

Automatisierte Variabilitätsmessungen im Visuellen und Infraroten



Dissertation

zur
Erlangung des Grades
„Doktor der Naturwissenschaften“

an der Fakultät für Physik und Astronomie
der Ruhr-Universität Bochum

von
Ramon Watermann

aus
Witten

Bochum 2011

1. Gutachter: Prof. Dr. Rolf Chini, AIRUB, Ruhr-Universität Bochum
2. Gutachter: Priv.-Doz. Dr. Dominik Bomans, AIRUB, Ruhr-Universität Bochum

Datum der Disputation: 12. Januar 2012

Beachte immer, dass nichts bleibt, wie es ist und denke daran, dass die Natur immer wieder ihre Formen wechselt.

Marc Aurel (121-180), s. 161 röm. Kaiser

Inhaltsverzeichnis

1	Einleitung und Motivation	3
2	VYSOS 6	7
2.1	Technische Details	7
2.1.1	Einzel-VYSOS 6	8
2.1.2	VYSOS 6 A+B	8
2.1.3	Darks	10
2.1.4	Flats	11
2.1.5	Beobachtungslimits	13
2.2	Robotische Beobachtung	15
2.2.1	Frühe Realisierung	17
2.2.2	Entwicklung der Steuersoftware	17
2.2.3	Schematischer Ablauf der Beobachtung	21
2.3	Machbarkeitsstudien	30
2.3.1	Bekannter Bedeckungsveränderlicher RY Scuti	30
2.3.2	Kurzzeitbelichtung bei δ Ori	31
3	IRIS	33
3.1	Technische Details	33
3.1.1	Teleskop	33
3.1.2	Detektor und Filter	35
3.1.2.1	Instabilität in der Detektormitte	40
3.1.2.2	Saturierte Pixel	41
3.1.2.3	Bit-Fehler in der Auslesesoftware	43
3.1.2.4	Geometrische Verzeichnung	43
3.1.3	Beobachtungsmodi	45
3.2	Pipeline	48
3.2.1	Subtraktion der Bilder	49
3.2.2	Flatfieldkorrektur	50
3.2.3	Skykorrektur	51
3.2.3.1	Dither-Schrittgröße	54
3.2.3.2	Stillstand des Detektors	55
3.2.3.3	Überschwenken des Teleskopes	55
3.2.4	Kombinieren der Einzelbilder	58

4	Untersuchung zur Kurzzeitvariabilität junger Sterne	61
4.1	Datenerfassung	65
4.2	Photometrie	66
4.3	Auswertung	68
5	Fazit und Ausblick	77
	Literaturverzeichnis	79
	Abkürzungsverzeichnis	81
6	Anhang	i
6.1	Anhang A - VYSOS6 Flatstabilität	i
6.2	Anhang B - IRIS Lichtkurven	viii
	Danksagung	xxxi
	Lebenslauf	xxxiii

Abbildungsverzeichnis

2.1	Einzel-VYSOS 6	8
2.2	VYSOS 6 A+B	9
2.3	Dunkelstrom in Abhängigkeit von der Belichtungszeit	11
2.4	Flatfieldaufnahmen mit unterschiedlicher Belichtungszeit	13
2.5	VYSOS 6 - Staub auf Flatfieldaufnahmen	13
2.6	VYSOS 6 vs. SDSS des Quasars 3C002	16
2.7	VYSOS 6 - Verlaufsdiagramm der Steuerungssoftware	19
2.8	VYSOS 6 - Verlaufsdiagramm der Steuerungssoftware - detailliert	20
2.9	Dither-Muster des VYSOS 6	27
2.10	Dreifarbenbild des O-Sterns HD169515 (RY Scuti)	30
2.11	Lichtkurve des O-Sterns HD169515 (RY Scuti)	31
2.12	Lichtkurve von δ -Ori	32
3.1	Das IRIS-Teleskop	34
3.2	IRIS-Stickstoffmaschine	34
3.3	IRIS - „first light“ - Mon R2	35
3.4	IRIS-Kamera - Schemazeichnung	36
3.5	IRIS-Filter - Transmissionskurven	37
3.6	IRIS-Beispielaufnahme mit schematisch dargestelltem Auslesen.	38
3.7	IRIS rmd-Bild - Beispielaufnahme	39
3.8	IRIS-Beispielaufnahme “d-Bild,, - “r-Bild,,	42
3.9	IRIS-Beispielaufnahme - Korrektur saturierter Pixel	44
3.10	IRIS-Beispielaufnahme - Korrektur der geometrischen Verzeichnung	46
3.11	Schematische Darstellung der geometrischen Verzeichnung	46
3.12	IRIS - geometrische Verzeichnung - Diagramm	47
3.13	IRIS - Bild vor und nach Flatfieldkorrektur	51
3.14	IRIS - Bild vor und nach Skykorrektur	53
3.15	IRIS - Mastersky mit Sternresiduen	56
3.16	IRIS - gute und schlechte Korrektur der Instabilität	57
3.17	IRIS - Rotation zwischen Skyfeld und Objektfeld	58
4.1	Position veränderlicher Sterne im HRD	62
4.2	Unterschiedliche Prozesse von Variabilität - Carpenter et al.	64
4.3	IRIS - variable Objekte in M17	67
4.4	IRIS Lichtkurve - Problem mit defokussierten Bildern	68
4.5	IRIS Lichtkurve - Problem mit Sternen in der Nähe saturierter Sterne	69

4.6	IRIS Lichtkurve des Sterns 815 mit Daten von 2010	72
4.7	IRIS Lichtkurve des Sterns 745 mit Daten von 2011	73
4.8	Zweifارben-Diagramm der variablen Objekte	73
6.1	VYSOS 6 A - Flatfieldstabilität 1 Tag	ii
6.2	VYSOS 6 A - Flatfieldstabilität 1 Woche	iii
6.3	VYSOS 6 A - Flatfieldstabilität 1 Monat	iv
6.4	VYSOS 6 B - Flatfieldstabilität 1 Tag	v
6.5	VYSOS 6 B - Flatfieldstabilität 1 Woche	vi
6.6	VYSOS 6 B - Flatfieldstabilität 1 Monat	vii
6.7	Lichtkurve des Sterns 077	ix
6.8	Lichtkurve des Sterns 106	x
6.9	Lichtkurve des Sterns 140	xi
6.10	Lichtkurve des Sterns 195	xii
6.11	Lichtkurve des Sterns 233	xiii
6.12	Lichtkurve des Sterns 367	xiv
6.13	Lichtkurve des Sterns 388	xv
6.14	Lichtkurve des Sterns 395	xvi
6.15	Lichtkurve des Sterns 399	xvii
6.16	Lichtkurve des Sterns 541	xviii
6.17	Lichtkurve des Sterns 615	xix
6.18	Lichtkurve des Sterns 616	xx
6.19	Lichtkurve des Sterns 745	xxi
6.20	Lichtkurve des Sterns 750	xxii
6.21	Lichtkurve des Sterns 815	xxiii
6.22	Lichtkurve des Sterns 819	xxiv
6.23	Lichtkurve des Sterns 848	xxv
6.24	Lichtkurve des Sterns 870	xxvi
6.25	Lichtkurve des Sterns 898	xxvii
6.26	Lichtkurve des Sterns 934	xxviii
6.27	Lichtkurve des Sterns 937	xxix
6.28	Lichtkurve des Sterns 943	xxx

Tabellenverzeichnis

2.1	Technische Daten des VYSOS 6	9
2.2	Filter des einzelnen VYSOS 6	9
2.3	Filter VYSOS 6 A und VYSOS 6 B	10
2.4	Befehle für VYSOS 6-Pläne im Modus BIAS	28
2.5	Befehle für VYSOS 6-Pläne im Modus DARK	29
2.6	Befehle für VYSOS 6-Pläne im Modus FLAT	29
2.7	Befehle für VYSOS 6-Pläne im Modus LIGHT	29
2.8	Befehle für VYSOS 6-Pläne in allen Modi	29
3.1	Filter des IRIS	37
3.2	Wichtige IRAF-Befehle im Abschnitt 3.2.1	49
3.3	Wichtige IRAF-Befehle im Abschnitt 3.2.2	51
3.4	Wichtige IRAF-Befehle im Abschnitt 3.2.3	52
3.5	Wichtige IRAF-Befehle und Programme im Abschnitt 3.2.4	60
4.1	Wichtige IRAF-Befehle für PSF-Photometrie	67
4.2	Variable Objekte, Helligkeitsvariation und Zeitskalen	71
4.3	Variable Objekte, Röntgenemission und Infrarotexzess	75

Inhaltsangabe

In den letzten Jahren, wo Teleskopzeit so knapp und wertvoll geworden ist wie noch nie, gewinnt zunehmend eine neue Beobachtungsstrategie an Bedeutung, nämlich die wiederholte Durchmusterung großer Himmelsareale. Sinn dieser Mehrfachbeobachtungen ist die systematische Suche nach variablen Objekten und das Studium ihrer Lichtkurven. Die Verfügbarkeit von hauseigenen Teleskopen, wie sie die Universitätssternwarte Bochum bietet und die große Anzahl klarer Nächte am Standort Cerro Armazones in der chilenischen Atacama-Wüste legen es nahe, solche Himmelsdurchmusterungen auch dort zu realisieren. Erstes Ziel der vorliegenden Arbeit war es daher, zwei Teleskope – ein optisches System, VYSOS6, und ein Infrarotteleskop, IRIS – für diese Beobachtungsstrategie anzupassen. Dazu war die Realisierung von robotischen, zumindest aber fernbedienbaren Steuerungen der Teleskope und Kameras erforderlich. Ebenso sollten die entsprechenden Beobachtungsmodi optimiert werden, was sich insbesondere im Infraroten als nicht-trivial heraus stellte.

Das optische VYSOS6-System mit seinen beiden Refraktoren wurde so programmiert, dass es simultane Beobachtungen in zwei Filtern und mit unterschiedlich langen Integrationszeiten durchführen kann. Dieser Projektstatus konnte von unseren Kollegen in Hawaii, die auf eine andere Steuerungssoftware gesetzt haben, bisher nicht erreicht werden. Zusätzlich wurde der Programmablauf derart automatisiert, dass mit nur wenigen Handgriffen die Beobachtungen (einschl. darks und flats) von Bochum aus gestartet werden können und alles Weitere anhand eines Skripts bis zum Ende der Nacht ohne menschliches Zutun abgearbeitet wird. Seither arbeitet das VYSOS6 System praktisch störungsfrei und liefert Daten zu den vielfältigsten galaktischen und extragalaktischen Programmen.

Da das IRIS Teleskop erst wenige Monate vor Abschluss dieser Arbeit betriebsbereit war, konnte ein solcher automatischer Ablauf noch nicht erreicht werden; dennoch kann auch dieses Teleskop von Bochum aus bedient werden. Nach vielen Tests wurde eine optimale Beobachtungstechnik gefunden und eine Reduktionspipeline erstellt, die es ermöglicht, einmal gewonnene Bilder in kürzester Zeit zu reduzieren.

Nach dem erfolgreichen Abschluss dieser aufwändigen steuerungstechnischen Vorbereitungen standen im zweiten Teil der Arbeit Variabilitätsmessungen im Mittelpunkt. Hierbei lag das Hauptinteresse wiederum auf Infrarotbeobachtungen, da es in diesem Wellenlängenbereich praktisch noch keine systematischen Untersuchungen zur Variabilität gibt. Zudem beschränken sich die wenigen Infrarotstudien auf längere Zeitspannen von Wochen und Monaten, während es zu Kurzzeitvariabilitäten noch gar keine Messungen gibt.

Als Pilotstudie wurde das Sternentstehungsgebiet M17 intensiv bei $2,2\ \mu\text{m}$ überwacht und nach kurzzeitig variablen Objekten gesucht; Sterne mit längeren Helligkeitsschwankungen waren dort schon im Rahmen einer früheren Promotion gefunden worden. Die vorliegende Arbeit zeigt erstmals, dass junge Sterne auf Zeitskalen von einem Tag und sogar bis zu einer Stunde im Infraroten variieren. Ursachen für diese irregulären Helligkeitsschwankungen, die bis zu

88% innerhalb einer Stunde betragen können, sind wohl Akkretionsvorgänge, deren Natur noch nicht verstanden ist. Weiterhin konnte gezeigt werden, dass Kurzzeitvariabilität oftmals bei solchen jungen Sternen auftritt, die auch langzeitige Helligkeitsänderungen aufweisen. Andererseits gibt es auch Fälle, bei denen starke kurzzeitige Ausbrüche mit sonst ruhigem Langzeitverhalten einher gehen. Somit zeigt die vorliegende Arbeit, dass es sich durchaus lohnt, nach Infrarotvariabilitäten auf allen Zeitskalen zu suchen. Durch die Inbetriebnahme von IRIS und der Bereitstellung der erforderlichen Software wurde die Möglichkeit geschaffen, in Zukunft von Bochum aus systematisch nach Kurzzeitvariationen zu suchen und diese mit genügender zeitlicher Überdeckung auch näher analysieren zu können.

Kapitel 1

Einleitung und Motivation

Der auf den ersten Blick unveränderliche Himmel enthält eine Vielzahl von variablen Objekten, von denen Supernovae zwar die spektakulärsten, aber auch die seltensten sind. Bei genauerem Hinsehen – dies allerdings nicht mit dem bloßen Auge, sondern mit empfindlichen Messgeräten – entpuppen sich fast die meisten Objekte auf die eine oder andere Weise als variabel. Leider hatten Variabilitätsstudien bis vor kurzem an den heutigen modernen Observatorien kaum eine Chance, denn die Beobachtungszeit ist kostbar und die Skalen der Variationen von Stunden bis hin zu Jahren verbietet es förmlich, sich mehr als einmal einem Objekt zu widmen. So kann man durchaus sagen, dass die Beobachtung variabler Phänomene während der letzten Jahrzehnte vorwiegend von Amateuren durchgeführt wurde, die auf diesem Gebiet durchaus wertvolle Beiträge geliefert haben.

Inzwischen haben aber auch die professionellen Astronomen den Wert von wiederholten Beobachtungen (wieder)erkannt und so entstanden in den letzten Jahren eine Reihe von Projekten, die speziell der Beobachtung variabler Phänomene gewidmet sind bzw. in den nächsten Jahren diese Art von Forschung aufnehmen werden. Das PanSTARRS Projekt (Panoramic Survey Telescope & Rapid Response System) ist dabei eines der prominenteren Projekte, bei dem der von Hawaii aus sichtbare Himmel mit vier 1,8-Meter-Teleskopen gleichzeitig in verschiedenen Filtern (500–1000 nm) etwa in einer Woche abgedeckt werden soll. Die erwarteten Grenzgrößen reichen bis zur 27. Größe. Vordergründig wurde das Projekt dafür geschaffen, Asteroiden aufzuspüren, die die Erde bedrohen könnten. Natürlich werden die Aufnahmen aber auch eine riesige Informationsfülle für andere astronomische Objekte enthalten und entsprechend daraufhin analysiert werden. Das erste der vier Teleskope arbeitet inzwischen seit Ende 2009 und schon während der ersten Testmonate wurden einige Hundert Supernovae und einige Tausend Asteroiden entdeckt. Das zweite PanSTARRS Teleskop ist im Bau; wann es aufgestellt wird und ob die beiden weiteren Teleskope jemals finanziert werden können, ist noch unklar.

Auf der Südhalbkugel entsteht ein ähnliches Projekt, das Large Synoptical Survey Telescope (LSST), das mit seinem 8,4-Meter-Spiegel und seiner Weitfeld-Kamera 20.000 Quadratgrad des Himmel zweimal pro Woche abdecken wird. Innerhalb von zehn Jahren wird dabei jeder Himmelsbereich 1000 Mal in sechs Filtern (320–1050 nm) beobachtet werden. Eine Addition aller Aufnahmen führt zu der beeindruckenden Grenzgröße von $r \sim 27,5$. Dadurch entsteht eine weitere unschätzbare Datenbasis zum Studium schwacher variabler Phänomene. Im Moment ist der Projektbeginn für das Ende des laufenden Jahrzehnts vorgesehen.

Die genannten Beispiele belegen die Notwendigkeit und die Bedeutung dieser neuen Art

von Forschung, nämlich die Erschließung der Dimension Zeit für astrophysikalische Vorgänge anhand von Durchmusterungsprojekten.

Die Entstehung von Sternen ist einer der Prozesse, der von Variationen verschiedenster Art begleitet ist. Umso erstaunlicher ist es, dass über Jahrzehnte hinweg Farben-Helligkeits-Diagramme als die wichtigsten diagnostischen Werkzeuge benutzt wurden, bei denen die Helligkeiten der Objekte in verschiedenen Filtern zu unterschiedlichen Zeiten aufgenommen wurden; nicht selten liegen sogar Jahre zwischen einzelnen Messreihen. Junge stellare Objekte, im folgenden als Young Stellar Objects (YSOs) bezeichnet, zeigen Variabilitäten, die sich nicht nur in der Helligkeit, sondern auch in der Farbe bemerkbar machen können. Dadurch gestaltet sich beispielsweise die Erstellung eines Zweifarben-Diagramms besonders problematisch, wenn die Messungen in einzelnen Filtern zu unterschiedlichen Zeiten aufgenommen wurden.

Für das nähere Verständnis vieler physikalischer Prozesse bietet es sich also an, die Variabilität zu untersuchen, was erst einmal einfach klingt, aber von vielen Faktoren abhängt und mit vielen Schwierigkeiten verbunden sein kann.

Wichtig für gute Messungen sind zum einen stabile klimatische Bedingungen. Da einige Helligkeitsfluktuationen sehr klein sein können, muss auszuschließen sein, dass diese durch wechselnde Wetterbedingungen überdeckt werden. Störend wären da unterschiedliches Seeing, das heißt unterschiedliches Auflösungsvermögen bedingt durch die Atmosphäre, Wolken und ähnliche Phänomene, durch die das Licht der Sterne verändert werden kann. Somit ist es von Vorteil, sich an besonders trockene sowie hoch gelegene Orte der Erde zu begeben, an denen die Bedingungen zu einem Großteil des Jahres nahezu stabil bleiben.

Als weiteres, nicht unerhebliches Kriterium, spielt der Faktor Zeit eine große Rolle. Um die Variabilität lange und mit einer guten zeitlichen Abdeckung messen zu können, braucht man viel Beobachtungszeit. Da diese an den großen Observatorien schwer nur zu bekommen ist, ist es für ein Institut sehr von Vorteil, ein eigenes Observatorium zu betreiben und somit selber über sein Zeitmanagement entscheiden zu können.

Aus diesem Grund betreibt das astronomische Institut der Ruhr-Universität Bochum in der Atacama-Wüste im Norden Chiles ein eigenes Observatorium. An diesem Observatorium befinden sich mittlerweile fünf eigene Teleskope und ein Teleskop eines anderen Institutes, welches von dort beobachtet. Die Teleskope sind das HPT¹, ein Spiegelteleskop mit aktiver Optik und einem Spiegeldurchmesser von 1,5 Metern, das 80 Zentimeter große Infrarot-Teleskop namens IRIS², das 40 Zentimeter große Spiegelteleskop VYSOS 16³, zwei 15 Zentimeter große Refraktorteleskope VYSOS 6 A+B⁴ sowie das BEST-II⁵, ein 25 Zentimeter großes Spiegelteleskop des Instituts für Planetenforschung des DLR⁶.

Durch die eigenen Teleskope ist es möglich, sehr viel Beobachtungszeit für Variabilitätsstudien zu verwenden. Dabei ist jedoch zu beachten, dass viel Beobachtungszeit normal auch viel Arbeitszeit für den beobachtenden Astronomen bedeuten würde, so lange das Teleskop manuell gesteuert wird. Da dies auf Dauer nicht praktikabel ist, müssen die Teleskope, welche jede Nacht laufen und viele Objekte beobachten, ohne Eingriff des Beobachters funktionieren. Das heißt, sie müssen mit Hilfe von Computerprogrammen, zu robotischen Teleskopen umfunktioniert werden. Nur dadurch ist es ohne großen personellen Aufwand möglich, langwierige

¹Hexapot-Telescope (HPT)

²Infrared Imagin Survey (IRIS)

³Variable Young Stellar Object Survey (16 inch) (VYSOS 16)

⁴Variable Young Stellar Object Survey (6 inch) (VYSOS 6)

⁵Berlin Exoplanet Search Telescope II (BEST-II)

⁶Deutsches Zentrum für Luft- und Raumfahrt (DLR)

Beobachtungskampagnen sehr vieler Objekte durchzuführen.

Aus diesem Grund war es ein Teil dieser Arbeit, eines der aufgezählten Teleskope zu einem robotischen Teleskop umzufunktionieren. Dieses war das VYSOS6, da es als Durchmusterungsteleskop einen stark gefüllten Beobachtungsplan hat. Hierfür war es erforderlich, bestimmte vorhandene Programme mit selbstentwickelter Software zu erweitern, um einen robotischen Betrieb des Teleskops zu ermöglichen.

Hier ist es auch kein Nachteil, dass es sich „nur“ um zwei 15 cm große Refraktorteleskope handelt. Insbesondere für viele Sternentstehungsgebiete eignet es sich sehr gut, da es ein sehr großes Gesichtsfeld aufweist, wodurch es meist möglich ist, ohne Mosaikaufnahmen, das gesamte Gebiet mit einer Überdeckung zu beobachten. Weiterhin sind viele Sternentstehungsgebiete in einer Entfernung, in welcher zum einen die Sterne eine genügend große scheinbare Helligkeit haben, um bei vertretbarer Belichtungszeit beobachtet zu werden, und zum anderen die Auflösung eines Teleskops dieser Größenordnung ausreicht, die Sterne voneinander zu trennen.

Da durch den automatischen Betrieb eines Teleskops große Datenmengen anfallen, ist es auf Dauer nicht mehr praktikabel, all diese Daten einzeln per Hand zu bearbeiten. Deswegen sollten auch hier Programme verwendet werden, die dem Astronomen Arbeit abnehmen, welche sehr Zeitaufwendig ist, jedoch für alle anfallenden Daten des Teleskops immer wieder ähnlich abläuft.

Was für diese Daten automatisiert werden sollte, nennt sich Datenreduktion. Dabei handelt es sich um eine digitale Bearbeitung der Aufnahmen, welche insbesondere störende Effekte der CCD, aber auch einige andere Effekte von den Bildern entfernt, um photometrisch verwertbare Daten zu erhalten. Im Grunde läuft diese Datenreduktion zwar meist identisch ab, da aber jedes Teleskop bestimmte Eigenarten aufweist, muss, um auf diese einzugehen, meist eine eigene Art der Pipeline entwickelt werden. Dies ist wichtig, da auch hier kleine Fehler, welche nicht richtig während der Reduktion behoben wurden, die Photometrie verfälschen, was bei Variabilitätsmessung zu ernststen Problemen führt. Solch eine automatisierte Software zur Datenreduktion wird Pipeline genannt, und wurde im Rahmen dieser Arbeit für das IRIS-Teleskop entwickelt. Weiterhin wurden durch diese Entwicklung der Pipeline viele mögliche Fehlerquellen des Teleskopes, sowie bestimmter Beobachtungsmodi, gefunden und entweder beseitigt oder durch bestimmte Maßnahmen innerhalb der Pipeline korrigiert.

Diese automatisierte Datenreduktion verhindert eine weitere Fehlerquelle bei Variabilitätsmessungen, nämlich bestimmte Schritte zur Reduktion der Daten, von einem Mal zum anderen, durch einen anderen Beobachter versehentlich leicht unterschiedlich durchzuführen.

Nachdem im ersten, doch eher technisch basierten, Teil der Arbeit, viel Zeit in die eigentliche Realisierung der Beobachtung sowie die Datenakquise investiert wurde, wird dies im zweiten Teil angewandt, um tatsächliche Variabilitätsuntersuchungen durchzuführen. Hierfür wurden Daten des Infrarot-Teleskops IRIS verwendet, da bisherige Variabilitätsmessungen in der Literatur fast ausschließlich im Visuellen durchgeführt wurden. Viele Prozesse, die eine Variabilität im Infraroten bewirken, sind somit noch nicht ausreichend untersucht worden. Die wenigen Infrarotstudien zur Variabilität fanden bisher mit einer nur geringen zeitlichen Auflösung statt, um eine Aussage über Kurzzeitvariabilität zu treffen. Dies soll im Rahmen dieser Arbeit am Beispiel von Aufnahmen des Sternentstehungsgebietes M17 erfolgen.

In Anbetracht der oben beschriebenen Großprojekte stellt sich die Frage, inwieweit Variabilitätsstudien mit kleinen Teleskopen überhaupt noch sinnvoll sind. Werden nicht alle Erkenntnisse, die zurzeit vielleicht an kleinen Teleskopen gewonnen werden, schlagartig obsolet, wenn erst einmal die großen Durchmusterungen beginnen? Die Antwort ist: NEIN.

Die erstaunliche Empfindlichkeit der Großprojekte bringt es mit sich, dass die Detektoren sehr schnell bei hellen Sternen saturiert sind. Grob lässt sich sagen, dass z.B. LSST etwa dort anfängt unsaturierte Daten zu sammeln, wo die VYSOS-Teleskope aufhören, verlässliche Messungen zu liefern. Dies findet – mit etwas Überlapp – im Bereich zwischen 14. und 16. Größe statt. Insofern sind die Projekte LSST und VYSOS komplementär. Ähnliches lässt sich für das IRIS Projekt in Bezug auf das ESO Teleskop VISTA sagen.

Kapitel 2

VYSOS 6

Variable Young Stellar Object Survey (6 inch); so die Bedeutung von VYSOS 6. Damit wird das Haupteinsatzgebiet dieser zwei 6-Zoll-Refraktorteleskope in Grundzügen beschrieben.

Geplant als Teil einer Kooperation des Institute for Astronomy der University of Hawaii und des Astronomischen Instituts der Ruhr-Universität Bochum verrichtet das VYSOS 6 seit Dezember 2008 seine Dienste an der Sternwarte der Ruhr-Universität Bochum (früher Observatorio Cerro Armazones (OCA)) in der Atacama-Wüste im Norden Chiles auf 2800 Metern Höhe.

Weitere Teleskope des VYSOS-Projektes sind einerseits das VYSOS 16, welches sich ebenfalls an der Sternwarte der Ruhr-Universität Bochum befindet, sowie andererseits das VYSOS 5 und das VYSOS 20, welche sich am Mauna Loa Observatory auf Hawaii befinden.

Trotz der vergleichsweise geringen Öffnung von jeweils 6 Zoll ist das VYSOS 6 ein für seine Aufgaben sehr gut geeignetes Instrument; die exzellente klimatische Lage sowie das große Gesichtsfeld von $2,7^\circ \times 2,7^\circ$ tragen ihrerseits zu dem Erfolg des Projekts bei. Die primären wissenschaftlichen Einsatzgebiete liegen größtenteils in Variabilitätsstudien an den unterschiedlichsten Objekten. Dazu gehören vor allem YSOs, wie sie in Sternentstehungsgebieten vorkommen. Viele dieser YSOs sind auch im Optischen hell genug, um mit einem eher kleinen Teleskop untersucht werden zu können. Vielfach ist es sogar so, dass selbst bei den VYSOS 6 Teleskopen mit einem Schmalbandfilter und kürzesten Belichtungszeiten beobachtet werden muss, um z.B. bei jungen massereichen Sternen noch zuverlässige Helligkeiten zu erhalten. Der Bogen variabler Objekte, die mit dem VYSOS 6 untersucht werden, spannt sich aber weiter über Pulsationsveränderliche, Bedeckungsveränderliche (auch Planetentransits) bis hin zu extragalaktischen Kernen (AGN).

Die Hauptkriterien für ein Variabilitätsprojekt sind daher nicht unbedingt ein Teleskop mit großer Öffnung und hoher Auflösung, sondern in erster Linie stabile meteorologische Bedingungen sowie - insbesondere für die Durchmusterungen großer Areale - ein großes Gesichtsfeld.

2.1 Technische Details

Der nachfolgende Teil über die technischen Details des VYSOS 6-Systems ist in zwei Unterkapitel aufgeteilt, da es im Laufe dieser Arbeit zu einer Erweiterung des ursprünglichen Systems gekommen ist. Anfangs war das VYSOS 6 als Einzelteleskop geplant. Im Laufe der Zeit wurde aber beschlossen, das VYSOS 6-Projekt mit einem zweiten, baugleichen Teleskop zu erweitern,



Abbildung 2.1: Einzel-VYSOS 6

um Variabilitätsstudien zeitgleich in zwei separaten Filtern vornehmen zu können.

2.1.1 Einzel-VYSOS 6

In der Zeit von Dezember 2008 bis Oktober 2010 lief VYSOS 6 mit nur einem Teleskop auf der äquatorialen Bisque Paramount ME Montierung (siehe Abbildung 2.1).

Bei dem Teleskop handelt es sich um einen Refraktor mit 150 mm Öffnung und einer ursprünglichen Brennweite von 1100 mm. Mithilfe eines Fokalreduktors wurde diese Brennweite auf 825 mm reduziert, wodurch sich das Öffnungsverhältnis von $f/7,3$ auf effektiv $f/5,5$ verringerte.

Der verwendete Detektor ist eine Apogee Alta U16M mit 4096×4096 Pixeln. Diese Kamera hat einen $38,86 \times 38,86$ mm großen CCD Chip mit einer Pixelgröße von $9 \times 9 \mu\text{m}$ (vergleiche [Apo10]). Damit ergibt sich ein Gesichtsfeld von $2^\circ 42' \times 2^\circ 42'$ und eine Auflösung von $2,2''/\text{pix}$.

Insgesamt wurden in der Konfiguration mit einem Einzelteleskop sieben 50×50 mm Filter verwendet. Dies waren die drei Johnson Filter B , V und R sowie ein PanSTARRS I Filter, welcher verwendet wurde, um mit den VYSOS Teleskopen auf Hawaii kompatibel zu sein. Neben diesen vier Breitbandfiltern waren drei Schmalbandfilter [OIII], $H\alpha$ und [SII] mit einer Bandbreite von 5 nm im Einsatz. Alle Filter, bis auf PanSTARRS I , sind von der Firma Astrodon, wo nähere Informationen über diese Filter zu finden sind.

2.1.2 VYSOS 6 A+B

Im Oktober 2010 wurde das Zwillingsteleskop VYSOS 6 in Betrieb genommen. Für die Erweiterung des Systems wurden ein baugleiches Teleskop sowie eine baugleiche Kamera auf

Telescop	Takahashi TOA-150 OTA. 6 inch refractor
Fokuser	TOA-150-Focus
Fokalreduktor	TOA-150-SR
Montierung	Bisque Paramount ME. German equatorial
Kamera	Apogee Alta U16M, FoV 2.7°, 2''2 pix
Filterrad	Apogee AI-FW50-7S
Filter	B , V , R_s , I , [OIII], $H\alpha$, [SII]

Tabelle 2.1: Technische Daten des VYSOS 6

Johnson B	440 nm
Johnson V	540 nm
Johnson R	620 nm
PanSTARRS I	750 nm
[OIII]	501 nm
$H\alpha$	656 nm
[SII]	672 nm

Tabelle 2.2: Filter des einzelnen VYSOS 6



Abbildung 2.2: VYSOS 6 A+B

VYSOS 6 A		VYSOS 6 B	
Johnson <i>U</i>	360 nm	Kontinuum Filter (NB)	645 nm
Johnson <i>V</i>	440 nm	[OIII]	501 nm
Johnson <i>R</i>	620 nm	Johnson <i>B</i>	440 nm
Sloan <i>g</i>	469 nm	Johnson <i>I</i>	800 nm
Sloan <i>i</i>	748 nm	Sloan <i>u</i>	355 nm
H α	656 nm	Sloan <i>r</i>	617 nm
[SII]	672 nm	Sloan <i>z</i>	893 nm

Tabelle 2.3: Filter VYSOS 6 A und VYSOS 6 B

der existierenden Montierung installiert (siehe Abbildung 2.2). Für die Unterscheidung der beiden Teleskope wurde das bis dato genutzte VYSOS 6 in VYSOS 6 A umbenannt, das neue in VYSOS 6 B. Durch technische Probleme mit dem Verschluss der alten Kamera wurde im August 2010 die neue, bis dahin noch unbenutzte, Kamera an das VYSOS 6 A angeschlossen, was für die Auswertung der Daten von Bedeutung ist. Die beiden Kameras sind zwar identisch, dennoch haben sie jeweils ein leicht anderes Bias sowie einen etwas unterschiedlichen Dunkelstrom (siehe Abschnitt 2.1.3).

2.1.3 Darks

Die Abbildung 2.3 zeigt den Dunkelstrom in Abhängigkeit von der Belichtungszeit für die Kameras des VYSOS 6 A sowie des VYSOS 6 B. Aufgetragen ist dabei der Median der Zählraten pro Pixel gegen die Belichtungszeit in Sekunden.

Um hier den reinen Dunkelstrom zu bekommen, wurde vorerst ein Masterbias aus 23 einzelnen Biasaufnahmen erstellt. Danach wurden Masterdarks aus je 9 Darkaufnahmen mit den jeweiligen Belichtungszeiten erstellt und das Masterbias von jedem Masterdark subtrahiert.

$$\text{Masterdark}_{0,\text{exptime}} = \text{Masterdark}_{\text{exptime}} - \text{Masterbias}$$

Der Median der Zählraten pro Pixel dieser $\text{Masterdark}_{0,\text{exptime}}$ wurde mit Hilfe des IRAF¹-Befehls *imstat* ermittelt und gegen die Belichtungszeit aufgetragen. Der Median des Masterbias, welcher von den jeweiligen Masterdarks subtrahiert wurde, betrug 1286 Zählraten/Pixel für das VYSOS 6 A sowie 1302 Zählraten/Pixel für das VYSOS 6 B.

Zu erkennen ist hierbei ein leicht verstärkter Anstieg des Dunkelstroms mit der Belichtungszeit für VYSOS 6 B gegenüber dem VYSOS 6 A. Diese Differenz sowie der per se höhere Wert des Bias für das VYSOS 6 B machen es nötig, für jedes Instrument eigene Bias und Darks aufzunehmen, obwohl es sich prinzipiell um zwei baugleiche Kameras handelt. Weiterhin haben beide Kameras auch hinsichtlich der defekten Pixel andere Merkmale, wobei sich im Laufe des Betriebes der älteren Kamera auf dieser mehr und mehr defekte Pixel angesammelt haben.

Die defekten Pixel sind hierbei ein wesentlicher, nicht zu vernachlässigender Unterschied zwischen den beiden Instrumenten. Einige defekte Spalten würden sich durch die Korrektur mit dem falschen Dark entweder nicht richtig korrigieren lassen oder würden sogar fehlerhaft

¹Image Reduction and Analysis Facility - Programm zur Bearbeitung Astronomischer Daten

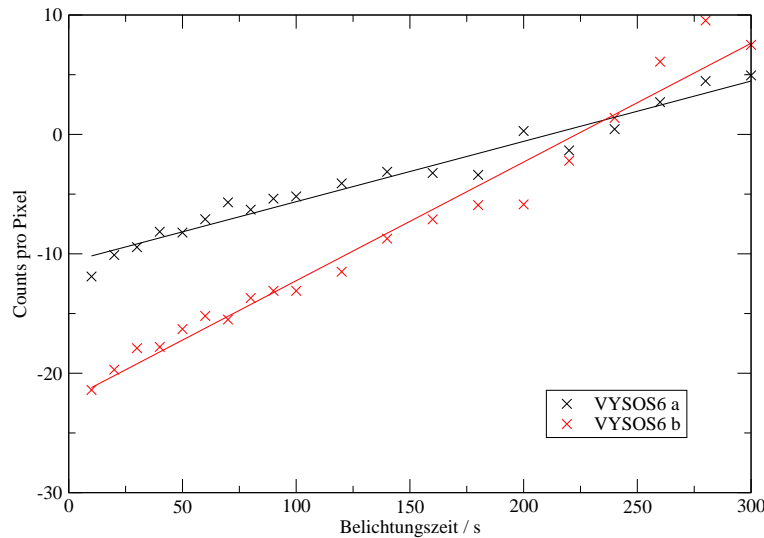


Abbildung 2.3: Abhängigkeit des Dunkelstroms von der Belichtungszeit. Aufgetragen ist der Median der Zählraten pro Pixel gegen die Belichtungszeit des Darks.

hinzukommen, würde man ein Bild ohne defekte Spalten mit einem Dark korrigieren, auf welchem defekte Spalten vorhanden sind.

Der lineare Zusammenhang zwischen Dunkelstrom und Belichtungszeit hat zum Vorteil, dass wir nicht für jede verwendete Belichtungszeit separate Darks aufnehmen müssen, sondern nur Darks mit bestimmten Belichtungszeiten, um aus diesen für die jeweilige Belichtungszeit das richtige Dark extrapolieren zu können. Dies reduziert das anfallende Datenvolumen pro Nacht beträchtlich, insbesondere wenn sehr viele unterschiedliche Belichtungszeiten verwendet werden.

2.1.4 Flats

Eines der Beobachtungslimits des VYSOS 6, auf welche im Abschnitt 2.1.5 näher eingegangen werden soll, ergibt sich aus der endlichen Geschwindigkeit des Verschlusses der Alta U16M Kamera, der für Belichtungen zwischen 30 Millisekunden und 183 Minuten konzipiert ist².

Jedoch ist es nicht möglich, die kurzen Belichtungen in diesem Intervall zu verwenden. In den Abbildungen 2.4 a) - c) sind Flatfieldaufnahmen bei unterschiedlichen Belichtungszeiten zu sehen. Auf diesen erkennt man ein sich vom Zentrum des Bildes ausbreitendes, sternförmiges Muster. Dieses Muster wird durch den Verschluss der Kamera hervorgerufen, welcher sich in genau dieser Art vom Zentrum der Kamera nach außen hin öffnet.

Die vom Hersteller angegebenen 30 Millisekunden geben dabei die Zeit an, welche der Verschluss benötigt, um sich einmal komplett zu öffnen und wieder zu schließen. Bei einer so kurzen Belichtung wie z.B. 30 ms wird dabei das Zentrum der CCD verhältnismäßig länger belichtet als die äußeren Bereiche, wodurch es zu einem Muster auf den Flatfieldaufnahmen kommt. Da dieser Effekt prinzipiell bei allen Bildern auftritt, musste eine untere Grenze der Belichtungszeit gefunden werden, um den Effekt zu minimieren. Ab einer Belichtungszeit von mehr als 4 Sekunden erzeugt der Effekt eine Helligkeitsvariation von weniger als 1% auf dem

²Apogee Imaging Systems <http://www.ccd.com/pdf/U16M.pdf>

Bild. Der Wert von 1% ergibt sich aus dem Verhältnis der Belichtungszeiten von 30 ms und 4 s.

Dennoch ist es trotz dieses Effektes unter bestimmten Umständen möglich, auch mit sehr viel kürzeren Belichtungszeiten zu arbeiten. Dies gilt für besonders helle Einzelsterne im Zentrum des Bildfeldes. Ein Beispiel eines solchen Falles ist in Abschnitt 2.3.2 zu sehen. Im Normalfall sollte man jedoch solch kurze Belichtungszeiten vermeiden, da das Muster nicht zu 100% reproduziert werden kann. Dadurch können Helligkeitsvariationen einer Quelle allein dadurch entstehen, dass sie auf unterschiedlichen Stellen des CCD Chips zu liegen kommt.

Als obere Grenze der Belichtungszeit für Flatfeldaufnahmen haben sich 45 Sekunden bewährt, um nicht zu viele Sterne auf den Aufnahmen zu haben. Diese können zu Komplikationen in der Datenanalyse führen, wenn sie während der Datenreduktion nicht komplett heraus gerechnet werden konnten.

