle,title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),
    format='(I)')
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(i+2,*) ,ytitle=ytitle,psym=1,
    yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle,title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),
    format='(I)')
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*)-JDsub,daten(i+2,*) ,xtitle=xtitle,ytitle=ytitle,psym=1,
    yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle,title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),
    format='(I)')
  oploterr,daten(0,*)-JDsub,daten(i+2,*) ,daten(i+Nstars+1,*)
ENDFOR

ENDIF ELSE BEGIN
FOR i=2,Nstars DO BEGIN
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*) ,daten(i+2,*) ,psym=1,yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle,
    title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),format='(I)')
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 0 THEN
    plot,daten(0,*) ,daten(i+2,*) ,xtitle=xtitle,psym=1,
    yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle,title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),
    format='(I)')
  IF n_elements(xtitle) EQ 0 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*) ,daten(i+2,*) ,ytitle=ytitle,psym=1,
    yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle,title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),
    format='(I)')
  IF n_elements(xtitle) EQ 1 AND n_elements(ytitle) EQ 1 THEN
    plot,daten(0,*) ,daten(i+2,*) ,xtitle=xtitle,ytitle=ytitle,psym=1,
    yrange=[0.9,1.1] ,/ystyle,title='Star number: '+string(nrtoname(1,i-2),

```

```

        format='(I)')
        oploterr, daten(0,*), daten(i+2,*), daten(i+Nstars+1,*)
    ENDFOR

ENDELSE
device,/close
set_plot,'x'

end

;-----

; $Log: read_ascii.pro,v $
;Revision 1.2  1998/09/01  15:40:42  rklein
;Added ability to skip comment lines
;
;Revision 1.1  1997/08/21  07:14:44  loewe
;Initial revision
;
; Read ascii tables into data array

;+
; NAME:
;     AIUREAD_ASCII
;
; PURPOSE:  Read data stored in an ascii table into an IDL data
; structure. The array must be organised in rows and columns,
; with the columns separated by at least one whitespace.
; The number of columns is assumed to be 2, this can be
; changed using the 'ncol' keyword. Lines with '!', '%',
; ';' or 'C' as first character are skipped in the
; processing as comment lines but are echoed on the screen.
;
;
; CALLING SEQUENCE: aiuread_ascii, filename, array [, NCOL=ncol, ...]
;
;
; INPUTS:  filename: Name of the file to be read
; array:   Logical Name of the array the data will be stored
;         in, will be created.
;
; KEYWORDS: ncol:   If the number of columns in your array is not 2,
;                 but, e.g. 3, just use 'ncol=3'
; You can use ncol, to read the file as separate strings
; (line by line) and process these later yourself.
; to do this, set 'ncol=0'. aiuread_ascii then returns a
; a string array containing the lines of the file.
;

```

```

; comment:  NOW OBSOLETE: routine reads always only the
;           first "ncol" columns.
;           If this keyword is set, READ_ASCII reads only the
; first ncol records of each line of the input file.
; Additional columns may then contain comments (or
; useless data), which are ignored.
;
;           comm_char: may contain a differnt set of characters
;           idicating comments lines. Example: If
;           comments start with 'c' or '$', set
;           comm_char='c$'.
;
;           skip:      skip the first SKIP lines while reading the
;           file. This is convenient if the first lines
;           are comment lines but do not have a leading
;           comment char.
;
;           quiet:     Set this key word to Supress any output.
;
;
; NOTES: Rather primitive, but useful.
;
;
; REVISION HISTORY:
;   Written by M. Feldt           May 1996, Jena
;
;   Added ability to read string arrays, May 1997, MFeldt
;
;   Added ability to skip comment lines, Sep 1998, rklein
;
;   Keyword SKIP added, May 1999, rklein
;
;   datatype deleted (old) and double instead of float, May 2007, tschmidt
;-

```

```

pro aiuread_ascii, fn, a, NCOL=ncol, QUIET=quiet, COMMENT=comment, $
    COMM_CHAR=comm_char, skip=skip

```

```

IF NOT keyword_set(comm_char) THEN comm_char = '!%;C'
IF NOT keyword_set(skip) THEN skip = 0

```

```

get_lun, fu
t=string('xxxx')
n=0L
openr, fu, fn
FOR i=1, skip DO BEGIN
    readf, fu, t

```

```
    IF not keyword_set (quiet) THEN print,t
ENDFOR
repeat begin
  readf, fu, t
  IF strpos(comm_char, strmid(t, 0, 1)) EQ -1 $
    THEN n=n+1 $
    ELSE IF not keyword_set (quiet) THEN print,t
endrep until eof(fu)          ; ##### determine the number of rows
if not keyword_set (quiet) then print,n, ' valid rows found'
close, fu

if ncol eq 0 then BEGIN
  a = strarr(n)
  c = 'xxx'
  ncol = 1
ENDIF ELSE BEGIN
  a = dblarr(ncol, n)
  c = dblarr(ncol)
ENDELSE

openr, fu, fn
FOR i=1, skip DO readf, fu, t
for i=0L, n-1 do begin
  REPEAT $
    readf, fu, t $
  UNTIL strpos(comm_char, strmid(t, 0, 1)) EQ -1
  reads, t, c
  a(i*ncol:(i+1)*ncol-1)=c
endfor

close, fu
free_lun, fu
end
```

A.3 Datenblatt zu TK1024

DEVICE SPECIFICATIONS			
Unless otherwise indicated, all measurements are made at standard conditions of -90 °C, 50 kpixels/second, two phases inverted, using dual slope CDS (Bandwidth = 250 kHz, at 8 μs integration time).			
	Minimum	Typical	Maximum
Format	1024 by 1024 pixels full frame		
Pixel size	24 μm by 24 μm		
Imaging area	24.6 mm by 24.6 mm		
Dark current, (20 °C equiv.)			
FRONT illum., MPP	---	0.05 nA/cm ²	0.1 nA/cm ²
" " , NON-MPP	---	0.10 nA/cm ²	1 nA/cm ²
BACK illum., MPP	---	0.10 nA/cm ²	0.5 nA/cm ²
" " , NON-MPP	---	0.5 nA/cm ²	5 nA/cm ²
Readout noise,			
FRONT	---	5 electrons	10 electrons
BACK	---	7 electrons	10 electrons
Full well signal,			
MPP	100,000 electrons	150,000 electrons	---
NON-MPP	300,000 electrons	350,000 electrons	---
Dynamic range (relative to readout noise)			
MPP	10,000:1	20,000-30,000:1	---
NON-MPP	30,000:1	50,000-70,000:1	---
Output gain (μvolts per electron)	0.4 μV/e-	1.0 μV/e-	---
Clockline capacitance ¹			
--parallel	---	20,000 pF	---
--serial	---	600 pF	---
--transfer	---	50 pF	---
Clockline resistance ² (parallel)			
--front illuminated, phase 1	---	90 Ω	
" " , phase 2	---	55 Ω	
" " , phase 3	---	45 Ω	
--back illuminated, phase 1	---	365 Ω	
" " , phase 2	---	575 Ω	
" " , phase 3	---	550 Ω	
-- front & back, transfer	---	60,000 Ω	
DC output level (Limit I _o ≤ 5 mA)	---	18 V	---
Output data rate ³			
--front illuminated	---	50 kpixels/s	1500 kpixels/s
--back illuminated	---	50 kpixels/s	750 kpixels/s
Output power dissipation (each MOSFET)	---	7 mW	35 mW
Charge transfer efficiency per clockcycle	.99995	.99999	---
Quantum efficiency (-90 °C)			
Front, λ = 400 nm	n.a.	(See Fig. 11 for room temp. QE)	
Front, λ = 700 nm	≥ 35 %		
Back, λ = 400 nm	≥ 35 %		
Back, λ = 700 nm	≥ 60 %		

¹These values are obtained by integrating the current impulse necessary to charge one parallel phase [entire array] or one serial phase [entire register length], and include phase-to-phase and phase-to-substrate components.

²These values are obtained with PxUL/PxLL connected together and with PxUR/PxLR connected together. Resistance is measured from PxL to PxR. It includes metal bus resistance plus poly line resistance in a series/parallel combination. (Refer to Figure 3 for definitions.)

³The output register frequency is specified at a level where the image area clocking meets CTE specifications. Higher speeds can be achieved at lower performance levels.

Abbildung A.1: Datenblatt zum CCD-Chip TK1024 – Teil 1

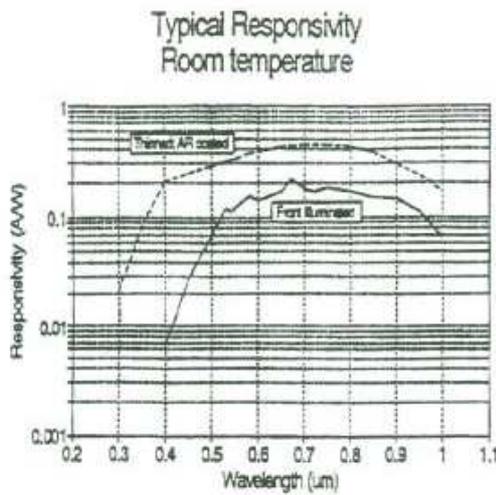


Figure 10: Typical Responsivity at Room Temperature [Top curve is for thinned, antireflection coated, back-illuminated devices. Bottom curve is for front-illuminated devices.]

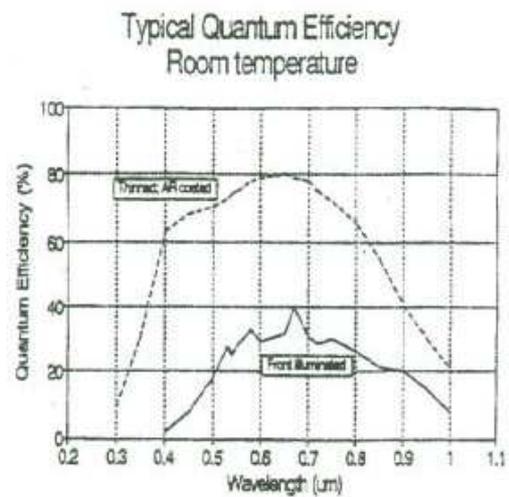


Figure 11: Typical Quantum Efficiency at Room Temperature [Top curve is for thinned, antireflection coated, back-illuminated devices. Bottom curve is for front-illuminated devices.]

NORMALIZED DARK CURRENT vs. TEMPERATURE

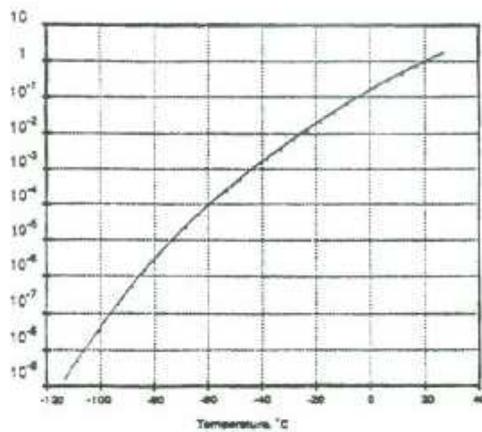


Figure 12: MPP or NON-MPP Dark Current Variation With Temperature in °C (Theoretical Data)

NORMALIZED NOISE vs. TEMPERATURE

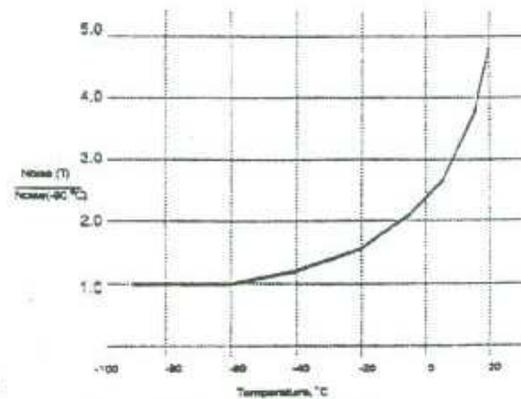


Figure 13: Output MOSFET Noise vs. Temperature in °C (excludes dark current contributions)

Abbildung A.2: Datenblatt zum CCD-Chip TK1024 – Teil 2

A.4 Lichtkurven der beobachteten Transits von TrES-2

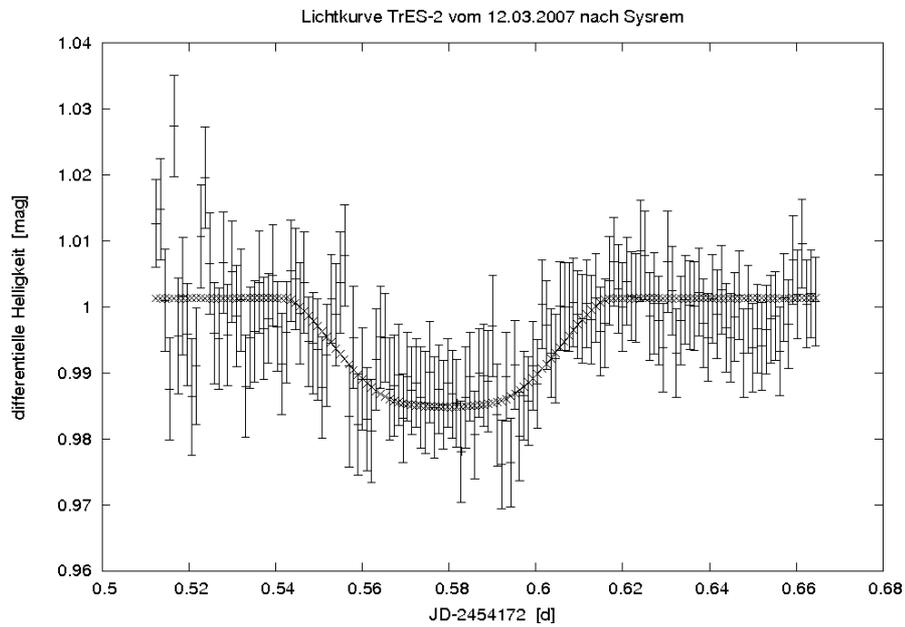


Abbildung A.3: 13.03.2007: $T_c = (2454172, 5729 \pm 0, 0017)$ d

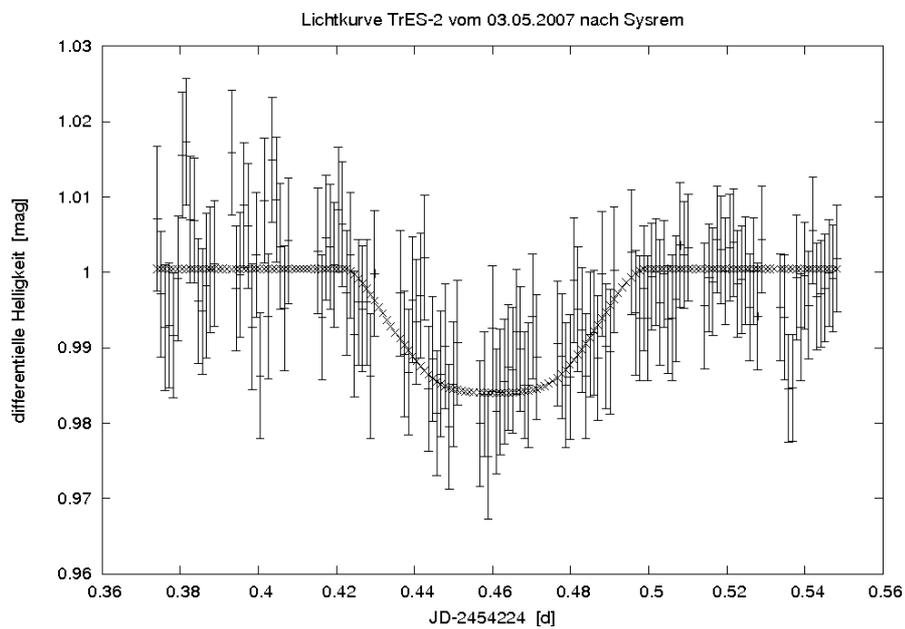
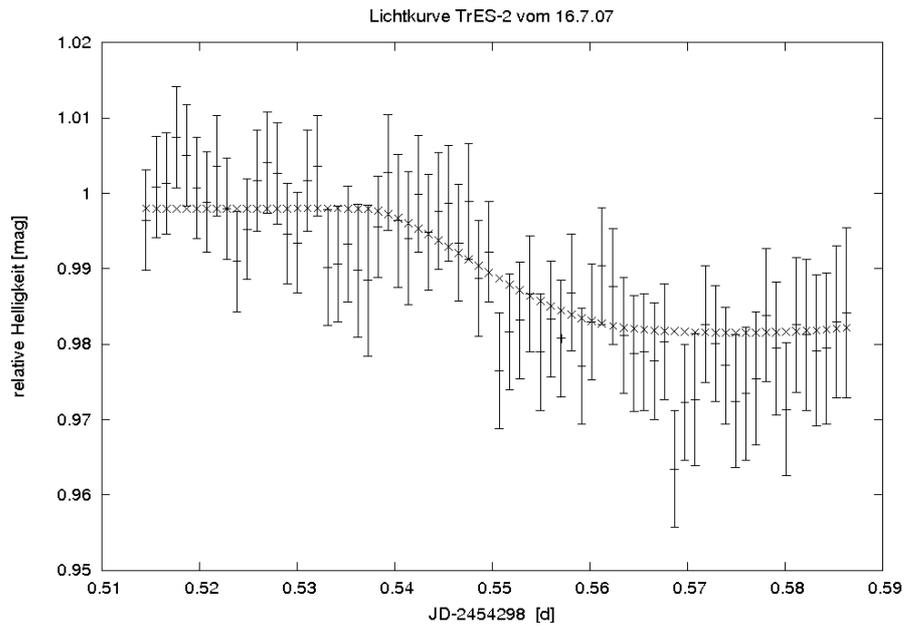
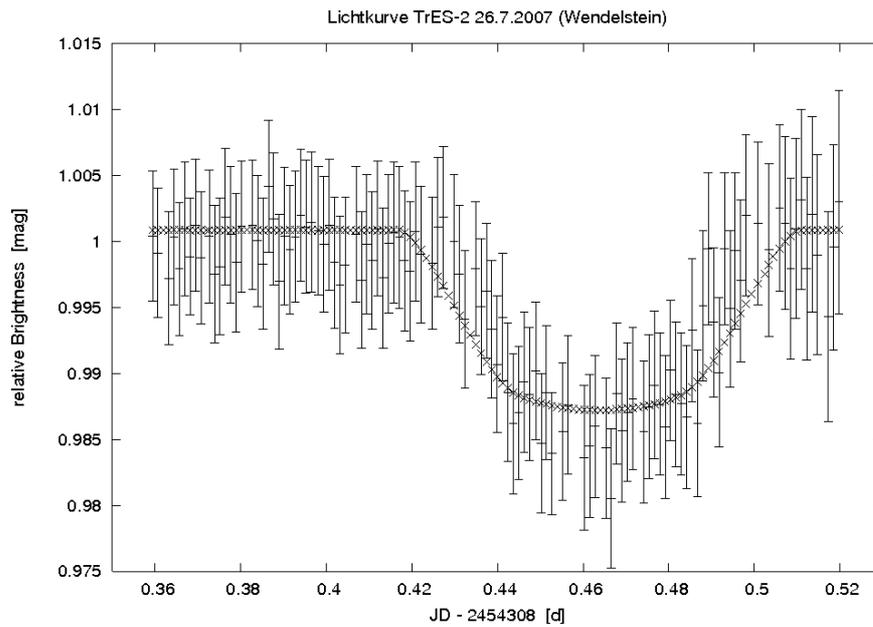


Abbildung A.4: 03.05.2007: $T_c = (2454224, 4722 \pm 0, 0017)$ d

Abbildung A.5: 17.07.2007: $T_c = (2454298, 5749 \pm 0, 0025)$ dAbbildung A.6: 26.07.2007: $T_c = (2454308, 4654 \pm 0, 0019)$ d (Wendelstein)

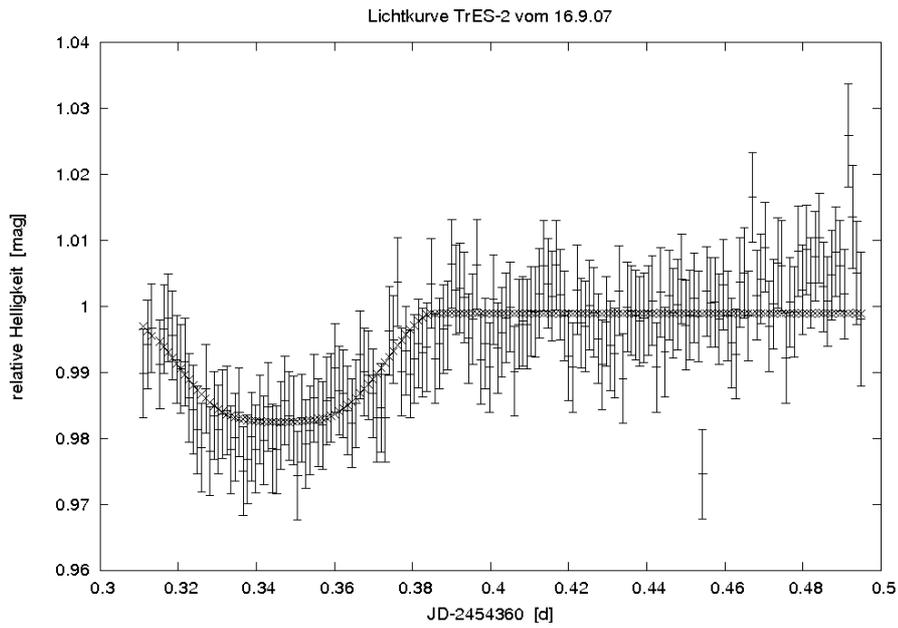


Abbildung A.7: 16.09.2007: $T_c = (2454360, 3471 \pm 0, 0017)$ d

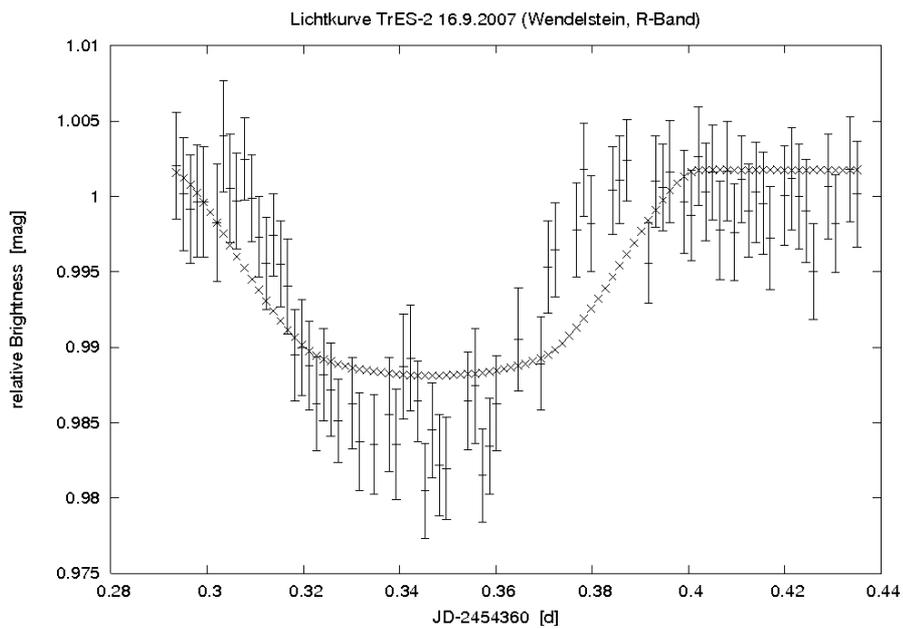
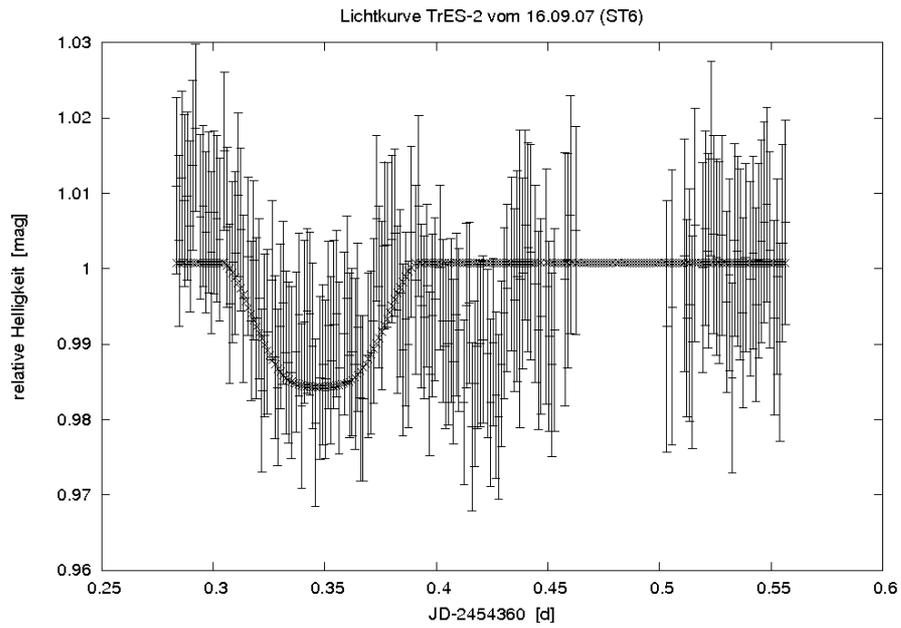
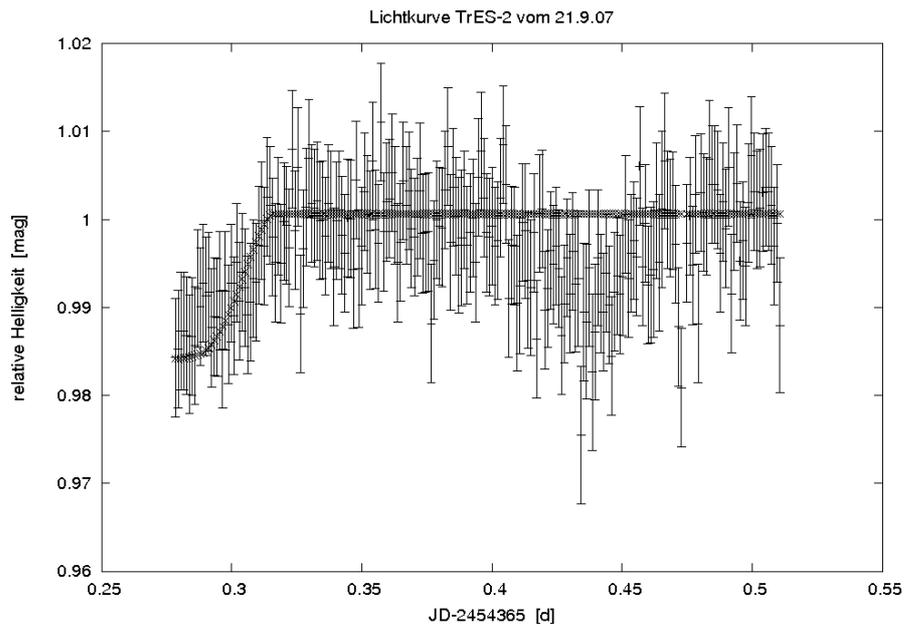


Abbildung A.8: 16.09.2007: $T_c = (2454360, 3473 \pm 0, 0015)$ d (Wendelstein)

Abbildung A.9: 16.09.2007: $T_c = (2454360, 3498 \pm 0, 0032)$ d (Herges-Hallenberg)Abbildung A.10: 21.09.2007: $T_c = (2454365, 2797 \pm 0, 0018)$ d

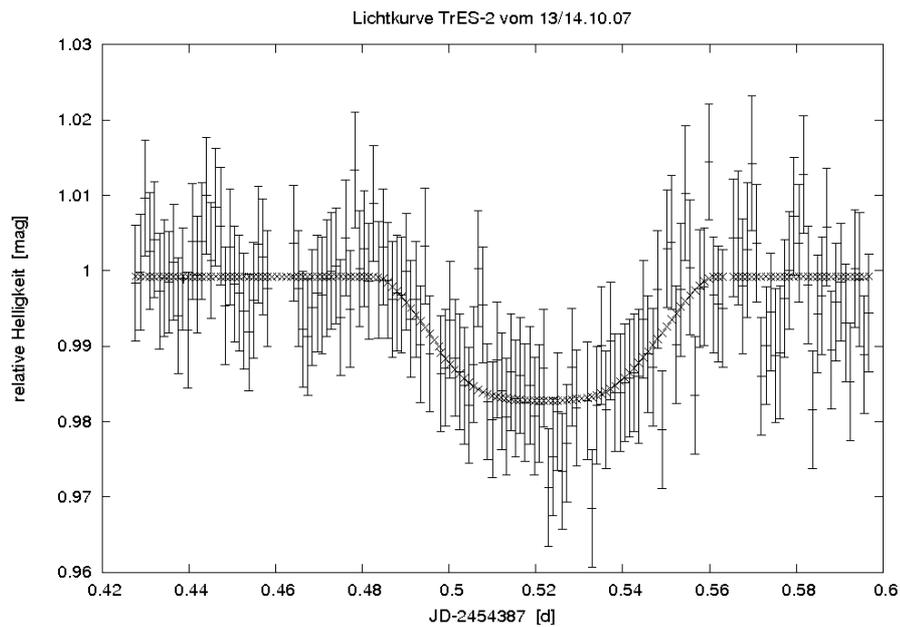


Abbildung A.11: 14.10.2007: $T_c = (2454387, 5225 \pm 0, 0017)$ d

A.5 Lichtkurven von 2MASS 19090585+4911585

Von der 27 gewonnenen Lichtkurven zeigen 16 mindestens 1 Minimum. MinI bedeutet Hauptminimum, als MinII wird das Nebenminimum bezeichnet.

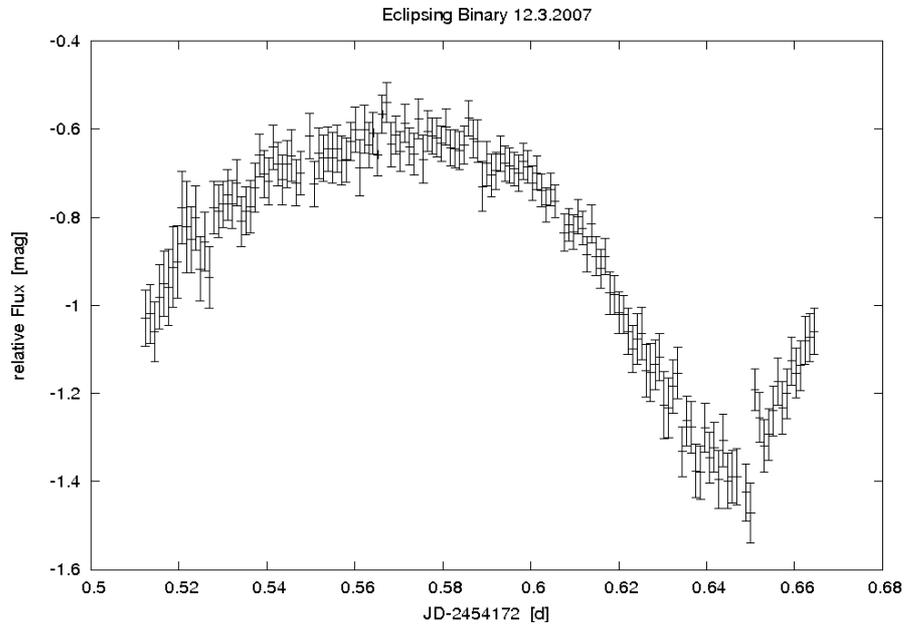