Mit diesen Grenzen der Belichtungszeit und den verwendeten Filtern ergibt sich leider auch nur ein kleines Zeitfenster, in welchem mit dem VYSOS 6 Flatfeldaufnahmen gemacht werden können, da bei diesem Teleskop Skyflats anstelle von Domeflats gemacht werden. Dieses Zeitfenster fällt in die Zeit, zu welcher die Sonne zwischen 0° und -9° Elevation steht. Genau zu dieser Zeit, am Anfang sowie am Ende der Nacht, werden so viele Flatfeldaufnahmen gemacht, wie es die Zeit zulässt. Da das Observatorium sehr nahe am Äquator steht, haben wir dementsprechend auch nur für kurze Zeit diese Elevation der Sonne, wodurch wir es zeitlich nicht hinbekommen, täglich viele Flatfeldaufnahmen in allen Filtern zu machen. Im Laufe des Betriebes hat sich gezeigt, dass wir es schaffen, einmal abends und einmal morgens mit jedem der beide Teleskope je 5 Flats in einem Breitbandfilter und 5 in einem Schmalbandfilter zu beobachten. Somit kommen innerhalb einer Nacht im besten Fall je 5 Flats in 4 unterschiedlichen Breitbandfiltern sowie je 5 Flats in den vier Schmalbandfiltern zusammen. Hier kommt uns zu Gute, dass wir ein sehr stabiles System haben, mit welchem wir nicht täglich Flatfeldaufnahmen benötigen. Für die Datenreduktion werden über mehrere Tage gemittelte Flatfeldaufnahmen verwendet, wodurch der Nachteil wegfällt, dass wir zu wenig Zeit für Flatfields in allen Filtern pro Nacht haben. Des Weiteren ergeben sich auf diese Weise sehr viele Einzelaufnahmen, was das Eliminieren der Sterne erleichtert und somit die Qualität der reduzierten Bilder erhöht.

In den Abbildungen 6.1 bis 6.6 im Anhang (6.1) ist die Stabilität der Flatfields über einen Tag, eine Woche sowie einen Monat dargestellt. Hierfür wurden normierte Masterflatfields einiger Tage erzeugt und diese jeweils voneinander subtrahiert. Für diese Untersuchung wurden Schmalbandfilter verwendet, da diese zu einer Zeit aufgenommen werden, in der der Himmel noch hell genug ist, um keine Sterne auf den Aufnahmen zu erkennen. Dadurch entfällt für diese Darstellung die Fehlerquelle von eventuell schlecht entfernten Sternen auf den Aufnahmen.

Je stabiler die Flatfields über die Zeit sind, desto kleiner sollte der Unterschied zwischen den Differenzen ausfallen. Betrachtet man die Bilder mit einem Tag Zeitdifferenz, so erkennt man, dass die Flats von VYSOS 6 A innerhalb von 3‰ und die von VYSOS 6 B innerhalb von 2‰ stabil sind. Bei einer Zeitdifferenz von einer Woche betragen die Unterschiede bis zu 3‰ für VYSOS 6 A und 4‰ für VYSOS 6 B und bei einem Monat bis zu 6‰ für VYSOS 6 A und 13‰ für VYSOS 6 B.

Obige Betrachtungen zeigen, dass es möglich ist, über einen längeren Zeitraum hinweg Flatfields zu mitteln und dabei nur einen Fehler von wenigen Promille zusätzlich zu erzeugen. Die größten Probleme sind vereinzelte Staubkörner auf der Abdeckung der CCD, die von einem auf den anderen Tag hinzukommen können oder sich verschieben. Dies fällt deutlich auf, wenn

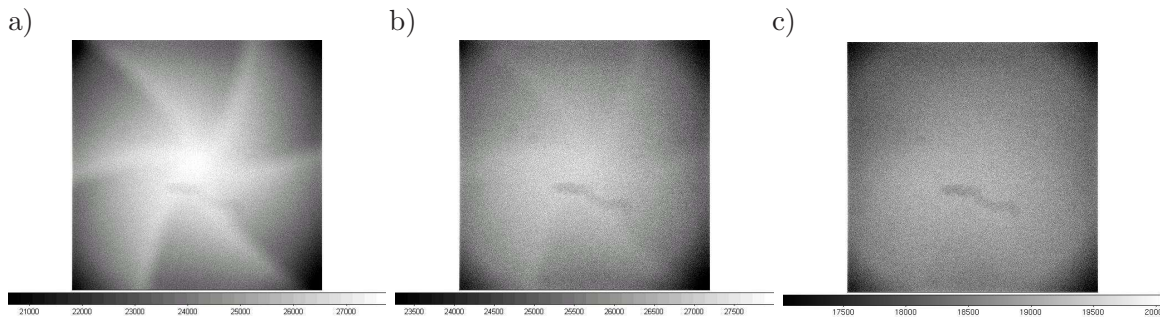


Abbildung 2.4: VYSOS 6 Flats mit unterschiedlicher Belichtungszeit. a) 0,1 Sekunden b) 1,0 Sekunden c) 8,0 Sekunden.

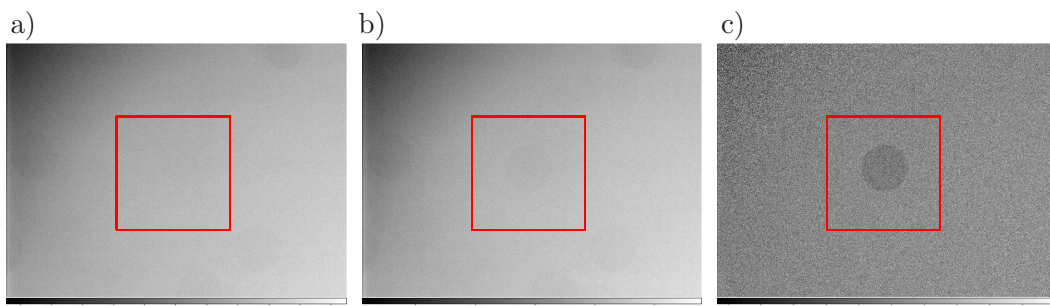


Abbildung 2.5: VYSOS 6 A - Ausschnitte aus Flats im [SII] Filter zu unterschiedlichen Tagen, sowie die Differenz zwischen den Tagen. a) Ausschnitt aus dem normierten Masterflat vom 2. März 2011 b) Ausschnitt aus dem normierten Masterflat vom 10. März 2011 c) Ausschnitt aus der Differenz zwischen den normierten Masterflats a und b.

man sich Flatfields von mehreren Tagen in Folge, wie in Abbildung 2.5, anschaut. Man erkennt in der Mitte des Bildes eine Verdunklung durch ein Staubkorn, welche in Bild b) zu sehen ist, die in Bild a) jedoch noch nicht vorhanden ist. Auf der Differenz der beiden Bilder, wie sie auch für die Stabilitätsuntersuchung gebildet wurde, ist diese Verdunklung sehr deutlich zu erkennen, wohingegen alle anderen Staubkörner verschwinden, die auf beiden Flatfields vorhanden sind. Dieses hinzugekommene Staubkorn ist auch auf den Konturdarstellungen im Anhang zu erkennen. Hier sieht man in Abbildung 6.2 bei den Koordinaten $X \approx 700/Y \approx 3400$ eine Vertiefung von 2‰. Um somit die Fehler durch solche Staubkörner klein zu halten, sollten Flatfields nicht über einen zu langen Zeitraum gemittelt werden.

2.1.5 Beobachtungslimits

Die Beobachtungen mit dem VYSOS 6 sind durch mehrere Faktoren begrenzt. Dazu gehören die technisch mögliche bzw. sinnvolle Belichtungszeit, die Elevation der zu beobachtenden Objekte sowie die Windgeschwindigkeit.

Wie in Kapitel 2.1.4 beschrieben, sollte die Belichtungszeit nicht unter 4 Sekunden liegen. Dadurch ergibt sich eine maximale Helligkeit, welche innerhalb eines Filters beobachtet wer-

den kann; hellere Sterne sind saturiert. Diese maximalen Helligkeiten sind für die Johnson Breitbandfilter $B \approx 7,5$ mag, $V \approx 8,0$ mag, $R \approx 7,5$ mag und $I \approx 6,5$ mag. Andererseits sollte die maximale Belichtungszeit auch nicht über 600 Sekunden hinausgehen, da das VYSOS 6 keine Guiding-Kamera besitzt und somit die Nachführgenauigkeit der Montierung Grenzen setzt. Erfahrungswerte haben gezeigt, dass bei Windgeschwindigkeiten von weniger als 10 m/s 600 Sekunden durchaus möglich sind. Dennoch liegen unsere Beobachtungslimits für die Windgeschwindigkeit, wie weiter unten in diesem Abschnitt zu sehen, etwas über diesen 10 m/s.

Zur Bestimmung der Grenzgröße des VYSOS 6 wurde das bisher tiefste Bild des VYSOS 6 verwendet (siehe Abbildung 2.6). Es stellt eine Kombination aus 60 Einzelbildern mit jeweils 600 Sekunden Belichtungszeit dar, die im Johnson R Filter von dem Quasar 3C002 gemacht wurden. Die Einzelbilder wurden in der Zeit vom 21. Juli 2009 bis 28. Juli 2009 aufgenommen.

Die Abbildung zeigt zusätzlich eine Besonderheit der Reduktion der VYSOS 6-Bilder, die mittlerweile standardmäßig angewandt wird: Bild a) zeigt die Kombination aller Einzelbilder mit der Originalauflösung von $2,2''/\text{pix}$, während für das zweite Bild alle Einzelbilder erst künstlich auf die höhere Auflösung von $1,1''/\text{pix}$ extrapoliert wurden. Dafür wurde aus der 4096×4096 Pixel großen FITS-Datei eine 8192×8192 Pixel große Datei generiert und der Fluss über das Bild konstant gehalten. Vergleicht man beide Bilder miteinander, so erkennt man, dass die Sterne in Bild b) wesentlich „runder“ sind als in Bild a), was durch die höhere Auflösung hervorgerufen wird. Dieses Extrapolation der Auflösung macht jedoch erst bei vielen Einzelbildern Sinn, da dann die Information über die tatsächliche Form des Sternes über viele Bilder gemittelt wird. Rechnet man die Auflösung eines Einzelbildes hoch, ohne dass dieses mit mehreren anderen Bildern ergänzt wird, erhält man einen rein kosmetischen Effekt.

Als weitere Veranschaulichung der Verbesserung der Bildqualität dienen die Bilder d) und e) in Abbildung 2.6. Diese zeigen einen Radialplot des Quasars 3C002. Bild d) ist der Radialplot bezogen auf Bild a), Bild e) bezogen auf Bild b). Man erkennt, dass zum einen die Point Spread Function (PSF) der Quelle wesentlich mehr Datenpunkte aufweist und zum anderen, dass das Rauschen im Himmelshintergrund abnimmt. Im vorliegenden Fall wurden die Werte für den Quasar und die Umgebung in einem 30×30 Pixel bzw. 60×60 Pixel großen Bereich um die Quelle herum bestimmt. Das Maximum der Quelle aus den Bildern b) und d) liegt bei 62 Zählraten und die Standardabweichung des Himmelshintergrundes bei 4,4 Zählraten. Bei den Bildern b) und e) hat das Maximum der Quelle einen Wert von 18 Zählraten und die Standardabweichung des Himmelshintergrundes liegt bei 1,1 Zählraten. Dass der Wert des Maximums durch das Erhöhen der Auflösung sinkt, liegt an der verwendeten Flussrehaltung, die für diesen Rechenschritt verwendet wurde. Die beobachtete Quelle liegt also für das Bild a) bei einem Wert von $\approx 14\sigma$ und für das Bild b) bei $\approx 16\sigma$ über dem Rauschen des Himmelshintergrundes.

Dies zeigt, dass das Extrapolieren der Auflösung, insbesondere für schwache Quellen, zu einer größeren Nachweis-Empfindlichkeit führt. Weiterhin lassen sich nahe Quellen durch die verbesserte Auflösung besser voneinander trennen, was auf Feldern mit einer hohen Sternendichte sehr von Vorteil ist.

Zur Abschätzung der Grenzgröße von VYSOS 6 wurde die Helligkeit des hier gezeigten Quasars aus dem USNO-B1.0 Katalog verwendet; diese ist dort mit $R1 = 19,72$ mag und $R2 = 19,99$ mag angegeben. Es ist also möglich, mit VYSOS 6 und einer Belichtungszeit von 10 h eine Quelle von $R \sim 20$ mag mit einer Genauigkeit von 14σ bzw. 16σ zu beobachten. Zur Bewertung der Tiefe des VYSOS 6-Bildes ist in Abbildung 2.6 c) ein Sloan Digital Sky Survey (SDSS) Bild der Region zu sehen. Im Vergleich zwischen den Bildern a) und b) zu

Bild c) ist natürlich der deutliche Vorteil in der Auflösung des SDSS Bildes zu sehen. Dennoch erkennt man auf den VYSOS-Bildern alle Quellen, die auch auf dem SDSS-Bild zu sehen sind, was darauf hin deutet, dass die tatsächliche Grenzgröße von VYSOS 6 bei den angegebenen 20 mag noch nicht erreicht ist. Extrapoliert man zu schwächeren Helligkeiten, würde man eine tatsächliche 3σ -Grenzgröße von $R \sim 21,5$ mag erhalten. Vergleicht man diesen Wert mit der Grenzgröße des SDSS und zeichnet alle SDSS-Quellen in das VYSOS-Bild hinein, so ist dennoch zu erkennen, dass die ganz schwachen Objekte unterhalb von 21,5 mag mit VYSOS nicht mehr gefunden werden können.

Neben der Belichtungszeit sind wir weiterhin durch die Elevation der Quellen begrenzt, welche nicht unter eine bestimmte Grenze fallen darf, da unterhalb dieses Limits die Wand des Teleskopgebäudes oder die Windräder des Observatoriums in das Gesichtsfeld des Teleskops kommen. Die Elevationslimits bei bestimmten Werten für den Azimut sind folgende:

Azimut zwischen 330° und 40° : Beobachtbare Objekte bei Elevation $> 45^\circ$

Azimut zwischen 165° und 200° : Beobachtbare Objekte bei Elevation $> 50^\circ$

Azimut sonst: Beobachtbare Objekte bei Elevation $> 33^\circ$

Ein letztes Limit ist wetterbedingt. Da das Teleskop nicht komplett im Windschatten der Gebäudemauern steht, sondern teilweise über die Wände hinaus ragt, ist es anfällig gegen Wind. Je nach Windrichtung und Beobachtungsrichtung ist die Anfälligkeit unterschiedlich groß. Im Mittel werden die Bilder jedoch schon ab einer Windgeschwindigkeit von ca. 45 km/h deutlich schlechter. Dies macht sich dadurch bemerkbar, dass die Sterne durch Vibrationen des Teleskops elongiert sind und keine Gauß-förmige PSF mehr aufweisen. Als Limits wurden deshalb zwei Werte für die Windgeschwindigkeit festgelegt. Bei einzelnen Windböen über 15 m/s oder bei einer mittleren Windgeschwindigkeit über die letzten 10 Minuten von 13 m/s wird die Beobachtung unterbrochen. Da das VYSOS 6 robotisch arbeitet (Näheres hierzu siehe in Abschnitt 2.2), musste neben den Limits für die maximale Windgeschwindigkeit ein weiteres Kriterium angegeben werden, ab wann die Beobachtung wieder aufgenommen werden darf, ohne dass die Beobachtung ständig abgebrochen und wieder aufgenommen wird. Hierfür ist es erforderlich, dass die mittlere Windgeschwindigkeit über die letzten 30 Minuten um 3 m/s abnimmt, ohne dass die beiden Limits für die Windgeschwindigkeit in der Zeit erreicht oder überschritten werden. Neben dem Wind wird noch auf Luftfeuchtigkeit geachtet. Bei Luftfeuchtigkeiten über 75% bei Temperaturen über 0° bzw. bei Luftfeuchtigkeiten über 40% bei Temperaturen unter 0° wird die Beobachtung unterbrochen, um Kondensation von Luftfeuchtigkeit auf den Instrumenten zu verhindern. Auch hier wird die Beobachtung erst wieder aufgenommen, wenn sich die Luftfeuchtigkeit signifikant geändert hat, um ein dauerhaftes Abbrechen und Fortsetzen der Beobachtung zu vermeiden. Hier wird die Beobachtung erst wieder aufgenommen, wenn die Luftfeuchtigkeit um 10 Prozentpunkte unter die Limits für die jeweilige Temperatur gefallen ist.

2.2 Robotische Beobachtung

Da das VYSOS 6 als Survey Teleskop für effiziente Variabilitätsbeobachtungen und Durchmusterungen eingesetzt werden soll, war von Anfang an vorgesehen, eine automatisierte Steuerung

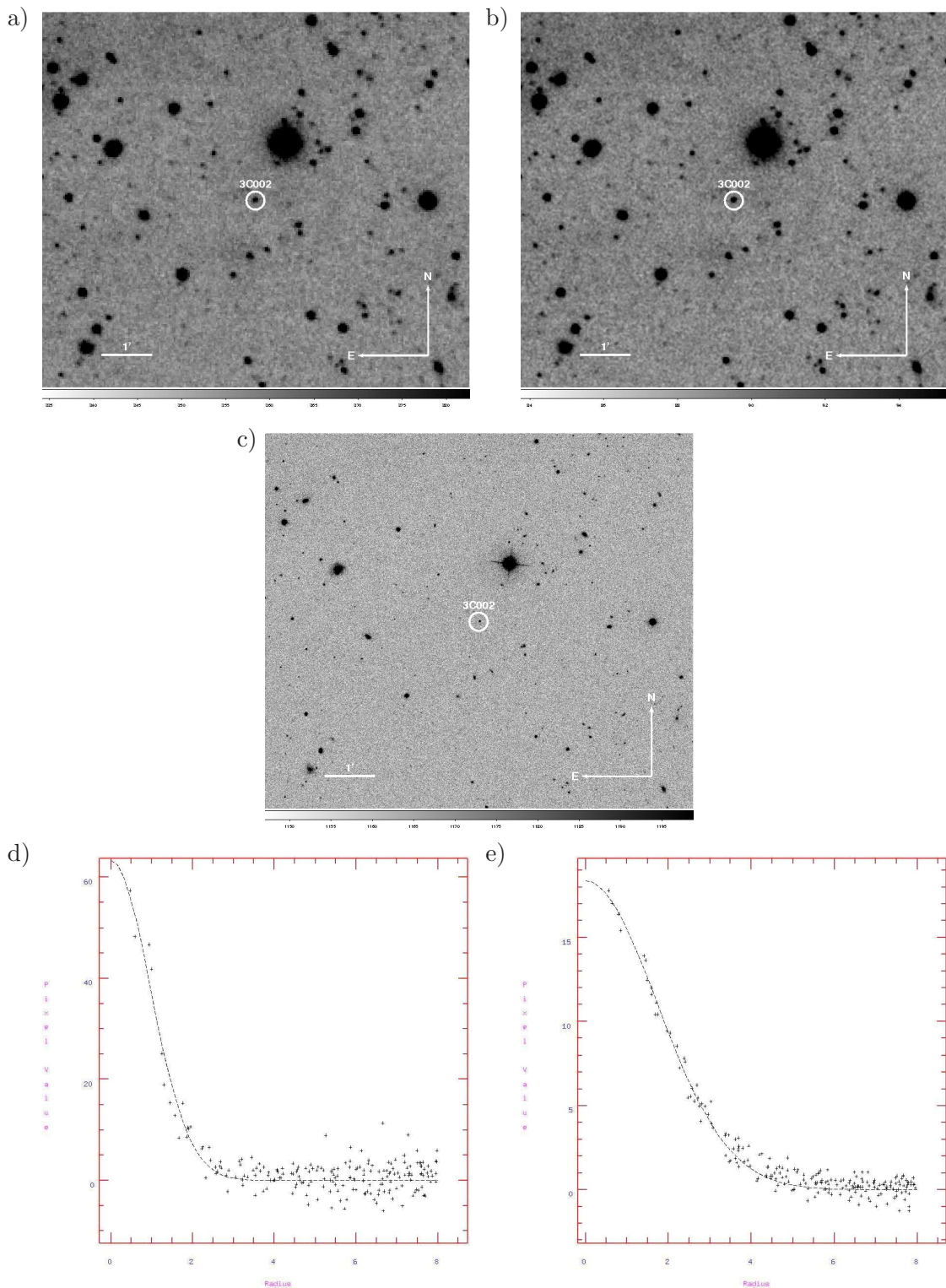


Abbildung 2.6: Aufnahme des Quasars 3C002 mit $R = 19,99$ mag. Die VYSOS 6 Bilder sind eine Kombination aus 60 R -Band Aufnahmen mit je 600 s Belichtungszeit. a) VYSOS 6 Bild mit nativer Auflösung von $2,2''/\text{pix}$; b) VYSOS 6 Bild mit rechnerisch erhöhter Auflösung von $1,1''/\text{pix}$; c) R -Band Aufnahme aus dem Sloan Digital Sky Survey (SDSS) - Während das SDSS Bild eine wesentlich höhere Auflösung zeigt, sind dennoch nahezu alle Quellen auch mit dem VYSOS 6 detektierbar; d) Radialplot des Quasars 3C002 von Bild a; e) Radialplot des Quasars 3C002 von Bild b

zu verwenden. Diese Steuerung soll fortlaufende Messungen ohne direkte Beteiligung des Beobachters ermöglichen und weitestgehend autonom ablaufen.

Das bedeutet, dass Pläne geschrieben werden, die sekundengenau festlegen, welche Aktionen Teleskop, Filterrad und Kamera ausführen sollen. Diese Pläne werden dann von Computerprogrammen eingelesen und abgearbeitet, ohne dass weitere Eingriffe vom Beobachter durchgeführt werden müssen.

2.2.1 Frühe Realisierung

Die ersten Versuche der Realisierung einer automatisierten Steuerung wurden mit den mitgelieferten Programmen von *Software Bisque* durchgeführt. Diese Programme waren TheSky6, *TPoint*, *CCDSOFT* und *Orchestrate*.

Diese Programme übernehmen unterschiedliche Aufgaben innerhalb des Systems. TheSky6 steuert den Mount, *TPoint* ist für das Pointing Modell zuständig, *CCDSOFT* steuert die Kamera und *Orchestrate* fungiert als Programm, welches vorgefertigte Pläne einliest und Befehle an TheSky6 sowie *CCDSOFT* übergibt.

Prinzipiell sollten diese Programme ausreichen, das VYSOS 6 schnell und einfach zu einem automatisierten Teleskop zu machen. Leider war es aber nicht möglich, mit *CCDSOFT* das Filterrad des VYSOS 6 zu bedienen, was für einen automatisierten Betrieb ein Ausschlusskriterium für diese Software war.

Des Weiteren bietet *Orchestrate* nur wenige vorgefertigte Befehle und Möglichkeiten, das System zu überwachen. Folglich mussten zusätzlich zu *Orchestrate* noch selbst geschriebene Skripte verwendet werden, die dann jeweils von *Orchestrate* an den passenden Stellen ausgeführt wurden. Zusätzlich war auch das automatische Ausführen einer Fokusroutine nicht direkt mit den Standard-Programmen möglich.

Dennoch lief in der Zeit von Dezember 2008 bis Februar 2009 VYSOS 6 in der hier beschriebenen Konfiguration mit der Einschränkung, dass nur in einem Filter beobachtet werden konnte, welcher am Anfang der Beobachtung eingestellt wurde. Parallel dazu wurde ein Softwarepaket zusammengestellt, das mit selbst geschriebenen Skripten und existierenden Programmen alle Ansprüche erfüllte, die an das System gestellt wurden. Dieses Softwarepaket war zu dem Zeitpunkt des Wechsels, vom alten System mit *Orchestrate*, hin zu dem selbst entwickelten Softwarepaket, zwar noch nicht fertig, aber in einem Stadium, in dem es funktionstüchtig war und uns mehr Möglichkeiten bot, als die vorherige Variante mit *Orchestrate*. So waren nun beispielsweise der Filterwechsel sowie ein automatisches Fokussieren möglich, was es dem Beobachter ermöglichte, die Beobachtungskampagne einer Nacht komplett zu planen und das Teleskop ohne eigene Interaktion laufen zu lassen, was vorher beim Wechseln der Filter noch notwendig war.

2.2.2 Entwicklung der Steuersoftware

Die Entwicklung der Steuersoftware orientierte sich an den Ansprüchen, die an das VYSOS 6 gestellt wurden. So sollte einerseits der Funktionsumfang, den die ursprüngliche Software (siehe Abschnitt 2.2.1) bot, beibehalten werden, andererseits sollten jedoch die Probleme, die durch fehlende Möglichkeiten existierten, behoben werden.

Um dies zu gewährleisten, musste zunächst überprüft werden, welche Programme verwendet werden konnten und wie diese Programme untereinander kommunizieren können, beziehungsweise wie sie während der Beobachtung automatisiert Befehle erhalten können. Da es

keinerlei Probleme mit dem Programm TheSky6 gab, behielten wir dieses Programm, sowie das Programm *TPoint* bei, welches zusammen mit TheSky6 für das Pointingmodell zuständig ist. Das Programm *CCDSOft* wurde aufgrund der fehlenden Unterstützung unseres Filtrerrades nicht weiter verwendet und wurde durch das Programm MaxIm DL 5 von *Diffraction Limited* ersetzt, welches alle für das System benötigten Treiber beinhaltet.

Da durch die Verwendung von MaxIm DL 5 das Filtrerrad angesprochen werden konnte und es somit möglich wurde, während der Beobachtung automatisch den Filter zu wechseln, war es unerlässlich, ein Programm zu finden, welches das Teleskop automatisch fokussieren kann. Die Entscheidung fiel zugunsten des Programms FocusMax von Larry Weber und Steve Brady³.

Zusätzlich zu diesen Programmen ist weiterhin das Treiberpaket „*ASCOM Platform 4.1*“ von *ASCOM*⁴ erforderlich, welches die Kommunikation zwischen den Programmen untereinander sowie zwischen FocusMax und unserem Fokusbildmotor ermöglicht, beziehungsweise sie so herstellt, wie es erforderlich ist.

Die eigentliche Herausforderung war es nun, diese Programme durch ein im Hintergrund operierendes Gerüst miteinander zu verknüpfen und automatisch arbeiten zu lassen, ohne dass der Beobachter mit dem System interagieren muss. Dieses Gerüst sollte letztendlich das Programm *Orchestrate* von Software Bisque ersetzen, welches in der frühen Phase der automatisierten Beobachtung die Aufgabe übernommen hatte, die Befehle an die einzelnen Programme zu übermitteln. Dafür war es erforderlich, dass sich alle oben genannten Programme durch Skripte automatisch bedienen lassen, ohne dass ein Benutzer innerhalb der Bedienoberflächen der Programme aktiv werden muss. Wäre dies bei einem der Programme nicht möglich gewesen, so hätte man es nicht benutzen können. Da jedoch sämtliche Programme auch für den automatisierten Betrieb konzipiert sind, lassen sie sich über Befehle aus Skripten steuern. Die dafür zu verwendende Skriptsprache ist das nativ zu Windows gehörende *Visual Basic Script* (VBScript), für welches in allen verwendeten Programmen Programmbibliotheken existieren.

Der letzte große Arbeitsschritt an der Steuerungssoftware begann Mitte 2010, als das VYSOS 6 mit dem zweiten Teleskop und der zweiten Kamera erweitert wurde. Für diese Konfiguration waren einige Anpassungen der Steuerungssoftware sowie anderer Computereinstellungen nötig. Ein Problem war dabei die simultane Steuerung beider Kameras; genauer gesagt war es nur möglich, aus einer MaxIm DL 5 Session heraus eine wissenschaftliche Kamera und eine Guidingkamera zu steuern, nicht aber zwei wissenschaftliche Kameras. Aus den Skripten heraus wiederum war es nicht möglich, zwei unterschiedliche Sessions von MaxIm DL 5 zu starten und gezielt in einer der beiden Sessions zu arbeiten. Somit blieb uns nichts anderes übrig, als zwei Betriebssysteme gleichzeitig laufen zu lassen und in jedem einzelnen jeweils eines der beiden Teleskope zu steuern. Um dies zu realisieren, laufen zur Zeit auf einem Hostrechner zwei virtuelle Maschinen. Eine für das VYSOS 6 A, das andere für das VYSOS 6 B. Dabei ist die zweite virtuelle Maschine jedoch ausschließlich für die Kamera des VYSOS 6 B zuständig. Auf der virtuellen Maschine für das VYSOS 6 A laufen die Hauptsteuerskripte sowie das Programm, welches die Montierung steuert. Schematisch ist der Aufbau der Steuerungssoftware in der Abbildung 2.7 zu sehen.

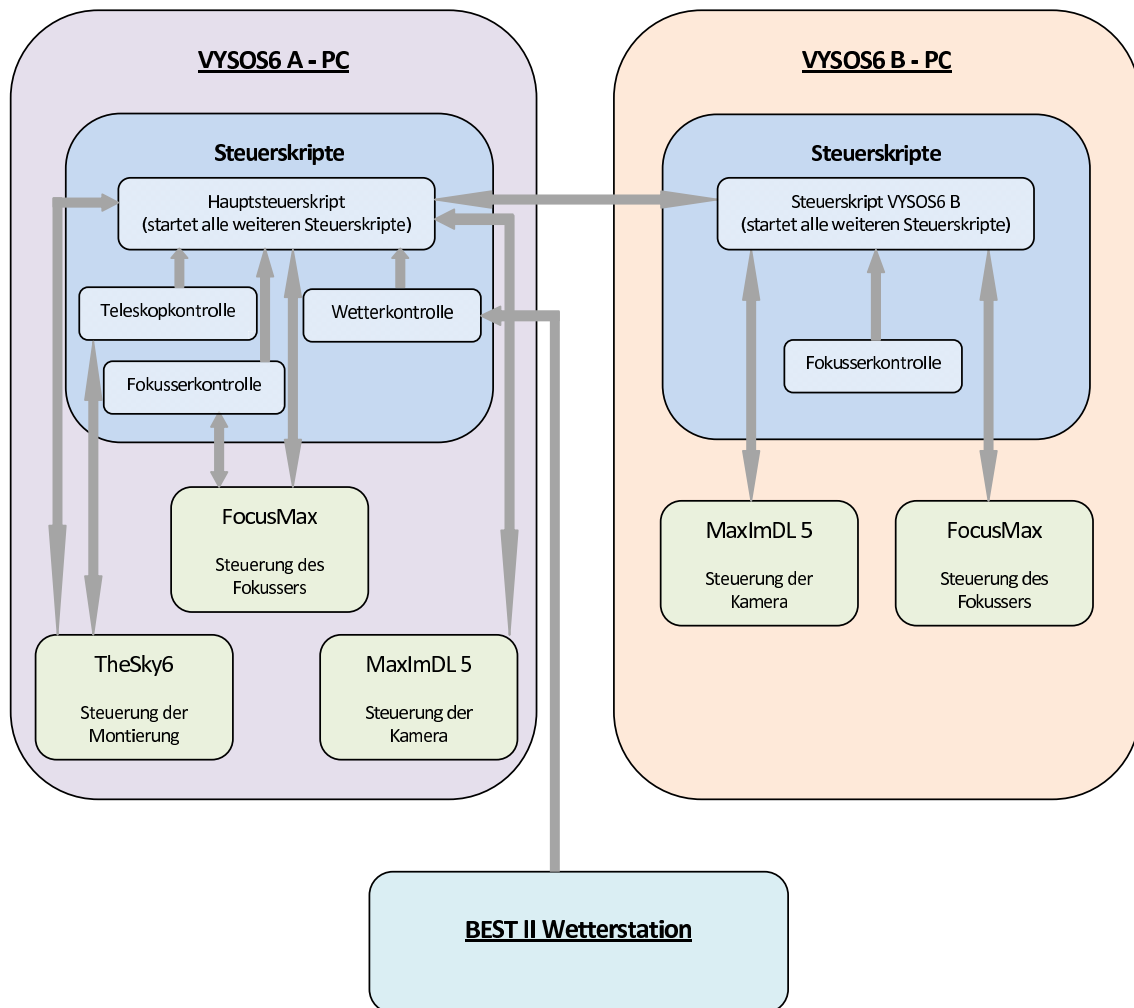


Abbildung 2.7: VYSOS 6 - Verlaufsdiagramm der Steuersoftware

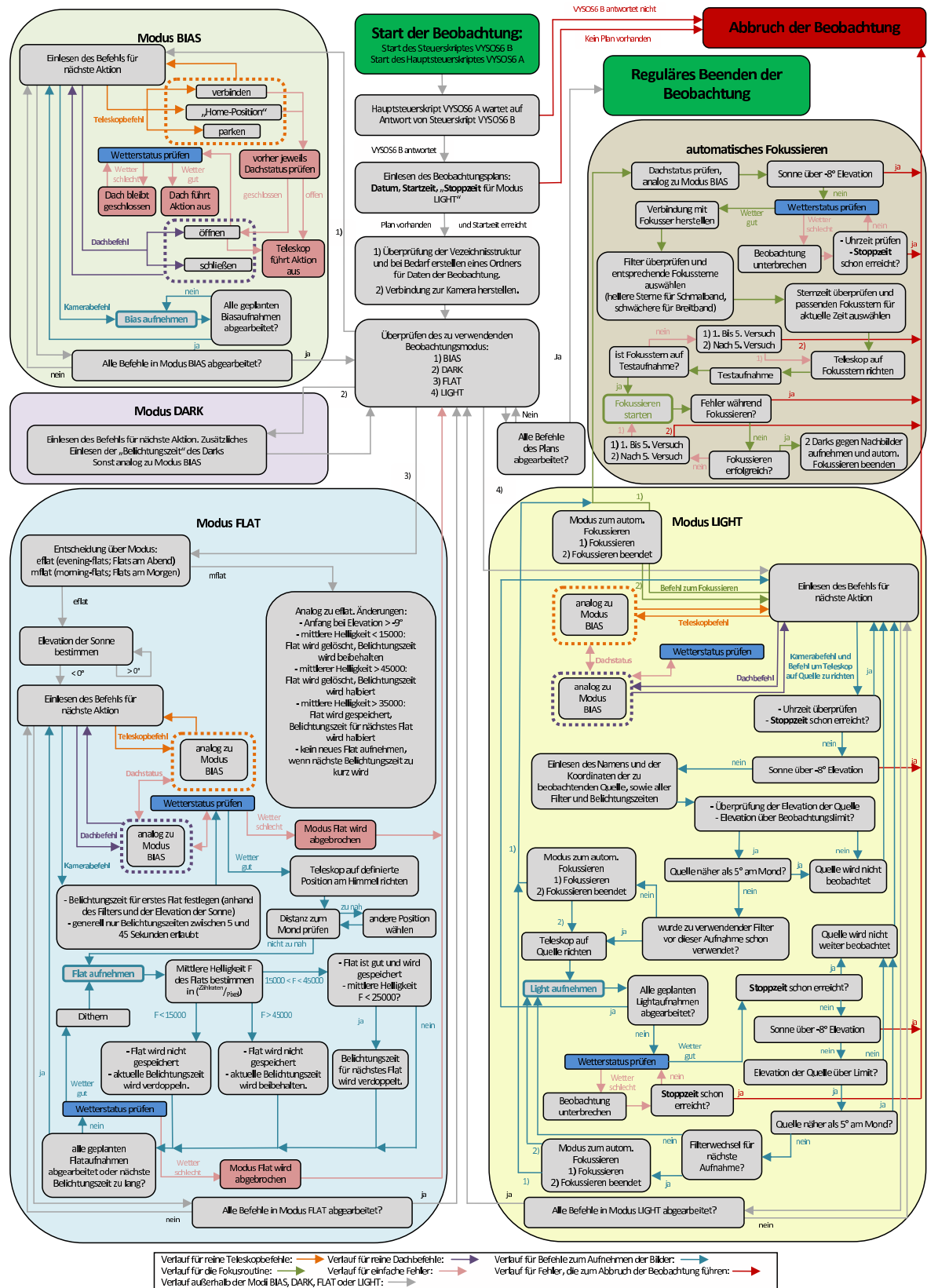


Abbildung 2.8: VYSOS 6 - Verlaufsdiagramm der Steuersoftware - detailliert

2.2.3 Schematischer Ablauf der Beobachtung

Vorbereitend für die Beobachtung mit dem VYSOS 6 müssen Beobachtungspläne erstellt werden. Diese Pläne beinhalten unter anderem Angaben über den Beobachtungsmodus, Belichtungszeiten, Anzahl der Aufnahmen sowie Koordinaten und Name der zu beobachtenden Quelle. Mögliche Angaben und Befehle, welche in den Plänen angegeben werden können, finden sich in den Tabellen 2.4 - 2.8.

Beispielplan für VYSOS 6 a+b

```

Zeile 01:    date(yyyy/mm/dd):2011/01/01
Zeile 02:    begin:2011/01/01/21/00/00
Zeile 03:    end:2011/01/02/08/35/00
Zeile 04:    DARK
Zeile 05:    exptime/amount:100-100/5-5
Zeile 06:    NEXT
Zeile 07:    BIAS
Zeile 08:    amount:5-5
Zeile 09:    roof:open
Zeile 10:    NEXT
Zeile 11:    FLAT
Zeile 12:    scope:connect
Zeile 13:    scope:home
Zeile 14:    filter/amount:Halpna-OIII/5-5
Zeile 15:    scope:park
Zeile 16:    NEXT
Zeile 17:    LIGHT
Zeile 18:    waituntil:2011/01/02/00/50/00
Zeile 19:    scope:connect
Zeile 20:    scope:home
Zeile 21:    name:M77
Zeile 22:    ra:02/42/41
Zeile 23:    ec:-00/00/46
Zeile 24:    filter/exptime/amount:R_j-I_j/100-100/9-9
Zeile 25:    NEXT
Zeile 26:    name:M79
Zeile 27:    ra:05/24/11
Zeile 28:    dec:-24/31/25
Zeile 29:    filter/exptime/amount:Halpna-OIII/100-100/5-5
Zeile 30:    filter/exptime/amount:SII-NB/300-300/7-7
Zeile 31:    autofocus:U_j-u_s
Zeile 32:    scope:park
Zeile 33:    roof:close
Zeile 34:    END

```

³<http://users.bsdwebsolutions.com/~larryweber/>

⁴<http://ascom-standards.org/>

Anhand dieses Plans sollen die nächsten Seiten im Ansatz erläutern, wie eine Beobachtung abläuft, was die Steuerskripte im Einzelnen überprüfen und wie sie die Programme sowie die eigentliche Teleskop-Hardware steuern. Alle Erläuterungen beziehen sich auf die neuesten Steuerskripte (Stand 14. März 2011) welche das VYSOS 6 A + B steuern. Ein schematischer Ablauf der Beobachtung für das einzelne VYSOS 6, wie es mit früheren Skripten ablief, sähe prinzipiell ähnlich aus, unterscheidet sich aber auf der Ebene des Quellcodes an manchen Stellen recht deutlich. Da im Rahmen dieser Arbeit jedoch nicht näher auf den Quellcode eingegangen werden soll, kann diese Erläuterung für das VYSOS 6 A + B analog auch für das einzelne VYSOS 6 stehen. Die in den weiteren Abschnitten folgenden Erklärungen lassen sich ebenfalls in dem Verlaufsdiagramm in Abbildung 2.8 nachvollziehen.

Ein solcher Plan wird durch das Hauptsteuerskript eingelesen und dann Zeile für Zeile abgearbeitet. Nach dem Aufruf des Steuerskriptes startet dieses zuerst alle benötigten Programme. Dazu gehören TheSky6 auf der ersten virtuellen Maschine sowie MaxIm DL 5 auf beiden virtuellen Maschinen. Danach wird der Plan eingelesen und Schritt für Schritt abgearbeitet. Im ersten Schritt werden die Zeilen 1-3 eingelesen. Zeile 1 gibt das Datum der Beobachtung an und definiert somit die Verzeichnisstruktur, in welcher die Daten gespeichert werden soll und den Namen, den die Dateien erhalten. In diesem Beispiel sind die Verzeichnisstruktur sowie die Dateinamen folgendermaßen:

VYSOS 6 A Verzeichnisstruktur: ..\VYSOS 6\images_V6a\2010\01\20110101

VYSOS 6 A Dateiname: 20110101_*****_MODE_V6a.fit

VYSOS 6 B Verzeichnisstruktur: ..\VYSOS 6\images_V6b\2010\01\20110101

VYSOS 6 B Dateiname: 20110101_*****_MODE_V6b.fit

Hierbei steht das ***** für eine sechsstellige laufende Nummer, die während der Nacht stetig hochgezählt wird. Das MODE gibt den Beobachtungsmodus an, d.h. BIAS, DARK, FLAT oder LIGHT.

Zeile 2 gibt die Zeit an, zu welcher die Beobachtung starten soll, d.h. zu welcher Zeit alles ab Zeile 4 ausgeführt werden soll, wobei zu beachten ist, dass alle Zeitangaben innerhalb des Plans in UTC angegeben sind. Zeile 3 ist die Zeit, zu welcher der Modus LIGHT spätestens abgebrochen werden soll. Typischerweise ist dies der Zeitpunkt der Astronomischen Dämmerung am Ende der Nacht. Die Angabe dieser Zeit soll verhindern, dass Light-Aufnahmen gemacht werden, wenn es schon zu hell für diese ist.

Die Angabe dieser drei Zeilen ist essentiell für den Plan und muss in dieser Reihenfolge angegeben sein. Die folgenden Zeilen sind variabel und geben das an, was innerhalb der einzelnen Nächte beobachtet werden soll. Dabei ist es jedoch wichtig, dass alle Befehle, die in den Tabellen 2.4 - 2.8 angegeben sind, immer nur innerhalb eines der Modi angegeben werden können. Somit muss in der vierten Zeile als erstes der Modus angegeben werden, in welchem die Aufnahmen gemacht werden sollen. Der Wechsel von einem in einen anderen Modus ist so häufig wie gewünscht pro Nacht möglich und erfordert nur die erneute Angabe des Modus. Wird der Modus innerhalb des Plans angegeben und danach nicht durch eine erneute Angabe geändert, bleibt das VYSOS 6 so lange in diesem Modus.

In dem Beispielplan wird das VYSOS 6 in Zeile 4 zuerst in den Modus DARK gesetzt. Zeile 5 gibt an, dass mit beiden Kameras jeweils 5 Aufnahmen mit einer Belichtungszeit von 100 Sekunden gemacht werden sollen. Somit sendet das Steuerskript fünf mal den Befehl an

MaxIm DL 5, Darks mit einer Belichtungszeit von 100 Sekunden zu machen, welche dann in der oben erwähnten Verzeichnisstruktur gespeichert werden.

Das NEXT in Zeile 6 ist eine Eigenheit, die die Steuerskripte benötigen, um einzelne Blöcke innerhalb des Plans unterscheiden zu können. Innerhalb der Modi BIAS, DARK und FLAT wird der Plan nicht in unterschiedliche Blöcke geteilt, weswegen das NEXT dort nur die einzelnen Modi voneinander trennt. Innerhalb des Modus LIGHT sieht es jedoch anders aus; Näheres dazu im weiteren Verlauf, wenn der Modus LIGHT näher erläutert wird.

In den Zeilen 7 bis 10 befindet sich das VYSOS 6 im Modus BIAS, nimmt 5 Bias auf und öffnet das Dach des Gebäudes; das Aufnehmen der Bilder läuft auch hier über einen Befehl des Steuerskriptes an MaxIm DL 5 ab. Die Dachsteuerung wiederum ist eine eigenständige Software in der Programmiersprache Python. Diese Software wird innerhalb des Skriptes aufgerufen, wenn im Plan der Befehl `roof:***` verwendet wird. Innerhalb dieser beiden Modi wird neben dem eigentlichen Erstellen der Bilder nur das Wetter kontrolliert. Die Abfrage der Wetterdaten erfolgt über die Wetterstation des BEST-II, welches sich ebenfalls am Observatorium befindet. Diese Wetterdaten, welche die Windgeschwindigkeit, Windrichtung, Temperatur und Luftfeuchtigkeit beinhalten, werden in die Header der FITS⁵-Dateien geschrieben. Diese Überprüfung ist auch beim Öffnen des Daches wichtig. Sind die Windgeschwindigkeit oder die Luftfeuchtigkeit über unseren Limits, bleibt das Dach geschlossen und das Skript geht so lange in Standby, bis sich das Wetter wieder bessert.

Die Angabe des Modus FLAT in Zeile 11 kann unterschiedliche Konsequenzen haben. Das Steuerskript überprüft an der Stelle des Plans zuerst ob es sich um Flats in der Abenddämmerung oder der Morgendämmerung handelt, was wichtig ist, um im weiteren Verlauf die passenden Belichtungszeiten zu ermitteln. Dafür wird der aktuelle Azimut der Sonne bestimmt. Ist dieser kleiner als 180° , so wird das VYSOS 6 in den Modus für die morgendliche Dämmerung versetzt (*mflat*: morning flat), wohingegen bei einem Azimut größer als 180° der Modus für abendliche Dämmerung (*eflat*: evening flat) gewählt wird. Angaben von Positionen stellarer Objekte werden im Allgemeinen durch das Programm TheSky6 eingeholt, welches nicht nur für die Steuerung der Montierung zuständig ist, sondern auch als Planetariumssoftware eine Datenbank unterschiedlicher Objekte beinhaltet, und somit Positionen dieser Objekte am Himmel zu bestimmten Uhrzeiten zur Verfügung stellen kann.

Danach wird die Elevation der Sonne überprüft. In den beiden Modi *mflat* und *eflat* werden Flatfieldaufnahmen nur dann gemacht, wenn die Sonne zwischen 0° , und -9° , steht. Ist das Skript im Modus *mflat* und die Sonne unter -9° , wartet das Skript bis die Sonne bei -9° steht. Ist die Sonne schon über 0° , wird der Block FLAT übersprungen. Ist das Skript im Modus *eflat*, so wird der Block FLATS dann übersprungen, wenn die Sonne schon unter -9° steht.

Im Beispielplan handelt es sich ab Zeile 11 um den Modus *eflat*. Somit bleiben die Steuerskripte solange in einer Warteschleife, bis die Sonne bei 0° Elevation steht. Ab diesem Zeitpunkt wird der Plan weiter abgearbeitet. In der Zeile 12 wird die Verbindung zwischen Computer und Mount hergestellt, wobei TheSky6 als eigentliche Steuersoftware dient und im weiteren Verlauf durch die selbst entwickelten Steuerskripte Befehle erhält, wann was gemacht werden soll. Bevor jedoch die Verbindung zum Teleskop hergestellt wird, wird durch die Skripte überprüft, ob das Dach des Gebäudes geöffnet ist. Ist dies nicht der Fall, so wird es automatisch geöffnet, um Schäden am Teleskop zu verhindern, da das Teleskop bei geschlossenem Dach gegen dieses fahren könnte. Die Zeile 13 erteilt den Befehl an TheSky6 das Teleskop

⁵Flexible Image Transport System

in die Homeposition zu fahren, welche eine fest definierte Position der Montierung zur Kalibration der Motoren ist. In Zeile 14 werden die Filter aus dem Plan ausgelesen, welche für das VYSOS 6 A und das VYSOS 6 B genutzt werden sollen, sowie die Anzahl an Aufnahmen die, wenn möglich, gemacht werden sollen. Je nachdem ob, es sich um Schmalband- oder Breitbandfilter handelt, werden unterschiedliche Belichtungszeiten gewählt, mit denen die ersten Flatfieldaufnahmen gemacht werden.

Bevor die Aufnahmen starten, wird das Teleskop an eine fest definierte Position am Himmel gefahren. Im Modus *eflat* ist dies bei Azimut 90° und Elevation 75° , im Modus *mflat* bei Azimut 270° und Elevation 75° . Um zu vermeiden, dass der Mond versehentlich das Flatfield stört, wird vorher die Entfernung zwischen dieser Position und dem Mond bestimmt. Diese Entfernung wird mit der Formel 2.1 berechnet, wie sie weiter unten erläutert wird. Ist die Distanz kleiner als 10° , wird das Teleskop schrittweise bewegt, bis die Distanz größer als 10° ist.

Nachdem die ersten Aufnahmen fertig sind, überprüft das Steuerskript mit Hilfe der Funktionen von MaxIm DL 5 die mittlere Helligkeit der Bilder und entscheidet, ob die Aufnahmen gut oder schlecht sind. Sind sie gut, werden die Bilder gespeichert und die nächsten Bilder werden gemacht; sind sie schlecht, werden sie gelöscht. Dabei sind Flatfieldaufnahmen im Fall des VYSOS 6 dann als gut definiert, wenn sie eine mittlere Helligkeit zwischen 15000 und 45000 $\text{Zählraten}/\text{Pixel}$ haben. Ist der Wert höher, wird im Modus *eflat* die nächste Aufnahme mit der gleichen Belichtungszeit gemacht wie die vorangegangene. Ist der Wert kleiner, wird die Belichtungszeit verdoppelt. Ebenfalls werden Flatfieldaufnahmen nur dann als gut definiert, wenn ihre Belichtungszeit zwischen 5 Sekunden und 45 Sekunden liegt. Des Weiteren wird im Modus *eflat* bei einem Wert von 25000 $\text{Zählraten}/\text{Pixel}$ die Belichtungszeit schon verdoppelt, um nicht auf der nächsten Aufnahme schon unter 15000 $\text{Zählraten}/\text{Pixel}$ zu fallen; analog wird im Modus *mflat* ab 35000 $\text{Zählraten}/\text{Pixel}$ der Wert schon halbiert, um nicht im darauffolgenden Bild über 45000 $\text{Zählraten}/\text{Pixel}$ zu kommen. Dies wird für alle Filter so lange durchgeführt, bis entweder die Sonne zu tief (*eflat*) bzw. zu hoch (*mflat*) steht, oder bis alle im Plan angegebenen Flats beobachtet wurden. Danach wird in Zeile 15 das Teleskop geparkt, da zwischen dem Ende der Flats und der Astronomischen Dämmerung eine längere Zeit liegt, in der noch nicht im LIGHT Modus beobachtet werden kann.

Neben der Helligkeit wird im Hintergrund weiterhin ständig das Wetter kontrolliert. Wird das Wetter zu schlecht, d.h. steigen der Wind oder die Luftfeuchtigkeit zu stark an und übersteigt definierte Limits (siehe Abschnitt 2.1.5), so wird die Beobachtung unterbrochen, das Teleskop geparkt und das Dach geschlossen, um Beschädigungen an den Instrumenten zu vermeiden und keine schlechten Daten zu produzieren. Da wir Skyflats aufnehmen, haben wir ab einer gewissen Belichtungszeit und einer bestimmten Helligkeit des Nachthimmels schon deutlich hervortretende Sterne auf den Aufnahmen, welche ab einer zu hohen Windgeschwindigkeit nicht mehr punktförmig, sondern elongiert sind. Bei Flats stören solch elongierte Sterne, da diese schwerer heraus gerechnet werden können als punktförmige Sterne. Solche Sterne können als Residuen auf den Kalibrationsaufnahmen übrigbleiben, was bei der Flatfieldkorrektur falsche Ergebnisse liefert.

Ab Zeile 17 bis zum Ende des Beispielplans ist das VYSOS 6 im Modus LIGHT. In Zeile 18 wird das VYSOS 6 in eine Warteschleife versetzt, bis das angegebene Datum 02. Januar 2011 00h:50m:00s erreicht ist. Diese Angabe muss ebenfalls mit angegeben sein, um zu verhindern, dass das VYSOS 6 schon zu früh beobachtet, während es für LIGHT Aufnahmen noch zu hell ist.

Von hier an arbeitet das Skript den Plan in Blöcken ab und innerhalb dieser in Zeilen. Die

Blöcke werden durch die Angabe eines `NEXT` voneinander getrennt. Jeder Block beinhaltet den Namen der zu beobachtenden Quelle, die Koordinaten Rektaszension (`ra`) und Deklination (`dec`) im J2000 Format, sowie die Angabe der Filter, der Belichtungszeit in Sekunden und der Menge der Aufnahmen. Dabei kann der Befehl, der die Filter, Belichtungszeiten und Mengen angibt (vergleiche Beispielplan Zeilen 24, 29 und 30) innerhalb eines Blockes einmal oder auch mehrmals aufgerufen werden, ohne einen neuen Block anfangen zu müssen. So lange kein neuer Name oder neue Koordinaten für ein Objekt eingegeben werden, bleibt das VYSOS 6 auf das angegebene Objekt gerichtet.

Ab dieser Stelle laufen im Skript vor jeder neuen Zeile des Plans, die abgearbeitet wird, sowie vor jeder einzelnen Aufnahme, die innerhalb einer Zeile des Plans gemacht wird, unterschiedliche Überprüfungen ab, die gewährleisten sollen, dass nur verwertbare Aufnahmen gemacht werden. Die erste Überprüfung davon, die vor jeder neuen Zeile des Plans sowie vor jeder neuen Aufnahme abläuft, ist der Vergleich zwischen der aktuellen Uhrzeit und der in der dritten Zeile des Plans angegebenen Zeit, wann der `LIGHT`-Modus abgebrochen wird. Solange es noch vor dieser Zeit ist, läuft alles weiter wie geplant. Ist dieser Zeitpunkt überschritten, wird der `LIGHT`-Modus abgebrochen und eventuell daran anschließende Kalibrationsaufnahmen wie `FLAT`, `DARK` oder `BIAS` werden noch gemacht.

Die Zeilen 19 und 20 sind analog zu verstehen wie die Zeilen 12 und 13 im Modus `FLAT`. In den Zeilen 21-24 wird die zu beobachtende Quelle definiert, was zum einen den Namen der Quelle als auch die Koordinaten und die zu verwendenden Filter und Belichtungszeiten anbelangt. Der hier angegebene Name wird nur für den Header der Datei verwendet, sonst für die Beobachtung jedoch nicht benötigt. Außerdem erleichtert der Name dem Beobachter das Lesen des Plans. Die Koordinaten, die Filter sowie die Belichtungszeiten und Mengen der beobachtenden Bilder werden im Hintergrund gespeichert, bis das Skript in einer neuen Zeile oder einem neuen Block neue Informationen erhält.

Hat das Skript diese Informationen eingelesen, überprüft es zuerst die derzeitige Elevation der Sonne. Steht die Sonne über -8° , wird die gesamte Beobachtung abgebrochen, um Schäden an der CCD zu vermeiden, da davon ausgegangen werden muss, dass der Plan falsch geschrieben wurde. Die Überprüfung der Elevation der Sonne findet ab diesem Punkt vor jeder neuen Aufnahme statt, um zu verhindern, dass zu lange beobachtet wird, falls in der dritten Zeile des Plans die falsche Uhrzeit für das Ende des `LIGHT` Modus angegeben wurde. Als nächstes überprüft das Skript die derzeitige Elevation sowie den Azimut und somit die Beobachtbarkeit des angegebenen Objektes. Steht das Objekt unter dem, in Abschnitt 2.1.5 gegebenen Limit für die Elevation, so wird der gesamte Block bis zum nächsten `NEXT` abgebrochen.

Steht das Objekt über diesem Limit für die Elevation, wird die Distanz am Himmel zwischen dem Objekt und dem Mond über den sphärischen Kosinussatz berechnet (siehe [BSMM05]):

$$\cos d = \sin a_{object} \sin a_{moon} + \cos a_{object} \cos a_{moon} \cos (e_{moon} - e_{object}) \quad (2.1)$$

a_{object} : Azimut des zu beobachtenden Objekts

e_{object} : Elevation des zu beobachtenden Objekts

a_{moon} : Azimut des Mondes

e_{moon} : Elevation des Mondes

d : Distanz zwischen Objekt und Mond

Um Schäden an der CCD zu vermeiden, ist als Softwarelimit eine Minimaldistanz zwischen Objekt und Mond eingebaut. Ist der Abstand zwischen Objekt und Mond kleiner als 5° , wird der Block mit diesem Objekt übersprungen und der nächste Block innerhalb des Plans wird beobachtet.

Als letzter Punkt wird das Wetter überprüft. Dies ist analog zu der Überprüfung bei den Flats. Steigt die Windgeschwindigkeit oder die Luftfeuchtigkeit über unsere Limits, wird das Teleskop geparkt, das Dach geschlossen und das Skript geht in Standby, bis sich das Wetter bessert. Die Limits, die hier gelten, um die Beobachtung zu unterbrechen, beziehungsweise sie wieder aufzunehmen, sind diejenigen, welche am Ende von Abschnitt 2.1.5 aufgezählt sind.

Diese Überprüfungen der Uhrzeit, der Elevation der Sonne, der Elevation der Quelle, der Distanz zwischen Quelle und Mond sowie des Wetters wird vor jeder neuen Aufnahme gemacht, um zwischen folgenden Optionen zu entscheiden:

1. Beobachtung der Quelle (des Blocks) wird fortgesetzt
2. Abbruch des Blocks und fortfahren mit dem nächsten Block
3. Abbruch des LIGHT-Modus
4. Abbruch der gesamten Beobachtung

Im nächsten Schritt werden die zu verwendenden Filter überprüft. Wurden die Filter innerhalb dieses Planes im LIGHT Modus in diesem Schritt gewechselt, d.h. wurden im Block vorher andere Filter verwendet oder noch keine LIGHT Aufnahme gemacht, was im vorliegenden Beispielplan in Zeile 24 der Fall ist, so wird eine automatische Fokusroutine gestartet. Dabei wird innerhalb des Skriptes unterschieden, ob beide Filter gewechselt wurden oder nur einer. Wurden beide Filter gewechselt, werden beide Teleskope fokussiert, wohingegen bei einem Filter nur dieses Teleskop fokussiert wird, bei dem der Filterwechsel stattgefunden hat. Kommt es zu der Fokusroutine, wird nun einer mehrerer fest definierter Fokussterne angefahren. Dabei gibt es helle Sterne mit V -Magnituden zwischen 0,4 und 1,6, welche für die Schmalbandfilter und die beiden Filter U_j (Johnson U) und u_s (Sloan u) verwendet werden sowie schwächere Sterne mit V -Magnituden zwischen 1,8 und 2,9, welche für die übrigen Filter verwendet werden. Als Fokussiersterne gibt es mehrere, die je nach aktueller Sternzeit (Local Sidereal Time (LST)) verwendet werden. Dafür ist im Steuerskript für jede angefangene Stunde ein bestimmter Fokusstern für Breitbandfilter und einer für Schmalbandfilter definiert. Um den Fall zu vermeiden, dass zufällig an der Stelle des eigentlich verwendeten Fokussternes der Mond steht, wird mit Hilfe der Formel 2.1 die Distanz zwischen Mond und Fokusstern überprüft. Ist die Distanz kleiner als 15° , wird ein Ersatzstern verwendet, der für jeden der Fokussterne angegeben ist.

Das Fokussieren der Teleskope übernimmt das Programm FocusMax. Nachdem der Fokusstern angefahren wurde, wird das Programm FocusMax durch das Steuerskript gestartet. Dieses stellt intern, über die Schnittstellen der durch das Softwarepaket „ASCOS Platform 4.1“ zur Verfügung gestellten Treiber, Verbindung zu dem Programm MaxIm DL 5 und dem Fokusser am Teleskop auf. Danach wird schrittweise die Fokusposition geändert und die Halbwertsbreite (Full Width at Half Maximum (FWHM)) des Fokussternes bestimmt. Anhand dieser Messpunkte und bekannter Informationen zu dem System berechnet FocusMax die jeweils bestmöglich Fokusposition. Nähere Informationen zu den verwendeten Techniken von FocusMax finden sich auf der Internetseite zu FocusMax (siehe [WB11]).

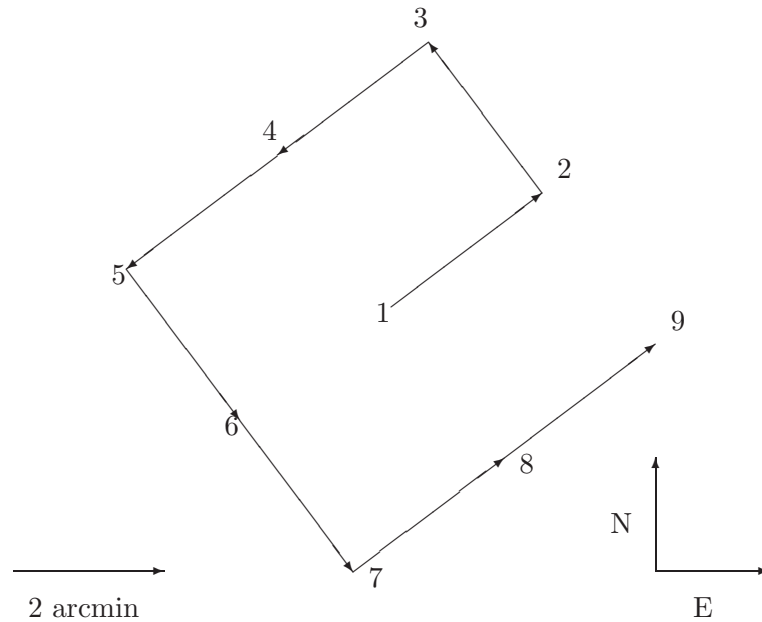


Abbildung 2.9: Dither-Muster des VYSOS 6

Während der Fokusroutine überprüfen die Steuerskripte im Hintergrund ständig die Position des Fokussers. Unter bestimmten Bedingungen kann es vorkommen, dass FocusMax den bestmöglichen Fokus nicht finden kann. In diesem Fall würde FocusMax den Fokuser ununterbrochen bewegen, um zu versuchen, das Teleskop doch noch zu fokussieren. Dabei wäre es möglich, dass der Fokuser so weit bewegt wird, dass er mechanisch beschädigt würde. Um dies zu verhindern, wird die Fokusroutine beim Überschreiten eines Limits der Fokusposition automatisch abgebrochen und die Beobachtung wird beendet. An dieser Stelle ist es notwendig, dass der Beobachter selbst eingreift und das Teleskop per manueller Einstellungen in FocusMax wieder in eine Position nahe des besten Fokusses bringt. Von da an kann die Beobachtung wieder im automatischen Betrieb neu aufgenommen werden.

Nachdem FocusMax die Fokusroutine beendet hat, überprüft das Steuerskript die Halbwertsbreite des Fokussterns, die von FocusMax bestimmt wurde. Ist diese Halbwertsbreite größer als eine festgelegte Grenze, wird die Fokusroutine so lange wiederholt, bis die Halbwertsbreite entweder kleiner als diese Grenze ist, oder bis nach fünf erfolglosen Versuchen die Beobachtung abgebrochen wird.

Nach erfolgreichem Fokussieren werden mit der Kamera des Teleskops, das fokussiert wurde, zwei Darks gemacht, um eventuelle Nachbilder der hellen Fokussterne zu vermeiden. Danach sendet das Steuerskript die Koordinaten des zu beobachtenden Objektes an TheSky6, welches die Montierung zu diesen Koordinaten fährt.

Ist das Teleskop auf die angegebenen Koordinaten gerichtet, läuft Unterschiedliches ab. So lange das Skript in einer Zeile des Plans bleibt, im vorliegenden Fall in der Zeile 24, ist das Teleskop im „Dither-Modus“. Dithern bezeichnet ein Verändern der Koordinaten mit kleinen Schrittweiten, hier mit circa 2 Bogenminuten. In diesem Modus wird nach jeder Aufnahme das

Teleskop an eine leicht veränderte Position am Himmel bewegt. Dieses geschieht anhand eines festen Musters, welches in Abbildung 2.9 zu sehen ist. Position 1 sind die angegebenen Koordinaten, alle anderen Positionen werden nacheinander abgefahren. Das zweite Bild innerhalb einer Zeile des Plans wird an Position 2 gemacht, das dritte an Position 3 und so weiter. Sind mehr als 9 Aufnahmen in einer Zeile zu machen, fährt das Teleskop nach Position 9 wieder auf Position 1 und das Muster beginnt von Neuem. Dieses Dithern ist nötig, um während der Datenreduktion Effekte wie defekte Pixel zu beseitigen, oder um Sterne auf den Skyflats zu entfernen.

Sind innerhalb eines Blocks zwei Zeilen für Belichtungszeit, Filter und Menge angegeben, so wie in den Zeilen 29 und 30, so wird in Zeile 29 erst Position 1 angefahren, dann werden die 5 Aufnahmen an den 5 Dither-Positionen gemacht. Bei dem Wechsel in Zeile 30 fährt das Teleskop wieder auf die in den Zeilen 27 und 28 definierten Koordinaten, um mit dem Dither-Muster von Neuem zu beginnen.

Während der ganzen Zeit der Beobachtung läuft im Hintergrund ein weiteres Kontrollskript, welches die Position des Teleskops überwacht. Läuft etwas während der Beobachtung schief und das Hauptskript bricht ab, kann es passieren, dass das Teleskop beständig weiter trackt, da das Tracking durch den Mount direkt gesteuert wird. Tracking bezeichnet hier das kontinuierliche Verfolgen eines Objektes am Himmel, welches seine Position am Himmel durch fortschreitende Zeit verändert. Dadurch wäre es möglich, dass das Teleskop weit unter den Horizont trackt. Um dies zu vermeiden, überprüft ein Extrakript im Hintergrund kontinuierlich die Position des Teleskops. Befindet dieses sich über eine längere Zeit unterhalb des Horizonts, wird es automatisch geparkt und alle laufenden Programme und Skripte werden beendet.

In Zeile 31 wird das System gezwungen, einen automatischen Fokuslauf durchzuführen. Dabei ist egal, welche Filter vorweg benutzt wurden. Meist wird diese Zeile verwendet, um auf die Filter zu fokussieren, mit denen im Morgen als erstes Flatfield-Aufnahmen gemacht werden sollen, um auf diesen Aufnahmen gut fokussierte Sterne zu haben, welche sich gut heraus rechnen lassen.

In den letzten Zeilen des Plans wird noch das Teleskop geparkt, das Dach geschlossen und alles beendet. Für das komplette Beenden des Plans ist der Befehl END in Zeile 34 verantwortlich. Ist diese Zeile des Plans erreicht, beendet das Steuerskript alle Programme, die es für die Beobachtung gestartet hat, sowie alle für die Beobachtung benötigten Skripte.

Befehl	Parameter
amount	$x_a - x_b$

Tabelle 2.4: Befehle innerhalb des Beobachtungsmodus BIAS für die Beobachtungspläne des VYSOS 6 A + B. x_a und x_b geben die Menge der Bias für das VYSOS 6 A bzw. das VYSOS 6 B an.

Befehl	Parameter
exptime/amount	$t_a - t_b/x_a - x_b$

Tabelle 2.5: Befehle innerhalb des Beobachtungsmodus DARK für die Beobachtungspläne des VYSOS 6 A+B. t_a und t_b geben die Belichtungszeit in Sekunden an und x_a sowie x_b die Menge der Darks. Diese sind jeweils für das VYSOS 6 A bzw. das VYSOS 6 B.

Befehl	Parameter
filter/amount	$F_a - F_b/x_a - x_b$

Tabelle 2.6: Befehle innerhalb des Beobachtungsmodus FLAT für die Beobachtungspläne des VYSOS 6 A + B. F_a und F_b geben die Filter an, x_a sowie x_b die Menge der Flats. Diese sind jeweils für das VYSOS 6 A bzw. das VYSOS 6 B. Mögliche Filterangaben sind F_a : U_j, V_j, R_j, g_s, i_s, Halpha, SII; F_b : NB, OIII, B_j, I_j, u_s, r_s, z_s.

Befehl	Parameter
name	Name_des_Objekts
ra	hh/mm/ss
dec	dd/mm/ss
filter/exptime/amount	$F_a - F_b/t_a - t_b/x_a - x_b$
autofocus	$F_a - F_b$

Tabelle 2.7: Befehle innerhalb des Beobachtungsmodus LIGHT für die Beobachtungspläne des VYSOS 6 A + B. F_a und F_b geben die Filter an, t_a sowie t_b die Belichtungszeit und x_a sowie x_b die Menge der Lights. Diese sind jeweils für das VYSOS 6 A bzw. das VYSOS 6 B. Mögliche Filterangaben sind F_a : U_j, V_j, R_j, g_s, i_s, Halpha, SII; F_b : NB, OIII, B_j, I_j, u_s, r_s, z_s. Die Koordinaten Rektaszension (ra) und Deklination (dec) sind in J2000 Format anzugeben.

Befehl	Parameter
roof	open, close, status
scope	connect, home, park
waituntil	yyyy/mm/dd/hh/mm/ss

Tabelle 2.8: Befehle innerhalb aller Beobachtungsmodi BIAS, DARK, FLAT und LIGHT für die Beobachtungspläne des VYSOS 6 A+B. Kommata trennen mehrere mögliche Parameter für einen Befehl. Die Angabe des Parameters für den Befehl waituntil ist variabel und gibt Datum und Uhrzeit an.

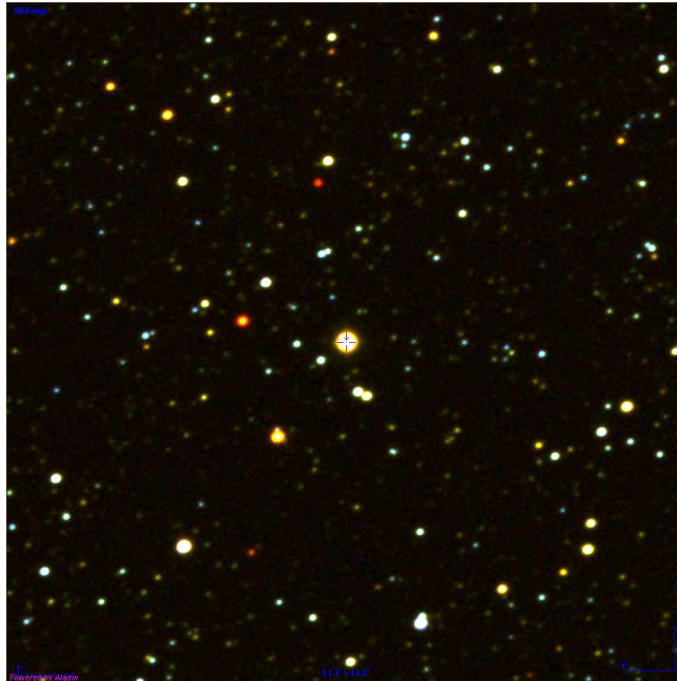


Abbildung 2.10: Dreifarbenbild des Bedeckungsveränderlichen O-Sterns HD169515 (RY Scuti), bestehend aus den Filtern Sloan i (roter Kanal), Sloan r (grüner Kanal) und Johnson B (blauer Kanal). RY Scuti ist zentral im Bild und mit einem Kreuz markiert.

2.3 Machbarkeitsstudien

2.3.1 Bekannter Bedeckungsveränderlicher RY Scuti

Als Test, ob sich mit dem VYSOS 6 Bedeckungsveränderliche finden und Perioden bestimmen lassen, wurde in der Zeit vom 08. September bis 07. Oktober 2009 der bekannte Bedeckungsveränderliche RY Scuti (HD169515) im I -Band beobachtet. Für die Lichtkurve wurden jeweils mehrere Datenpunkte pro Nacht aufgenommen, die von kombinierten Bildern gewonnen wurden, welche jeweils aus 5 Einzelbildern mit 6 Sekunden Belichtungszeit bestanden. Zusätzlich wurden diese Daten mit weiteren Beobachtungen vom 18. und 19. April 2010, 22. und 25 Mai 2010 sowie 08. bis 12. September 2011 kombiniert, um einen möglichst genauen Wert für die Periode zu gewinnen.

Die Helligkeit des Sterns RY Scuti wurde mit Hilfe des Programms *SExtractor* (Source Extractor) von Astromatic⁶ bestimmt und über eine differentielle Photometrie, anhand anderer Sterne auf dem Gesichtsfeld, kalibriert. Dies wurde auf allen Bildern wiederholt, um eine Lichtkurve der so gewonnenen Helligkeit auftragen zu können.

Da die Daten über einen längeren Zeitraum als die Periode des Sterns aufgenommen wurden, muss die Lichtkurve auf die eigentliche Periode zurückgerechnet werden. Dies geschieht über eine Modulo-Berechnung und eine anschließende Minimierung von Abweichungen gegenüber einer „glatten“ Lichtkurve.

Die Bestimmung der Periode über diese Methode geschieht iterativ. Hierfür werden alle Datenpunkte modulo einer angenommenen Periode über $d \bmod p = d_{mod}$, mit d als Be-

⁶<http://www.astromatic.net/>

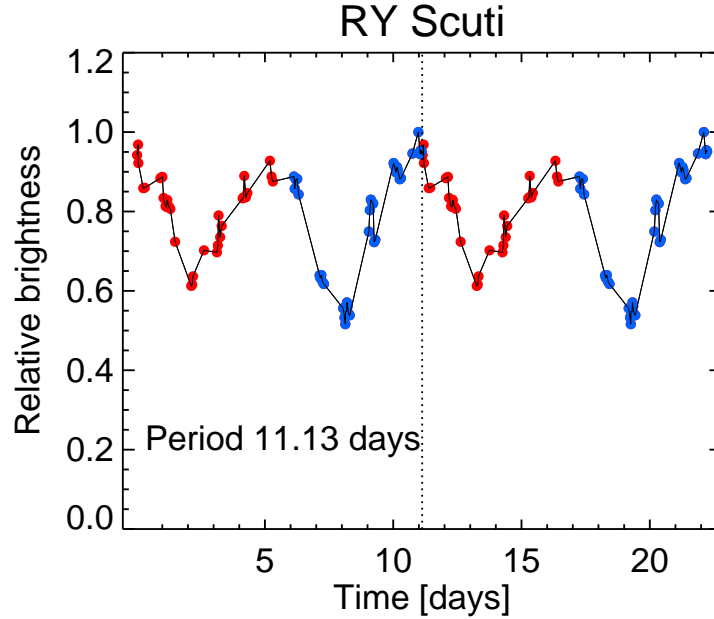


Abbildung 2.11: *I*-Band Lichtkurve des Bedeckungsveränderlichen O-Sterns HD169515 (RY Scuti). Beobachtet in der Zeit vom 08. September bis 07. Oktober 2009, 18. und 19. April 2010, 22. und 25. Mai sowie 08. bis 12. September 2011. Dargestellt ist der auf 1 normierte Fluss gegen zwei Perioden der Bedeckung.

obachtungsdatum und p als angenommener Periode, gerechnet. Danach wird überprüft, bei welcher Periode sich die glatteste Kurve ergibt. Dafür wird angenommen, dass die glatteste Kurve dann erreicht wird, wenn die Abweichung zwischen einem und dem auf ihn folgenden Datenpunkt über alle gewonnenen Datenpunkte minimiert wird. Hierfür wird folgende Formel verwendet [LK65]:

$$\Theta = \sum_i (m_i - m_{i+1})^2 \quad (2.2)$$

Hierbei entspricht Θ der Abweichung über alle Datenpunkte, welche minimiert werden soll, und m_i einem bestimmten Datenpunkt. Diese Summe wird iterativ für alle angenommenen Perioden bestimmt. Die Periode, bei welcher Θ minimal ist, sollte der wahren Periode des Sterns entsprechen.

Anhand dieser Methode konnte für RY Scuti eine Periode von 11,13 Tagen bestimmt werden. Vergleicht man diesen Wert mit dem Literaturwert von 11,125 Tagen [DVA08], so ist diese Periode, mit einer Abweichung von gerade einmal $\sim 0,5\%$ sehr gut wiedergegeben worden.

2.3.2 Kurzzeitbelichtung bei δ Ori

Als Test, ob auch mit Belichtungszeiten unter 4 Sekunden brauchbare photometrische Resultate erzielt werden können, untersuchte Martin Haas (Astronomisches Institut - Ruhr-Universität Bochum) den Bedeckungsveränderlichen δ -Ori.

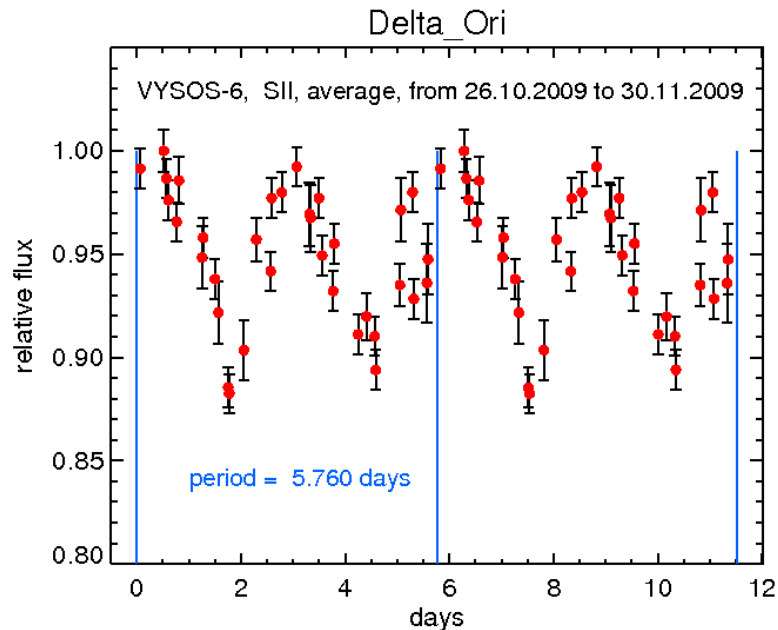


Abbildung 2.12: [SII]-Band Lichtkurve des Bedeckungsveränderlichen δ -Ori. Beobachtet vom 26. Oktober 2009 bis 30. November 2009. Dargestellt ist der relative Fluss über zwei Perioden der Bedeckung in Tagen. Erstellt von Martin Haas (Astronomisches Institut - Ruhr-Universität Bochum)

Aufgrund der visuellen Helligkeit des Sternes von 2,2 Magnituden [MHW⁺10] musste der Stern im [SII]-Filter mit einer Belichtungszeit von 0,5 Sekunden beobachtet werden. Dadurch ergeben sich die in Abschnitt 2.1.4 erwähnten und in Abbildung 2.5 a) zu erkennenden Probleme mit der Geschwindigkeit des Verschlusses der Kamera. Hierbei ist es dennoch möglich, eine Lichtkurve des Objektes zu gewinnen, wenn sich das Objekt im Zentrum des Bildes befindet und ein photometrischer Vergleichssterne in unmittelbarer Umgebung, d.h. in der Größenordnung von mehreren Bogensekunden bis wenige Bogenminuten, liegt. Im vorliegenden Fall liegt ein Vergleichssterne in 24'' Entfernung zu δ -Ori, welcher als photometrischer Vergleichssterne benutzt werden konnte.

Für die in Abbildung 2.12 dargestellte Lichtkurve wurden Beobachtungen aus dem Zeitraum vom 26. Oktober 2009 bis 30. November 2009 verwendet. Insgesamt waren es 51 Beobachtungen mit je 5 Einzelbildern. Die Daten mit den größten photometrischen Unsicherheiten wurden für die Auswertung nicht berücksichtigt. Die Periode der Lichtkurve wurde danach über die gleiche Methode bestimmt wie bei RY Scuti im vorherigen Abschnitt. Das beste Ergebnis ergab sich bei einer Periode von 5,76 Tagen, was dem Literaturwert von 5,732 Tagen [MHW⁺10] im Rahmen der Messgenauigkeit durch die Probleme mit kurzen Belichtungszeiten sowie der zeitlich eher schlecht überdeckten Phase sehr nahe kommt.

Somit ist es unter den gegebenen Bedingungen auch mit sehr kurzen Belichtungszeiten möglich, Ergebnisse zu erzielen, wobei man sich der Fehler und Probleme, die auftreten können, bewusst sein muss.

Kapitel 3

IRIS

Das IRIS-Teleskop ist als Surveyteleskop für Langzeit-Variabilitätsstudien im Infraroten konzipiert und ist, wie das VYSOS Projekt, eine Kooperation des Institute for Astronomy der University of Hawaii und des Astronomischen Institutes der Ruhr-Universität Bochum. Hierbei steuerte die Universität von Hawaii die Infrarotkamera bei, welche von Klaus W. Hodapp gebaut wurde. Die Universität Bochum stellte das Teleskop für dieses Projekt sowie die Infrastruktur des Observatoriums zur Verfügung.

Das Haupteinsatzgebiet des IRIS sollen Sternentstehungsgebiete sein, in welchen tief eingebettete Sterne von Interesse sind, die im Optischen nicht sichtbar sind. Gerade diese tief eingebetteten Sterne sind die sehr jungen Objekte, welche für ein besseres Verständnis der Sternentstehung beitragen werden. Diese sollen über die nächsten Jahre hinweg kontinuierlich beobachtet werden, um die Variabilität dieser jungen Sterne auf unterschiedlichen Zeitskalen zu untersuchen.

Für Objekte, welche im Optischen ebenfalls gut zu beobachten sind, können die Daten des IRIS-Teleskops gut mit denen des VYSOS 6-Teleskops kombiniert werden. Da es möglich ist, mit beiden Teleskopen nahezu zeitgleich ein Objekt in zwei unterschiedlichen optischen und einem infraroten Filter zu beobachten, ergeben sich vielfältige Beobachtungsmöglichkeiten.