Abbildung A.12: 13.03.2007: $T_{\text{MinI}} = (2454172, 6426 \pm 0, 0005) \text{ d}$

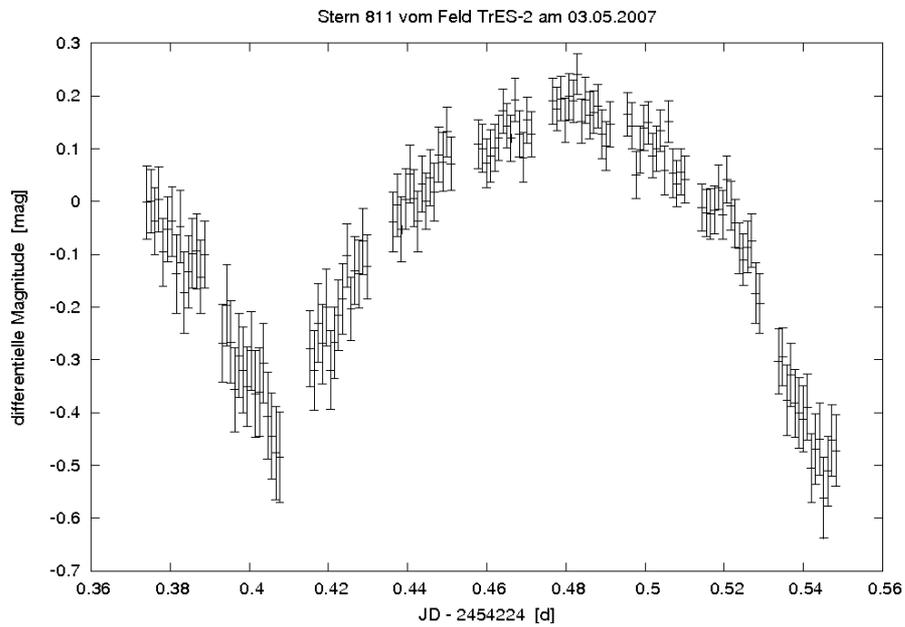


Abbildung A.13: 03.05.2007: $T_{\text{MinII}} = (2454224, 4075 \pm 0, 0005) \text{ d}$

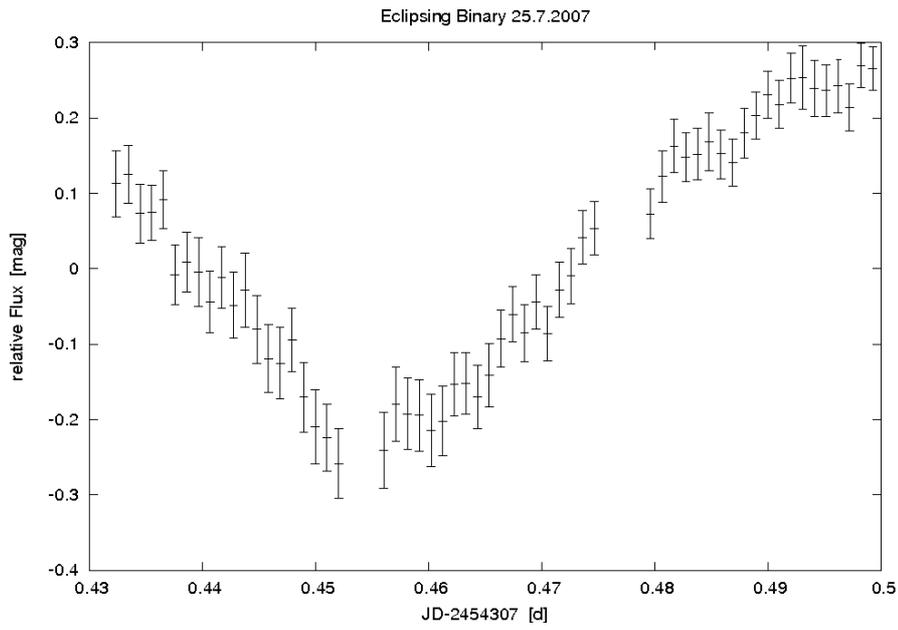


Abbildung A.14: 25.07.2007: $T_{\text{MinII}} = (2454314, 3788 \pm 0, 0004) \text{ d}$

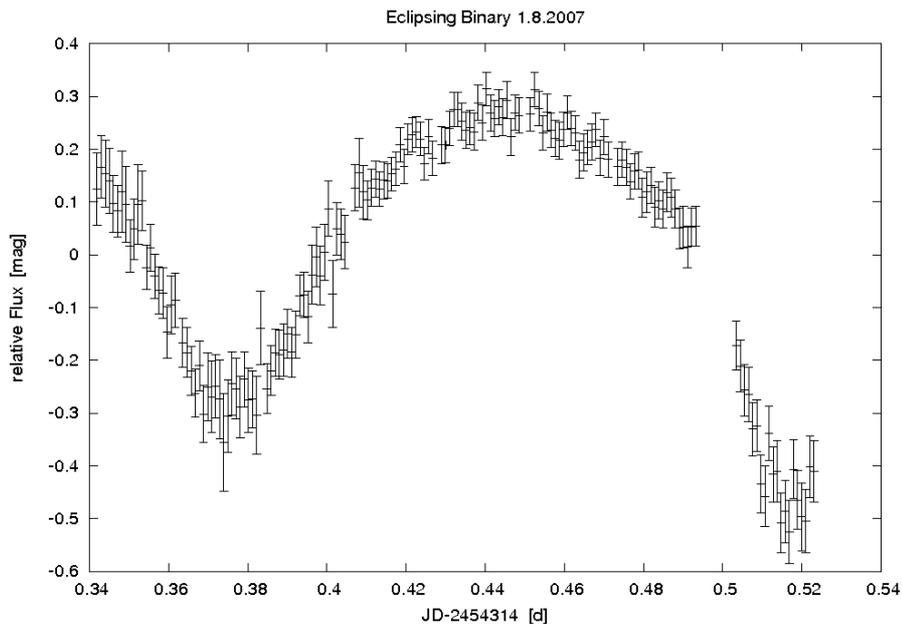
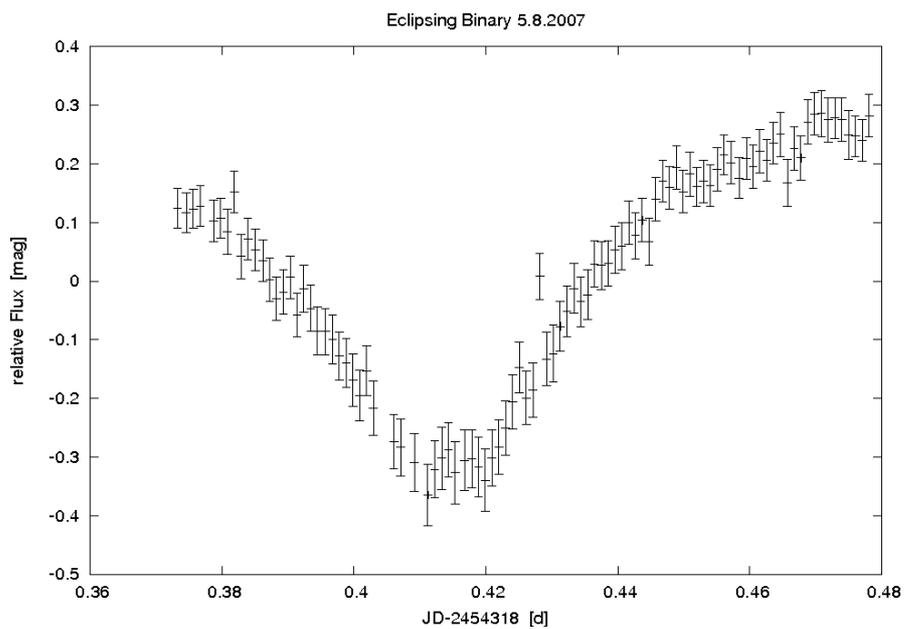
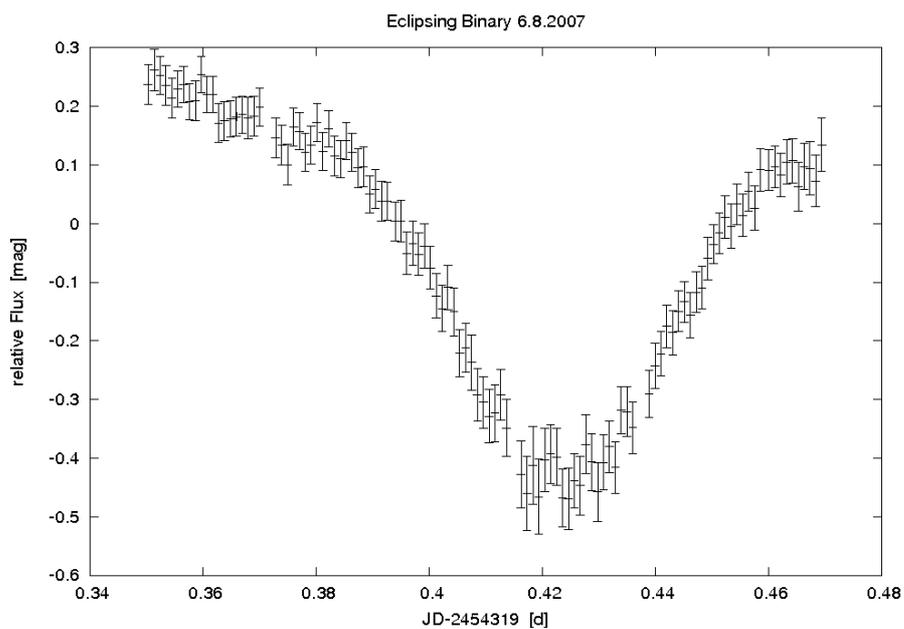


Abbildung A.15: 01.08.2007: $T_{\text{MinII}} = (2454314, 3788 \pm 0, 0004) \text{ d}$

Abbildung A.16: 05.08.2007: $T_{\text{MinII}} = (2454318, 4149 \pm 0, 0004)$ dAbbildung A.17: 06.08.2007: $T_{\text{MinI}} = (2454319, 4260 \pm 0, 0003)$ d

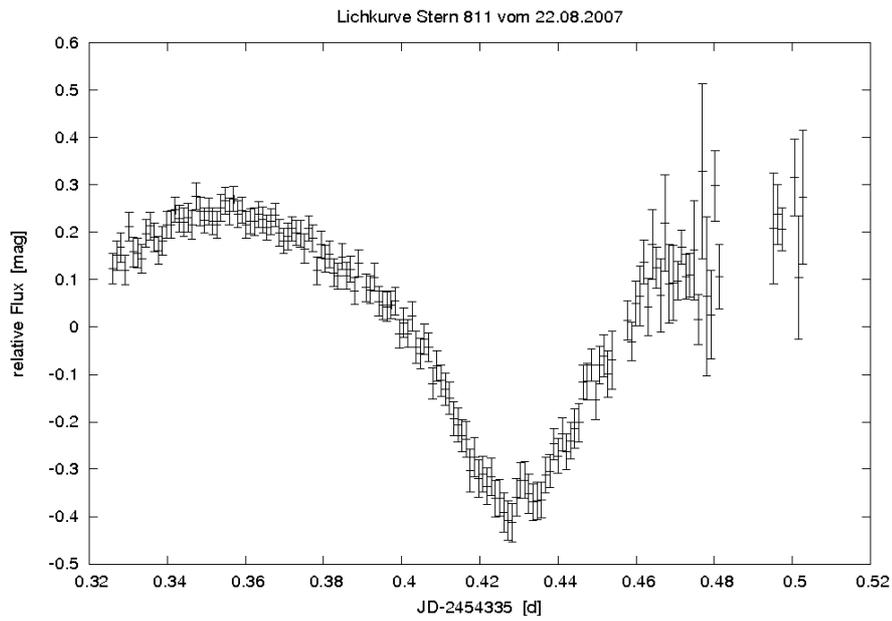


Abbildung A.18: 22.08.2007: $T_{\text{MinII}} = (2454335, 4310 \pm 0, 0003) \text{ d}$

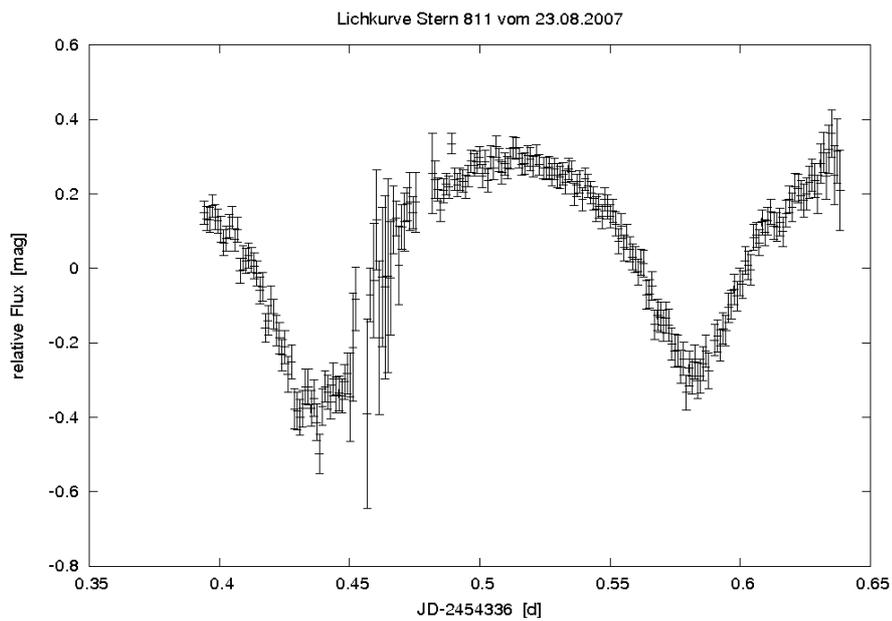
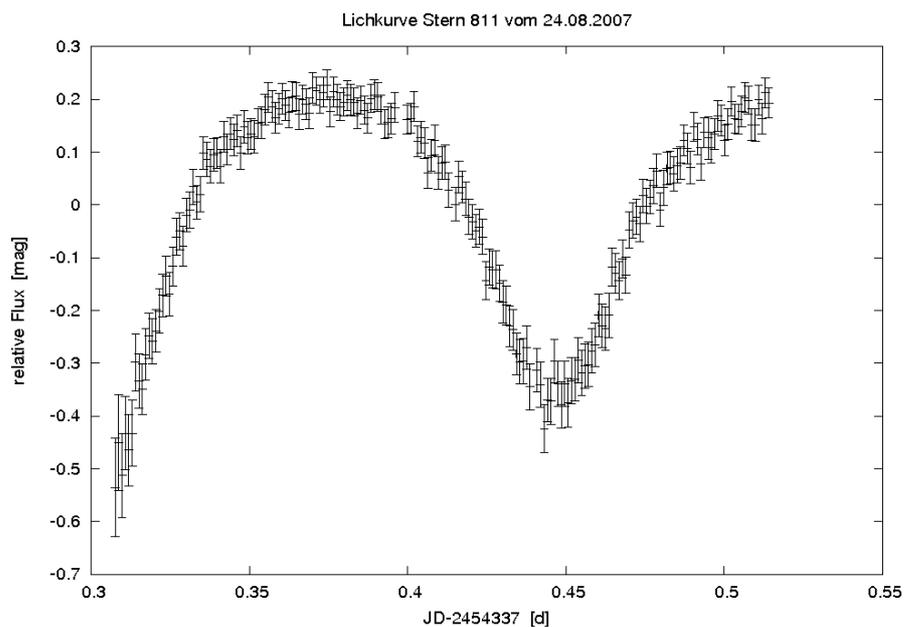
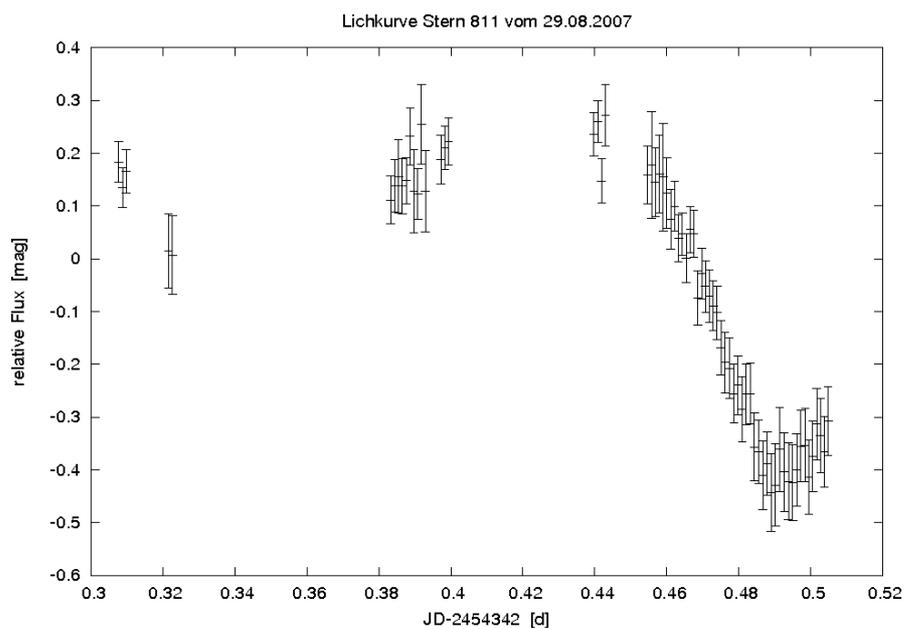


Abbildung A.19: 23.08.2007: $T_{\text{MinI}} = (2454336, 4395 \pm 0, 0003) \text{ d}$; $T_{\text{MinII}} = (2454336, 5837 \pm 0, 0003) \text{ d}$

Abbildung A.20: 24.08.2007: $T_{\text{MinII}} = (2454337, 4485 \pm 0, 0003) \text{ d}$ Abbildung A.21: 29.08.2007: $T_{\text{MinI}} = (2454342, 4953 \pm 0, 0005) \text{ d}$

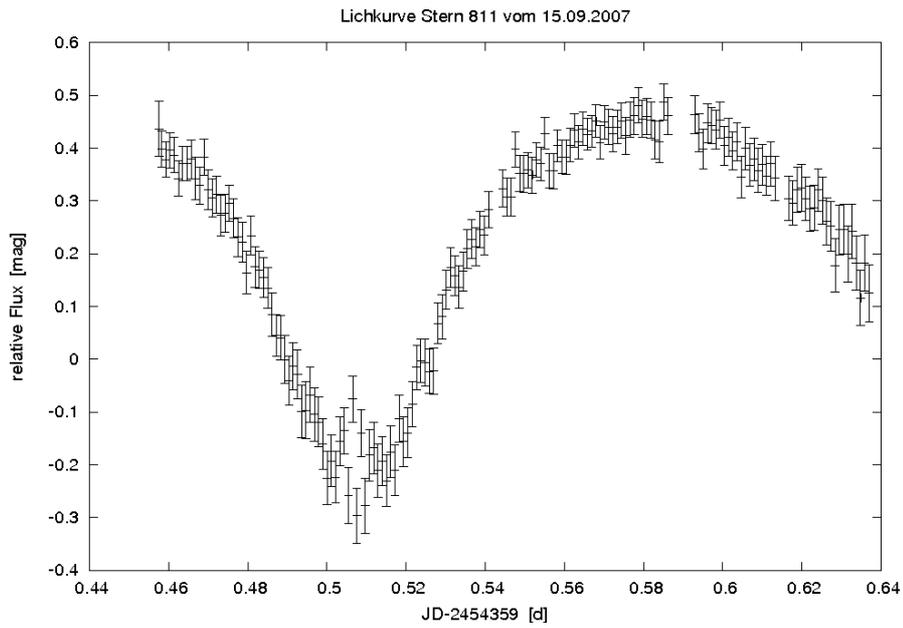


Abbildung A.22: 15.09.2007: $T_{\text{MinI}} = (2454359, 5093 \pm 0, 0003) \text{ d}$

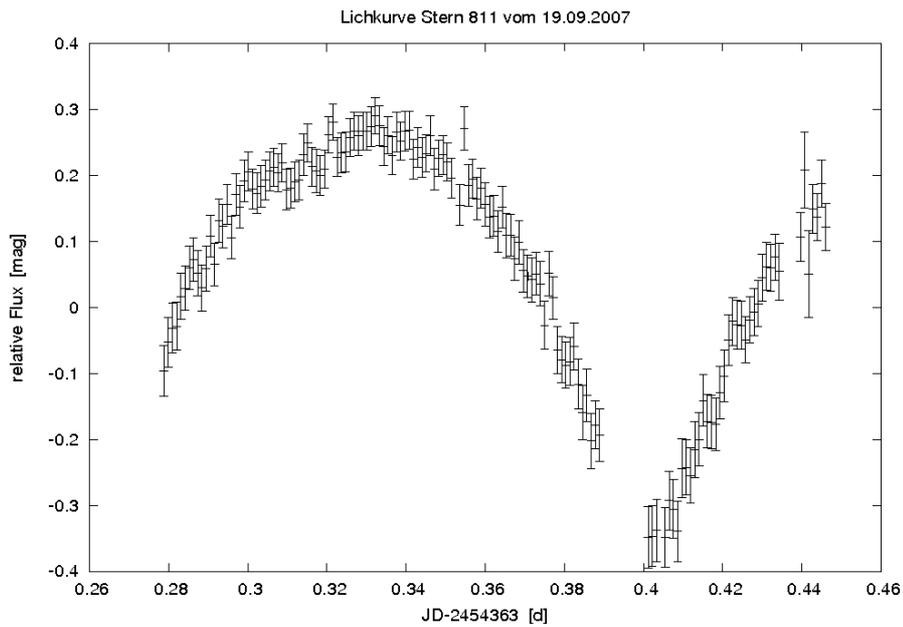


Abbildung A.23: 19.09.2007: $T_{\text{MinII}} = (2454363, 4026 \pm 0, 0003) \text{ d}$

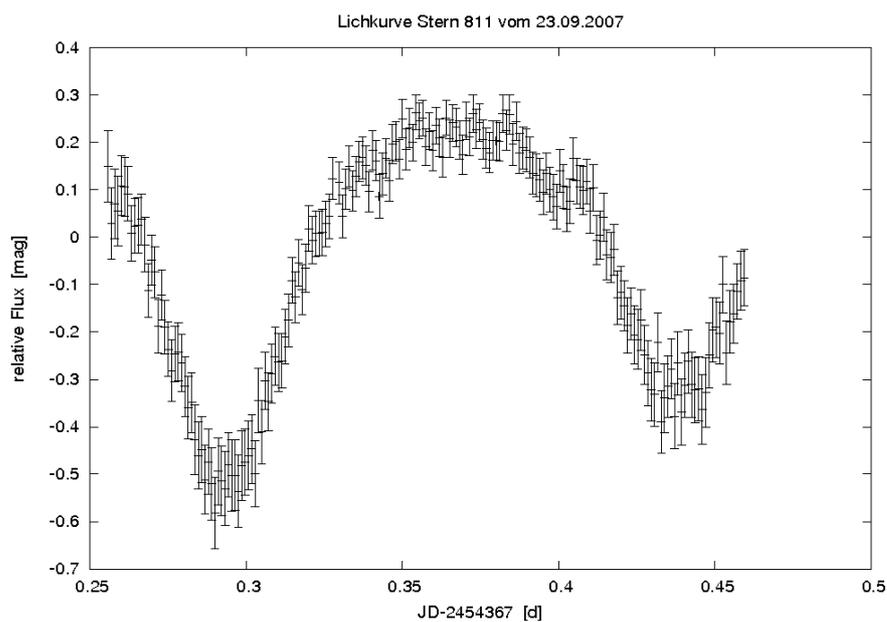


Abbildung A.24: 23.09.2007: $T_{\text{MinI}} = (2454367, 2946 \pm 0, 0004) \text{ d}$; $T_{\text{MinII}} = (2454367, 4396 \pm 0, 0005) \text{ d}$

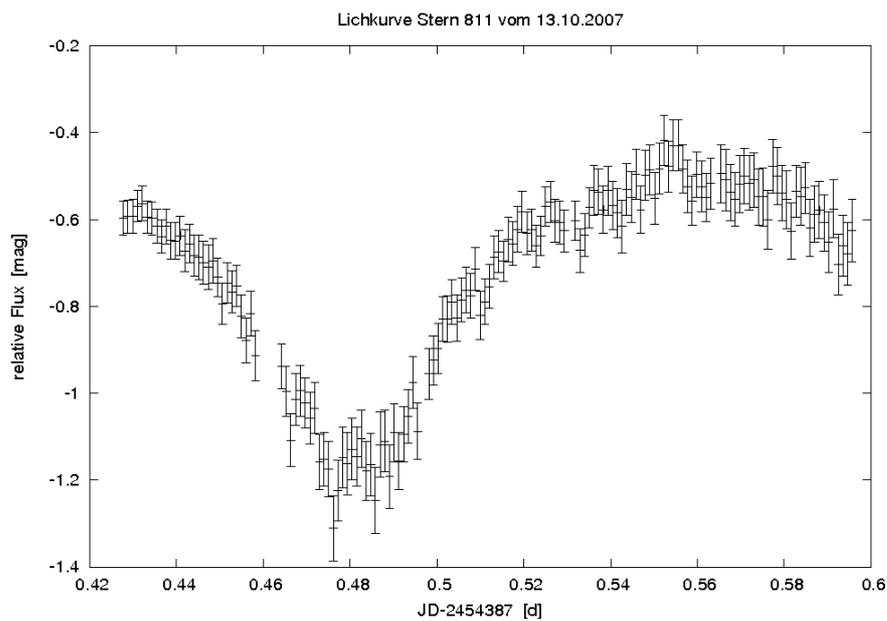


Abbildung A.25: 13.10.2007: $T_{\text{MinI}} = (2454387, 4810 \pm 0, 0004) \text{ d}$

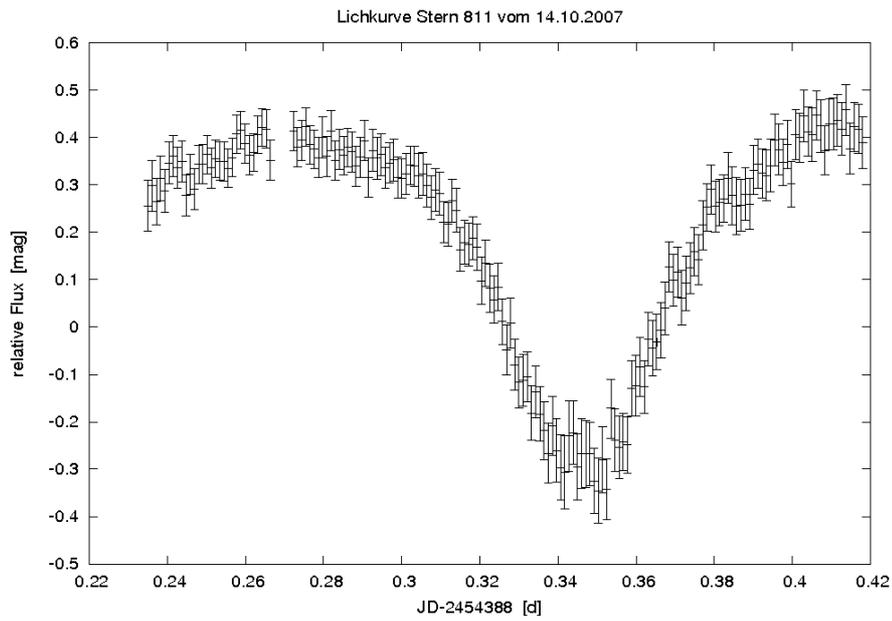


Abbildung A.26: 14.10.2007: $T_{\text{MinII}} = (2454405, 2193 \pm 0, 0005) \text{ d}$; $T_{\text{MinI}} = (2454405, 3607 \pm 0, 0005) \text{ d}$

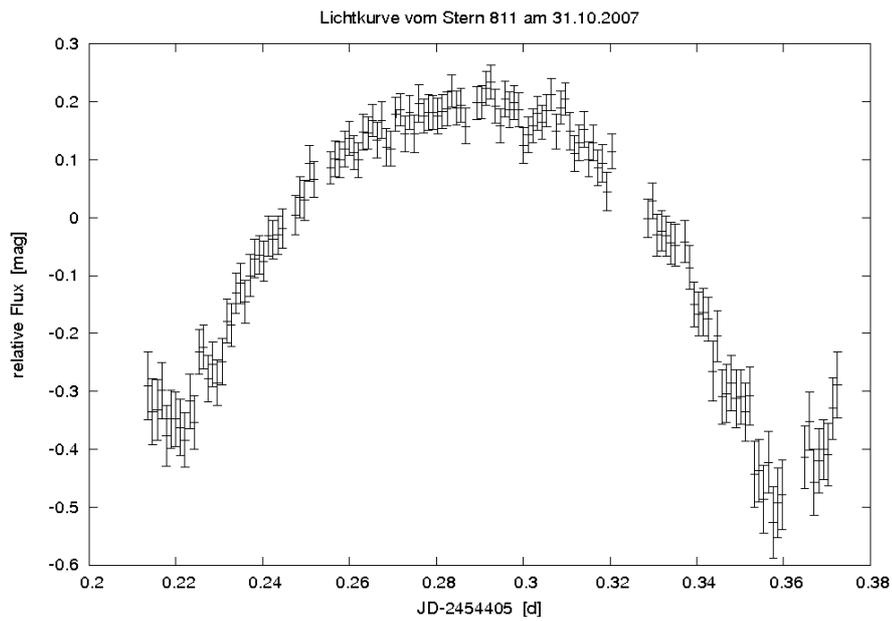


Abbildung A.27: 31.10.2007: $T_{\text{MinI}} = (2454387, 4810 \pm 0, 0004) \text{ d}$

A.6 Poster



First planetary transit observations with the AIU Jena telescope in Großschwabhausen



seit 1558

St. Raetz¹, M. Mugrauer¹, T. Schmidt¹, T. Roell¹, T. Eisenbeiss¹, M. Hohle¹, A. Seifahrt^{1,2},
A. Költzsch¹, M. Vaňko¹, Ch. Broeg^{1,3}, R. Neuhäuser¹

¹ Astrophysikalisches Institut und Universitäts-Sternwarte Jena, Schillergäßchen 2-3, 07745 Jena, Germany; straetz@astro.uni-jena.de
² Institut für Astrophysik, Georg-August-Universität, Friedrich-Hund-Platz 1, 37077 Göttingen, Germany
³ Space Research and Planetary Sciences, Physikalisches Institut, University of Bern, Sidlerstraße 5, 3012 Bern

Abstract

We have started high precision photometric monitoring observations at the AIU Jena observatory in Großschwabhausen near Jena in fall 2006. Therefore we used the 25.4 cm Cassegrain telescope equipped with an optical CCD-camera mounted picky-pack on a 90 cm telescope. To test the obtainable photometric precision, we observed stars with known transiting planets. We could recover all planetary transits observed by us. Here, we present light-curves as a first result. Using our observations we can improve the accuracy of the orbital parameters of these systems. To search for new planetary transits we monitor different fields covering regions in young open clusters. In 2008, we will install a new large CCD-camera in the main focus of the 90 cm telescope.



Fig. 1: The AIU operates an observatory in Großschwabhausen since 1962. It is about 10 km to the west of Jena on a plateau (near the village Großschwabhausen) and offers for it's location in Central Europe decent conditions for optical astronomy.

Instruments and Observations

We have three telescopes available in our observatory in Großschwabhausen, a 90 cm reflector, a 25.4 cm refractor with a focal length of 3m and a 25.4 cm Cassegrain telescope with a focal ratio f/D=9. The 90 cm reflector telescope made by Zeiss Jena can be used in two modes – as Schmidt camera (diameter of the correction plate 60 cm, focal length 180 cm) and as quasi-Cassegrain system (Nasmyth focus) with 90 cm of free opening. Because new motors for the movement of the telescope were installed, we currently test procedures with the 25.4 cm Cassegrain telescope with the CCD-camera CTK (see camera information box on the right side). In the course of the year 2006 we started our continuous observations. For our transit observations, started in November 2006, we used 42 clear nights since November 2006 to August 2007. Part of the time we observed known transiting planets in R and I band. Preliminary results are presented in the box at the bottom.