3.1 Technische Details

Der nachfolgende Abschnitt soll zunächst eine kurze Einführung in die technischen Spezifikationen des Teleskops, der Kamera sowie der genutzten Filter liefern, bevor im nächsten Abschnitt näher auf die Datenbearbeitung eingegangen wird.

3.1.1 Teleskop

Das IRIS-Teleskop ist ein 80 cm Spiegelteleskop auf einer Alt-Azimutalen Montierung mit zwei nutzbaren Nasmyth-Fokussen. Um Bildfelddrehungen durch die Alt-Azimut-Montierung zu verhindern, ist zusätzlich ein Derotator installiert. Am ersten Nasmyth-Fokus ist die Infrarotkamera (nähere Informationen hierzu in Abschnitt 3.1.2) angebracht, was in Abbildung 3.1 gut zu erkennen ist. Über einen im Teleskop integrierten, Spiegel (M3) lässt sich der Strahlengang einfach zwischen dem ersten und dem zweiten Fokus wechseln. Nachträglich wurde an



Abbildung 3.1: Das IRIS-Teleskop. Links im Bild die Infrarotkamera am Nasmyth Fokus.

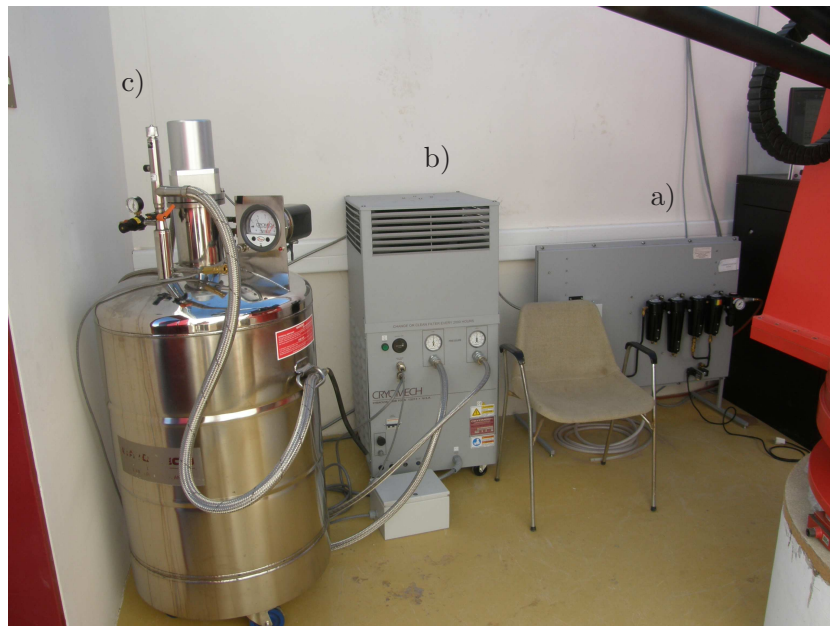


Abbildung 3.2: IRIS-Stickstoffmaschine. a) Filterbank - Filtert Stickstoff aus Außenluft b) Heliumkompressor - Kühlt Bauteil herunter, an welchem der Stickstoff kondensiert c) Auf-fangbehälter für flüssigen Stickstoff

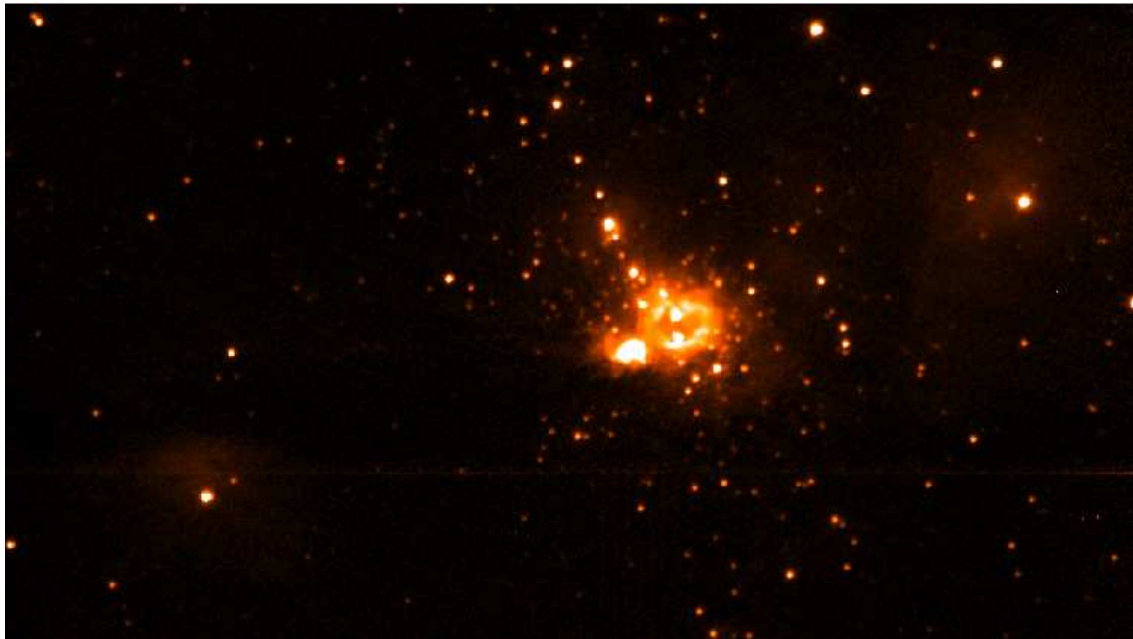


Abbildung 3.3: Ausschnitt der „first light“ Aufnahme des IRIS. Beobachtet wurde das Objekt Mon R2 im *Ks* Filter am 06. Mai 2010.

den zweiten Fokus ein Echelle-Spektrograph angeschlossen, wodurch sich das Einsatzgebiet des IRIS weiter erhöht.

Das Teleskop wurde von der Firma Halfmann gebaut und im März 2010 am Observatorium aufgebaut. First Light war am 06. Mai 2010, wobei ein Bild des Objektes Mon R2 im *Ks* Filter entstand. Ein Ausschnitt dieses Bildes ist in Abbildung 3.3 zu sehen.

Ergänzend zur Montierung muss gesagt werden, dass diese zwei „Orientierungen“ hat. Wechselt das Teleskop von einem Objekt im Norden auf ein Objekt im Süden muss die Montierung einmal komplett „umschwenken“. Dies muss für die Beobachtung bedacht werden, da Objekte nicht zu der Zeit beobachtet werden sollten, wo sie diese Grenze überschreiten, da hier sonst das Objekt und der zugehörige Sky in den jeweils unterschiedlichen Orientierungen beobachtet werden könnten. Das Problem dabei ist in Abschnitt 3.2.3.3 näher erläutert. Weiterhin wird dabei viel Zeit verschwendet, da durch das Umschwenken nicht nur ein kurzer Weg in Elevation und Azimut zurück gelegt werden muss, sondern das Teleskop in Azimut um nahezu 360° fährt.

Die Grenzgröße des Teleskops liegt im *Ks* Filter bei 6 Einzelbildern, mit je 20 Sekunden Belichtungszeit um eine Größenklasse tiefer als bei 2MASS¹, welche dort bei 13,5 Magnituden liegt. 2MASS hatte mit einem 1,3 Meter Teleskop und einer Integrationszeit von 6 mal 1,3 Sekunden gearbeitet.

3.1.2 Detektor und Filter

Bei der Kamera des IRIS (siehe Abb. 3.1) handelt es sich um eine Eigenkonstruktion, gebaut von Klaus W. Hodapp am Institute for Astronomy der University of Hawaii. Teile dieser, auf das IRIS-Teleskop angepassten, Kamera waren in den Jahren 1994 bis 2005 als Quick Infrared

¹Two Micron All Sky Survey (2MASS)

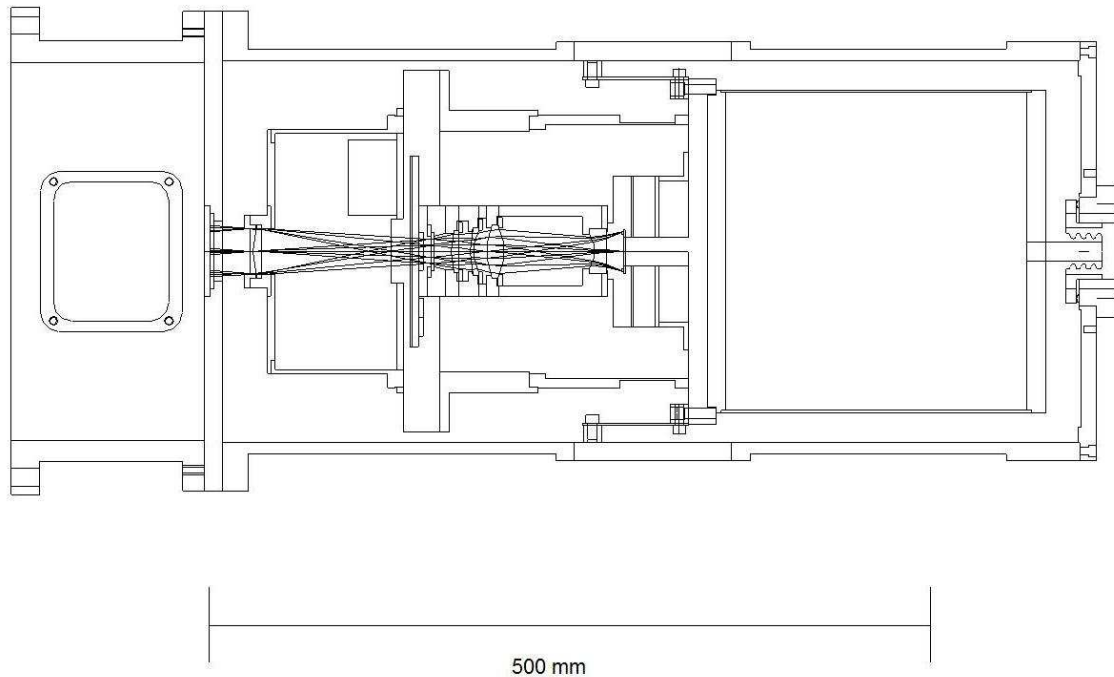


Abbildung 3.4: Schemazeichnung der IRIS-Kamera. Lichteintritt links im Bild. Der Chip befindet sich circa in der Mitte des Bildes. Rechts im Bild ist der Stickstofftank zur Kühlung der Kamera. [HCR⁺10]

Camera (QUIRC) am UH 2,2 m Telescope am Mauna Kea Observatory in Betrieb [HCR⁺10]. Eine schematische Zeichnung des Kameradesigns ist in Abbildung 3.4 zu sehen.

Die Kamera enthält einen 1024×1024 Pixel großen, im Infraroten empfindlichen Chip, bestehend aus vier Quadranten (siehe Beispielaufnahme in Abb. 3.6). Die erzielte Brennweite der Kombination aus Kamera und Teleskop liegt bei 5,0 m, was zu einer theoretischen Auflösung von $0,76''/\text{pix}$ führt [HCR⁺10]). Die anhand von Daten tatsächlich bestimmte Auflösung beträgt $0,73''/\text{pix}$, was zu einem Gesichtsfeld von $12,5' \times 12,5'$ führt.

Die Kamera wird über flüssigen Stickstoff auf eine Betriebstemperatur von 80 K gekühlt. Dieser Stickstoff wird über einen Einfüllstutzen (siehe Abbildung 3.1) am hinteren Ende der Kamera eingefüllt. Der dafür vorgesehene Tank fasst in horizontalem Betrieb der Kamera ca. 3,5 Liter [HCR⁺10], was für eine Betriebsdauer von etwa 24 Stunden reicht, bevor die Kamera neu gefüllt werden muss. Der Stickstoff wird vor Ort mit Hilfe eines Heliumkompressors (siehe Abbildung 3.2) hergestellt. Da dieser Heliumkompressor viel Abwärme produziert und sich im gleichen Gebäude wie das IRIS befindet, läuft er nur tagsüber, um die Aufnahmen nicht zu behindern.

Das Filterradd der Kamera bietet Platz für insgesamt 8 Filter, welche in Tabelle 3.1 aufgelistet sind; weiterhin sind Transmissionskurven der Filter in Abbildung 3.5 zu finden.

Eine Besonderheit der Kamera ist das vollständige Fehlen eines Verschlusses, auf welchen bei der Konstruktion verzichtet wurde, da dieser innerhalb eines gekühlten Systems mechanisch nur mit Schwierigkeiten zu realisieren ist. Um dieses Fehlen auszugleichen, reicht es nicht, den Chip nur einmal auszulesen, da sonst ein Gradient auf dem Bild zu erkennen ist (siehe Abbildung 3.6). Dieser Gradient kommt dadurch zustande, dass der Chip eine gewisse Zeit

<i>J</i>	1,25 μm
<i>H</i>	1,65 μm
<i>Ks</i>	2,20 μm
Br γ	2,067 μm
H2 S(1)	2,137 μm
HeI	2,180 μm
<i>K</i> -cont	2,270 μm
CO	2,300 μm

Tabelle 3.1: Filter des IRIS

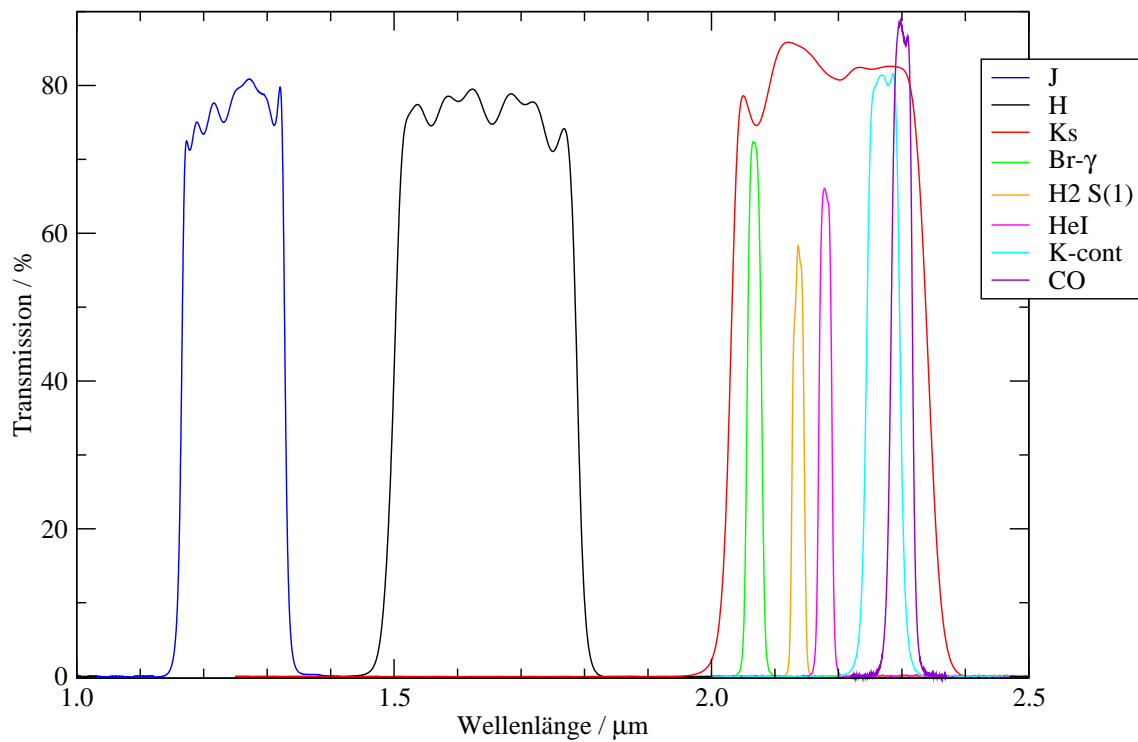


Abbildung 3.5: Transmissionskurven der IRIS-Filter.

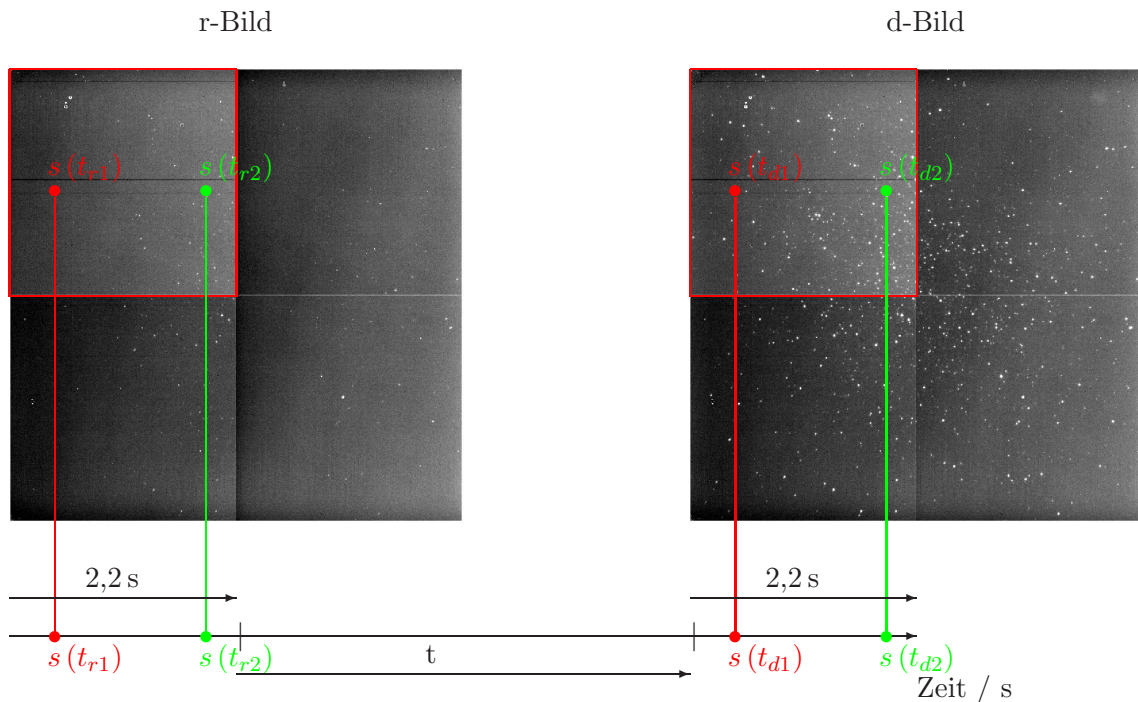


Abbildung 3.6: IRIS-Beispielaufnahmen des Objektes NGC 5139, aufgenommen am 21. März 2011 im Filter K_s . Links das r-Bild, rechts das d-Bild. Ausgelesen wird der Chip separat in jedem der vier Quadranten, in diesen spaltenweise in Richtung der Zeitachse im unteren Teil der Abbildung. Zu erkennen ist der Helligkeitsgradient im r- sowie im d-Bild entlang der Zeitachse, welcher durch das Fehlen eines Verschlusses hervorgerufen wird.

(2,2 s) für das Auslesen benötigt, währenddessen, durch das Fehlen eines Verschlusses, weiter belichtet wird. Somit werden die Teile des Chips, die noch nicht ausgelesen wurden, weiter belichtet, wodurch sich ein Helligkeitsgradient in Ausleserichtung aufbaut. Dieser Gradient tritt in jedem der vier Quadranten auf, da diese separat voneinander ausgelesen werden.

Um dies zu umgehen, wird der Chip pro Aufnahme mindestens zweimal ausgelesen. Wie im weiteren Verlauf noch geklärt wird, wird der Chip eigentlich drei mal ausgelesen. Um das Prinzip zu erklären beschränkt sich dieser Teil hier jedoch auf das zweimalige Auslesen. Am Anfang der Beobachtung wird ein Reset des Chips durchgeführt, da dieser ständig belichtet wird und sich somit Ladungen ansammeln, die nicht zur Aufnahme gehören.

Danach wird der Chip direkt am Anfang der Belichtungszeit ausgelesen (im weiteren Verlauf wird dieses Bild als r-Bild bezeichnet). Dazu sei darauf hingewiesen, dass der Chip durch das Auslesen nicht, wie bei einer normalen CCD, gelöscht wird. Die angesammelte Ladung bleibt auch nach dem ersten Auslesen weiterhin erhalten, wodurch die verwendete Technik der Bilderzeugung erst ermöglicht wird. Nach Ablauf der definierten Belichtungszeit wird der Chip ein zweites Mal ausgelesen (im weiteren Verlauf d-Bild). Subtrahiert man nun das r-Bild vom d-Bild, erhält man ein Bild ohne Helligkeitsgradient (siehe Abbildung 3.6).

Dass der Gradient durch diese Prozedur verschwindet, lässt sich folgendermaßen erklären: In der Abbildung 3.6 wird der Chip in Richtung der Zeitachse spaltenweise ausgelesen. Nimmt

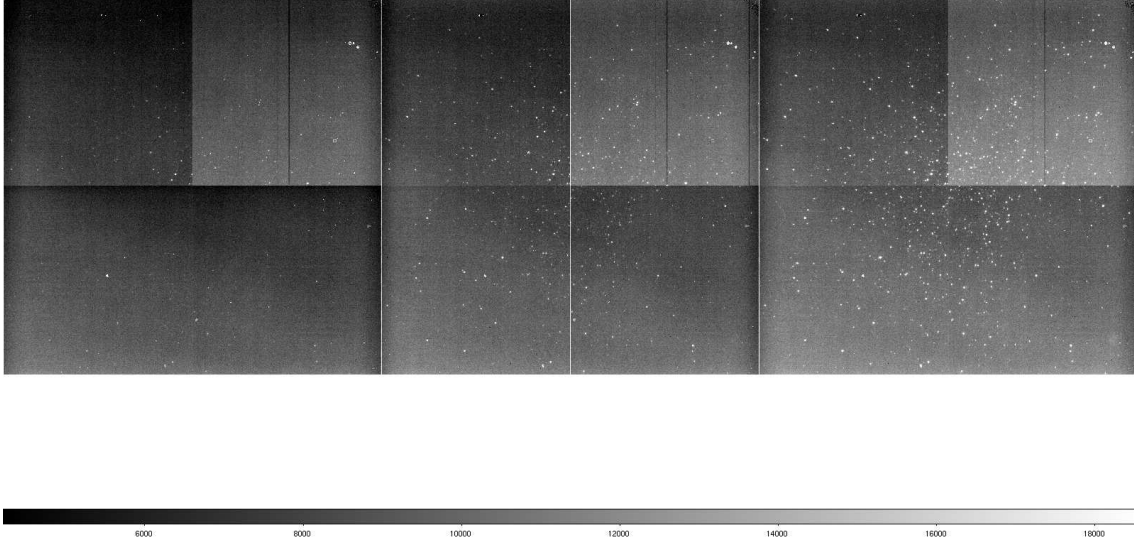


Abbildung 3.7: IRIS-Beispielaufnahmen. Die Aufnahme besteht aus drei separaten Belichtungen des Objektes NGC5139, aufgenommen am 21. März 2011 im Filter K_s , welche zu einer FITS-Datei mit einer Größe von 3072×1024 Pixel zusammengefügt wurden (rmd-Bild). Links das r-Bild (Pixel 1-1024) als Start der Belichtung. In der Mitte das m-Bild (Pixel 1025-2048); ausgelesen direkt nach dem r-Bild. Rechts das d-Bild (Pixel 2049-3072); ausgelesen nach definierter Belichtungszeit. Verglichen zu dem r-Bild und d-Bild in Abbildung 3.6 sind die Aufnahmen hier um 90° gedreht um die tatsächliche Darstellung der Daten wiederzugeben. Hier werden nacheinander das r-, m- und d-Bild zeilenweise von oben nach unten ausgelesen.

man eine Spalte aus dem r-Bild $s(t_{rn})$ und die gleiche Spalte aus dem d-Bild $s(t_{dn})$, so ist die zeitliche Differenz zwischen allen Spalten auf dem d-Bild und den zugehörigen Spalten auf dem r-Bild identisch. Folglich rechnet sich so der Gradient, der durch das längere Belichten einiger Teile des Chips entsteht, auf diese Weise heraus.

$$t_{dn} - t_{rn} = (2, 2s + t) + s(t_{dn}) - s(t_{rn}) \quad (3.1)$$

$$\text{Mit : } s(t_{dn}) = s(t_{rn}) \quad (3.2)$$

$$\text{Folgt : } t_{dn} - t_{rn} = 2, 2s + t \quad (3.3)$$

Da $t_{dn} - t_{rn}$ unabhängig von $s(t_{rn})$ und $s(t_{dn})$ ist, solange diese identisch sind, ist die zeitliche Differenz für alle Spalten identisch, wodurch sich ein homogen belichtetes Bild ergibt.

Neben dem r-Bild und dem d-Bild wird zusätzlich noch ein weiteres Bild erzeugt. Dieses zusätzliche Bild (im weiteren als m-Bild bezeichnet) wird direkt im Anschluss an das r-Bild ausgelesen. Dadurch wird ein Bild mit der kürzestmöglichen Belichtungszeit von 2,2 Sekunden erzeugt. Dieses Bild wurde zusätzlich in die Auslesesequenz integriert, um den dynamischen Bereich einer Beobachtung zu erhöhen und somit mögliche saturierte Objekte im d-Bild auf dem m-Bild mit weniger Signal zu erhalten. Aus diesen drei einzelnen Bildern ergibt sich für

die Beobachtung eines Feldes ein aus r-, m- und d-Bild bestehendes Gesamtbild, wie es in Abbildung 3.7 dargestellt ist. Im Folgenden wird dieses zusammengesetzte Bild als rmd-Bild bezeichnet, um besser unterscheiden zu können, von welchem Bild geredet wird.

Im Verlauf der Datenauswertung werden somit zwei Bilder aus einem rmd-Bild erzeugt; zum einen das Bild, mit der angegebenen Belichtungszeit, welches aus der Subtraktion von d-Bild und r-Bild entsteht, zum anderen das kurz belichtete Bild aus m-Bild und r-Bild.

3.1.2.1 Instabilität in der Detektormitte

Der Detektor hat neben der Eigenheit des fehlenden Verschlusses noch weitere Besonderheiten, welche bei der Datenreduktion beachtet werden müssen. Eine davon hat ihren Ursprung in der Temperatur des Ausgangs-FET des Detektors.

In der Mitte des Bildes erkennt man einen hellen Streifen genau an der Stelle des Chips, an der die oberen beiden Quadranten mit den unteren beiden Quadranten zusammentreffen. Die Intensität dieses Streifens hängt von der Temperatur des Ausgangs-FET ab, welche nicht immer konstant zu sein scheint, wodurch die Intensität des hellen Streifens von Bild zu Bild leicht variieren kann. Da, wie im weiteren Verlauf noch näher erläutert wird, ein endgültig reduziertes Bild aus mehreren Einzelbildern des beobachteten Objektes (Objektaufnahmen) sowie extra Korrekturaufnahmen vom Himmelsleuchten (Skyaufnahmen) in einer Sequenz aufgenommen werden, kann eine variierende Intensität dieses Streifens zu Artefakten führen, die sich von Schritt zu Schritt der Datenreduktion durchziehen. Im Idealfall ist die Intensität immer gleich groß, wodurch der Streifen nach der Korrektur mit den Skyaufnahmen (siehe Abschnitt 3.2.3) verschwindet. Ist die Intensität auf den Skyaufnahmen eine andere als auf den Objektaufnahmen, wird der Streifen entweder unter- oder überkorrigiert, wodurch auf dem skykorrigierten Bild ein heller bzw. dunkler Streifen in der Mitte des Bildes zu erkennen ist. Beispiele solcher Korrekturen zeigt der Abschnitt 3.2.3.2.

Die Temperatur des FET ist abhängig von der Aktivität des Detektors. Ist der Detektor in einem streng periodischen Takt in Betrieb, ist die Temperatur konstant, wodurch die Intensität des Streifens konstant bleibt. Die strenge Periodizität kann jedoch dadurch unterbrochen werden, dass die Zeit zwischen einzelnen Aufnahmen nicht immer konstant ist. Dies passiert zum einen auf dem ersten Bild einer Sequenz von Objekt- und Skyaufnahmen, da vor diesem Bild der Detektor lange nicht in Betrieb war. Zusätzlich dazu sind auf dem ersten Bild einer Sequenz weitere Störeffekte, die durch Residuen von Saturateden Pixeln kommen, da der Chip durch den fehlenden Verschluss ständig belichtet wird. Somit ist die Verwendung des ersten Bildes einer Sequenz für die Reduktion meist zu vermeiden.

Andererseits kann die Zeit zwischen den Aufnahmen eine andere sein, wenn das Teleskop von den Objektkoordinaten zu den Koordinaten für die Skyaufnahmen fährt. In bestimmten Fällen muss für die Skyaufnahmen eine andere Position angefahren werden, um auf dem für die Skykorrektur verwendeten Bild nur das reine Leuchten des Himmels zu haben und keine stellaren Objekte. Während das Teleskop auf den Objektkoordinaten sowie den Skykoordinaten nur dithert, kann dies weniger Zeit in Anspruch nehmen als das Fahren zu anderen Koordinaten.

Um diese unterschiedlichen Zeiten zwischen je zwei Aufnahmen möglichst konstant zu halten, haben wir unterschiedliche Prozeduren getestet.

1. Keine Besonderheiten, um zu testen, wie sehr sich die Instabilität in die endgültig reduzierten Bilder fortsetzt.

2. Ignorieren des ersten Bildes der Sequenz.
3. Ignorieren des ersten Bildes der Sequenz sowie des ersten Bildes beim Wechsel der Koordinaten (Objektfeld, Skyfeld) innerhalb einer Sequenz.
4. Auslesen des Detektors in der Zeit des Umschwenkens von Objekt- auf Skyfeld.
5. Ständiges Auslesen des Detektors zwischen den Aufnahmen, während das Teleskop noch nicht auf den angegebenen Quellkoordinaten ist.

Nach diesen Tests hat sich ergeben, dass Punkt 1 keine gute Alternative ist, da der Streifen häufig in unterschiedlicher Intensität vorhanden ist; besonders zwischen den Objektaufnahmen und Skyaufnahmen. Punkt 2 hat insofern eine Verbesserung gebracht, als das erste Bild der Sequenz, wie weiter oben beschrieben, eine so schlechte Qualität hat, dass es das endgültig reduzierte Bild deutlich verschlechtert. Die Varianten 3 und 4 verbesserten die Qualität weiterhin und liefern prinzipiell das gleiche Ergebnis. Als beste Variante hat sich Punkt 5 erwiesen, wobei die Extra-Aufnahmen (im Folgenden als *DONOTUSE-Bilder* bezeichnet) mit einer Belichtungszeit von 2 Sekunden aufgenommen wurden. Diese Aufnahmen werden für die weitere Datenreduktion nicht verwendet, sondern werden nur dafür gemacht, dass sich der Detektor für gleichlange Zeiträume im Stillstand befindet. Dabei muss beachtet werden, dass der Streifen dennoch in allen Aufnahmen vorhanden ist, nun aber immer in der gleichen Intensität, wodurch er bei der Skykorrektur gut eliminiert werden kann. Der Vorteil dieser Beobachtungsstrategie zu den anderen liegt darin, dass der Detektor nie über eine längere Zeit im Stillstand ist, sondern die Zeit zwischen einem *DONOTUSE-Bild* und einem tatsächlich verwendbaren Bild des Objekt- oder Skyfeldes weniger als eine Sekunde beträgt. Somit gibt es kein Bild, vor welchem der Detektor signifikant länger oder kürzer im Stillstand war, als vor einem anderen Bild, was bei den 4 anderen Varianten der Fall sein könnte.

3.1.2.2 Saturated Pixel

Störende Effekte können auch durch stark saturierte Sterne hervorgerufen werden. Ein stark saturierter Stern in einem der Quadranten hat dabei nicht nur Einfluss auf genau diesen Quadranten, sondern beeinflusst auch die Ausgangsverstärker der anderen Quadranten, wodurch sich der Störeffekt durch den saturierten Stern in allen vier Quadranten zeigt.

Der Effekt ist, dass jedes saturierte Pixel in seiner Zeile und in der ± 512 Pixel entfernten Zeile, welche gleichzeitig ausgelesen wird, zu einem leicht erhöhten Signal führt. Kombiniert man nun viele Einzelbilder miteinander, auf welchen sich stark saturierte Sterne befinden, so sieht man, ausgehend von diesen Sternen, helle Streifen, welche durch dieses erhöhte Signal in den genannten Zeilen erzeugt werden.

Dieser Effekt sowie die zugehörige Korrektur sind in der Abbildung 3.9 dargestellt. Da der Effekt auf einem Einzelbild einer Sequenz nicht klar genug zu erkennen ist, werden hier fertig reduzierte Bilder, bestehend aus 20 einzelnen Objektaufnahmen dargestellt. Bild a) zeigt ein Bild, auf welchem keinerlei Korrektur der saturierten Pixel vorgenommen wurde. Klar zu erkennen sind die hellen horizontalen Streifen, ausgehend von den hellsten Objekten auf dem Bild.

Die Korrektur dieser Streifen geschieht folgendermaßen: Das m- und d-Bild eines jeden Einzelbildes werden auf saturierte Pixel untersucht. Danach wird eine Maske für jedes dieser Bilder erzeugt, auf welchem jede Zeile markiert ist, in der mindestens ein saturiertes Pixel

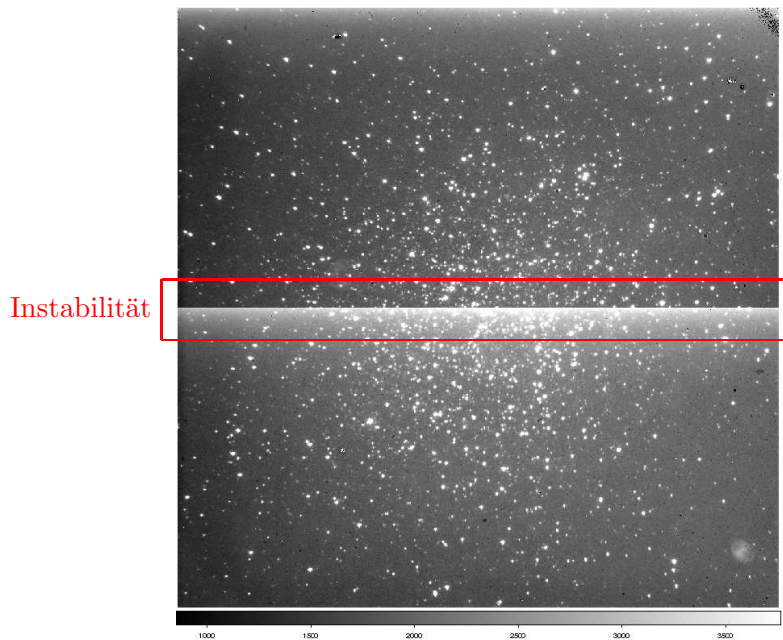


Abbildung 3.8: IRIS-Beispielaufnahmen des Objektes NGC 5139, aufgenommen am 21. März 2011 im Filter K_s . Dieses Bild ist das Ergebnis der in Abbildung 3.6 beschriebenen Subtraktion des in dieser Abbildung zu sehenden d- und r-Bildes. Die Orientierung dieses Bildes ist um 90° gedreht und stimmt somit mit der Orientierung der Bilder aus Abbildung 3.7 überein. In der Mitte des Bildes ist eine Instabilität zu sehen, welche durch die Ausgangs-FET des Detektors hervorgerufen werden.

existiert, sowie die Zeile, die um 512 Pixel entfernt ist. Diese Zeilen bekommen einen empirisch bestimmten Wert, während alle anderen auf Null gesetzt werden. Der empirisch bestimmte Wert für die Maske, welche aus dem m-Bild erzeugt wurde, ist hierbei ein leicht niedrigerer als der der Maske, welche aus dem d-Bild erzeugt wurde. Mit der Maske, welche aus dem m-Bild gewonnen wurde, wird danach das Bild korrigiert, welches man aus der Subtraktion des m- und r-Bildes gewinnt, wohingegen die Maske aus dem d-Bild für die Korrektur des Bildes verwendet wird, welches aus der Subtraktion des d- und r-Bildes hervorgeht.

Eine solche Maske ist exemplarisch in Abbildung 3.9 d) zu sehen. Dabei fällt auf, dass hier sehr viel mehr Zeilen markiert sind, als im Bild a) zu sehen sind. Dies kommt dadurch, dass alle saturierten Pixel markiert werden, wobei auch hot Pixel sowie Cosmics dazugehören. Als Cosmics werden hier Teilchen der kosmischen Strahlung bezeichnet, welche den Detektor treffen und somit den Wert genau des Pixels, welches sie treffen, erhöhen. Die hot Pixel befinden sich immer an den selben Stellen, wodurch sie, durch das Dithern der Bilder, auf einem kombinierten Bild an unterschiedlichen Stellen erscheinen, während die Cosmics sowieso statistisch verteilt sind. Nur Zeilen, die durch die hellen Sterne erzeugt werden, sind beim Kombinieren der Einzelbilder immer an der gleichen Stelle, wodurch sich alle leicht erhöhten Zeilen aufaddieren und die Streifen ergeben.

Vergleicht man die Maske mit dem unkorrigierten Bild, so erkennt man, dass dort die Zeilen nicht komplett horizontal verlaufen, sondern gebogen sind. Dies kommt durch die Verzerrungskorrektur der Einzelbilder, auf welche in Abschnitt 3.1.2.4 näher eingegangen wird. Diese Maske wird während der Reduktion von den Einzelbildern subtrahiert, um den leicht erhöhten Wert in den betreffenden Zeilen zu beseitigen.

Um zu demonstrieren, dass diese Art der Masken tatsächlich nur die hellen Streifen korrigiert und nicht noch weitere Stellen des Bildes, sind in Abbildung 3.9 b) und c) zwei weitere Bilder gezeigt. Das Bild b) zeigt ein überkorrigiertes Bild. Hier wurde der Wert der Maske viel zu hoch gewählt, um jeweils mehr zu subtrahieren als notwendig. Dadurch ergibt sich nun ein Bild, auf welchem die vormals hellen Streifen, nun als dunkle Streifen an den gleichen Stellen auffallen. Bild c) hingegen wurde so korrigiert, dass die Maske einen Wert bekommen hat, mit dem der Effekt gut kompensiert werden kann und sich ein sauberes Bild ohne Streifen ergibt.

3.1.2.3 Bit-Fehler in der Auslesesoftware

Da die Kamera des IRIS-Teleskopes, wie zu Anfang des Abschnitts 3.1.2 erwähnt, schon mehrere Jahre an einem anderen Teleskop in Betrieb war, musste vieles an das System des IRIS angepasst werden. Dazu gehörten nicht nur die Elektronik und die Optik der Kamera, sondern auch die Auslesesoftware. Im Zuge der Anpassung wurde die Software auf ein anderes Computersystem übertragen, wodurch es zu einem Fehler kam, der erst nach einiger Zeit aufgefallen ist und behoben werden konnte.

Dieser Fehler hing mit der Bit-Belegung der FITS-Dateien zusammen. Beim Auslesen des Detektors und dem Schreiben der Dateien wurde das achte Bit immer falsch belegt. Diese falsche Belegung war nicht ein ständiges Belegen oder ständiges „Nichtbelegen“ des Bits, sondern ein jeweils genau entgegengesetztes Belegen, als es der Fall sein müsste.

Bei einem saturierten Pixel wären prinzipiell alle 16 Bits belegt, wodurch ein Pixel einen Wert von 65535 zugewiesen bekommt. Im vorliegenden Fall ist das achte Bit, wenn es gesetzt sein sollte, nicht gesetzt, wodurch der Gesamtwert um 128 gesenkt wird. Folglich hat ein saturiertes Pixel nur noch einen Wert von 65407. Bei einem Pixel hingegen, das eigentlich den Wert 0 haben sollte, da kein Bit belegt wäre, hätte das Pixel einen Wert von 128. Dies führt auf dem Bild zu einem erhöhten Rauschen, wodurch sich die Qualität der Photometrie verschlechtern würde.

Da dieser Fehler innerhalb der Auslesesoftware nicht gefunden werden konnte, wird er innerhalb der Pipeline, mit Hilfe des IRAF-Befehls `imexpr`, korrigiert.

3.1.2.4 Geometrische Verzeichnung

Ein bekanntes Problem bei astronomischen Aufnahmen ist die geometrische Verzeichnung auf dem Chip. Diese kommt dadurch zustande, dass das Teleskop den beobachteten Himmelsabschnitt prinzipiell auf eine Halbkugel abbildet. Da der Chip jedoch eine plane Ebene ist, ist das sich ergebende Bild nur eine Projektion der Halbkugel auf diese Ebene. Diese Verzeichnung macht sich im Zentrum des Bildes nicht so stark bemerkbar, wird jedoch zu den Rändern hin stärker.

Dies hat zwei Effekte. Zum einen verschieben sich die Sterne mit größer werdendem Abstand zur Mitte immer weiter nach außen, zum anderen wird die Flächenhelligkeit nach außen hin immer geringer.

Der erste Effekt ist in Abbildung 3.10 dargestellt. Hier sieht man in a) ein Bild, das für Flatfield und Sky korrigiert ist, jedoch noch Verzeichnung aufweist. Bild b) ist das Ergebnis, nachdem die Verzeichnung mit Hilfe des IRAF-Befehls `geotran` korrigiert wurde. Die Korrekturmatrix für diese Verzeichnungskorrektur wurde von Klaus W. Hodapp, mit Hilfe des Programmes Zemax, theoretisch, anhand aller technischer Details der Optik, berechnet. Diese Korrektur bewirkt nur eine Verschiebung der Sterne.

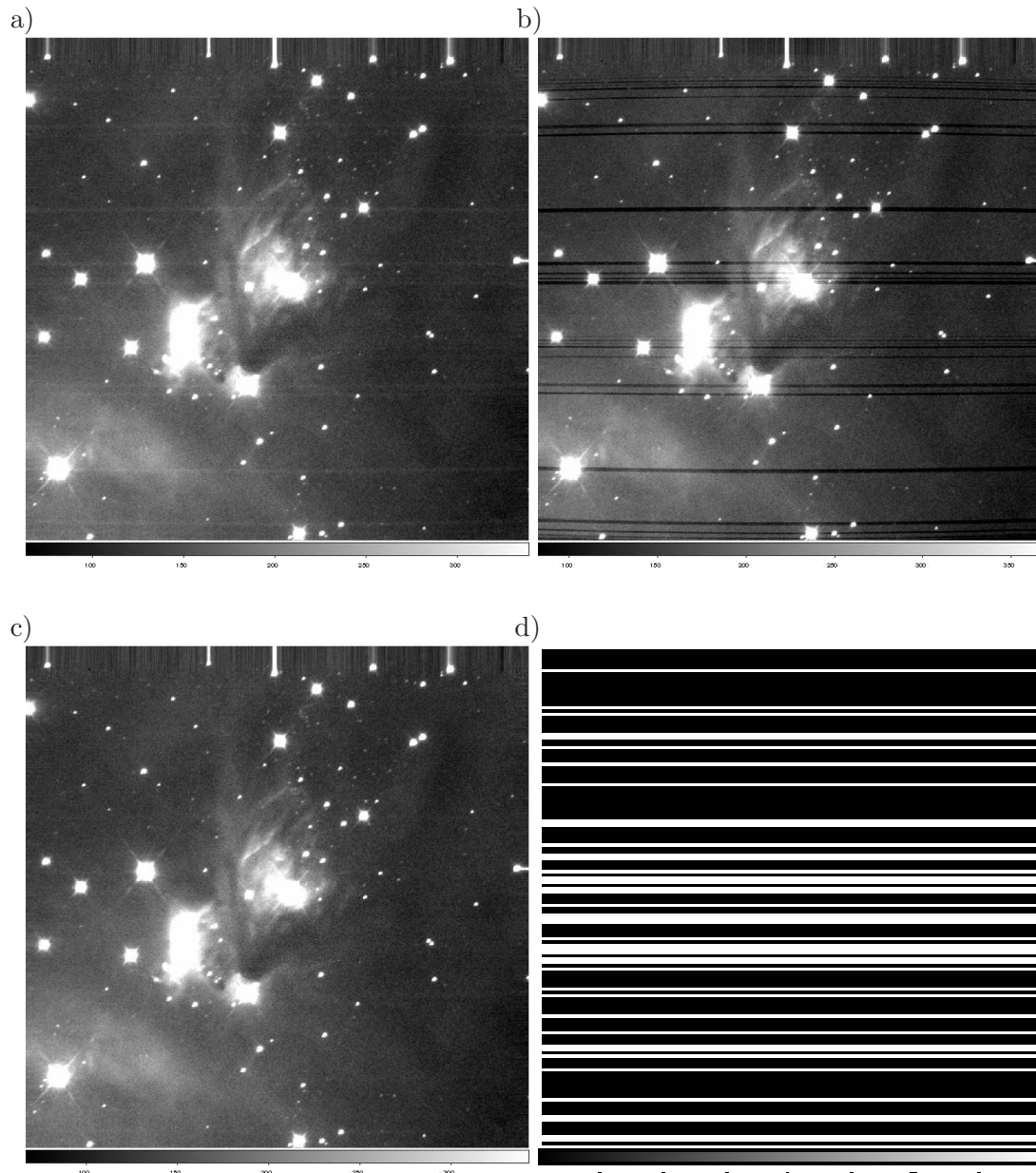


Abbildung 3.9: IRIS-Beispielaufnahme des Objektes L 1688, aufgenommen am 09. März 2011 im Filter K_s - Reduktion aus einer Sequenz mit 20 Objektaufnahmen und 20 Skyaufnahmen. Diese Bilder zeigen den Effekt bei saturierten Pixeln sowie die zugehörige Korrektur. a) Reduziertes Bild ohne Korrektur. b) Überkorrigiertes Bild. c) Korrigiertes Bild. d) Beispielhafte Korrekturmaske für ein Objektbild der Sequenz.

Die Verminderung der Flächenhelligkeit bei steigendem Abstand zum Mittelpunkt des Chips lässt sich folgendermaßen erklären: Jede beobachtete Fläche wird zu den Rändern des Detektors hin verformt. Wie in Abbildung 3.11 zu sehen, wird eine ursprünglich quadratische Fläche im Zentrum des Detektors weiterhin nahezu quadratisch sein. Zu den Rändern hin wird eine quadratische Fläche in erster Näherung zu einem Trapez verformt. Diese Verformung zu einem Trapez liegt daran, dass die Verformung mit zunehmendem Abstand zum Zentrum stärker wird. Somit wird die Seite des Quadrates, welche näher zum Zentrum liegt, weniger stark verformt, als die vom Zentrum abgewandte Seite. Um genau zu sein, ist auch das Trapez nur eine Näherung an die eigentliche Form, jedoch spiegelt diese Näherung gut das wider, was aus theoretischen Rechnungen für die Optik, mit Hilfe des Programmes Zemax, berechnet wurde.

Berechnet man nun die Fläche des Trapezes über die Formel 3.4 (Bedeutung der Variablen, siehe Abbildung 3.11) und vergleicht diese mit dem ursprünglich quadratischen Feld, so ergibt sich, dass die Fläche des Trapezes größer als die des Quadrates ist. Folglich fällt das Licht des Ursprungsfeldes auf eine größere Anzahl an Pixeln, wenn es weiter am Rand des Detektors abgebildet wird, als wenn es im Zentrum des Detektors abgebildet wird. Da die Photonen der ursprünglichen Fläche nun auf eine größere Fläche verteilt werden, sinkt die Zahl der Photonen pro Pixel auf dem Chip, wodurch die Randbereiche des CCD Bildes dunkler werden.

$$A = \frac{1}{2} (a + c) h \quad (3.4)$$

In Abbildung 3.12 ist dies quantitativ zu sehen. Hier wurde die theoretisch bestimmte Verzeichnung auf ein Quadrat angewandt und die Fläche des Trapezes bestimmt, zu welchem das Quadrat zu den Rändern des Chips hin verformt wird. Dies wurde für unterschiedliche Abstände vom Zentrum des Chips durchgeführt. Danach wurde das Verhältnis der Fläche des Trapezes zur Fläche des Quadrates berechnet und dies gegen den Abstand zum Zentrum des Chips aufgetragen. Als zweiter Graph ist der Kehrwert der, mit Zemax berechneten relativen Helligkeitsänderung, in Abhängigkeit zum Abstand vom Zentrum aufgetragen. Hier ist zu sehen, dass die Fläche genau in dem Maße durch die Verzeichnung ansteigt, wie die Helligkeit durch die Verzeichnung abfällt. Somit zeigt sich, dass das Model mit den zu Trapezen verformten Quadraten stimmig ist. Die Abweichung zwischen dem Trapezmodell und den Ergebnissen aus Zemax beruhen auf der Näherung, dass es sich bei den verformten Flächen um Trapeze handelt.

Da dieser Effekt zu einer Variation der Helligkeit stellarer Objekte führt, wenn diese an unterschiedlichen Stellen des Chips abgebildet werden, muss dies korrigiert werden. Diese Korrektur findet in unserem Fall über die Flatfeldaufnahmen statt. Die Verminderung der Helligkeit ist in gleichem Maße in den Objektaufnahmen wie auch in den Flatfeldaufnahmen vorhanden. Verrechnet man für die Korrektur nun beide Arten von Bildern miteinander, wie in Abschnitt 3.2.2 näher erläutert, so ergibt sich ein Bild ohne Helligkeitsabnahme zu den Rändern.

3.1.3 Beobachtungsmodi

Für das IRIS-Teleskop lassen sich unterschiedliche Beobachtungsmodi verwenden. Diese Modi wurden im Laufe der ersten Monate ständig weiterentwickelt, um möglichst gute Ergebnisse zu erzielen und auftretende Probleme zu minimieren.

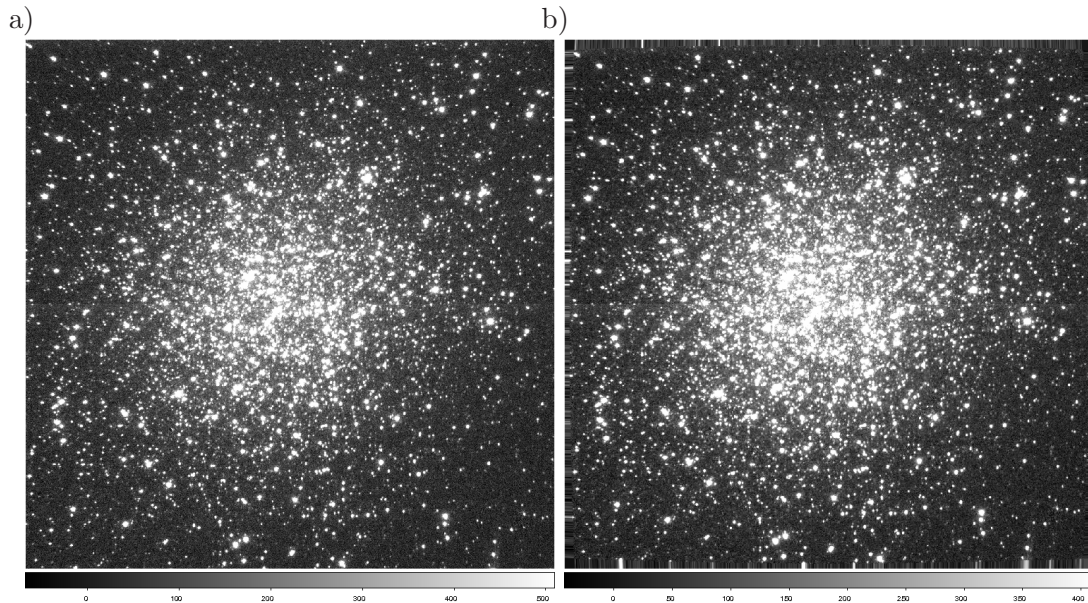


Abbildung 3.10: IRIS-Beispielaufnahmen des Objektes NGC 5139, aufgenommen am 21. März 2011 im Filter K_s . Diese Bilder zeigen den Effekt der geometrischen Verzeichnung. a) Unkorrigiertes Bild mit Verzeichnung b) Verzeichnungskorrigiertes Bild - Man erkennt, dass die Sterne radial nach innen verschoben werden, wobei dieser Effekt zu den Rändern hin zunehmend stärker wird.

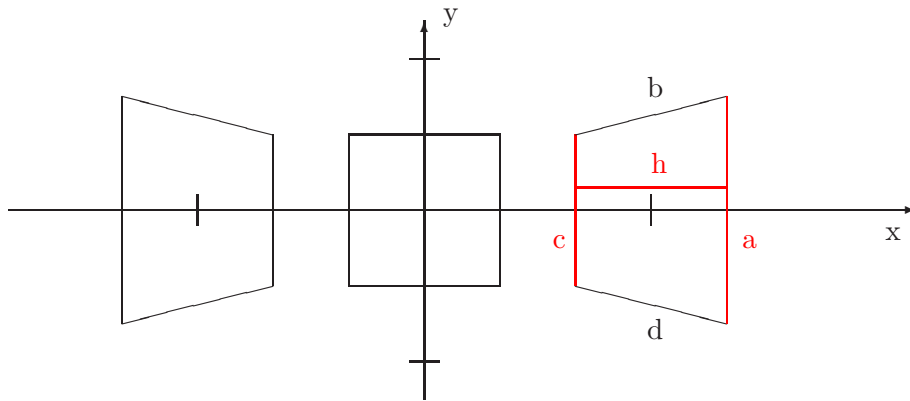


Abbildung 3.11: Schematische Darstellung der geometrischen Verzeichnung. Das Zentrum des Diagramms stellt das Zentrum des Detektors dar. Dort wird ein quadratisches Feld weiterhin quadratisch abgebildet. Wird das gleiche Feld weiter außen auf der CCD abgebildet, so wird es verformt. In erster Näherung wurde das Quadrat hier zu einem Trapez verformt, was das Prinzip der Verzeichnung gut veranschaulicht und die zu erwartenden Ergebnisse widerspiegelt.

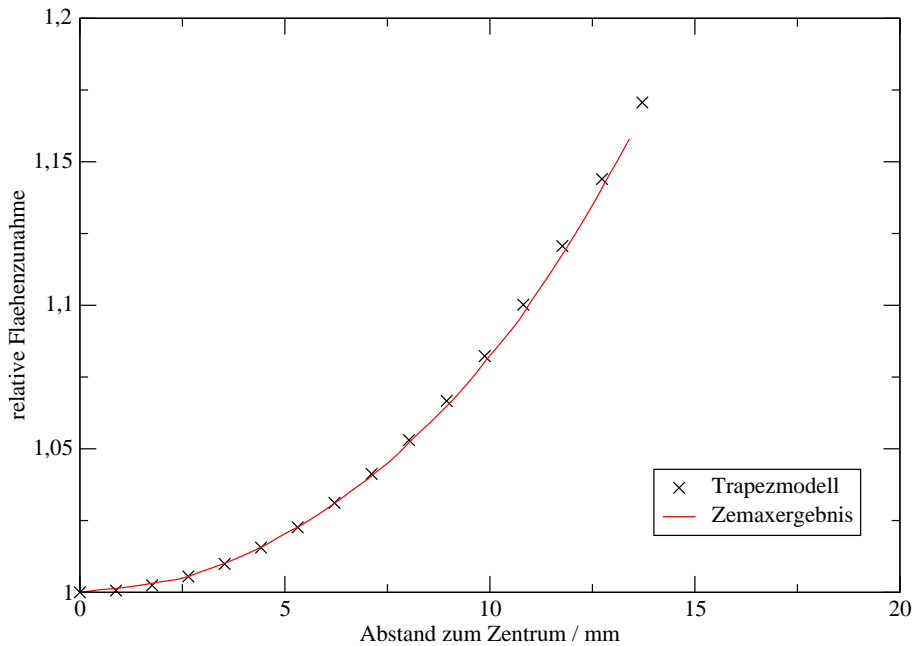


Abbildung 3.12: Dargestellt ist die relative Flächenzunahme über das Trapezmodell sowie die relative Helligkeitsänderung, die über das Programm Zemax für die Optik der IRIS-Kamera berechnet wurde. Das Zemaxergebnis hingegen ist der Kehrwert der eigentlichen Werte, da die Helligkeit zu den Rändern hin abnimmt. Man erkennt, dass die Fläche der Trapeze in gleichem Maße ansteigt, wie die Helligkeit laut Zemax abnehmen soll.

Ein Modus (von hier an als *ossoos-Modus* bezeichnet), welcher anfangs am häufigsten verwendet wurde, sah schematisch folgendermaßen aus: $o \rightarrow s \rightarrow s \rightarrow o \rightarrow o \rightarrow s \rightarrow s \rightarrow o \rightarrow \dots$

Hierbei steht das „o“ für das zu beobachtende Objektfeld und „s“ für das zugehörige Skyfeld, wobei die Anzahl der Objektaufnahmen und die der Skyaufnahmen gleich groß ist. Neben dem Parameter, der angibt, wie viele Objekt- und Skyaufnahmen gemacht werden sollen, wird ein weiterer Parameter verwendet, welcher angibt, wie häufig das Schema aus Objekt- und Skyfeld wiederholt wird. Alle Bilder, die innerhalb einer solchen Sequenz aufgenommen werden, bekommen in den FITS-Dateien einen Headereintrag, der angibt, dass sie zu einer Sequenz gehören. Alle Bilder einer solchen Sequenz werden später von der Pipeline zu einem reduzierten Bild kombiniert (Näheres im Abschnitt 3.2). Auch für das Skyfeld wurden mehrere Möglichkeiten in die Steuersoftware implementiert. So ist es möglich, ein festes Skyfeld zu definieren, indem man feste Offsets zu dem Objektfeld angibt. Weiterhin lässt sich ein zufälliges Skyfeld in einer definierten Entfernung anfahren.

Dabei wurde recht früh entschieden, dass der zu verwendende Beobachtungsmodus der „fixed sky offset mode“ sein soll, also der Modus, bei welchem eine fest definierte Skyposition angefahren wird. Hierdurch werden feste Bedingungen geschaffen, was die Möglichkeit von zufälligen Variationen vermindert. Da mit dem IRIS-Teleskop hauptsächlich nach Variabilität gesucht werden soll, sind zusätzliche Variationen, welche durch wechselnde Skypositionen hervorgerufen werden könnten, nicht wünschenswert.

Innerhalb dieses Modus wird auf den einzelnen Positionen nach einem Zufallsmuster gedithert. Anfangs waren die Schrittgrößen für das Objektfeld und das Skyfeld gleich groß, genauer gesagt waren die minimal und maximal erlaubte Schrittgröße für den Zufallsgenerator

gleich groß. Dabei kam es jedoch zu Problemen beim Erstellen der Bilder für die Skykorrektur, auf welchen die Sterne rechnerisch entfernt werden müssen (Näheres hierzu im Abschnitt 3.2.3.1). Die Steuerungssoftware wurde insofern angepasst, als die Schrittgrößen separat für das Objektfeld und das Skyfeld angegeben werden mussten.

Innerhalb der Zeit, in welcher nach einer Möglichkeit gesucht wurde, die Detektorinstabilität aus Abschnitt 3.1.2.1 zu vermindern, wurde ein weiterer Beobachtungsmodus (von hier an als *oso-Modus* bezeichnet) eingeführt. In diesem wird folgendermaßen beobachtet:

$$(\text{nobject}\cdot\text{o})\rightarrow(\text{nsky}\cdot\text{s})\rightarrow(\text{nobject}\cdot\text{o})$$

Der Unterschied zu dem vorherigen Modus ist folgender: Zum einen können hier eine unterschiedliche Anzahl an Objekt (*nobject*) und Skyaufnahmen (*nsky*) angegeben werden. Weiterhin wird hier erst ein langer Block an Objektaufnahmen gemacht, nach diesem schwenkt das Teleskop erst auf den Sky und danach wieder auf das Objektfeld. Hierdurch wird die Strecke, die das Teleskop fährt, verkleinert, da hier nicht ständig zwischen zwei Feldern hin und her gefahren werden muss, sondern nur insgesamt zweimal innerhalb einer Sequenz. Ansonsten wird nur in kleinen Schritten auf den Feldern gedithert. Mit Hilfe dieses Modus ließ sich auch gut testen, wie gut die Instabilität des Detektors korrigiert werden konnte, wenn man Prozedur 3. aus Abschnitt 3.1.2.1 verwenden würde, da hier leichter das erste Bild der Objektblöcke sowie das erste Bild des Skyblocks weggelassen werden kann, als bei dem Modus, in dem ständig zwischen Objektfeld und Skyfeld gewechselt wird.

Auch hier wird neben den Parametern *nobject* und *nsky* ein Parameter angegeben, wie häufig dieses Muster aus Objektfeld, Skyfeld und Objektfeld wiederholt wird. Alle Bilder dieser Sequenz werden dann so behandelt, wie schon weiter oben beschrieben, indem sie in den FITS-Dateien zu einer Sequenz zugehörig markiert werden.

Ein nächster Modus ist für Felder mit einer extrem hohen Sterndichte gedacht, die sich auch über eine große Distanz nicht ändert, beispielsweise bei Beobachtungen in Richtung des galaktischen Zentrums. Hierfür soll ein Modus mit einem weit entfernten Sky verwendet werden. Dabei ist wichtig, dass das Teleskop hier nur im Azimut und nicht in Elevation fährt, da sich sonst die Airmass ändert, was schlecht für die Skykorrektur ist. Ansonsten wird auch bei diesem Modus analog beobachtet, wie in den beiden oben beschriebenen Modi. Insbesondere für weit entfernte Skys eignet sich der *oso-Modus* besser als der *ossoos-Modus*, da hier das Teleskop nur zweimal die Strecke zwischen Objekt und Sky zurücklegen muss und nicht durchgehend, was den Zeitverlust zwischen den Beobachtungen minimiert.

Ein letzter Modus ist für Felder ohne ausgedehnte Emissionen und geringer Sterndichte vorgesehen. Hier wird nicht extra ein separates Skyfeld angefahren, sondern das Objektfeld direkt für die Skykorrektur verwendet. Somit kann Zeit eingespart werden, da man mit der gewünschten Anzahl an Einzelbildern alle Informationen über das Objekt und den Himmels-hintergrund gewinnen kann, ohne zusätzliche Aufnahmen zu machen.

3.2 Pipeline

Da bei einem täglichen Betrieb des Teleskops eine sehr große Menge an Daten anfällt, musste für die Reduktion der Daten eine Reduktionspipeline entwickelt werden. Die Vorteile an einer Pipeline, gegenüber dem manuelle Reduzieren, sind zum einen die Zeitersparnis und zum anderen die Gewährleistung gleichbleibender Qualität der reduzierten Bilder. Mit der Pipeline kommt es bei Variabilitätsstudien nicht zu einer künstlich erzeugten Variabilität durch eine, von verschiedenen Leuten, unterschiedlich durchgeführten Reduktion. Außerdem können so

<code>imexpr</code>	Für Korrektur des fehlerhaften Bits in den Rohbildern
<code>imreplace, blkavg, blkrep</code>	Für Erstellung der Maske für saturierte Pixel
<code>imarith</code>	Für Subtraktion der r-, m- und d-Bilder voneinander sowie der Subtraktion der Masken von den <i>short-</i> bzw. <i>long-images</i>

Tabelle 3.2: Wichtige IRAF-Befehle im Abschnitt 3.2.1

mehrere Benutzer schnell an für Photometrie verwertbare Bilder kommen, ohne die Besonderheiten der Kamera aus Abschnitt 3.1.2 im Detail kennen zu müssen, um diese selbständig korrigieren zu können.

Für die Pipeline wurde größtenteils das Programm IRAF und die dazugehörige Skriptsprache verwendet. Zusätzlich dazu werden die Programme *SExtractor* (Source Extractor) und SCAMP von Astromatic² verwendet, um die Bilder mit astrometrischen Koordinaten zu versehen.

Die nachfolgenden Abschnitte sollen einen Überblick über die Pipeline und die einzelnen Arbeitsschritte geben.

3.2.1 Subtraktion der Bilder

Im ersten Schritt der Pipeline werden alle rmd-Bilder für den Bit-Fehler, der in Abschnitt 3.1.2.3 beschrieben wurde, korrigiert. Um hier bei einem zweiten Durchlauf der Pipeline ein Bild nicht mehrmals für diesen Fehler zu korrigieren, werden die Bilder mit einem Header-Eintrag markiert, welche schon korrigiert wurden.

Nach diesem Schritt werden, wie in Abschnitt 3.1.2.2 erläutert, die Masken für die saturierten Pixel bestimmt und für die weitere Verwendung und Zuordnung zu den richtigen Bildern gekennzeichnet.

Nach diesen beiden vorbereitenden Schritten werden nun für alle Bilder die Differenzbilder aus den einzelnen r-, m- und d-Bildern erzeugt, wie es in Abschnitt 3.1.2 erläutert wurde und in Abbildung 3.6 dargestellt ist. Zusätzlich dazu werden die Bilder danach gekennzeichnet, ob es sich bei ihnen um Science-Aufnahmen (Objekt- und Sky-Aufnahmen) oder um Flatfield-Aufnahmen handelt.

Nachdem diese Differenzen berechnet wurden, existieren von jedem rmd-Bild zwei Bilder; einerseits das aus dem m- und r-Bild, welches von hier an als *short-image* bezeichnet wird, da es die kurze Belichtungszeit der Aufnahme widerspiegelt, andererseits das aus dem d- und r-Bild, welches als *long-image* bezeichnet wird, da es im Allgemeinen länger belichtet wurde.

Diese beiden Bilder werden nun noch mit den Masken für die saturierten Pixel korrigiert, indem diese Masken von dem *long-* bzw. *short-image* subtrahiert werden.

Exemplarisch ist das Ergebnis dieser ersten Schritte in den Abbildungen 3.7 (rmd-Bild) und 3.8 (*long-image*) zu sehen.

²<http://www.astromatic.net/>

3.2.2 Flatfieldkorrektur

Für die Flatfieldkorrektur werden für jeden verwendeten Filter zwei verschiedene Arten von Domeflatfields aufgenommen. Diese müssen während der Nacht aufgenommen werden, da der Raum, in welchem das Teleskop untergebracht ist, nicht lichtdicht abgeschlossen werden kann und dies zu einer Überbelichtung führen würde.

Für diese Aufnahmen sind an den Wänden dimmbare Lampen (Flatfieldlampen) angebracht, mit welchen eine gleichmäßige Ausleuchtung einer Wandfläche gewährleistet werden kann. Diese Lampen werden nun für die eine Art der Flats eingeschaltet und so gedimmt, dass das d-Bild gut ausgeleuchtet ist, ohne überbelichtet zu sein; in unserem Fall ist dies bei einem Wert von ca 40000 bis 50000 Zählraten (im Weiteren als *lights-on* bezeichnet). Für die anderen Flatfields werden die Flatfieldlampen ausgeschaltet (*lights-off*). Dadurch sollten Aufnahmen entstehen, die signifikant weniger Zählraten haben als die auf den *lights-on*. Im Allgemeinen sollte der Unterschied auf den d-Bildern zwischen *lights-off* und *lights-on* mindestens 10000 Zählraten oder mehr betragen. Deswegen kann mit dem IRIS-Teleskop nur nachts, und bei Vollmond nur bei geschlossenem Dach Flatfieldaufnahmen gemacht werden, da sonst die *lights-off* schon überbelichtet sind oder nicht ausreichend weniger Zählraten pro Pixel aufweisen, als die *lights-on*.

Diese Flatfields werden innerhalb der Pipeline zuerst nach den einzelnen Filtern sortiert und zu Masterflats kombiniert. Hierfür werden die einzelnen Flats zuerst mit einer für die Kamera erstellten Bad Pixel Mask korrigiert und danach zu jeweils einem Masterflat für die *lights-off*-Flats und die *lights-on*-Flats kombiniert. Diese beiden werden voneinander subtrahiert (*lights-on* - *lights-off*), wodurch sich ein Differenz-Masterflat ergibt, welches im letzten Schritt auf eine mittlere Helligkeit von 1 normiert wird.

In einem nächsten Schritt werden alle Scienceaufnahmen nach Sequenzen, in denen sie aufgenommen wurden (vergleiche Abschnitt 3.1.3), aufgeteilt, wobei gleichzeitig überprüft wird, ob genügend Bilder in der Sequenz sind, um diese zu reduzieren. Diese Überprüfung wird vorgenommen, da eventuell unvollständige Sequenzen verwendet werden, bei denen zu wenige Bilder vorhanden sind, um diese „sinnvoll“ zu reduzieren. „Sinnvoll“ bezieht sich hierbei beispielsweise darauf, dass zu wenig Skyaufnahmen gemacht wurden, um die in Abschnitt 3.2.3 beschriebenen Ergebnisse zu erzielen. Außerdem werden alle Objektaufnahmen von den Skyaufnahmen getrennt.

Danach werden alle Scienceaufnahmen (Objekt- wie Sky-Aufnahmen) mit den normierten Differenz-Masterflats korrigiert. Durch diese Korrektur wird ebenfalls die in Abschnitt 3.1.2.4 erwähnte Helligkeitsabnahme korrigiert, welche durch die geometrische Verzeichnung hervorgerufen wird.

Beispielhaft ist die Flatfieldkorrektur in Abbildung 3.13 zu sehen. Hier erkennt man die korrigierte Helligkeitsabnahme des Bildes zu den Rändern hin. Während Bild a) besonders in der linken unteren sowie oberen Hälfte einen Helligkeitsverlust aufweist, ist dies in Bild b) weitestgehend korrigiert. Diese Helligkeitsunterschiede basieren nicht rein auf der geometrischen Verzeichnung, sondern können auch an unterschiedlichen Empfindlichkeiten des Chips oder sonstigen Effekten liegen.

Neben der korrigierten Helligkeitsverteilung sind in den Bildern a) und b) Artefakte zu erkennen, die nach der Flatfieldkorrektur deutlicher hervortreten. Diese sind in den Bildern mit roten Quadraten markiert. Bei diesen Artefakten handelt es sich um Staubkörner oder sonstige Verschmutzungen auf der CCD-Abdeckung. Ebenso erkennt man hier, dass auch die Instabilität aus Abschnitt 3.1.2.1 nach der Flatfieldkorrektur noch in gleicher Intensität zu

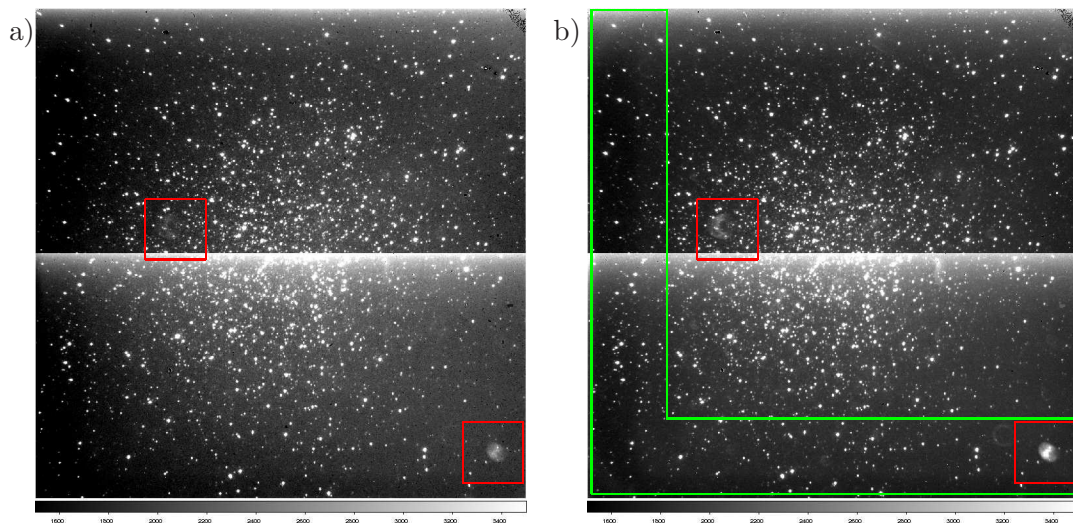


Abbildung 3.13: IRIS-Beispielaufnahmen des Objektes NGC 5139 aufgenommen am 21. März 2011 im Filter *Ks*. Diese Bilder zeigen den Effekt, den die Flatfieldkorrektur auf die Bilder hat. a) *long-image* ohne Flatfieldkorrektur b) *long-image* mit Flatfieldkorrektur - Besonders in der linken unteren sowie der linken oberen Hälfte der Bilder ist zu erkennen, dass das Bild b gegenüber dem Bild a heller geworden ist, wodurch eine homogenere Helligkeitsverteilung erreicht wird. Einige Artefakte werden erst im nächsten Schritt korrigiert. Hierzu gehören Verschmutzungen auf der CCD-Abdeckung (rot markiert), oder dunkle Ränder (grün markiert), welche durch die Flatkorrektur noch nicht beseitigt werden konnten.

erkennen ist, wie vor der Flatfieldkorrektur. Neben diesen beiden Effekten erkennt man, dass der untere sowie der linke Rand des flatkorrigierten Bildes weiterhin dunkler wirken als der Rest des Bildes (grün markiert). Diese drei Effekte werden erst durch die Skykorrektur von den Bildern verschwinden, wie es im Abschnitt 3.2.3 zu sehen ist.

3.2.3 Skykorrektur

Nachdem alle Bilder mit den normierten Differenz-Masterflats korrigiert wurden, fehlen zwei letzte Korrekturen, bevor die Einzelbilder zu einem fertig-reduzierten Bild kombiniert werden können. In diesem Abschnitt werden die Bilder für das Himmelsleuchten (den Sky) und die

<code>hselect</code>	Auslesen des Filters
<code>hedit</code>	Verknüpfen der Bad Pixel Mask mit den Bildern
<code>imarith</code>	Verrechnen der Bilder mit Bad Pixel Mask Subtrahieren der Masterflats <i>lights-off</i> von den <i>lights-on</i> Normieren der Differenz-Masterflats
	Korrigieren der Bilder mit normiertem Differenz-Masterflat
<code>imcombine</code>	Kombinieren der Einzelflats zu Masterflats
<code>imstat</code>	Bestimmung der mittleren Helligkeit der Diff.-Masterflats für Normierung

Tabelle 3.3: Wichtige IRAF-Befehle im Abschnitt 3.2.2

<code>imcombine</code>	Kombinieren der Einzel flats zu Sky-Bild
<code>imstat</code>	Bestimmung der mittleren Helligkeit des Sky-Bildes
<code>imarith</code>	Korrigieren der Bilder mit Sky-Bild
<code>geotran</code>	Korrigiert geometrische Verzeichnung der Bilder

Tabelle 3.4: Wichtige IRAF-Befehle im Abschnitt 3.2.3

Verzeichnung korrigiert.

Im Gegensatz zur Beobachtung bei optischen Wellenlängen hat der Himmel einen signifikanten Beitrag zur Helligkeit der Bilder. Dies wird durch das starke Himmelsleuchten im Infraroten hervorgerufen. Würde dies unkorrigiert bleiben, wären alle gemessenen Helligkeiten durch das Himmelsleuchten verfälscht. Die Notwendigkeit der Korrektur wird weiterhin dadurch verstärkt, dass das Himmelsleuchten weder zeitlich noch räumlich konstant ist, sondern sich auf Zeitskalen von wenigen Minuten ändern kann.

Somit ist es erforderlich, dass zu allen Objektaufnahmen, zeitnah Skyaufnahmen gemacht werden. Weiterhin sollten die Beobachtungssequenzen, welche im Endeffekt zu einem Bild kombiniert werden, nicht zu lang sein, damit sich der Himmelshintergrund nicht zu stark ändert und auch der gemittelte Sky nicht mehr stimmig genug wäre.

Durch das Himmelsleuchten ist zusätzlich die Belichtungszeit der Aufnahmen eingeschränkt. Während man im Optischen über viele Minuten belichten könnte, ist dies im Infraroten nicht möglich, da hier nach einer bestimmten Zeit die Bilder allein durch die Helligkeit des Himmels saturiert wären. Somit müssen im Infraroten viele kurz belichtete Bilder zu einem tieferen Bild kombiniert werden.

Für die Korrektur des Himmelsleuchtens sollten in einer Sequenz mindestens 5 Skyaufnahmen gemacht werden. Bessere Ergebnisse werden jedoch bei ca. 10 Skyaufnahmen erzielt. Dabei ist es wichtig, dass bei den Skyaufnahmen gedithert wird. Innerhalb der Reduktionspipeline werden nun alle Skyaufnahmen einer Sequenz zu einem Mastersky kombiniert, wobei die Sterne über eine „Min/Max rejection“ eliminiert werden und nur die Himmelselligkeit sowie die in Abbildung 3.13 markierten Artefakte und die Instabilität in der Bildmitte übrig bleiben (siehe Abbildung 3.14 a) und b)). Staubkörner, Verschmutzungen und die Instabilität bleiben auf dem Mastersky erhalten, da diese an der gleichen Stelle auf den Einzelbildern bleiben, die Sterne durch das Dithern jedoch an unterschiedlichen Positionen auftreten, wodurch sie entfernt werden können.

Dieser so entstandene Mastersky wird nun von allen Aufnahmen einer Sequenz subtrahiert, wodurch alle in diesem Abschnitt angesprochenen Effekte korrigiert werden. Das Ergebnis dieser Korrektur ist in Abbildung 3.14 d) zu sehen. Vergleicht man Bild d) mit Bild c) der gleichen Abbildung, so erkennt man, dass durch die Skykorrektur alle Effekte durch Verschmutzung, das Himmelsleuchten (erkennbar an der Grauskala des Bildes), sowie die Instabilität in der Bildmitte korrigiert wurden.

Als letzten Schritt wird jedes Einzelbild, mit Hilfe der theoretisch berechneten Matrix, für die geometrische Verzeichnung korrigiert. Das Ergebnis dieser Korrektur ist in Abschnitt 3.1.2.4 in Abbildung 3.10 zu sehen.

Für die Skykorrektur muss jedoch schon die Beobachtung entsprechend sorgfältig gemacht werden, um gute Mastersky-Aufnahmen zu erhalten. Zu den drei wichtigsten Punkten gehören die minimale und maximale Schrittgröße für das Dithern auf den Skyfeldern, die Zeit, die

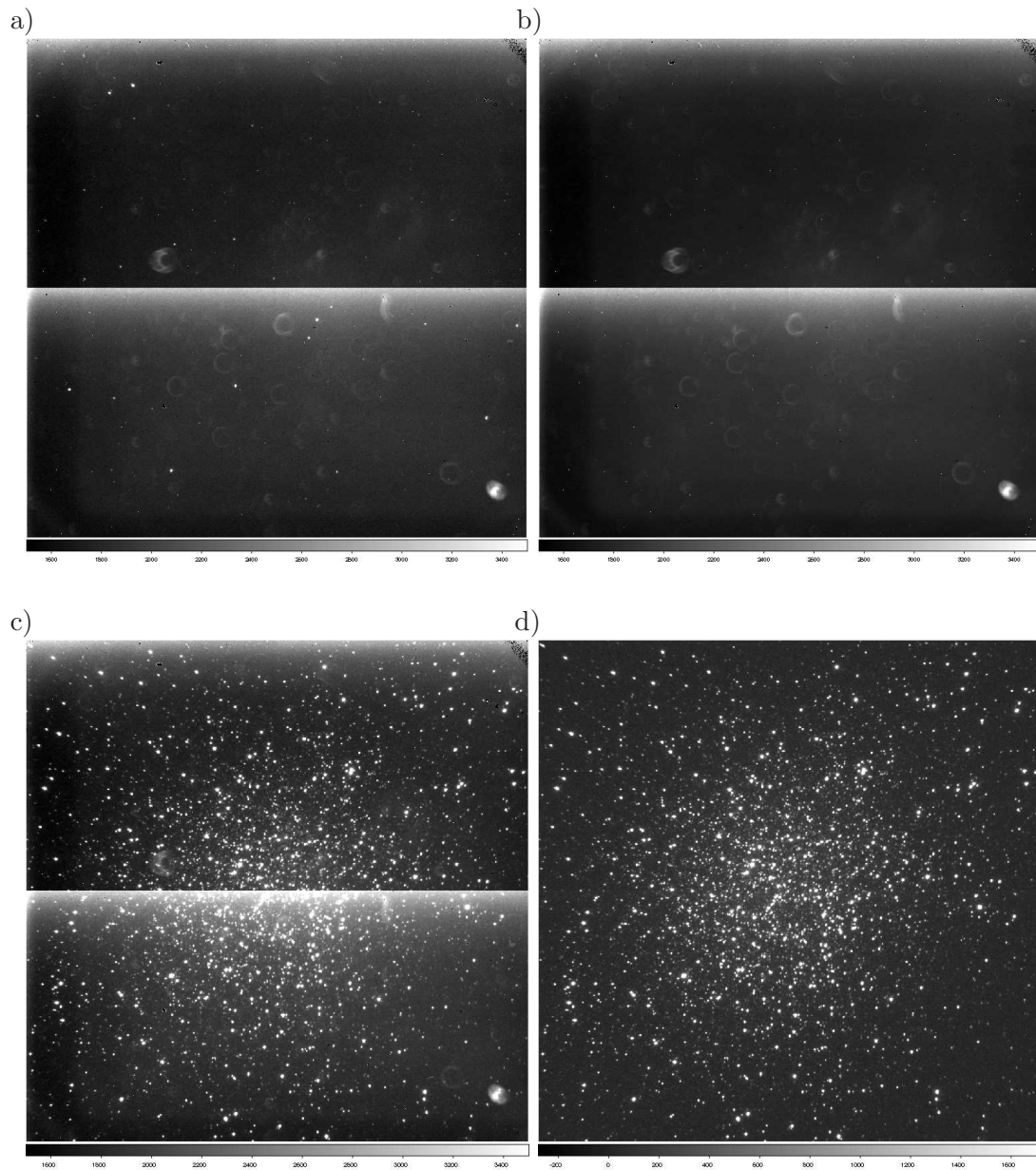


Abbildung 3.14: IRIS-Beispielaufnahmen des Objektes NGC 5139, aufgenommen am 21. März 2011 im Filter K_s . Diese Bilder zeigen den Effekt, den die Skykorrektur auf die Bilder hat. a) *long-image* des Skyfeldes (Einzelbild) b) *long-image* Mastersky c) *long-image* des Objektfeldes nur mit Flatfieldkorrektur d) *long-image* des Objektfeldes mit Flatfieldkorrektur und Skykorrektur - Der Unterschied zwischen a) und b) besteht in der Eliminierung der Sterne. Alle Artefakte, welche in Bild b) zu sehen sind, werden auf Bild c) korrigiert.

zwischen den Aufnahmen durch das Schwenken auf das Skyfeld vergehen darf (Korrektur der Instabilität siehe Abschnitt 3.1.2.1), sowie die Tatsache, dass das Teleskop beim Übergang von nördlichem zu südlichem Azimut überschwenkt.