Methods

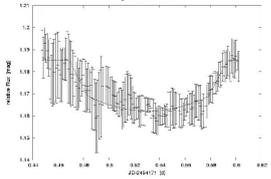
- A differential photometry algorithm by Broeg et al. (2005) was used to determine the differential magnitudes.
- The System parameters by Holman et al. (2006), Winn, Holman & Roussanova (2007) and Holman et al. (2007) was used to fit the light curves of XO-1, TrES 1 and TrES 2.

Camera facts

CTK - Cassegrain-Teleskop CCD-Kamera

Fabricator:	Finger Lake
Type:	IMG 1024S
Detector:	CCD TK1024 (Taktotron)
Pixel:	1024 x 1024 (24 µm)
Pixel scale:	(2.2065 ± 0.0008)"/Pixel
Field of view:	37.7° x 37.7°
Filter:	B, V, R, I z
Focus:	Cassegrain

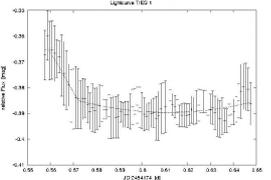
Results



Here you can see the light curve of XO-1 from 10/11 March 2007. We took 161 I band 60s exposures between 11.44 PM and 3.47 AM (MEZ). Some of these images were later rejected by the differential photometry algorithm used. Our photometric accuracy is 0.008 mag. According to the ephemeris provided by McCullough et al. (2006),

$$T_c(E) = 2453808.9170 \text{ d} + E * 3.941534 \text{ d},$$

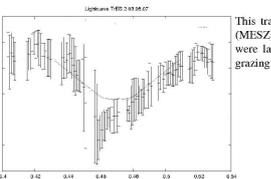
this transit corresponds to epoch E = 92.
We determined the middle of the transit to (2454171.5311 ± 0.0012) d. With this result we calculated the transit timing residual (observed - calculated) to O-C = (-10.11 ± 6.91) min.



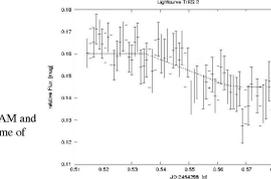
This light curve of the transiting planet TrES 1 from 15 March 2007 includes 88 R band 60s exposures between 2.22 AM and 4.32 AM (MEZ). Unfortunately the egress is missing. Nevertheless we could determine the middle of the transit to (2454174.6139 ± 0.0016) d. This transit corresponds to epoch 326 of the ephemeris given by Alonso et al. (2004):

$$T_c(E) = 2453186.8060 \text{ d} + E * 3.030065 \text{ d}.$$

The transit timing residuals are calculated to O-C = (5.49 ± 6.35) min. In this case our photometric accuracy is 0.007 mag.



This transit of TrES 2 was observed on 34 May 2007 between 22.58 PM to 3.09 AM (MESZ). We took 135 I band images with an exposure time of 60s. Some of these images were later rejected. The photometric accuracy is 0.007 mag. The transit center of the grazing transiting planet is located at (2454224.4700 ± 0.0015) d.



Another light curve of TrES 2. These data were taken on 17 July between 2.20 AM and 4.04 AM (MESZ). The sequence includes 70 I band images with an exposure time of 60s. The photometric accuracy is 0.008 mag. Again the egress is missing, but nevertheless we derived the center of the transit to (2454298.5730 ± 0.0025) d.

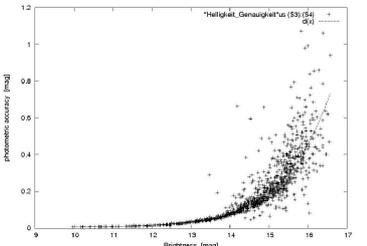


Fig. 2: Achieved photometric accuracy for absolute I band magnitudes derived from comparison of light stars in the field to Hipparcos photometry for exposures of 60s.

Discussion and Outlook

During the observations in our university observatory in Großschwabhausen with the 25.4 cm Cassegrain telescope equipped with the optical CCD camera CTK we could recover all known planetary transits observed by us. We will observe the remaining known transiting planets to search for additional smaller planets in possibly shorter orbits. At the moment we are working on the characterization of our detector.

In 2008 we get a new CCD camera for the Schmidt focus of the 90 cm reflector. This camera will have a better pixel scale and a better coverage. Part of the preparation for the new camera is the improvement of the software for relative photometry.

We started our own search for planetary transits, where we monitor different fields covering regions of young open clusters. The search will benefit strongly from the new camera.

As a by-product we will get a lot of new eclipsing binaries, grazing binaries and triple-systems identified as false positives. In addition we will be able to find rotation periods and flares.

Beside the photometry we will use our spectrograph FIASCO to characterize any new system.

These two transits of TrES 2 are corresponding to epochs E = 108 and E = 138 of the ephemeris given by O'Donovan et al. (2006)

$$T_c(E) = 2453957.6358 \text{ d} + E * 2.47063 \text{ d}$$

The timing residuals result in O-C = (10.02 ± 5.16) min for E = 108 and O-C = (-14.31 ± 7.03) min for E = 138.

Abbildung A.28: Großschwabhausen-Poster für den 5th Planet Formation Workshop Braunschweig und die AG-Tagung Würzburg

Literaturverzeichnis

- B. Baschek A. Unsöld. *Der neue Kosmos*. Springer-Verlag, 2002. 7. Auflage.
- AAVSO. CCD Observing Manual. <http://www.aavso.org/observing/programs/ccd/manual/>, Juni 2005. update: 7.6.2005.