3.2.3.1 Dither-Schrittgröße

Wie in Abschnitt 3.1.3 beschrieben, gab es bei der Wahl der Ditherschrittgrößen für die Skyfelder nach den ersten Tests eine Änderung. Anfangs wurde nur eine maximal erlaubte Schrittgröße für den Zufallsgenerator der Steuerungssoftware, welcher das Dithern steuert, für das Objekt- und Skyfeld angegeben, wobei diese für Objekt und Sky identisch war. Da für das Objektfeld durch das Dithern nur Effekte wie Bad Pixel oder Cosmics korrigiert werden sollen, wurde standardmäßig eine kleine Schrittgröße gewählt. Dies hat bei den Objektfeldern auch den Vorteil, dass es eine größere Überdeckung der Einzelbilder untereinander gibt.

Bei den Skyfeldern kam es durch zu kleine Schrittgrößen jedoch zu Problemen. Auf Feldern, die immer noch eine recht große Sterndichte aufweisen oder auf denen helle Sterne sind, deren Ausdehnung auf den Bildern größer als die gewählte Schrittweite war, war es während der Reduktion nicht möglich, alle Sterne für den Master-Sky zu eliminieren. Dies liegt daran, dass die schon erwähnte „Min/Max rejection“ nur dann alle Sterne entfernen kann, wenn die Sterne auf den Einzelbildern nicht übereinander liegen. Dafür dürfen auch die Flanken, bei „ausgedehnteren“ helleren Sternen nicht überlappen, da sonst Residuen einzelner Sterne auf dem Mastersky zurückbleiben können (siehe Abbildung 3.15). Um dies zu vermeiden, wurde als nächster Schritt eine minimale Schrittgröße für das Dithern eingeführt, was eine Verbesserung brachte, jedoch immer noch nicht genügte. Als letztes wurden die minimale und maximale Schrittgröße für Objekt- und Skyfeld voneinander getrennt, so dass für das Objektfeld weiterhin kleine Schrittgrößen verwendet werden können und für das Skyfeld die Schrittgröße so groß gewählt werden kann, dass ein Stern nicht auf mehreren Bildern an der gleichen Stelle liegt.

Probleme können dabei nur Felder mit einer besonders hohen Sterndichte liefern, da es hier vorkommen kann, dass unterschiedliche Sterne nach dem Dithern auf die gleichen Pixel fallen, wodurch wiederum Residuen auf dem Mastersky zurück bleiben.

Die Abbildung 3.15 zeigt gleich alle Probleme, die beim Aufnehmen eines Sky auftreten können. Erstens das Problem des zu geringen Ditherns, zweitens das Problem eines Skyfeldes mit einer sehr hohen Sterndichte und drittens eine mit 5 Skyaufnahmen sehr geringe Menge an Skys, um bei so vielen Sternen eine genügend gute „Min/Max rejection“ durchführen zu können. In diesem Fall war die Ditherschrittgröße so gering, dass die meisten hellen Sterne auf vier der fünf Skys so nah beieinander lagen, dass sie sich innerhalb ihrer Flanken auf den Einzelbildern überlappten.

Bei den Aufnahmen handelt es sich um eine Beobachtung von M17 im K_s -Filter, welche am 10. August 2010 aufgenommen wurden. Bild a) zeigt ein reales Bild des Skyfeldes und verdeutlicht, wie hoch die Sterndichte ist. Bild b) zeigt den Mastersky, wie er innerhalb der Pipeline erzeugt wird. Deutlich zu sehen sind die Residuen vieler Sterne, wie die beispielhaft markierten Stellen in den Bildern. Bild c) und d) zeigen Objektbilder, nachdem sie mit dem Mastersky korrigiert wurden. Hierbei ist Bild c) ein Einzelbild des Objektfeldes und d) ein aus 5 Einzelbildern kombiniertes Gesamtbild. Dabei ist zu erkennen, dass besonders auf Bild c) „Löcher“ an den Stellen im Bild zu sehen sind, an welchen die Residuen im Mastersky auftraten. Diese pflanzen sich bis in das endgültige, aus den Einzelbildern kombinierte Bild fort, wobei sie dort nicht mehr so deutlich auffallen, wie in den Einzelbildern. Dies liegt daran,

dass sie durch das Mitteln der geditherten Einzelbilder sowie einer neuerlichen „Min/Max rejection“ abgeschwächt werden. Dennoch sind diese „Löcher“ im reduzierten Bild vorhanden, wodurch die Photometrie auf diesem Bild an den betroffenen Stellen an Qualität verliert ist.

Über diese Effekte des schlechten Skys ist es möglich, dass ein Stern fälschlicherweise als variabel detektiert wird. Somit muss bei der Planung der Beobachtung auf einen passenden Sky, eine passende Schrittgröße für das Dithern sowie eine genügend große Anzahl an Skyaufnahmen geachtet werden.

3.2.3.2 Stillstand des Detektors

Auf der Suche nach der richtigen Strategie zur Korrektur der Instabilität in der Detektormitte wurden, wie in Abschnitt 3.1.2.1 beschrieben, unterschiedliche Varianten getestet. Hier sollen die Ergebnisse der Skykorrektur gezeigt werden, wie sie bei der Variante 4 aus Abschnitt 3.1.2.1 erzielt werden können sowie eine Skykorrektur anhand von Daten, wie sie mit Variante 5 aufgenommen wurden. Hier wird deutlich, dass die Variante 5 eine deutliche Verbesserung gegenüber Variante 4 bringt, wobei beachtet werden muss, dass nicht alle Sequenzen ohne *DONOTUSE-Bilder* zu schlechten Ergebnissen führen. Die Wahrscheinlichkeit für ein schlechtes Ergebnis durch eine ungenügend korrigierte Instabilität ist nur größer ohne das ständige Auslesen des Detektors zwischen den Aufnahmen.

Abbildung 3.16 zeigt die Varianten 4 und 5. Hierbei ist ein Bild des Objektes RCW38 im Filter *Ks* zu sehen, welches am 23. Februar 2011 bzw 04. März 2011 beobachtet wurde.

Die Bilder a) bis c) beziehen sich hierbei auf die Aufnahmen vom 23. Februar, welche mit der Beobachtungsvariante 4) beobachtet wurden. Bild a) zeigt ein sky- und verzeichnungskorrigiertes Einzelbild, auf welchem der Streifen in der Mitte des Bildes überkorrigiert ist, d. h. der Streifen auf dem Mastersky heller war, als auf der Objektaufnahme. Bild b) zeigt den entgegengesetzten Fall, bei welchem der Streifen unterkorrigiert wurde. Abschließend ist in Bild c) das endgültig reduzierte Bild aus 18 Einzelaufnahmen zu sehen. Dieses Bild zeigt, wie sich die unter- oder überkorrigierten Streifen in der Mitte der Einzelbilder bis hin in das kombinierte Bild fortsetzen können, wenn dieser auf genügend vielen Einzelbildern vorkommt.

Die Bilder d) und e) hingegen beziehen sich auf die Beobachtungen vom 04. März, welche mit Variante 5) aufgenommen wurden. Bild d) zeigt ein sky- und verzeichnungskorrigiertes Einzelbild, bei welchem mit einem Mastersky korrigiert wurde, welches von der Intensität des Streifens gut zu dem Objektbild passte. Bild e) zeigt das endgültig reduzierte Bild, wie man es erhält, wenn die Instabilität auf genügend vielen Bildern gut korrigiert wurde.

3.2.3.3 Überschwenken des Teleskopes

Wie in Abschnitt 3.1.1 beschrieben, schwenkt das Teleskop beim Übergang von nördlichem zu südlichem Azimut um. Dabei sorgt der Derotator bei korrektem Offset für eine gleich bleibende Orientierung der Bildfelder. Dennoch kann es zu Problemen kommen, wenn man nicht beachtet, wann man ein Objekt beobachtet und wo genau das Skyfeld zu der Zeit, bezogen auf das Objektfeld, steht.

Es ist bei jeder Beobachtung wichtig, darauf zu achten, dass das Objekt- und das Skyfeld innerhalb einer Sequenz auf der gleichen „Seite“ liegen und es somit nicht zu einem Umschwenken des Teleskops kommt. Achtet man nicht darauf und liegt das Objektfeld auf der gegenüberliegenden Seite wie das Skyfeld, funktioniert die Skykorrektur nicht mehr korrekt

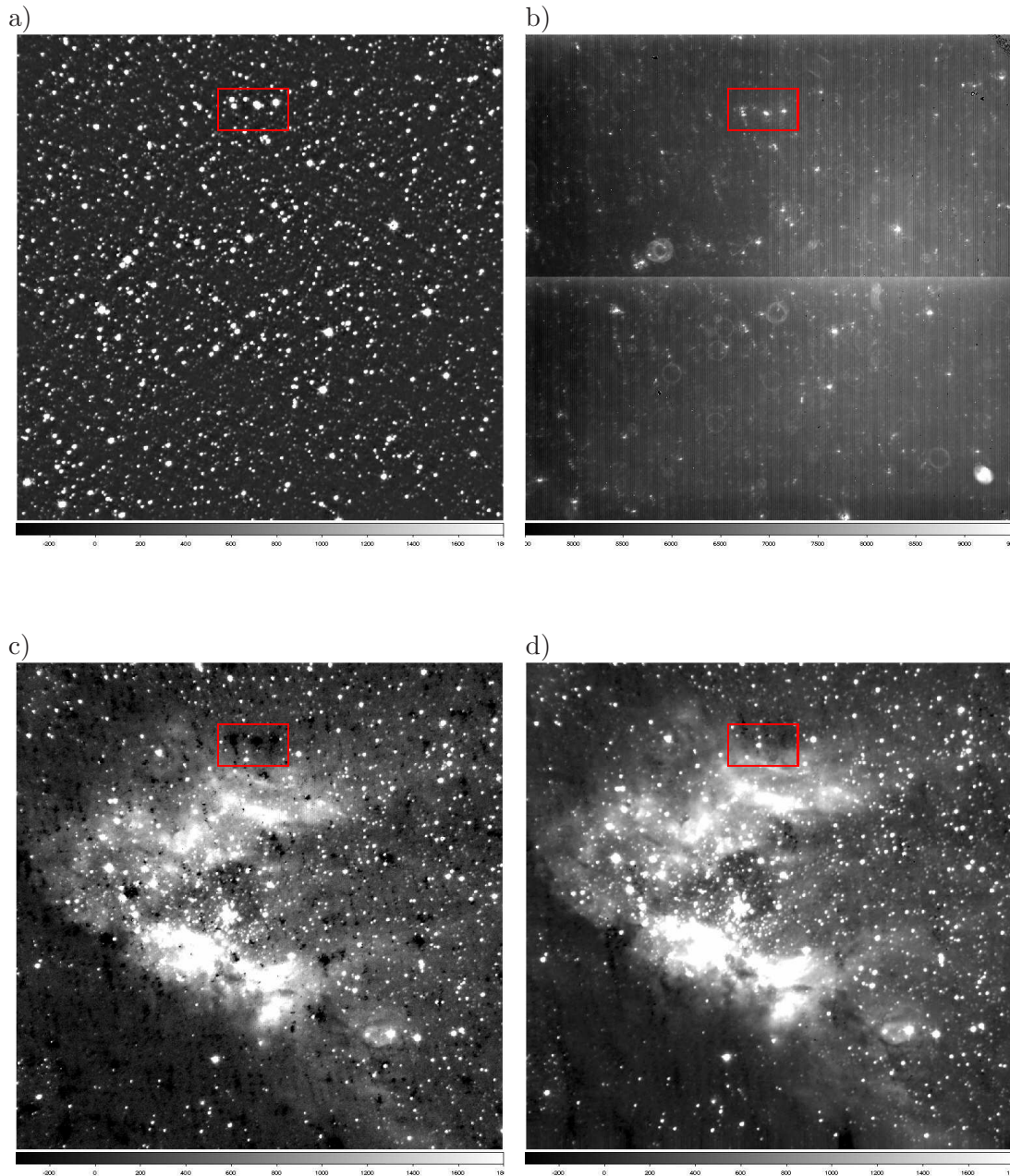


Abbildung 3.15: IRIS-Beispielaufnahmen des Objektes M17, aufgenommen am 10. August 2010 im Filter K_s . Diese Bilder zeigen den Effekt, den Sternresiduen auf dem Mastersky haben. a) *long-image* - Reales Bild des Skys b) *long-image* - Mastersky mit Sternresiduen c) *long-image* - Skykorrigiertes Einzelbild des Objektfeldes d) *long-image* - Aus 5 Einzelbildern kombiniertes Gesamtbild des Objektfeldes. In Bild c) sind deutliche „Löcher“ an den Stellen zu erkennen, wo die Residuen im Mastersky auftraten. Rot markiert ist ein Muster aus drei Sternen auf Bild a). Dieses zieht sich danach durch die gesamte Korrektur. In Bild b) sind Residuen dieser Sterne zu erkennen. In den Bildern c) und d) sind an diesen Stellen Löcher zu sehen.

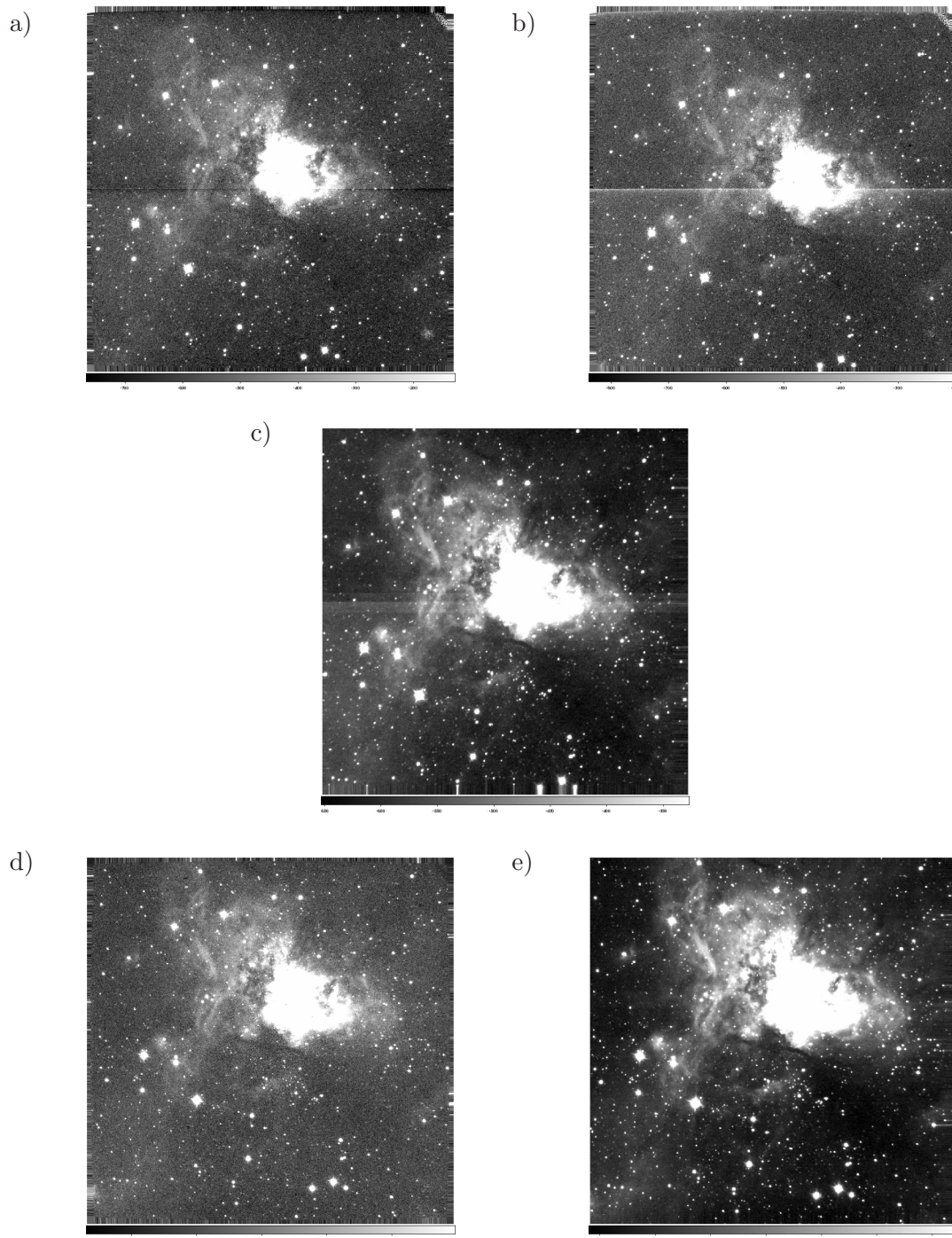


Abbildung 3.16: IRIS-Beispielaufnahme des Objektes RCW38 im Filter K_s . Aufgenommen am 23. Februar 2011 (Bilder a) bis c)) und am 04. März 2011 (Bilder d) und e)). a) sky- und verzeichnungskorrigiertes Einzelbild - überkorrigierte Instabilität in der Mitte des Bildes (dunkler Streifen) b) sky- und verzeichnungskorrigiertes Einzelbild - unterkorrigierte Instabilität (heller Streifen) c) kombiniertes Bild aus 18 Einzelbildern - überlagerte unter- und überkorrigierte Streifen addieren sich zu horizontal verlaufenden Streifen in der Mitte des Bildes d) sky- und verzeichnungskorrigiertes Einzelbild - gut korrigiert, ohne Streifen in der Mitte e) Kombiniertes Bild aus 20 Einzelbildern - keine Streifen in der Mitte des Bildes zu erkennen

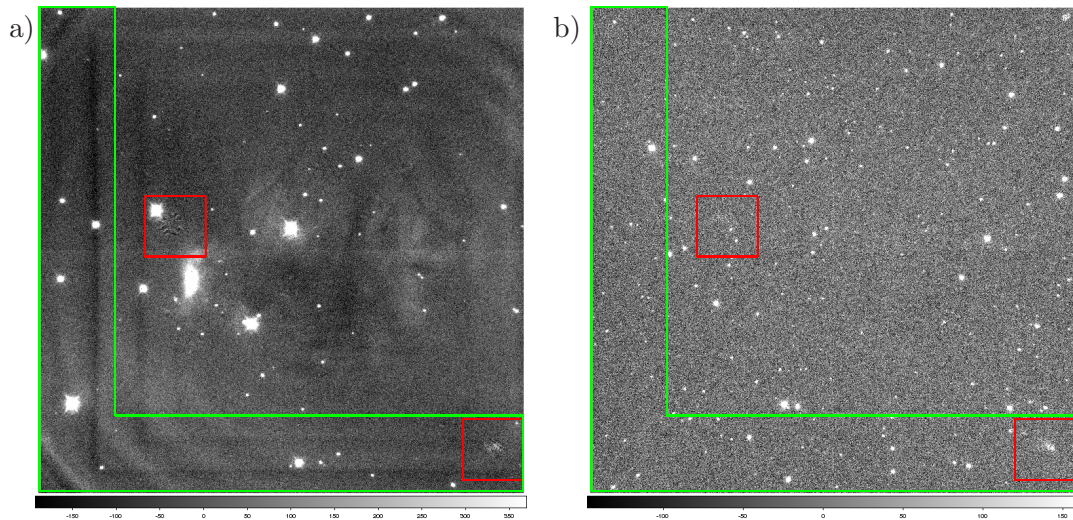


Abbildung 3.17: IRIS-Beispielaufnahmen des Objektes L 1688, aufgenommen am 03. März 2011 im Filter K_s . a) *long-image* des Objektfeld (flat- und skykorrigierte Einzelaufnahme) - Diese Bilder zeigen die Probleme, die auftreten, wenn das Teleskop zwischen dem Skyfeld und dem Objektfeld umschwenkt, d.h ein Feld bei nördlichem und das andere Feld bei südlichem Azimut steht. Rot markiert sind schlecht korrigierte Verschmutzungen auf der CCD-Abdeckung (vergleiche Abbildung 3.13); grün markiert ist der dunkle Rand aus Abbildung 3.13. b) *long-image* des Skyfeld (flat- und skykorrigierte Einzelaufnahme) - Hier sind die Effekte richtig korrigiert, wobei die Verschmutzung unten rechts im Bild so stark ist, dass sie selbst hier nicht komplett entfernt werden konnte.

und viele Effekte werden nicht richtig korrigiert. Dies ist in Abbildung 3.17 zu sehen. Hier ist in Bild a) eine flat- und skykorrigierte Einzelaufnahme Objektfeld und in Bild b) eine flat- und skykorrigierte Einzelaufnahme des Skyfeldes abgebildet. Man erkennt in Bild a), dass beispielsweise Staubkörner nicht vollständig korrigiert werden können (rot markiert), was auf eine unterschiedliche Orientierung der Staubkörner zwischen den Objekt- und Skybildern zurückzuführen ist. Weiterhin ist der, in Abbildung 3.13 grün markierte, Bereich ebenfalls abhängig von der Orientierung des Teleskops und wird somit nicht richtig korrigiert (hier ebenfalls grün markiert). Zur Verdeutlichung, dass es an der Orientierung zwischen den beiden Feldern liegt, ist Bild b) mit abgebildet. Hier sieht man, dass im Gegensatz zu Bild a) alle Staubkörner, sowie der dunkle Rand unten und links korrekt korrigiert wurde. Da Bild b) ein Skyfeld ist und sozusagen mit sich selber korrigiert wird, ist bei diesem Bild jeder Fehler in der Orientierung auszuschließen. Die einzige Verschmutzung, die nicht komplett korrigiert werden konnte, ist die unten rechts im Bild. Dies kann an der sehr deutlichen und starken Verschmutzung liegen, welche direkt auffällt, wenn man sich beispielsweise das Bild b) in Abbildung 3.14 ansieht. Hier ist unten rechts im Bild die Verschmutzung zu erkennen, welche in Abbildung 3.17 nicht komplett korrigiert werden konnte.

3.2.4 Kombinieren der Einzelbilder

Der letzte Schritt der Pipeline war am schwierigsten zu realisieren und wurde mehrere Male, trotz Funktionalität, überarbeitet und innerhalb der Software umgeschrieben. Nachdem alle Effekte auf den Einzelbildern korrigiert sind, müssen alle Bilder einer Sequenz zu einem Bild

kombiniert werden. Da dies, wie alle vorherigen Schritte auch, automatisiert ablaufen soll, muss die Pipeline automatisch die Verschiebungen der Einzelbilder untereinander erkennen und diese für die Kombination der Bilder beachten.

In den ersten Versionen der Pipeline funktionierte dies ausschließlich mit IRAF-Befehlen. Hierfür wurden zuerst über den IRAF-Befehl `daofind` alle Sterne auf den Bildern detektiert und mit X/Y Pixelkoordinaten in ASCII-Tabellen geschrieben. Innerhalb dieser Tabellen sucht der IRAF-Befehl `xyxymatch` nach Mustern, die auf allen Bildern gleich sind. Der Befehl bildet Dreiecke zwischen den Sternen, um mit Hilfe dieser Muster zu finden, anhand derer eine Matrix bestimmt wird, wie jedes einzelne Bild, bezogen auf ein Referenzbild, verschoben werden muss. Danach wurden alle Bilder über den Befehl `gregister` auf die X/Y Pixelkoordinaten des Referenzbildes verschoben und mit Hilfe von `imcombine` kombiniert.

Diese Variante war prinzipiell erfolgreich beim Kombinieren der Bilder, hatte jedoch zwei deutliche Schwachstellen. Einerseits war der Zeitaufwand enorm, wodurch es pro Sequenz (je nach Menge der Einzelbilder) eine halbe bis hin zu mehreren Stunden dauern konnte, alle Bilder zu kombinieren. Andererseits hat `xyxymatch` Probleme mit zu wenig sowie mit zu vielen Sternen. Das Problem mit zu vielen Sternen ließ sich leicht umgehen, indem nur die 40 hellsten Sterne pro Bild verwendet wurden. Bei zu wenig Sternen versagte `xyxymatch` allerdings komplett und konnte keine Muster mehr finden oder hat Muster gefunden, die nicht stimmten. Dabei lässt sich keine genaue Zahl an Sternen nennen, bei der diese Version der Pipeline nicht funktionierte, da Felder mit mehreren 10-50 Sternen nicht kombiniert werden konnten, während andere Felder zu Ergebnissen führten, auf welchen nur 10 Sterne vorhanden waren. Als Beispiel sei hier ein Datensatz von ca. 3000 Einzelbildern mehrerer sternarmer Felder genannt. Dabei waren auf den Einzelbildern jeweils nur zwischen 5 und 20 Sterne zu finden. Während die Erfolgsquote beim Kombinieren der Bilder für die reine IRAF-Variante bei 10-20% lag, konnten durch die neuere Variante bis zu 95% aller Bilder kombiniert werden.

Da die Rechenzeit zu lang war und die Erfolgsquote beim Kombinieren der Einzelbilder, besonders für sternarme Felder, zu gering war, musste ein neuer Weg gefunden werden. Dafür wurde prinzipiell nicht viel verändert, sondern nur ein Schritt, der früher erst nach dem Kombinieren durchgeführt wurde, vorgezogen. Bei diesem handelt es sich um die Bestimmung der WCS-Koordinaten für den FITS-Header.

Für die Bestimmung der WCS-Koordinaten werden die beiden Programme *SExtractor* und *SCAMP* von *Astromatic* verwendet. Diese beiden Programme ersetzen nun die IRAF-Befehle `daofind` und `xyxymatch`. Der *SExtractor* sucht nach stellaren Quellen auf den Bildern und schreibt diese in das, für das Programm *SCAMP* benötigte, LDAC³-Format. Dabei findet dieses Programm sehr viel zuverlässiger die Quellen auf den Bildern, als es `daofind` kann, ohne bei `daofind` viel an den internen Parametern zu verstellen und iterativ so lange die Bilder untersuchen zu lassen, um möglichst viele Sterne zu finden. Hier liegt die erste Zeitersparnis, da der *SExtractor* in einem Durchlauf direkt eine genügend große Anzahl an Sternen auf dem Bild findet.

Bevor auf den Bildern nun durch den *SExtractor* die Sterne detektiert werden, wird ein näherungsweise stimmiger WCS-Header für die Bilder erzeugt. Dieser wird aus der Rektaszension und der Deklination erzeugt, die von der Teleskopsteuerung in den FITS-Header der Rohdaten geschrieben werden. Danach werden die Sterne gesucht und mit den angenäherten Koordinaten in eine LDAC-Datei geschrieben. Als nächstes wird diese Datei über das Programm *SCAMP* mit dem 2MASS-Katalog verglichen und ein korrekter WCS-Header für das

³Leiden Data Analysis Center

<code>imcopy</code>	Entfernen der Ränder der Bilder
<code>hedit</code>	Erzeugen des „first guess“ astrometrischen Headers Einfügen der SCAMP Informationen für astrometrischen Header Einfügen der mittleren Sky-Helligkeit in den Header Einfügen des mittleren Beobachtungsdatums in Header
<i>SExtractor</i>	Detektieren der Sterne auf dem Bild
<i>SCAMP</i>	Vergleichen der Sterne auf dem Bild mit dem 2MASS-Katalog
<code>wregister</code>	Verschieben der Einzelbilder auf Basis der WCS-Koordinaten
<code>imcombine</code>	Kombinieren der Einzelbilder zu endgültig reduziertem Bild

Tabelle 3.5: Wichtige IRAF-Befehle und Programme im Abschnitt 3.2.4

untersuchte Bild erzeugt, welcher über den IRAF-Befehl `hedit` in die, bis dahin korrigierten, Einzelbilder eingefügt wird. Dabei wird zusätzlich überprüft, ob der erstellte WCS-Header laut *SCAMP* korrekt war oder eine zu große Unsicherheit beinhaltet. Ist die Unsicherheit zu groß, wird dieses Bild nicht für das kombinierte Bild einer Sequenz verwendet. Somit kann es passieren, dass am Ende ein Bild nur aus 16 Einzelbildern besteht, obwohl 20 Einzelbilder beobachtet wurden.

Danach werden alle Bilder mit IRAF über den Befehl `wregister` auf das, als Referenzbild fungierende, erste Objektbild einer Sequenz geschoben, um dann mit `imcombine` kombiniert zu werden. Dieser Extraschritt über `wregister` ist notwendig, da die Routinen zum Verschieben von Bildern, die `imcombine` zur Verfügung stellt, Probleme beim Kombinieren von gegeneinander rotierten Bildern hatten. Durch diesen Schritt kommen die, in den Bildern 3.16 c) und e) zu erkennenden, „ausgefranst“ Ränder zustande. Da an diesen Rändern jedoch keine vollständige Überdeckung der Einzelbilder gegeben ist, wäre hier die photometrische Genauigkeit ohnehin geringer, als im Zentrum des Bildes. Deswegen ist auch darauf zu achten, dass die Dithersritte für die Objektfelder nicht zu groß ausfallen.

Nachdem alle Bilder auf das erste Bild der jeweiligen Sequenz verschoben wurden, werden nun alle Einzelbilder über `imcombine` kombiniert, wobei über eine „Min/Max Rejection“ Cosmics und Bad Pixel korrigiert werden.

In die Header der so kombinierten Bilder werden noch zwei zusätzliche Informationen eingefügt. Zum einen die mittlere Helligkeit des Masterskys, welcher bei der Skykorrektur subtrahiert wurde, sowie ein über alle Einzelbilder gemitteltes Beobachtungsdatum. Dieses Datum soll eine genauere Positionierung von photometrischen Daten innerhalb einer Lichtkurve ermöglichen, als das Datum des ersten Bildes oder beispielsweise des mittleren Bildes.

Als Ergebnis der Pipeline werden pro Sequenz endgültig vier Bilder erzeugt. Zum einen das *long-image* sowie das *short-image* des Objektfeldes, gleichzeitig aber auch das *long-image* sowie das *short-image* für das Skyfeld. Dies ermöglicht einerseits das nachträgliche Beurteilen des verwendeten Skys sowie zusätzliche Kalibrationssterne für die Photometrie der Objektfelder.

Kapitel 4

Untersuchung zur Kurzzeitvariabilität junger Sterne

Wie eingangs bereits erwähnt gibt es die verschiedensten Ursachen stellarer Variabilität, die sich auch auf den verschiedensten Zeitskalen abspielen. Helligkeitsvariationen können z.B. durch Bedeckung in einem Doppel- oder Mehrfachsternsystem hervorgerufen werden, durch Pulsation der Sterne, durch Eruptionen oder durch große Flecken auf der Sternoberfläche.

Bei Bedeckungsveränderlichen beobachtet man Variationen der Helligkeit von $\sim 0,01$ mag bis hin zu ~ 1 mag bei Perioden von Tagen bis Wochen oder Monaten. Diese kommen, wie der Name vermuten lässt, durch Bedeckung zweier Sterne untereinander zustande und zeigen eine typische Lichtkurve mit zwei Minima, welche jeweils durch die Bedeckung des einen durch den jeweils anderen Stern hervorgerufen werden.

Pulsationsveränderliche Sterne sind beispielsweise Cepheiden oder RR Lyrae Sterne, wobei es sich bei diesen Sterntypen um entwickelte Nachhauptreihensterne handelt. Hierbei kommt es durch den sogenannten *Kappa-Mechanismus* zu den Schwankungen in Helligkeit und Farbe. Dieser Mechanismus hängt mit der Opazität κ (daher auch *Kappa-Mechanismus*) zusammen. Nimmt diese Opazität bei steigenden Temperaturen zu, so wird die Photosphäre des Sterns optisch dick, was durch den Strahlungsdruck zu einer Ausdehnung des Sterns führt. Diese Ausdehnung wiederum hat zur Folge, dass die Temperatur des Sterns sinkt, was sich auf die Opazität auswirkt, die durch die niedrigere Temperatur abnimmt. Folglich wird die Photosphäre optisch dünn und der Stern kontrahiert wieder, wodurch die Temperatur wiederum steigt. Durch diesen Vorgang kommt es zu einer periodischen Variabilität. Cepheiden beispielsweise zeigen eine Helligkeitszunahme im Visuellen von < 2 mag bei einer Periode zwischen 1 und 50 Tagen, RR Lyrae eine Helligkeitszunahme von $< 0,7$ mag bei einer Periode von < 1 Tag [KKO⁺00]. Weiterhin kann es aber auch zu wesentlich längeren Perioden kommen, wie beispielsweise bei den Mira Variablen, die eine Periode zwischen 80 und 1000 Tagen aufweisen [KKO⁺00].

Zusätzlich gibt es dazu auch noch Sterne, welche unterschiedliche Quellen an Variabilität aufweisen, wie die Kataklysmischen Veränderlichen. Diese Art der veränderlichen Sterne besteht aus mehreren Komponenten. Einerseits handelt es sich um einen Weißen Zwerg und einen Roten Riesen, welche sich so nah zueinander befinden, dass Materie von dem Roten Riesen auf den Weißen Zwerg übertragen wird. Diese Materie fällt über eine Akkretionsscheibe auf den Weißen Zwerg. Bei diesem Stern kommt es einerseits zur Bedeckung, was eine Variabilität auslöst. Weiterhin entstehen *hot spots* durch auftreffende Materie. Zudem kommt

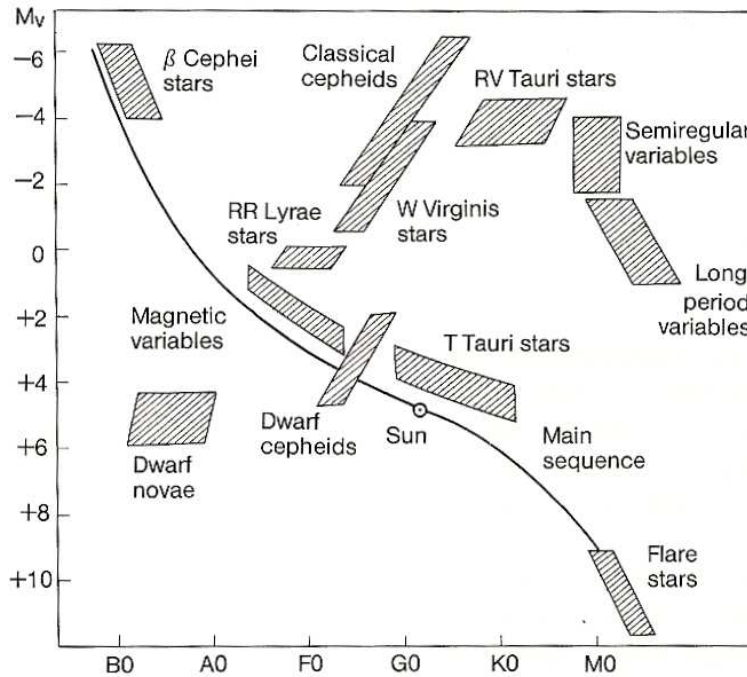


Abbildung 4.1: Position veränderlicher Sterne im HRD. Entnommen aus [KKO⁺00]

es, nachdem der Weiße Zwerg genügend Masse vom Roten Riesen aufgesammelt hat, um die sogenannte Chandrasekhar-Grenze zu überschreiten, zu einer Supernova Typ 1a, was zu den eruptiven Veränderlichen gezählt wird.

Somit müssen bei veränderlichen Sternen häufig auch mehrere Ursachen als Grund für die Variabilität in Betracht gezogen werden.

Seit längerem ist bekannt, dass insbesondere auch junge Sterne starke Variabilität zeigen können. Dabei ist es nicht so, dass diese Sterne nur in ihrer Helligkeit variieren, sondern unter Umständen auch in ihrer Farbe. Dabei gehören die T Tauri Sterne zu den eruptiven Veränderlichen, welche wiederum in die Klassischen T Tauri Sterne und die sogenannten Weak-Line T Tauri Sterne unterteilt werden. Bei den Klassischen T Tauri Sternen wird die Variabilität durch eine Änderung der Akkretionsrate und durch sehr starke magnetische Felder hervorgerufen.

Die Änderung der Akkretionsrate kann sich dabei entweder global, auf sehr langen Zeitskalen, über die gesamte Akkretionsscheibe oder lokal, auf Zeitskalen von ~ 1 Tag ändern. Die lokalen Änderungen der Akkretionsraten werden dabei durch thermische Instabilitäten innerhalb der Akkretionsscheibe hervorgerufen [CHS01].

Da die Akkretion von Materie innerhalb magnetischer Feldlinien stattfindet, trifft das Material auf feste Punkte auf der Sternoberfläche auf, was dort zu heißen Flecken, sogenannten *hot spots* führt [CHS01].

Zusätzlich zu diesen *hot spots* treten auch kühle Flecken (*cool spots*) auf, welche durch starke magnetische Aktivitäten auf der Sternoberfläche hervorgerufen werden, und bis zu 40% der Sternoberfläche bedecken können.

Diese beiden Arten von Flecken führen zu periodischer Variabilität, da diese Flecken länger existieren als die Rotationsperiode typischerweise für T Tauri Sterne ist. Dies führt zu

Perioden von $\lesssim 10$ Tagen bei Änderungen der J -Helligkeit von $\sim 0,4$ mag bei *cool spots* und ~ 1 mag bei *hot spots* mit genügend hohen Temperaturen und großer Oberflächenabdeckung [CHS01].

Da die Akkretion bei den Weak-Line T Tauri Sternen zum Erliegen gekommen ist, kommt es bei diesen Sternen nur noch zu Helligkeitsvariationen durch *cool spots*.

Zusätzlich zu den Änderungen der Helligkeit beobachtet man auch noch eine Änderung der Farbe des Sterns. Die maximalen Änderungen der Farben ($J - H$) und ($H - K$) sind in [CHS01] mit ~ 0.03 mag für *cool spots* und $0,1 - 0,2$ mag für *hot spots* angegeben.

Eine besondere Klasse von T Tauri Sternen sind FU Orionis Sterne. T Tauri Sterne haben typischerweise eine Akkretionsrate von $\sim 10^{-7} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, welche in der FU Orionis Phase auf bis zu $\sim 10^{-4} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ ansteigen kann, was zu einem starken Anstieg der Helligkeit führt. Dies kommt durch einen starken Zuwachs der Helligkeit der Akkretionsscheibe zu stande, welche den Stern überstrahlt. Während eines solchen Ausbruchs steigt die Helligkeit des Systems (Stern und Akkretionsscheibe) im Visuellen um mindestens 4 Magnituden auf Zeitskalen von Wochen bis Monaten an und fällt danach über Zeitspannen von 50 bis 100 Jahren zurück auf ihre ursprüngliche Helligkeit zurück [HK96].

Eine weitere Quelle der Variation bei jungen Sternen kann eine Änderung der Extinktion sein. Diese kann ihren Ursprung entweder lokal, innerhalb der zirkumstellaren Scheibe, oder global innerhalb der Molekülwolke haben, welche sich in der Sichtlinie zum Stern befindet. Zeitskalen, auf denen dies stattfinden kann, können stark variieren. Globale Änderungen der Extinktion, hervorgerufen durch die umgebende Molekülwolke, spielen sich in mehreren Tagen ab, wobei in der Arbeit [CHS01] ~ 12 Tage angegeben sind. Für Änderungen in der zirkumstellaren Umgebung geben die Autoren an, dass die Zeit, in welcher sich eine Position der Akkretionsscheibe vor dem Stern herbewegt, zwischen einigen Stunden (innerer Teil der Scheibe bei einigen solaren Radien) und einer Woche oder mehr (äußerer Teil bei $\gtrsim 30$ AU) liegt.

Bisher wurden Variabilitätsstudien eigentlich nur im Visuellen durchgeführt, was unter anderem an der Verbreitung von Infrarot-Teleskopen/Detektoren liegt. Diese befinden sich größtenteils an großen Observatorien, wo für Variabilitätsstudien nur wenig Zeit vorgesehen ist. Eine der wenigen Arbeiten, die sich mit Infrarotvariabilität junger Sterne beschäftigt, ist die bereits erwähnte Studie von Carpenter et al. [CHS01], die 2001 veröffentlicht wurde .

Für diese Arbeit haben Carpenter et al. mit dem südlichen 2MASS Teleskop simultane Aufnahmen in J , H und K nahe der Trapez-Region des Orion Nebels aufgenommen, um Infrarotvariabilität von Vorhauptreihensternen auf Zeitskalen von $\sim 1 - 36$ Tagen, ~ 2 Monaten und ~ 2 Jahren zu untersuchen. Hierbei haben sie in ihrem nahinfraroten Datensatz von 1235 variablen Sternen periodische Variabilitäten bis zu 15 Tagen, aperiodische Tag-zu-Tag Variationen, langsame Drifts über einen Monat und länger, sowie Variationen, die sich in der Helligkeit und der Farbe widerspiegeln, sowie Variationen, die sich nur in der Helligkeit zeigen, gefunden. Die mittlere Amplitude der Helligkeitsvariation betrug $\sim 0,5$ mag in jedem der Filter. Weiterhin zeigten 77% aller variablen Sterne Farbvariationen kleiner als 0,05 mag. Dennoch wurden auch Helligkeitsänderungen von ~ 2 mag und Farbänderungen von ~ 1 mag gefunden.

Da Carpenter et al. größtenteils Variationen auf Zeitskalen von wenigen Tagen gefunden haben, schlossen sie daraus, dass Infrarotvariabilität größtenteils durch kurzzeitige Prozesse erklärbar seien. Hierfür führen sie folgende drei Prozesse auf: Variabilität durch Flecken auf den Sternoberflächen (die schon erwähnten *hot spots* und *cool spots*), Variationen der Extinktion sowie Variationen innerhalb der Akkretionsscheibe. Für ihre Modelle gingen sie von einer

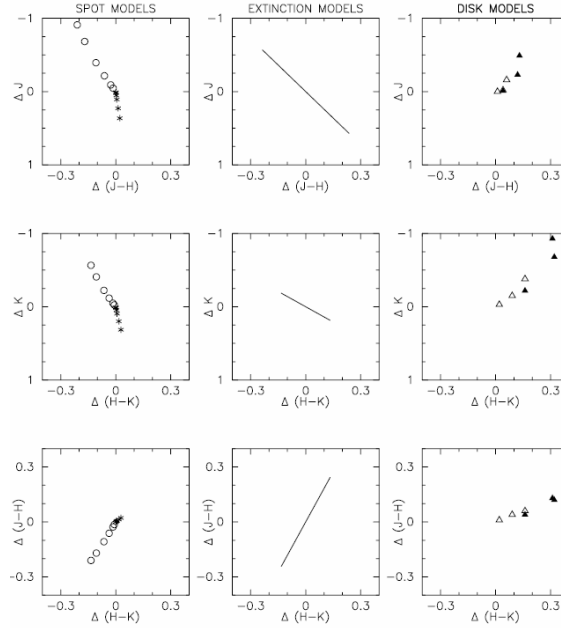


Abbildung 4.2: Das Diagramm zeigt Farben-Helligkeits-Diagramme sowie Zweifarben-Diagramme zu drei unterschiedlichen Prozessen, welche Variabilität hervorrufen können. Diese sind Variationen durch *hot spots* (Kreise) und *cool spots* (Sternchen), Änderung der Extinktion sowie Änderungen der Akkretionsrate der Sterne. Akkretionsraten von $10^{-8,5} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (leere Dreiecke), $10^{-7,0} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (ausgefüllte Dreiecke). Dies sind Ergebnisse aus [CHS01]

Oberflächentemperatur des Sterns von 4000 K (entspricht einem $0,5 M_{\odot}$ Stern eines Alters von 10^6 Jahren [DM97]), 2000 K für *cool spots* und 8000 K für *hot spots* sowie Oberflächenabdeckungen der Flecken von 1%, 2%, 5%, 10%, 20% und 30% aus.

Für diese Modelle haben sie unterschiedliche Farben-Helligkeits-Diagramme sowie Zweifarben-Diagramme erstellt, welche in Abbildung 4.2 zu sehen sind. Diese bieten eine Möglichkeit, gefundene Variabilitäten voneinander zu unterscheiden, so lange Aufnahmen in den drei Filtern J , H und K vorhanden sind.

Carpenter et al. kamen zu dem Ergebnis, dass 65%-77% ihrer periodischen Variablen durch *cool spots* erklärbar sind. Dies schlossen sie daraus, dass 65% der periodischen Variablen Amplituden der Helligkeitsvariation im J -Band von $\leq 0,4 \text{ mag}$ und $\leq 0,03 \text{ mag}$ in der Farbe $(J - H)$ aufwiesen, 77% Farbamplituden von $\leq 0,05 \text{ mag}$, sowie 80% Infrarotfarben passend zu Weak-Line T Tauri Sternen zeigen. Dies passt zu dem, was die Modelle über die Variabilität vorhersagt, die über *cool spots* erklärbar sind.

Die 23% der periodischen Variablen mit Farbvariationen $\geq 0,05 \text{ mag}$ können sie teilweise mit *hot spots* erklären, wobei sie unter Umständen von heißeren Flecken oder größerer Oberflächenabdeckung ausgehen müssen, um stärkere Farbvariationen oder Helligkeitsschwankungen zu erklären.

Jedoch zeigen sich auch Sterne, welche nicht mit Hilfe der Flecken erklärt werden können. Dies sind Sterne, welche blauer werden, während sie schwächer werden. Hierfür untersuchten sie Auswirkungen von Akkretionsschwankungen, welche dieses Verhalten erklären können. Zusätzlich weisen sie darauf hin, dass es möglich ist, dass mehrere Mechanismen zur gleichen Zeit wirksam sind und zur Variabilität beitragen.

Eine weitere Variabilitätsstudie im Infraroten wurde am Astronomischen Institut der Ruhr-Universität Bochum von Claus Michael Scheyda im Rahmen seiner Dissertation durchgeführt. Hierfür verwendete er einen Datensatz von J , H und K Aufnahmen vom 1,4 m Infrarot-Teleskop am Sutherland Observatory (Süd Afrika) verteilt über einen Monat, sowie Aufnahmen vom 3,5 m Teleskop am Calar Alto Observatory (Spanien) verteilt über ein Jahr [Sch10].

In dieser Arbeit zeigten sich zum einen starke Farbvariationen bis zu 2,5 mag einzelner Sterne, sowie Helligkeitsschwankungen auf unterschiedlichsten Zeitskalen. Insbesondere die starken Variationen der Farbe zeigten Probleme mit der Verwendung von Zweifarben-Diagrammen einer Epoche zur Klassifikation bestimmter Sterne [Sch10]. Jedoch wurde auch für diese Arbeit nur auf verhältnismäßig langen Zeitskalen gemessen, obwohl in der Arbeit auch Perioden bis hin zu Stunden gefunden wurden, was jedoch einer näheren Untersuchung bedarf, da nicht in diesen kurzen Zeitabständen gemessen wurde.

Zurzeit läuft eine Variabilitätsstudie im mittleren Infraroten (YSOVAR) mit dem Spitzer Space Telescope. Hierbei verwendet man die Aufwärmphase des Satelliten, die so genannte "warm mission", um mit der Infrarotkamera IRAC etwa 80 Epochen von Sternentstehungsgebieten bis zu 500 pc Entfernung aufzunehmen. Begleitet wird die Mission durch zeitgleiche Bodenbeobachtungen im Optischen und nahen Infraroten, um einen Vergleich der Phase, Amplitude und Lichtkurvenform als Funktion der Wellenlänge zu machen. Mit den Daten will man folgende Fragestellungen untersuchen:

- Struktur der inneren Scheibe von Class I und Class II YSOs und mögliche Hinweise auf die Entstehung und Wanderung junger Planeten.
- Messung der Kurz- und Langzeit- Stabilität von hot spots auf der Oberfläche von YSOs aller Entwicklungsstadien.
- Bestimmung der Rotationsperioden für die derzeit größte Stichprobe von Class I YSOs und daraus abgeleitet das beste Maß für die ursprüngliche Drehimpulsverteilung junger Sterne.

In der hier vorliegenden Arbeit wird der Versuch unternommen, einen näheren Blick auf die kürzesten Zeitskalen der IR-Variabilität zu werfen. Dazu wurden zusätzlich zu den existierenden Zeitskalen von Tagen, auch innerhalb von Minuten Aufnahmen gewonnen. Dies eröffnet erstmals den, bisher nur den visuellen Wellenlängen vorbehaltenen, Blick auf Variabilität auf sehr kurzen Zeitskalen und die Überprüfung, ob diese vorhanden ist.

4.1 Datenerfassung

Für die Untersuchung von Kurzzeitvariabilität im Infraroten wurden für diese Arbeit am 07., 10., 11., 21. und 22. September 2010 sowie am 11. August 2011 das Sternentstehungsgebiet M17 im K_s -Filter beobachtet. Der K_s -Filter wurde verwendet, da dieser einen möglichst tiefen Blick in das Innere von M17 bietet. Die Aufnahmen im Jahr 2011 wurden gemacht, da es bei den Daten aus 2010 zu Problemen, insbesondere mit den Skyaufnahmen kam, die sich durch die Reduktion nicht beheben ließen. Dies waren die Probleme, die im Abschnitt 3.2.3 im Detail erläutert wurden. Weitere Probleme die 2010 und 2011 auftraten, hingen mit dem Fokus zusammen. Zum Ende der Beobachtung befand sich M17 an einer Position

am Himmel, welche ein Umschwenken des Teleskopes erforderte (siehe 3.1.1). Durch dieses Umschwenken kam es zu einer Defokussierung der Bilder, was erst im Nachhinein auf den reduzierten Bildern, nicht aber während der Beobachtung auf den Rohbildern erkannt wurde. Dieser Effekt schlägt sich bis in die Lichtkurven durch, wodurch die Datenpunkte nach dem Umschwenken des Teleskops häufig von den Punkte vor dem Umschwenken abweichen, was die Unterscheidung „echter“ Variabilität von instrumentell erzeugter Variabilität stark erschwert.

Um das kurzzeitige Verhalten mit längeren Zeitskalen zu vergleichen, wurden zusätzlich zu den Daten, die mit dem IRIS-Teleskop gewonnen wurden, noch weitere Daten verwendet. Dies waren Daten, die Claus Michael Scheyda vom Astronomischen Institut Bochum in seiner Dissertation aus dem Jahr 2010 [Sch10] verwendet hat, Daten von Jiang et al. aus dem Jahr 2001 (Näheres zu diesen Daten siehe im Paper [JYY⁺02]), sowie 2MASS Katalogdaten von 1999. Die Lichtkurven der durch die IRIS Daten gefundenen variablen Objekte befinden sich im Anhang in Abschnitt 6.2. Die Position dieser Sterne innerhalb von M17 entnehme man der Abbildung 4.3. Die Verteilung der Daten innerhalb der Lichtkurven ist beispielsweise in Abbildung 6.7 zu sehen. Der einzelne Datenpunkt zwischen MJD 51000 und 51500 ist aus 2MASS, der nächste Punkt bei 52000 ist aus [JYY⁺02], die Punkte zwischen 54500 und 55200 sind aus [Sch10], die Datenpunkte bei 55500 sind die Daten von IRIS aus dem Jahr 2010 und als letztes sind die Daten von IRIS aus dem Jahr 2011 bei MJD 55800. Alle weiteren Lichtkurven im Anhang in Abschnitt 6.2 haben die gleiche Verteilung von Datenpunkten.

Die IRIS-Daten von 2010 und 2011 wurden in unterschiedlichen Beobachtungsmodi aufgenommen. Die Daten von 2010 im *ossoos-Modus*, die von 2011 im *oso-Modus* (siehe 3.1.3), wobei jeweils 10 Objektbilder und 10 Skybilder aufgenommen wurden. Weiterhin wurde 2010 eine Belichtungszeit von 10 s pro Einzelbild verwendet, 2011 hingegen eine Belichtungszeit von 20 s, um ein besseres Signal-Rausch-Verhältnis (von hier an als Signal to Noise Ratio (SNR) bezeichnet) bei den schwächeren Sternen zu erzielen. Das 2010 der *ossoos-Modus* verwendet wurde, lag daran, dass der, sich als besser erwiesene *oso-Modus*, zu der Zeit noch nicht in die Teleskopsteuerung implementiert war.

4.2 Photometrie

Vorbereitend für die Photometrie wurden alle Daten über die in Abschnitt 3.2 beschriebene Pipeline reduziert.

Die Photometrie wurde auf drei unterschiedliche Arten vorgenommen. Die ersten Versuche wurden mit Appertuphotometrie durchgeführt. Einerseits mit dem Programm *SExtractor*, andererseits mit *daophot* aus IRAF. Mit beiden Varianten wurde eine vergleichbare Qualität der Photometrie erzielt, jedoch stießen diese Varianten im Zentrum von M17 bei der hohen Sterndichte an Grenzen.

Endgültig verwendet wurde eine PSF-Photometrie mit IRAF, wobei ebenfalls das Paket *daophot* verwendet wurde. Hierbei wurden bestimmte, gut separierte Sterne auf den Bildern gesucht, welche auf allen vorhandenen Bildern als PSF-Sterne, das heißt Sterne, anhand derer die PSF auf dem Bild berechnet wird, verwendet wurden. Wegen variierender PSF über das Bild, musste eine variable PSF verwendet werden, wodurch die Menge an PSF-Sternen auf 50 gesetzt wurde, um diese hinreichend gut verteilt über das Bild plazieren zu können.

Nachdem IRAF eine instrumentelle Magnitude für die Sterne bestimmt hat, wurden diese Helligkeiten anhand des 2MASS Kataloges kalibriert, um absolute Magnituden zu erhalten, die sich direkt mit anderen Arbeiten (beispielsweise [JYY⁺02] und [Sch10]) vergleichen lassen.

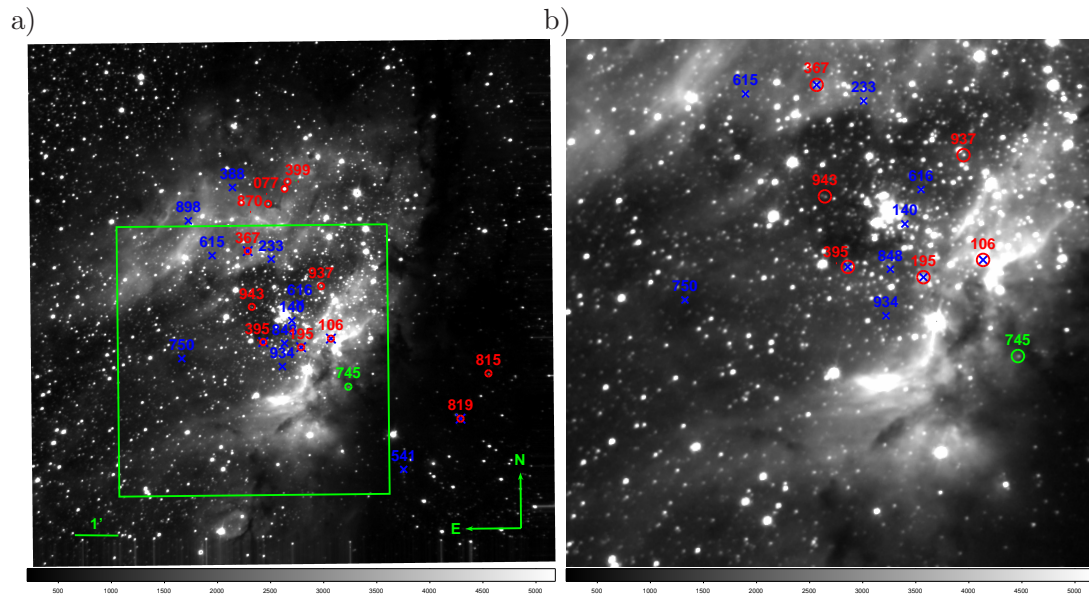


Abbildung 4.3: IRIS Aufnahmen des Objektes M17, aufgenommen am 11. August 2011 im Filter K_s . Markiert sind die in dieser Arbeit gefundenen variablen Objekte. Objekte mit blauen Kreuzen haben Röntgenemission [BFT⁺07], rote Kreise markieren Objekte mit Infrarotexzess. Hat ein Objekt beide Symbole, tritt bei diesem Röntgenemission und Infrarotexzess auf. a) zeigt den gesamten Bildausschnitt, b) ist der grün umrandete Ausschnitt aus dem Zentrum, um die Nummerierung der Objekte besser erkennen zu können.

<code>daofind</code>	Finden der Quellen, sofern keine feste Quellliste gegeben ist
<code>phot</code>	Aperturphotometrie der Quellen als Vorbereitung für die PSF-Photometrie
<code>pstselect</code>	Markieren der zu verwendenden PSF-Sterne
<code>psf</code>	Berechnung der PSF anhand der PSF-Sterne
<code>allstar</code>	Anwendung der PSF auf die Quellliste und Bestimmung der Helligkeit

Tabelle 4.1: Wichtige IRAF-Befehle für PSF-Photometrie.

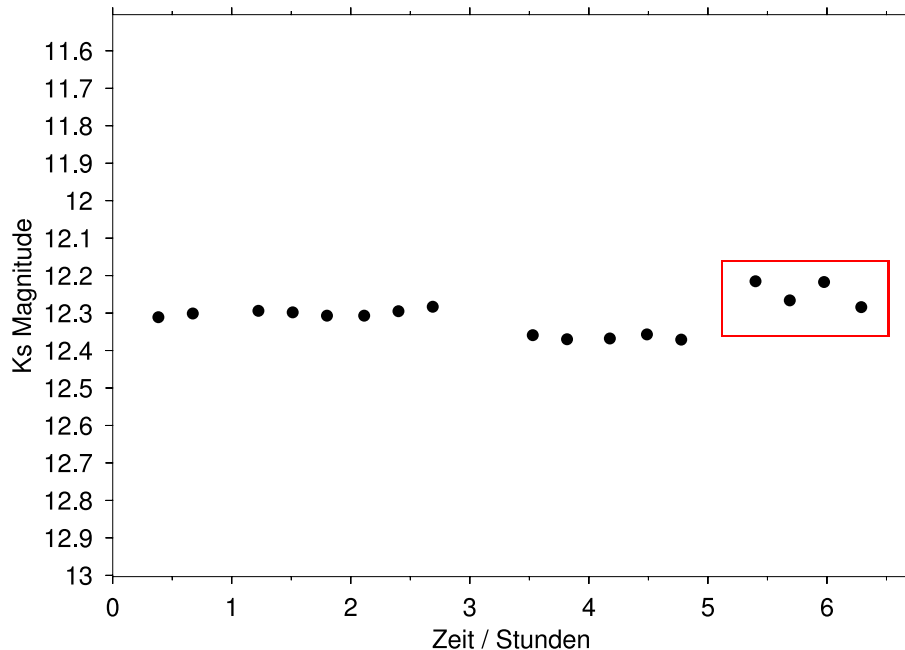


Abbildung 4.4: IRIS Lichtkurve des Sterns 937 - das Problem mit defokussierten Bildern führt bei den letzten, hier rot markierten Datenpunkten zu Ausreißern.

4.3 Auswertung

Nach Erstellen der Lichtkurven über unterschiedliche Zeiträume, wurden diese auf Variationen hin untersucht. Einerseits wurden Lichtkurven erzeugt, die die Variationen innerhalb der einzelnen Nächte (07., 10., 11., 21. und 22. September 2010 sowie 21. August 2011) zeigen. Weiterhin wurden Lichtkurven erstellt, die alle Datenpunkte aus dem September 2010 enthalten. Schließlich gibt es Lichtkurven, die alle Datenpunkte der vorliegenden Arbeit zusammen mit den Daten von 2MASS, [JYY⁺02] und der Dissertation von Michael Scheyda [Sch10] auf-führen. Beispielhafte Lichtkurven von den auffälligsten Sternen sind im Anhang in Abschnitt 6.2 zu sehen.

Die Detektion von Kurzzeitvariabilität im Bereich von Stunden stellte sich, insbesondere mit den Daten von 2010, als recht schwer heraus, da bei diesen einerseits noch Probleme mit dem Sky bestanden, was in Abschnitt 4.1 schon erwähnt wurde, andererseits die Belich-tungszeit mit 10s nicht ausreichend hoch gewählt wurde. Beides führte zu einem schlechten SNR, wodurch Variabilität vorgetäuscht oder auch verdeckt werden kann. Weiterhin gibt es ein Problem mit defokussierten Bildern bei den letzten Datenpunkten jeder Nacht, was durch das Überschwenken des Teleskopes zustande kam.

Ein schlechtes SNR erzeugt insbesondere bei schwachen Quellen eine sehr verrauschte Lichtkurve. Das Problem mit den defokussierten Bildern führt zu dem Effekt, welcher bei-spielhaft in Abbildung 4.4 markiert zu sehen ist. Hierbei handelt es sich zwar um die Daten von 2011, jedoch trat dies auch hier auf, genau wie schon 2010. Die Datenpunkte nach dem Umschwenken des Teleskopes können sowohl tendenziell über, als auch unter den anderen Punkten liegen, aber auch keinerlei Auffälligkeiten zeigen. Somit ist es bei diesen Punkten in der Lichtkurve schwer, eine Aussage über tatsächliche Variabilität der Sterne zu treffen.

Andere Probleme treten im Zusammenhang mit Sternen auf, welche sehr nah an satu-rierten Sternen lagen. Als Beispiel hierzu sei die Abbildung 4.5 aufgeführt. Hier erkennt man

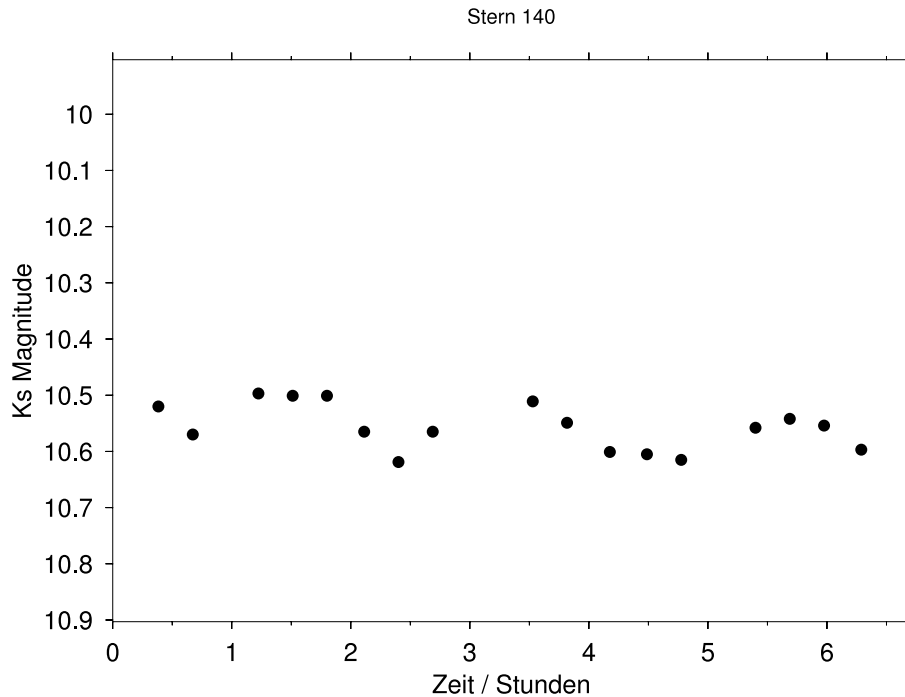


Abbildung 4.5: IRIS Lichtkurve des Sterns 140 - das Problem durch einen stark saturierten Stern in der Nachbarschaft. Variabilität kommt nicht vom Stern 140 selber, sondern wird durch Spikes um einen saturierten Stern in unmittelbarer Nachbarschaft hervorgerufen (Näheres siehe Text).

einen, auf den ersten Blick, sehr variablen Stern. Betrachtet man nun jedoch die Abbildung 4.3, so erkennt man, dass sich dieser Stern in direkter Nachbarschaft zu einem stark saturierten Stern befindet. Die Variation innerhalb dieser Lichtkurve ist instrumentell bedingt. Sie kommt durch die Streben zustande, welche den Fangspiegel des Teleskopes halten. Diese Streben erzeugen sogenannte „Spikes“, welche um besonders helle Sterne auf dem Bildfeld auftreten können. Da das Teleskop eine Alt-Azimutale Montierung besitzt, müssen Bildfeld-drehungen mit Hilfe eines Derotators behoben werden. Durch diese Drehung des Bildfeldes ändert sich die Position der Streben in Bezug auf das Bildfeld, wodurch sich die Spikes nicht zu jedem Zeitpunkt an der gleichen Stelle befinden.

Da hier eine Reihe an Bildern über eine Zeit von mehreren Stunden aufgenommen wurde, kann es bei Quellen, in unmittelbarer Nähe zu besonders hellen Sternen, dazu kommen, dass besagte Spikes bei einigen Bildern auf diesen Quellen liegen, bei anderen Bildern jedoch nicht. Betrachtet man die Lichtkurve und die zugrundeliegenden Aufnahmen, so erkennt man einen Zusammenhang zwischen den Spikes und der Lichtkurve. Betrachtet man nun noch die Lichtkurve eines Nachbarsterns der Quelle 140, so sieht man eine Lichtkurve mit dem gleichen Verhalten, welche zeitlich jedoch leicht versetzt ist, da die Spikes des saturierten Sterns diesen ebenfalls leicht zeitversetzt beeinflussen.

Anders verhält es sich mit den Lichtkurven, die den gesamten Zeitraum von September 2010 abdecken. Hier lassen sich Variationen deutlicher erkennen. Die Streuung der Daten innerhalb der Nächte ist von vergleichbarer Größe, je nach Helligkeit zwischen ± 0.02 mag und ± 0.05 mag. Durch das Kalibrieren der Photometrie an 2MASS Daten lassen sich die

einzelnen Nächten gut zu fortlaufenden Lichtkurven verbinden. Sterne, die keine Variabilität zeigen, haben zwar besagte Streuung innerhalb der einzelnen Nächten, zeigen aber keinerlei übergeordneten Trend von Tag zu Tag. Somit liegt der Mittelwert der Daten innerhalb der einzelnen Nächten über den längeren Zeitraum auf dem gleichen Wert.

Bei variablen Sternen erkennt man eine Variation der mittleren Helligkeit zwischen den einzelnen Nächten. Dies ist in den Abbildungen c) der Lichtkurven im Anhang in Abschnitt 6.2 gut zu erkennen. Hier sieht man die Streuung innerhalb der einzelnen Nächten, jedoch auch die Variation der mittleren Helligkeit von Nacht zu Nacht. Um diese Variation besser zu verdeutlichen, wurden die einzelnen Nächten durch eine Trendlinie miteinander verbunden. Zusätzlich enthalten die Diagramme Lichtkurven zweier konstanter Vergleichsterne mit gleicher Helligkeit wie der variable Stern. Zur besseren Anschauung sind die Lichtkurven der Vergleichsterne jedoch so verschoben, dass die rote Lichtkurve immer oberhalb, die blaue immer unterhalb der Lichtkurve des variablen Sterns liegt.

Mit Hilfe der im September 2010 gewonnenen Daten wurden nun Sterne gesucht, welche auf Zeitskalen von Stunden oder auch von Tagen Variabilität zeigten. Da die Streuung innerhalb einer Nacht durch besagte Probleme zu groß war, konnte keinerlei signifikante Variabilität gefunden werden, jedoch wurden viele Sterne gefunden, die einen sehr konstanten Verlauf innerhalb der Lichtkurve einer Nacht zeigten. Auf Zeitskalen von Tagen jedoch konnten insgesamt 21 Objekte gefunden werden, die eine signifikante Variabilität zeigen. Die Lichtkurven hierzu sind im Anhang in Abschnitt 6.2 zu finden, wobei dort Lichtkurven von insgesamt 22 Objekten aufgeführt sind, da bei den Daten von 2011 bei einem weiteren Objekt ein interessantes Ereignis festgestellt werden konnte, worauf im Weiteren noch eingegangen werden soll.

In diesen Lichtkurven finden sich Variationen von 0,1 mag innerhalb von 15 Tagen, wie bei dem Objekt 077, über 0,3 mag innerhalb von 3 Tagen bei Objekt 140 bis hin zu 0,6 mag innerhalb von einem Tag bei Objekt 815.

Betrachtet man zu all diesen Objekten die Lichtkurven auf kurzen Zeitskalen aus dem Jahr 2011, so erkennt man keinerlei signifikante Variabilität auf Zeitskalen von Stunden, was zu dem Ergebnis passt, welches auch die Daten von 2010 zeigte, wo bei keinem Objekt Kurzzeitvariabilität gefunden werden konnte.

Somit war innerhalb der Daten von 2010 das Objekt 815 (siehe Abbildung 4.6) der Kandidat für die größte Variation auf der kürzesten Zeitskala, ohne dass eine Variation gefunden werden konnte, die sich im Stundenbereich abspielte. Dies lässt die Frage offen, auf welchen Zeitskalen sich die Helligkeitsschwankung bei diesem Objekt tatsächlich abspielt, da innerhalb der Nächten keine Zunahme der Helligkeit gefunden werden konnte.

Anhand der Daten von August 2011 konnte jedoch ein Stern gefunden werden, welcher eine starke Helligkeitsschwankung innerhalb sehr kurzer Zeit aufwies. Dies war der Stern 745 (siehe Abbildung 4.7). Hier erkennt man eine Helligkeitszunahme von ~ 0.35 mag in einer Stunde.

Diese Lichtkurve könnte erklären, warum der Stern 815 innerhalb der einzelnen Nächten keinerlei auffälliges Verhalten gezeigt hat. Es wäre möglich, dass auch dieser Stern, genau wie der Stern 745, zu einer bestimmten Zeit, in welcher nicht beobachtet wurde, einen Helligkeitsanstieg in kurzer Zeit vollzogen hat, was erst nach diesem Anstieg beobachtet werden konnte.

Um nach möglichen Ursachen für diese sprunghafte Helligkeitszunahme zu suchen, muss erst geklärt werden, ob es sich bei diesen Sternen um Mitglieder von M17, also um junge Sterne handelt oder ob es Feldsterne sind. Dies lässt sich anhand zweier Kriterien nachweisen.

Stern ID	Δm_{\max}	Δt	Δm	Δt_{\min}
77	0,75 mag	265 d	0,1 mag	11 d
106	1,1 mag	2,1 y	0,05 mag	1 d
140	0,3 mag	3 d	0,1 mag	1 d
195	0,45 mag	9,3 y	0,1 mag	2 d
233	0,15 mag	9,4 y	0,05 mag	1 d
367	0,5 mag	1,95 y	0,15 mag	2 d
388	0,15 mag	88 d	0,1 mag	2 d
395	0,45 mag	2,1 y	0,1 mag	2 d
399	0,8 mag	2,0 y	0,05 mag	1 d
541	0,6 mag	9,3 y	0,05 mag	1 d
615	0,3 mag	80 d	0,1 mag	1 d
616	0,15 mag	14 d	0,1 mag	2 d
745	0,95 mag	10,2 y	0,35 mag	1 h
750	0,6 mag	1,25 y	0,1 mag	11 d
815	3,9 mag	10,3 y	0,6 mag	1 d
819	0,25 mag	2,1 y	0,2 mag	1 d
848	0,5 mag	323 d	0,05 mag	1 d
870	0,75 mag	12,3 y	0,1 mag	11 d
898	0,2 mag	2 d	0,2 mag	2 d
934	0,15 mag	1 d	0,15 mag	1 d
937	0,4 mag	14 d	0,2 mag	1 d
943	0,35 mag	11 d	0,1 mag	1 d

Tabelle 4.2: Diese Tabelle zeigt die Variabilität der Helligkeit bezogen auf eine Zeitskala, in welcher diese Variabilität zu beobachten ist. Hierbei sind für jeden Stern zwei separate Zusammenhänge zu sehen. Zum einen die maximale Helligkeitsschwankungen Δm_{\max} und die zugehörigen Zeit Δt , in welcher diese Variation auftrat. Zum anderen die in der kürzest zu beobachtenden Zeit Δt_{\min} auftretende Helligkeitsschwankung Δm . Rot hervorgehoben ist das Objekt mit der kürzest beobachteten Variabilität. Bei den Zeitangaben bedeuten die Abkürzungen: h=Stunde, d=Tag, y=Jahr

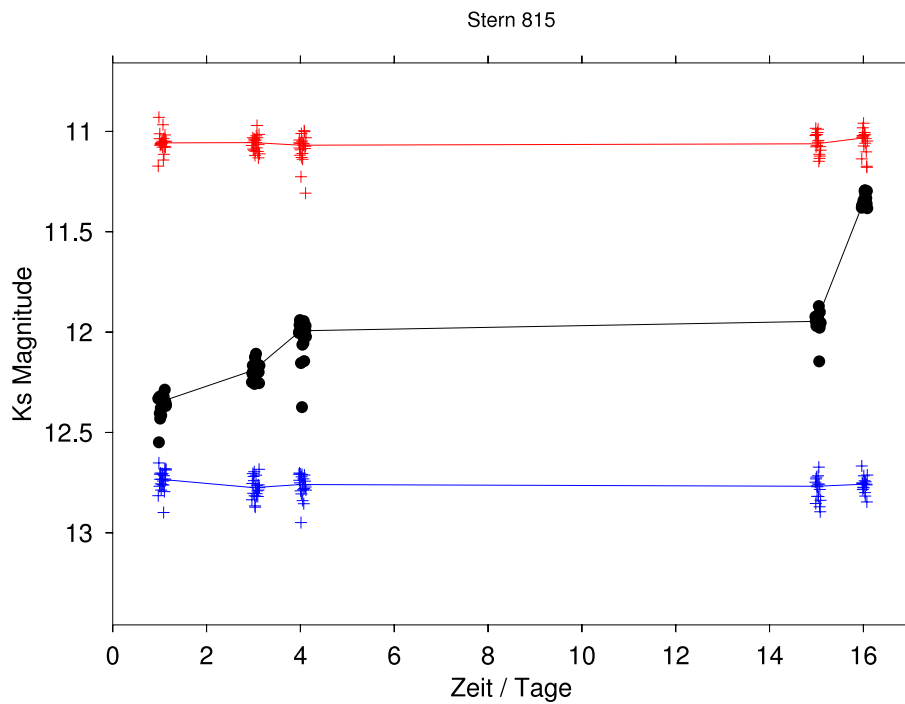


Abbildung 4.6: Lichtkurve des Sterns 815, gewonnen aus den IRIS-Daten von September 2010. Aufgetragen sind zusätzlich zwei konstante Vergleichssterne (rot und blau), mit gleicher Helligkeit wie der variable Stern. Zur besseren Anschauung wurden die Lichtkurven dieser Sterne jedoch so verschoben, dass die rote oberhalb und die blaue unterhalb der Lichtkurve des variablen Sterns liegt.

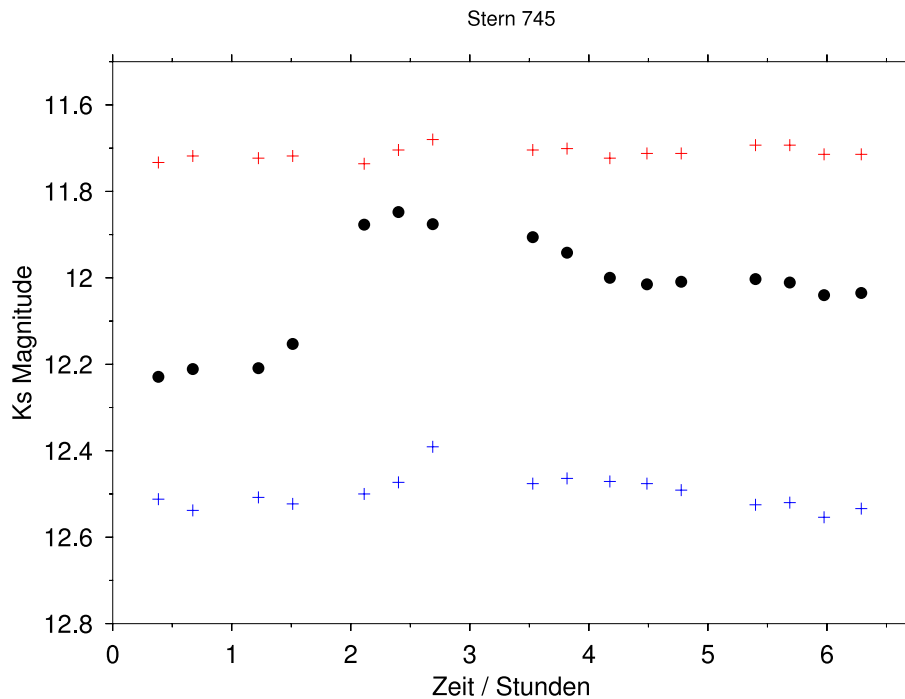


Abbildung 4.7: Lichtkurve des Sterns 745, gewonnen aus den IRIS Daten von August 2011. Auch hier sind, wie in Abbildung 4.6, zusätzlich die Lichtkurven zweier konstanter Vergleichsterne (rot und blau) aufgetragen.

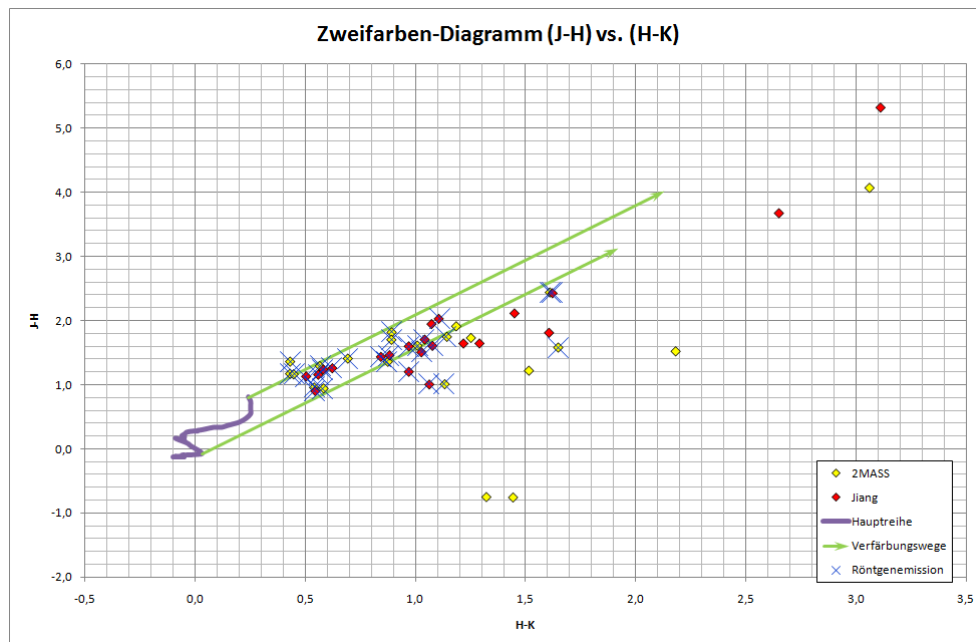


Abbildung 4.8: Zweifarbendiagramm der in dieser Arbeit gefundenen variablen Objekte. Gelbe Datenpunkte wurden aus 2MASS JHK -Helligkeiten erstellt, Rote Datenpunkte anhand von JHK -Helligkeiten aus [JYY⁺02]. Mit blauen Kreuzen sind diejenigen Sterne markiert, welche Röntgenemission [BFT⁺07] zeigen.