- R. Alonso, T. M. Brown, G. Torres, D. W. Latham, A. Sozzetti, G. Mandushev, J. A. Belmonte, D. Charbonneau, H. J. Deeg, E. W. Dunham, F. T. O'Donovan, and R. P. Stefanik. TrES-1: The Transiting Planet of a Bright K0 V Star. *ApJ*, 613:L153–L156, October 2004. doi: 10.1086/425256.
- R. Alonso, T. M. Brown, D. Charbonneau, E. W. Dunham, J. A. Belmonte, H. J. Deeg, J. M. Fernández, D. W. Latham, G. Mandushev, F. T. O'Donovan, M. Rabus, and G. Torres. The Transatlantic Exoplanet Survey (TrES): A Review. In C. Afonso, D. Wel Drake, and T. Henning, editors, *Transiting Extrapolar Planets Workshop*, volume 366 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pages 13–+, July 2007.
- G. Á. Bakos, R. W. Noyes, G. Kovács, D. W. Latham, D. D. Sasselov, G. Torres, D. A. Fischer, R. P. Stefanik, B. Sato, J. A. Johnson, A. Pál, G. W. Marcy, R. P. Butler, G. A. Esquerdo, K. Z. Stanek, J. Lázár, I. Papp, P. Sári, and B. Sipőcz. HAT-P-1b: A Large-Radius, Low-Density Exoplanet Transiting One Member of a Stellar Binary. *ApJ*, 656:552–559, February 2007. doi: 10.1086/509874.
- P. Barge, A. Baglin, M. Auvergne, J.-T. Buéy, C. Catala, E. Michel, W. W. Weiss, M. Deleuil, L. Jorda, C. Moutou, and COROT Team. CoRoT: a first space mission to find terrestrial planets. In F. Casoli, T. Contini, J. M. Hameury, and L. Pagani, editors, *SF2A-2005: Semaine de l'Astrophysique Française*, pages 193–+, December 2005.
- W. J. Borucki, D. Caldwell, D. G. Koch, L. D. Webster, J. M. Jenkins, Z. Ninkov, and R. Showen. The Vulcan Photometer: A Dedicated Photometer for Extrasolar Planet Searches. *PASP*, 113:439–451, April 2001.
- C. Broeg, M. Fernández, and R. Neuhäuser. A new algorithm for differential photometry: computing an optimum artificial comparison star. *Astronomische Nachrichten*, 326: 134–142, February 2005. doi: 10.1002/ansa.200410350.
- C. H. Broeg. Rotationsperioden von roentgenselektierten T Tauri Sternen im Sternentstehungsgebiet Taurus-Auriga. Master's thesis, Technische Universität München, Dezember 2002.
- E. W. Burke, Jr., W. W. Rolland, and W. R. Boy. A Photoelectric Study of Magnetic Variable Stars. *JRASC*, 64:353–+, December 1970.

- D. Charbonneau, T. M. Brown, D. W. Latham, and M. Mayor. Detection of Planetary Transits Across a Sun-like Star. *ApJL*, 529:L45–L48, January 2000. doi: 10.1086/312457.
- D. Charbonneau, L. E. Allen, S. T. Megeath, G. Torres, R. Alonso, T. M. Brown, R. L. Gilliland, D. W. Latham, G. Mandushev, F. T. O’Donovan, and A. Sozzetti. Detection of Thermal Emission from an Extrasolar Planet. *ApJ*, 626:523–529, June 2005. doi: 10.1086/429991.
- B. Croll, J. M. Matthews, J. F. Rowe, R. Kuschnig, A. Walker, B. Gladman, D. Sasselov, C. Cameron, G. A. H. Walker, D. N. C. Lin, D. B. Guenther, A. F. J. Moffat, S. M. Rucinski, and W. W. Weiss. Looking for Giant Earths in the HD 209458 System: A Search for Transits in MOST Space-based Photometry. *ApJ*, 658:1328–1339, April 2007. doi: 10.1086/511521.
- Cutri. 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources. <http://www.ukirt.jach.hawaii.edu/viz-bin/VizieR?-source=II/246>, 2003.
- D. Darling. The Internet Encyclopedia of Science. <http://www.daviddarling.info/encyclopedia/ETEmain.html>, 2007. Zugriff am 9.11.2007.
- H. Deeg. Photometric Detection of Extrasolar Planets by the Transit-Method. In R. Rebolo, E. L. Martin, and M. R. Zapatero Osorio, editors, *Brown Dwarfs and Extrasolar Planets*, volume 134 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pages 216–+, 1998.
- Deutsches Kompetenzzentrum für Exo-Planeten Jena/Tautenburg. Kompetenzzentrum Extrasolare Planeten. <http://www.exoplanet.de/>, 2006. Updated: 2006; Zugriff am 16.01.2008.
- M. M. Dworetsky. A period-finding method for sparse randomly spaced observations of ‘How long is a piece of string?’. *MNRAS*, 203:917–924, June 1983.
- J. Eislöffel, A. P. Hatzes, H. Rauer, H. Voss, A. Erikson, P. Eigmüller, and E. Guenther. Results from the Exoplanet Search Programmes with BEST and TEST. In O. Demircan, S. O. Selam, and B. Albayrak, editors, *Solar and Stellar Physics Through Eclipses*, volume 370 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pages 91–+, May 2007.
- Finger Lakes Instrumentation. FLI CCD Imaging Systems. <http://www.fli-cam.com/>, seit 1995. Zugriff am 23.1.2008.
- F. Freistetter, A. V. Krivov, and T. Löhne. Planets of β Pictoris revisited. *A&A*, 466: 389–393, April 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20066746.
- G. Gatewood, L. Breakiron, R. Goebel, S. Kipp, J. Russell, and J. Stein. On the astrometric detection of neighboring planetary systems. II. *Icarus*, 41:205–231, February 1980. doi: 10.1016/0019-1035(80)90005-6.
- A. Gould and A. Loeb. Discovering planetary systems through gravitational microlenses. *ApJ*, 396:104–114, September 1992. doi: 10.1086/171700.

- J. S. Greaves, W. S. Holland, G. Moriarty-Schieven, T. Jenness, W. R. F. Dent, B. Zuckerman, C. McCarthy, R. A. Webb, H. M. Butner, W. K. Gear, and H. J. Walker. A Dust Ring around epsilon Eridani: Analog to the Young Solar System. *ApJL*, 506:L133–L137, October 1998. doi: 10.1086/311652.
- Prof. Dr. Ing. R. R. Grigat. Bildsensoren. <http://www.ti1.tu-harburg.de/Lehre/aktuell/labsessions/bildsensoren/bildsensoren.pdf>, März 2005. Technische Universität Hamburg-Harburg, Bildverarbeitungssysteme.
- C. Hoffmeister. *Veränderliche Sterne*. Johann Ambrosius Barth Leipzig, 1984. 2., völlig überarbeitete Auflage.
- E. Høg, C. Fabricius, V. V. Makarov, S. Urban, T. Corbin, G. Wycoff, U. Bastian, P. Schwekendiek, and A. Wicenec. The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars. *A&A*, 355:L27–L30, March 2000.
- M. J. Holman and J. N. Winn. The Transit Light Curve (TLC) Project. In *Bulletin of the American Astronomical Society*, volume 38 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, pages 482–+, September 2006.
- M. J. Holman, J. N. Winn, D. W. Latham, F. T. O’Donovan, D. Charbonneau, G. Torres, A. Sozzetti, J. Fernandez, and M. E. Everett. The Transit Light Curve (TLC) Project. VI. Three Transits of the Exoplanet TrES-2. *ApJ*, 664:1185–1189, August 2007. doi: 10.1086/519077.
- K. Horne. Transit search programmes. <http://star-www.st-and.ac.uk/kdh1/transits/table.html>, 2005. Updated: 2005.05.18; Zugriff am 16.1.2008.
- S. B. Howell. *Handbook of CCD Astronomy*. Cambridge University Press, 2000.
- IRAF Help for *centerpars*. IRAF Help for *centerpars*, Dezember 1996.
- IRAF Help for *darkcombine*. IRAF Help for *darkcombine*, August 1991.
- IRAF Help for *datapars*. IRAF Help for *datapars*, Dezember 1992.
- IRAF Help for *fitskypars*. IRAF Help for *fitskypars*, Dezember 1992.
- IRAF Help for *flatcombine*. IRAF Help for *flatcombine*, August 1991.
- IRAF Help for *photpars*. IRAF Help for *photpars*, Dezember 1992.
- IRAF Task *ccdmask*. Online Hilfe IRAF Task *ccdmask*, Juni 1996.
- IRAF Task *ccdproc*. Online Hilfe IRAF Task *ccdproc*, Dezember 1993.
- IRAF Task *combine*. Online Hilfe IRAF Task *combine*, August 1996.
- IRAF Task *fixpix*. Online Hilfe IRAF Task *fixpix*, August 1996.
- IRAF Task *phot*. Online Hilfe IRAF Task *phot*, 1992.
- H.H. Voigt K. Schaifers, editor. *Landolt-Börnstein*, volume 2. Springer-Verlag, 1982. Teilband b, Sterne und Sternhaufen.

- P. Kabath, A. Erikson, H. Rauer, and The Best Team. The Search for Extrasolar Planets with BEST. In C. Afonso, D. Wel Drake, and T. Henning, editors, *Transiting Extrapolar Planets Workshop*, volume 366 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pages 23–+, July 2007.
- Immanuel Kant. *Allgemeine Naturgeschichte und Theorie des Himmels*. Verlag Harri Deutsch, 1755. 4. Auflage vom Januar 2005.
- S. J. Kenyon and L. Hartmann. Pre-Main-Sequence Evolution in the Taurus-Auriga Molecular Cloud. *ApJS*, 101:117–+, November 1995. doi: 10.1086/192235.
- D. Koch, W. Borucki, J. Lissauer, E. Dunham, and J. Jenkins. A Kepler Mission, A Search for Habitable Planets: Concept, Capabilities and Strengths. *NASA STI/Recon Technical Report N*, 2:65446–+, January 1998.
- A. V. Krivov, M. Queck, T. Löhne, and M. Sremčević. On the nature of clumps in debris disks. *A&A*, 462:199–210, January 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20065584.
- G. Malfitano. EDV, PC & Internet online Lexikon von A bis Z. http://www.bullhost.de/pc_lexikon.html, 2005. Zugriff am 16. November 2007.
- G. Mallén-Ornelas, S. Seager, H. K. C. Yee, D. Minniti, M. D. Gladders, G. M. Mallén-Fullerton, and T. M. Brown. The EXPLORE Project. I. A Deep Search for Transiting Extrasolar Planets. *ApJ*, 582:1123–1140, January 2003. doi: 10.1086/344709.
- M. Mayor and D. Queloz. A Jupiter-Mass Companion to a Solar-Type Star. *Nature*, 378:355–+, November 1995. doi: 10.1038/378355a0.
- T. Mazeh, O. Tamuz, and S. Zucker. The Sys-Rem Detrending Algorithm: Implementation and Testing. In C. Afonso, D. Wel Drake, and T. Henning, editors, *Transiting Extrapolar Planets Workshop*, volume 366 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pages 119–+, July 2007.
- P. R. McCullough, J. E. Stys, J. A. Valenti, S. W. Fleming, K. A. Janes, and J. N. Heasley. The XO Project: Searching for Transiting Extrasolar Planet Candidates. *PASP*, 117:783–795, August 2005. doi: 10.1086/432024.
- P. R. McCullough, J. E. Stys, J. A. Valenti, C. M. Johns-Krull, K. A. Janes, J. N. Heasley, B. A. Bye, C. Dodd, S. W. Fleming, A. Pinnick, R. Bissinger, B. L. Gary, P. J. Howell, and T. Vanmunster. A Transiting Planet of a Sun-like Star. *ApJ*, 648:1228–1238, September 2006. doi: 10.1086/505651.
- Dr. D. Möller. CCD in der Amateurastronomie. http://members.chello.at/budinwien/Dennis/Infomaterial/CCD-Skript_15Feb2004.PDF, Februar 2004. Vereinigung der Sternfreunde e.V. Fachgruppe CCD-Technik.
- R. Neuhauser, E. W. Guenther, G. Wuchterl, M. Mugrauer, A. Bedalov, and P. H. Hauschildt. Evidence for a co-moving sub-stellar companion of GQ Lup. *A&A*, 435:L13–L16, May 2005. doi: 10.1051/0004-6361:200500104.
- R. Neuhauser, M. Mugrauer, A. Seifahrt, T. Schmidt, and N. Vogt. Astrometric and photometric monitoring of GQ Lup and its sub-stellar companion. *ArXiv e-prints*, 801, January 2008.

- National Optical Astronomy Observatories NOAO. IRAF-Project. <http://iraf.noao.edu>, 2007. Zugriff am 7. Januar 2008.
- F. T. O'Donovan, D. Charbonneau, G. Mandushev, E. W. Dunham, D. W. Latham, G. Torres, A. Sozzetti, T. M. Brown, J. T. Trauger, J. A. Belmonte, M. Rabus, J. M. Almenara, R. Alonso, H. J. Deeg, G. A. Esquerdo, E. E. Falco, L. A. Hillenbrand, A. Roussanova, R. P. Stefanik, and J. N. Winn. TrES-2: The First Transiting Planet in the Kepler Field. *ApJ*, 651:L61–L64, November 2006. doi: 10.1086/509123.
- M. Breger P. Lenz. Period04 User Guide. http://www.univie.ac.at/tops/Period04/files/p04manual_v1.0.0.pdf, 2005. Comm. in Asteroseismology Vol. 146, 2005.
- W. Pfau. 20 Jahre Beobachtungsstation Großschwabhausen der Universitäts-Sternwarte Jena. *Jenaer Rundsch.*, 29. Jahrg., Heft 3, p. 121 - 122, 29:121–122, 1984.
- D. Pollacco, I. Skillen, A. Cameron, D. Christian, J. Irwin, T. Lister, R. Street, R. West, W. Clarkson, N. Evans, A. Fitzsimmons, C. Haswell, C. Hellier, S. Hodgkin, K. Horne, B. Jones, S. Kane, F. Keenan, A. Norton, J. Osborne, R. Ryans, and P. Wheatley. The WASP Project and SuperWASP Camera. *Ap&SS*, 304:253–255, August 2006. doi: 10.1007/s10509-006-9124-x.
- F. Pont, S. Aigrain, G. Bakos, T. Brown, A. Collier Cameron, H. Deeg, A. Erikson, T. Guillot, K. Horne, A. Lecavalier, C. Moutou, H. Rauer, D. Queloz, and S. Seager. Potential of Photometric Searches for Transiting Planets. In C. Afonso, D. Weldrake, and T. Henning, editors, *Transiting Extrapolar Planets Workshop*, volume 366 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pages 3–+, July 2007.
- William H. Press, Saul A. Teukolsky, William T. Vetterling, and Brian P. Flannery. *Numerical Recipes in Fortran: The Art of Scientific Computing*. Cambridge University Press, 1992. Second Edition.
- K. & M. Rätz. *Veränderliche Sterne und ihre Beobachtung*. Kulturbund der DDR, Bezirksleitung Suhl, 1988.
- S. Rätz. Neue Elemente für den Bedeckungsstern DV Cephei. *BAV Rundbrief - Mitteilungsblatt der Berliner Arbeits-gemeinschaft fuer Veraenderliche Sterne*, 50:159–162, 2001.
- Reinhard E. Schielicke. *Von Sonnenuhren, Sternwarten und Exoplaneten - Astronomie in Jena*. Verlag Dr. Bussert & Stadelers, 2008.
- W. Pfau; R. E. Schielicke. Kompendium für das Astronomische Praktikum. <http://www.astro.uni-jena.de/Teaching/Praktikum/praktikum2002/index.html>, 2000. Nahezu ungeänderter Nachdruck der Version vom Jahr 1996 von Dr. Hans-Georg Reimann.
- J. Schneider. The Extrasolar Planets Encyclopaedia. <http://exoplanet.eu>, 2008. Zugriff am 11. Januar 2008.
- R. Silvotti, S. Schuh, R. Janulis, J.-E. Solheim, S. Bernabei, R. Østensen, T. D. Oswalt, I. Bruni, R. Gualandi, A. Bonanno, G. Vauclair, M. Reed, C.-W. Chen, E. Leibowitz, M. Paparo, A. Baran, S. Charpinet, N. Dolez, S. Kawaler, D. Kurtz, P. Moskalik, R. Riddle, and S. Zola. A giant planet orbiting the ‘extreme horizontal branch’ star V391 Pegasi. *Nature*, 449:189–191, September 2007. doi: 10.1038/nature06143.

- O. Struve. Proposal for a project of high-precision stellar radial velocity work. *The Observatory*, 72:199–200, October 1952.
- A. Udalski, B. Paczynski, K. Zebrun, M. Szymanski, M. Kubiak, I. Soszynski, O. Szewczyk, L. Wyrzykowski, and G. Pietrzynski. The Optical Gravitational Lensing Experiment. Search for Planetary and Low-Luminosity Object Transits in the Galactic Disk. Results of 2001 Campaign. *Acta Astronomica*, 52:1–37, March 2002a.
- A. Udalski, K. Zebrun, M. Szymanski, M. Kubiak, I. Soszynski, O. Szewczyk, L. Wyrzykowski, and G. Pietrzynski. The Optical Gravitational Lensing Experiment. Search for Planetary and Low-Luminosity Object Transits in the Galactic Disk. Results of 2001 Campaign – Supplement. *Acta Astronomica*, 52:115–128, June 2002b.
- S. Udry, X. Bonfils, X. Delfosse, T. Forveille, M. Mayor, C. Perrier, F. Bouchy, C. Lovis, F. Pepe, D. Queloz, and J.-L. Bertaux. The HARPS search for southern extra-solar planets. XI. Super-Earths in a 3-planet system. *A&A*, 469:L43–L47, July 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20077612.
- Universitäts-Sternwarte München USM. Das Wendelstein-Observatorium. www.wendelstein-observatorium.de, 2007. Zugriff am 7. Januar 2008.
- D. M. Wilson, B. Enoch, D. J. Christian, W. I. Clarkson, A. Collier Cameron, H. J. Deeg, A. Evans, C. A. Haswell, C. Hellier, S. T. Hodgkin, K. Horne, J. Irwin, S. R. Kane, T. A. Lister, P. F. L. Maxted, A. J. Norton, D. Pollacco, I. Skillen, R. A. Street, R. G. West, and P. J. Wheatley. SuperWASP Observations of the Transiting Extrasolar Planet XO-1b. *PASP*, 118:1245–1251, September 2006. doi: 10.1086/507957.
- J. N. Winn, M. J. Holman, and A. Roussanova. The Transit Light Curve Project. III. Tres Transits of TrES-1. *ApJ*, 657:1098–1106, March 2007. doi: 10.1086/510834.
- A. Wolszczan and D. A. Frail. A planetary system around the millisecond pulsar PSR1257 + 12. *Nature*, 355:145–147, January 1992. doi: 10.1038/355145a0.
- N. Zacharias, D. G. Monet, S. E. Levine, S. E. Urban, R. Gaume, and G. L. Wycoff. The Naval Observatory Merged Astrometric Dataset (NOMAD). In *Bulletin of the American Astronomical Society*, volume 36 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, pages 1418–+, December 2004.

Danksagung

An dieser Stelle möchte ich all jenen danken, die zum Zustandekommen dieser Arbeit beigetragen haben.

Vor allem gilt mein Dank Tobias Schmidt, der immer Zeit für meine Probleme fand. Durch die zahlreichen Diskussionen hat er mich mit seinen Ideen immer auf den richtigen Weg gelenkt. Ich danke ihm für das Entwickeln des Programms *plot_stars* und für das Zur-Verfügung-Stellen vieler hilfreicher Materialien. Außerdem danke ich ihm für die Hilfe bei der Organisation der Konferenz-Reisen.

Nicht weniger möchte ich Prof. Dr. Neuhäuser für die sehr gute Betreuung danken. Er war jederzeit am Fortgang dieser Diplomarbeit interessiert und immer für Fragen offen. Ich danke ihm, dass er mir ermöglichte, mehrere Konferenzen zu besuchen, wobei ich wertvolle Erfahrungen sammeln und interessante Leute kennenlernen konnte.

Besonderen Dank gilt dem Gsh-Observer-Team, was zur Zeit der Datenaufnahme für die Diplomarbeit aus Markus Mugrauer, Tobias Schmidt, Tristan Röhl, Thomas Eisenbeiß, Markus Hohle, Alexandra Költzsch, Martin Vaňko, Katharina Schreyer und Andreas Seifahrt bestand. Vielen Dank für die vielen schlaflosen Nächte der Beobachtung.

Weiterhin danke ich Christopher Broeg, der mir die von ihm entwickelten Programme *chphot*, den künstlichen-Vergleichssterne-Algorithmus und *Stringlength* zur Verfügung stellte.

Ebenfalls danke ich Johannes Koppenhöfer von der Universitätssternwarte München, der die Auswertung mit den analytischen Lichtkurven und dem von ihm programmierten *Sysrem*-Algorithmus vereinfachte und Beobachtungen von TrES-2 im Wendelstein-Observatorium durchführte.

Außerdem geht mein Dank an Markus Mugrauer für die Möglichkeit, in Großschwabhausen zu beobachten. Durch seine Erfahrung konnten alle technischen Probleme beseitigt und der Beobachtungsbetrieb erleichtert werden. Ich danke ihm auch für die vielen Testmessungen, von denen ich profitieren konnte.

Desweiteren danke ich Andreas Seifahrt für die guten Ideen, Diskussionen und Hilfestellungen, sowie Florian Freistetter wegen den theoretischen Rechnungen zu TrES-2.

Außerdem gilt mein Dank Marco Plötner und Tobias Thiele, die mir das ganze Studium hindurch mit Rat und Tat zur Seite standen und gerade in der Endphase der Diplomarbeit viele hilfreiche Tipps zu LaTeX gaben.

Schließlich danke ich meinen Eltern, die immer für mich da waren. Durch ihr Studium der Astronomie konnten sie mir immer hilfreich zur Seite stehen. Ich bedanke mich für das Engagement bei der Lösung meiner Probleme und ebenso für die Beobachtungen in der heimischen Sternwarte.

Ich danke auch meiner kleinen Schwester Carolin Rätz und ihrem Freund Marco Ullrich, die mich auch mal von der Arbeit ablenkten.

Last but not least danke ich allen Mitarbeiter des Instituts für die freundliche Atmosphäre und die lehrreichen Gespräche. Ich habe mich von Anfang an zu Hause gefühlt, und es war mir stets eine Freude, ins Institut zu gehen.

Erklärung

Ich erkläre, dass ich die vorliegende Arbeit selbständig verfaßt und keine anderen als die angegebenen Quellen und Hilfsmittel benutzt habe.

.....
Ort, Abgabedatum

.....
Unterschrift des Verfassers

Seitens des Verfassers bestehen keine Einwände, die vorliegende Diplomarbeit für die öffentliche Nutzung in der Thüringer Universitäts- und Landesbibliothek zur Verfügung zu stellen.

Jena,.....

.....
Unterschrift