Einerseits haben, wie in Abbildung 4.3 zu sehen ist, ein Großteil der Sterne Röntgenemission, was bei jungen massearmen Sternen durch eine sehr heiße Korona erzeugt wird.

Andererseits können Sterne anhand eines Zweifarben-Diagramm auf einen Infrarotexzess hin untersucht und dadurch als junge Sterne erkannt werden. Betrachtet man die spektrale Energieverteilung eines Sterns, so sollte sich diese wie die eines Schwarzen Körpers verhalten. Ist ein Stern jedoch zu längeren Wellenlängen hin heller als ein Schwarzer Körper bei gleicher Temperatur, spricht man von einem Infrarotexzess. Dieser wird im allgemeinen durch zirkumstellaren Staub hervorgerufen, welcher durch den Stern aufgeheizt wird und somit strahlt. Das Maximum der Strahlung der Scheibe liegt dabei im Infraroten, wodurch die Helligkeit des Gesamtsystems aus Stern und Scheibe im Infraroten heller wird.

In Abbildung 4.8 ist ein Zweifarben-Diagramm, bestehend aus J , H und K -Helligkeiten dargestellt. Die Helligkeiten für dieses Diagramm sind einerseits aus 2MASS entnommen (gelbe Datenpunkte im Diagramm), andererseits aus [JYY⁺02] (rote Datenpunkte im Diagramm). Zusätzlich ist in violett die Hauptreihe eingezeichnet. Auf dieser liegen Sterne, welche in ihrem Zentrum Wasserstoff zu Helium verbrennen.

Sterne ohne zirkumstellares Material sollten sich somit auf der Hauptreihe befinden, sobald sie sich weit genug entwickelt haben, um mit ihrem Wasserstoffbrennen zu beginnen. Jedoch ist zu erkennen, dass sich keiner der Sterne auf der Hauptreihe befindet. Dies ist durch Extinktion durch das Interstellare Medium zu erklären, welche das Licht der Sterne einerseits abschwächt und andererseits rötet. Der Effekt der Extinktion ist im Diagramm mit Hilfe der grünen Pfeile veranschaulicht. Sterne, die sich innerhalb des Bereiches befinden, der durch die grünen Pfeile begrenzt ist, können sich prinzipiell auf der Hauptreihe befinden, sind jedoch rein durch die interstellare Extinktion im Diagramm verschoben. Sterne, die sich rechts unterhalb dieses Bereiches befinden, können nur durch die zusätzliche Emission von zirkumstellaren Staub, wie weiter oben beschrieben, an dieser Position im Diagramm erscheinen.

Da Sterne, die bereits mit dem Wasserstoffbrennen begonnen haben, ihr umgebendes Material sehr schnell durch ihren Strahlungsdruck verlieren – dies gilt zumindest für die kleinen Staubteilchen, die den IR-Exzess hervorrufen – kann es sich bei Sternen mit Infrarotexzess nur um junge Sterne in M17 handeln.

Betrachtet man nun die variablen Objekte, welche keine Röntgenemission aufweisen, so stellt man fest, dass diese bis auf eine Ausnahme (745) einen Infrarotexzess aufweisen. Dies ist in Tabelle 4.3 zusammengefasst. Hierbei sei allerdings anzumerken, dass nicht alle Sterne, die einen Exzess im K haben, auch in einem $(J - H)$ vs. $(H - K)$ Zweifarben-Diagramm als Sterne mit Infrarotexzess erkannt werden [CHS01]. Somit kann es sich bei dem Stern 745 dennoch um ein Mitglied von M17, und somit um einen jungen Stern handeln. Um dies zu überprüfen, ließe sich ein Zweifarben-Diagramm bei längeren Wellenlängen erstellen. Hierfür böten sich Spitzer-Daten bei Wellenlängen von $3,6\mu\text{m}$, $4,5\mu\text{m}$, $5,8\mu\text{m}$ und $8,0\mu\text{m}$ an. Jedoch existieren gerade für diesen Stern keine solchen Daten, wodurch hier keine absolute Klarheit geschaffen werden kann.

Es fällt auf, dass die Angaben bzgl. eines vorhandenen IR-Exzess bei 2MASS und Jiang et al. in sechs Fällen nicht einheitlich sind. Dies kann im Prinzip auf Messfehlern beruhen oder es spiegelt ebenfalls die farbliche Variabilität der Objekte wider.

Geht man nach vorherigen Überlegungen davon aus, dass alle Sterne aus Tabelle 4.3 Mitglieder von M17 sind, lassen sich für die Sterne 745 und 815 als mögliche Ursachen der Helligkeitszunahme mehrere physikalische Ursachen finden. Diese sind heiße Flecken auf der Sternoberfläche, Extinktion durch eine zirkumstellare Scheibe, oder Instabilitäten innerhalb der Akkretionsscheibe [CHS01]. Hierfür ist es erforderlich, dass es sich bei den Sternen um

Stern ID	Röntgenemission	IR-Exzess 2MASS	IR-Exzess Jiang
77	nein	ja	nein
106	ja	ja	nein
140	ja	nein	nein
195	ja	nein	ja
233	ja	nein	nein
367	ja	nein	ja
388	ja	nein	nein
395	ja	ja	nein
399	nein	ja	ja
541	ja	nein	nein
615	ja	nein	nein
616	ja	nein	nein
745	nein	nein	nein
750	ja	nein	nein
815	nein	ja	ja
819	ja	nein	ja
848	ja	nein	nein
870	nein	ja	ja
898	ja	nein	nein
934	ja	nein	nein
937	nein	ja	ja
943	nein	ja	ja

Tabelle 4.3: Die Tabelle zeigt, welche Objekte Röntgenemission und/oder Infrarotexzess aufweisen. Hierbei ist der Infrarotexzess aufgeteilt in Infrarotexzess aus den 2MASS Helligkeiten und den Helligkeiten aus [JYY⁺02] (IR-Exzess Jiang).

Mitglieder von M17 handelt, da die aufgezählten Ursachen nur bei jungen Sternen zur Geltung kommen. In vorgenannter Arbeit befassen sich die Autoren mit den unterschiedlichen Ursachen, welche zu Variationen im nahen Infraroten führen können, wie stark diese Variationen sind und auf welchen Zeitskalen sie auftreten können.

Heiße Flecken auf der Oberfläche der Sterne würden für den Stern 815 die Zunahme der Helligkeit von einer Magnitude erklären. In [CHS01] wird eine Änderung der Helligkeit dieser Größenordnung durch heiße Flecken als möglich angegeben. Weiterhin sagen die Autoren, dass man eine periodische Änderung der Helligkeit erwartet, welche in der Größenordnung der Rotationsgeschwindigkeit der Sterne liegt. Diese Rotationsgeschwindigkeit geben sie für T Tauri Sterne mit ≤ 10 Tagen an. Da der Stern 815 jedoch über 15 Tage nur heller wird und keine Periode abzusehen ist, scheint diese Ursache nicht oder zumindest nicht allein, für die Zunahme verantwortlich zu sein.

Extinktionen durch eine zirkumstellare Scheibe werden in der Arbeit auf Zeitskalen von Stunden bis hin zu Wochen für möglich gehalten, wobei es auch hier zu Periodizitäten kommen würde, da Bereiche der Scheibe mit unterschiedlicher Extinktion vor dem Stern herziehen.

Als wahrscheinlichste Erklärung kommen Instabilitäten in der Akkretionsscheibe in Frage, welche zu einer abrupten Veränderung der Menge des akkretierten Materials führt. Diese kann durch thermische Instabilitäten innerhalb der Scheibe hervorgerufen werden, andererseits aber auch durch variable magnetische Felder. Diese Änderung der Akkretionsrate findet auf Zeitskalen von ~ 1 Tag statt, was für den Stern 815 zutrifft. Ob diese Annahme auch für den Stern 745 vertretbar ist, ist nicht geklärt, da diese kurzen Zeitskalen in [CHS01] aufgrund der dort vorliegenden Daten nicht näher untersucht wurden.

Um zu entscheiden, ob es sich um eine der drei möglichen Ursachen handelt und wenn ja, um welche, würden prinzipiell gleichzeitige Aufnahmen in H benötigt. Die Autoren haben in ihrer Arbeit die Änderung der Helligkeit in K gegen die Änderung der Farbe ($H - K$) aufgetragen. Dabei haben sie Modelle für die drei oben erwähnten Ursachen in diese Diagramme übertragen und erhielten lineare Zusammenhänge. Während die Modelle für die heißen Flecken, sowie für die Extinktion durch eine zirkumstellare Scheibe eine Gerade mit negativer Steigung ergab, weist das Modell der Instabilität der Akkretionsscheibe eine positive Steigung auf. Da dieser zweite Filter für die hier vorgestellten Daten jedoch nicht zur Verfügung steht, lässt es sich nicht abschließend klären.

Wenn es sich bei beiden Sternen, 815 und 745, um die gleiche physikalische Ursache handelt, lässt sich sagen, dass sich die Zunahme der Helligkeit nicht nur auf einer Zeitskala von ~ 1 Tag abspielt, sondern eher auf Zeitskalen von ~ 1 Stunde.

Kapitel 5

Fazit und Ausblick

Der technische Teil der vorliegenden Arbeit hat dazu geführt, dass das optische VYSOS 6 System mit seinen beiden Refraktoren simultane Beobachtungen in zwei Filtern durchführen kann. Die Steuersoftware konnte derart modifiziert werden, dass mit nur wenigen Handgriffen die Beobachtungen von Bochum aus gestartet werden können und der Rest der Nacht ohne weiteres Zutun eines Beobachters die Messungen anhand eines Skripts automatisch abgearbeitet werden.

Beim IRIS-Teleskop konnte aufgrund seiner späteren Inbetriebnahme gegenüber VYSOS 6 ein solcher automatischer Status noch nicht erreicht werden. Dafür wurden allerdings ausführliche Tests zur optimalen Beobachtungstechnik durchgeführt und eine Reduktionspipeline erstellt, die es ermöglicht, einmal gewonnene Bilder in kürzester Zeit zu reduzieren. Damit lassen sich – zumindest für eine Übergangszeit – Infrarotbeobachtungen direkt von Bochum aus durchführen.

Im astrophysikalischen Teil der Arbeit konnte gezeigt werden, dass IRIS in der Lage ist, Variabilitätsmessungen mit ausreichender Genauigkeit durchzuführen und dass die gewonnenen Daten anhand einer Pipeline auch zufriedenstellend reduziert und analysiert werden können. Als neues Ergebnis stellte sich dabei heraus, dass junge Sterne auf Zeitskalen von Stunden bis Tagen Infrarotvariabilitäten aufweisen. Wenn dies auch erst der Anfang einer neuen Forschungsrichtung ist, so konnte zumindest gezeigt werden, dass es sich lohnt, Sternentstehungsgebiete auf allen Zeitskalen sowohl im Optischen als auch im Infraroten zu beobachten, um den Akkretionsprozess besser zu verstehen.

Die beiden Systeme VYSOS 6 und IRIS liefern bereits kontinuierlich neue Daten für galaktische und extragalaktische Projekte. Dabei handelt es sich sowohl um institutseigene Forschungsprojekte innerhalb und außerhalb von Dissertationen aber auch um nationale und internationale Kooperationen. So wurde z.B. im Rahmen des YETI¹ Projektes [NEB⁺11] der junge Sternhaufen 25 Ori nach Planetentransits abgesucht, wobei das VYSOS 6-System aufgrund seines exzellenten Standorts und seiner Zuverlässigkeit eine zentrale Rolle spielte. In der bevorstehenden Winterkampagne wird es wieder wertvolle Daten zu diesem Projekt beitragen. Weiterhin werden VYSOS 6 und IRIS zurzeit dafür verwendet, aufgrund von Laufzeitdifferenzen von optischen und infraroten Lichtkurven die Größe des inneren Staubtorus von aktiven galaktischen Kernen zu bestimmen. Ein anderes großes Projekt, das nur aufgrund der Vorarbeiten der vorliegenden Dissertation überhaupt realisierbar wurde, ist der "Galaktische Disk Survey", bei dem mithilfe von VYSOS 6 automatisch die galaktische Ebene in

¹Young Exoplanet Transit Initiative (YETI)

einem Bereich von $\pm 2^\circ$ galaktischer Breite kartiert wird. Von vielen der über 250 einzelnen Feldern existieren schon mehr als 20 Überdeckungen, was eine reiche Fundgrube für die Suche nach neuen variablen Objekten darstellt. Es ist zu erwarten, dass VYSOS 6 und IRIS in den nächsten Jahren die Daten zu zahlreichen Masterarbeiten und Promotionen liefern werden.

Literaturverzeichnis

- [Apo10] Apogee Imaging System. "High Performance Cooled CCD Camera System ALTA U16M". "Website", 2010. <http://www.ccd.com/pdf/U16M.pdf>.
- [BFT⁺07] P. S. Broos, E. D. Feigelson, L. K. Townsley, K. V. Getman, J. Wang, G. P. Garmire, Z. Jiang, and Y. Tsuboi. The Young Stellar Population in M17 Revealed by Chandra. *ApJS*, 169:353–385, April 2007.
- [BSMM05] I.N. Bronstein, K.A. Semendjajew, G. Musiol, and H. Mühlig. *"Taschenbuch der Mathematik"*. Verlag Harri Deutsch, 2005.
- [CHS01] J. M. Carpenter, L. A. Hillenbrand, and M. F. Skrutskie. Near-Infrared Photometric Variability of Stars toward the Orion A Molecular Cloud. *AJ*, 121:3160–3190, June 2001.
- [DM97] F. D'Antona and I. Mazzitelli. Evolution of low mass stars. *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 68:807–+, 1997.
- [DVA08] G. Djurašević, I. Vince, and O. Atanacković. Accretion Disk in the Massive Binary RY Scuti. *AJ*, 136:767–772, August 2008.
- [HCR⁺10] K. W. Hodapp, R. Chini, B. Reipurth, M. Murphy, R. Lemke, R. Watermann, S. Jacobson, K. Bischoff, T. Chonis, D. Dement, R. Terrien, K. Bott, and S. Provence. Commissioning of the infrared imaging survey (IRIS) system. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, volume 7735 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, July 2010.
- [HK96] L. Hartmann and S. J. Kenyon. The FU Orionis Phenomenon. *ARA&A*, 34:207–240, 1996.
- [JYY⁺02] Z. Jiang, Y. Yao, J. Yang, M. Ando, D. Kato, T. Kawai, M. Kurita, T. Nagata, T. Nagayama, Y. Nakajima, C. Nagashima, S. Sato, M. Tamura, H. Nakaya, and K. Sugitani. Deep Near-Infrared Survey toward the M17 Region. *ApJ*, 577:245–259, September 2002.
- [KKO⁺00] H. Karttunen, P. Kröger, H. Oja, M. Poutanen, and K. J. Donner. *"Fundamental Astronomy"*. Springer, 2000.
- [LK65] J. Lafler and T. D. Kinman. An RR Lyrae Star Survey with the Lick 20-INCH Astrograph II. The Calculation of RR Lyrae Periods by Electronic Computer. *ApJS*, 11:216–+, June 1965.

- [MHW⁺10] P. Mayer, P. Harmanec, M. Wolf, H. Božić, and M. Šlechta. Physical elements of the eclipsing binary δ Orionis. *A&A*, 520:A89+, September 2010.
- [NEB⁺11] R. Neuhäuser, R. Errmann, A. Berndt, G. Maciejewski, H. Takahashi, W. P. Chen, D. P. Dimitrov, T. Pribulla, E. H. Nikogossian, E. L. N. Jensen, L. Marschall, Z.-Y. Wu, A. Kellerer, F. M. Walter, C. Briceño, R. Chini, M. Fernandez, S. Raetz, G. Torres, D. W. Latham, S. N. Quinn, A. Niedzielski, Ł. Bukowiecki, G. Nowak, T. Tomov, K. Tachihara, S. C.-L. Hu, L. W. Hung, D. P. Kjurkchieva, V. S. Radeva, B. M. Mihov, L. Slavcheva-Mihova, I. N. Bozhinova, J. Budaj, M. Vaňko, E. Kundra, L. Hambálek, V. Krushevskaja, T. Movsessian, H. Harutyunyan, J. J. Downes, J. Hernandez, V. H. Hoffmeister, D. H. Cohen, I. Abel, R. Ahmad, S. Chapman, S. Eckert, J. Goodman, A. Guerard, H. M. Kim, A. Koontharana, J. Sokol, J. Trinh, Y. Wang, X. Zhou, R. Redmer, U. Kramm, N. Nettelmann, M. Mugrauer, J. Schmidt, M. Moualla, C. Ginski, C. Marka, C. Adam, M. Seeliger, S. Baar, T. Roell, T. O. B. Schmidt, L. Trepl, T. Eisenbeiß, S. Fiedler, N. Tetzlaff, E. Schmidt, M. M. Hohle, M. Kitze, N. Chakrova, C. Gräfe, K. Schreyer, V. V. Hambaryan, C. H. Broeg, J. Koppenhoefer, and A. K. Pandey. The Young Exoplanet Transit Initiative (YETI). *Astronomische Nachrichten*, 332:547–+, July 2011.
- [Sch10] C.M. Scheyda. *"Variability of young stars"*. 2010. Dissertation.
- [WB11] Larry Weber and Steve Brady. "FocusMax". "Website", Stand 2011. <http://users.bsdwebsolutions.com/~larryweber/>.

Abkürzungsverzeichnis

2MASS Two Micron All Sky Survey

AGN Active Galactic Nuclei

BEST-II Berlin Exoplanet Search Telescope II

CCD Charge-Coupled Device

DLR Deutsches Zentrum für Luft- und Raumfahrt

FET Field Effect Transistor

FITS Flexible Image Transport System

FOV Field Of View

FWHM Full Width at Half Maximum

ESO European Southern Observatory

HPT Hexapot-Telescope

IRAF Image Reduction and Analysis Facility

IRIS Infrared Imaging Survey

LDAC Leiden Data Analysis Center

LSST Large Synoptical Survey Telescope

LST Local Sidereal Time

MJD Modified Julian Date

OCA Observatorio Cerro Armazones

PanSTARRS Panoramic Survey Telescope & Rapid Response System

PSF Point Spread Function

QUASAR Quasi-stellar radio source

QUIRC Quick Infrared Camera

SDSS Sloan Digital Sky Survey

SNR Signal to Noise Ratio

VBScript *Visual Basic Script*

VISTA Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy

VYSOS 6 Variable Young Stellar Object Survey (6 inch)

VYSOS 16 Variable Young Stellar Object Survey (16 inch)

WCS World Coordinate System

YETI Young Exoplanet Transit Initiative

YSOs Young Stellar Objects

YSOVAR Young Stellar Object Variability

Kapitel 6

Anhang

6.1 Anhang A - VYSOS 6 Flatstabilität

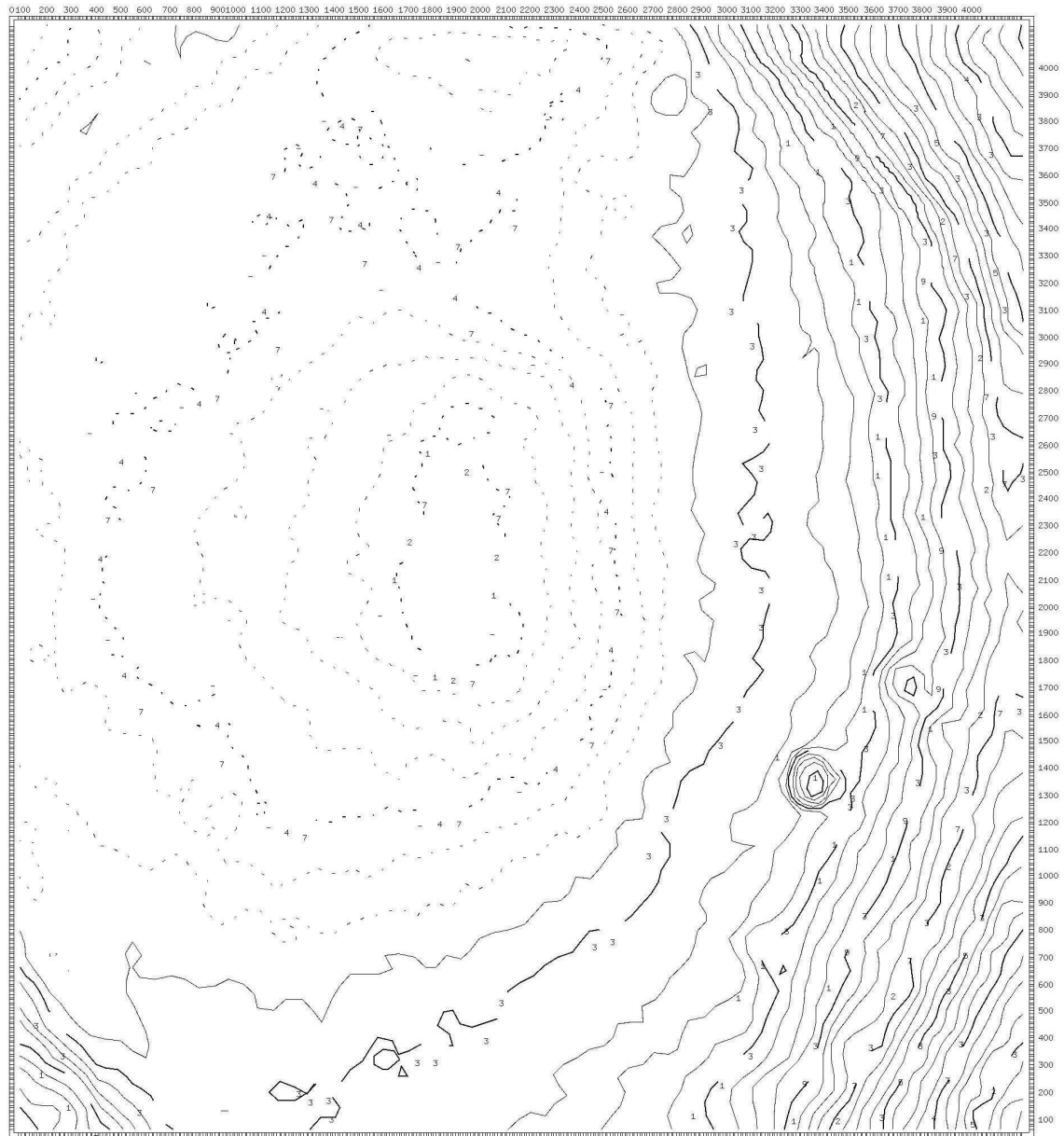


Abbildung 6.1: Stabilität der Flatfields des VYSOS6 A über einen Zeitraum von einem Tag. Abgebildet ist eine Konturdarstellung der Differenz des normierten Masterflats vom 02. März 2011 und 03. März 2011 im [SII]-Filter. Das Intervall der Konturen beträgt $2 \cdot 10^{-4}$ Zählraten. Gestrichelte Linien sind negative, durchgezogene Linien positive Abweichungen von Null.

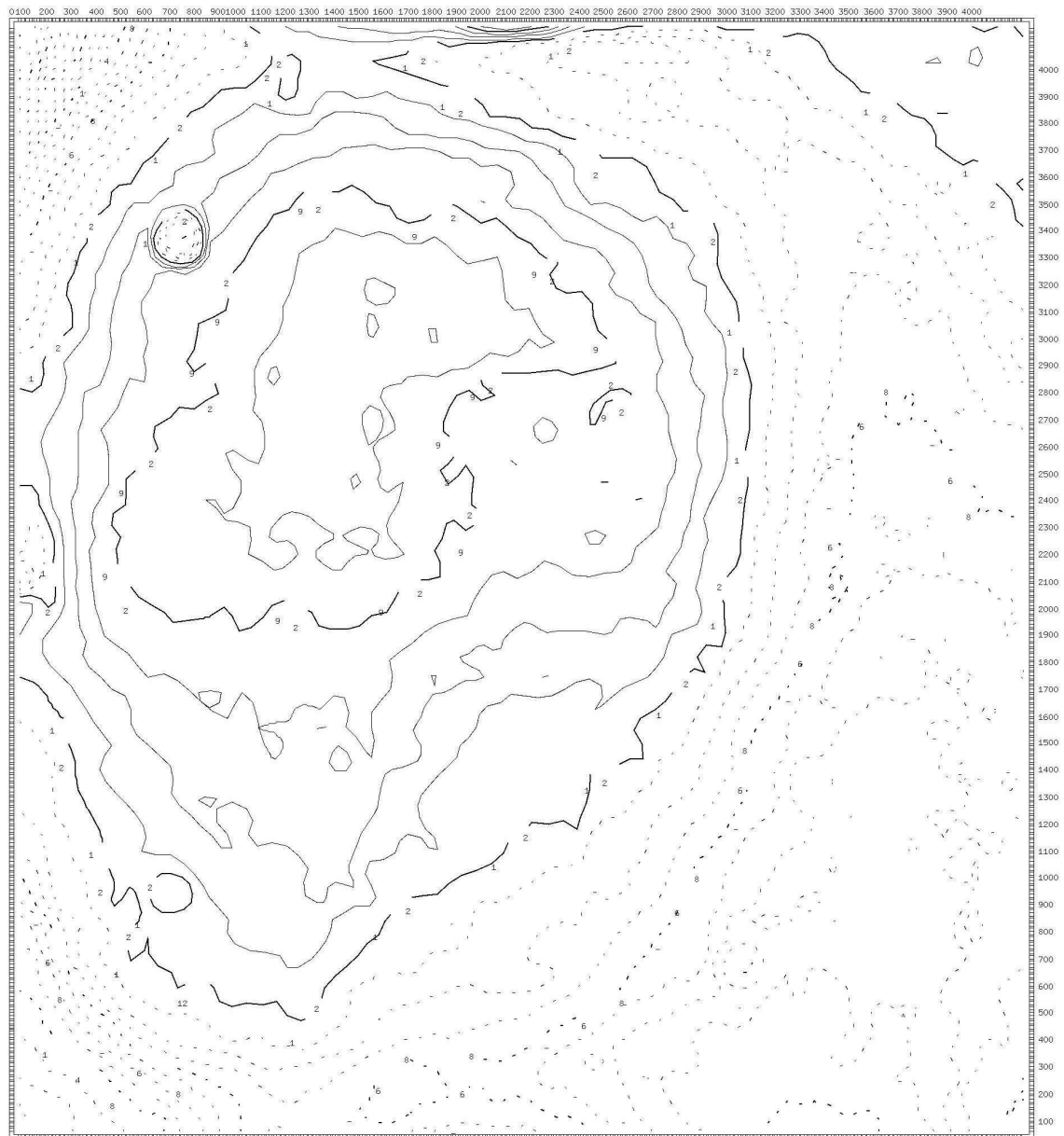


Abbildung 6.2: Stabilität der Flatfields des VYSOS 6 A über einen Zeitraum von einer Woche. Abgebildet ist eine Konturdarstellung der Differenz des normierten Masterflats vom 02. März 2011 und 10. März 2011 im [SII]-Filter. Das Intervall der Konturen beträgt $2 \cdot 10^{-4}$ Zählraten. Gestrichelte Linien sind negative, durchgezogene Linien positive Abweichungen von Null.

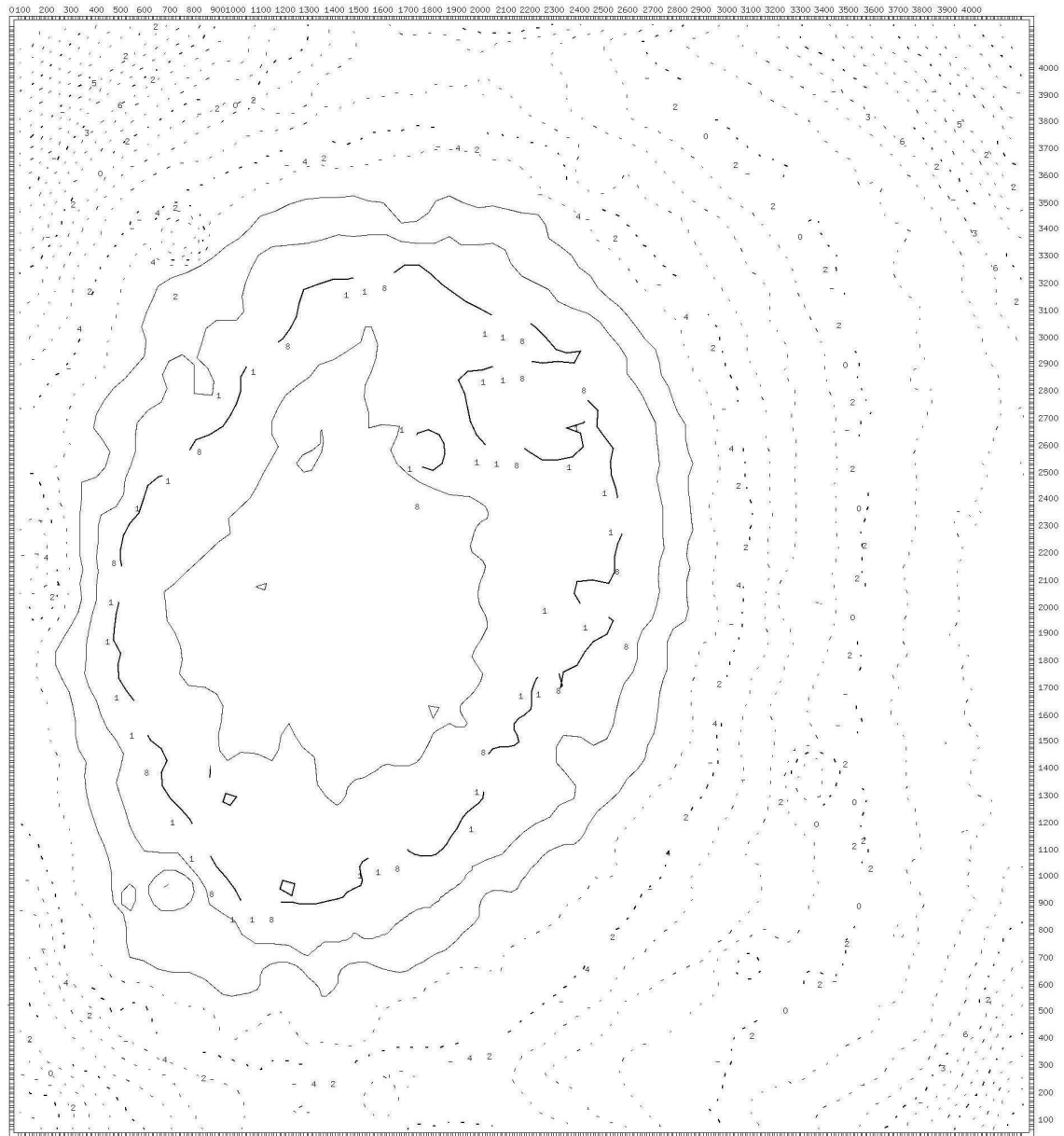


Abbildung 6.3: Stabilität der Flatfields des VYSOS6 A über einen Zeitraum von einem Monat. Abgebildet ist eine Konturdarstellung der Differenz des normierten Masterflats vom 02. März 2011 und 30. März 2011 im [SII]-Filter. Das Intervall der Konturen beträgt $4 \cdot 10^{-4}$ Zählraten. Gestrichelte Linien sind negative, durchgezogene Linien positive Abweichungen von Null.

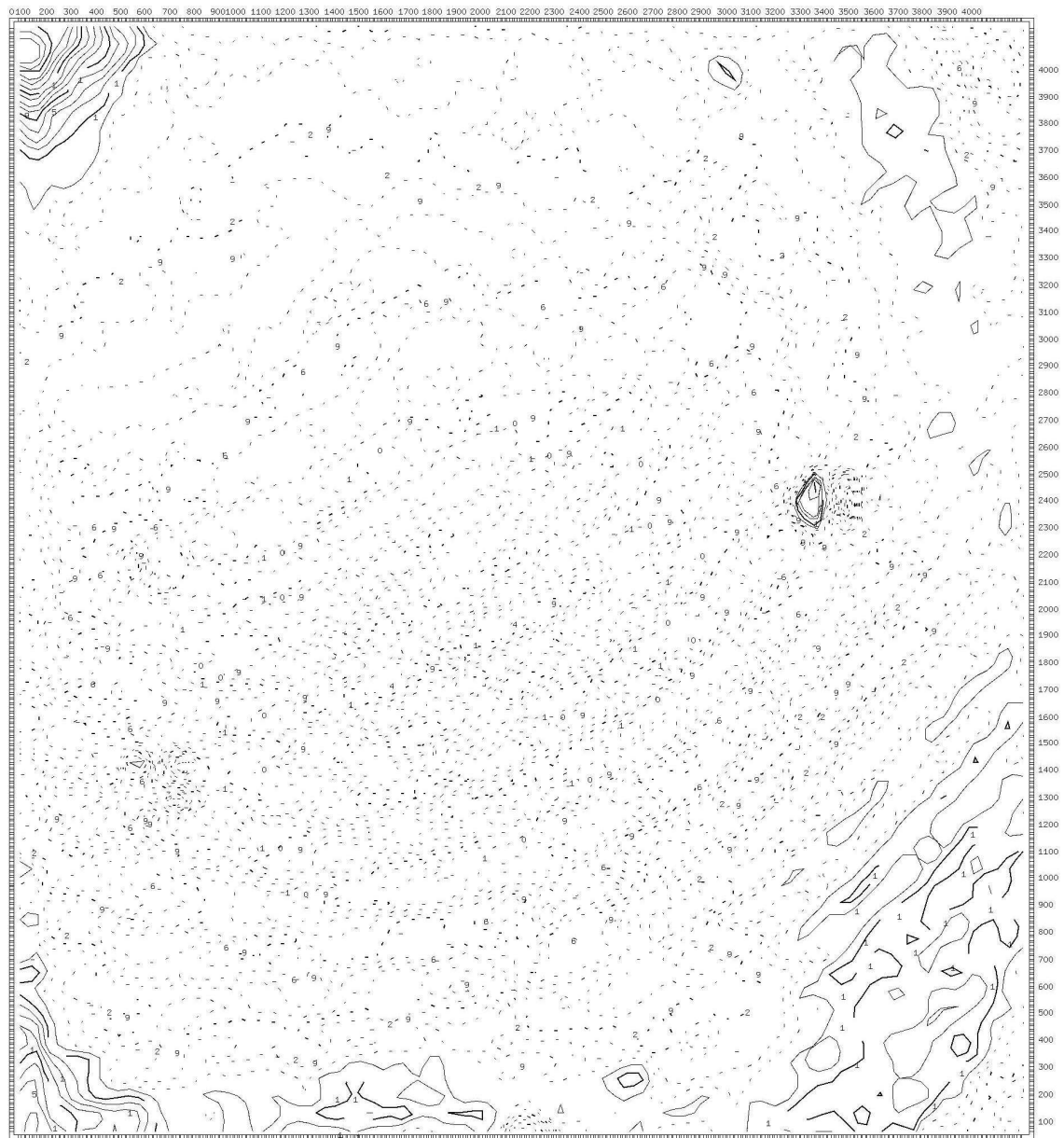


Abbildung 6.4: Stabilität der Flatfields des VYSOS6B über einen Zeitraum von einem Tag. Abgebildet ist eine Konturdarstellung der Differenz des normierten Masterflats vom 02. März 2011 und 03. März 2011 im [OIII]-Filter. Das Intervall der Konturen beträgt $1 \cdot 10^{-4}$ Zählraten. Gestrichelte Linien sind negative, durchgezogene Linien positive Abweichungen von Null.

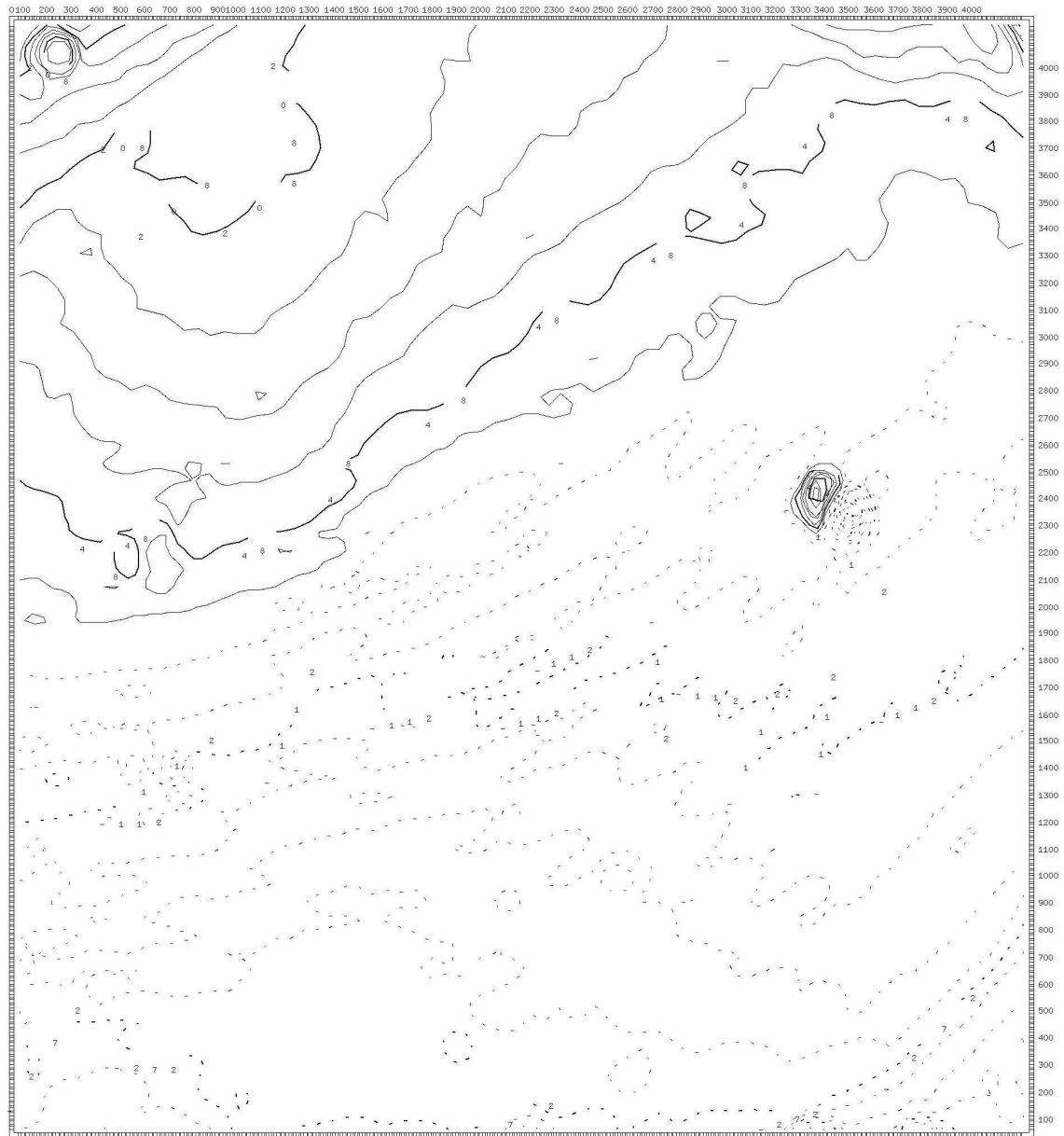


Abbildung 6.5: Stabilität der Flatfields des VYSOS6 B über einen Zeitraum von einer Woche. Abgebildet ist eine Konturdarstellung der Differenz des normierten Masterflats vom 02. März 2011 und 10. März 2011 im [OIII]-Filter. Das Intervall der Konturen beträgt $4 \cdot 10^{-4}$ Zählraten. Gestrichelte Linien sind negative, durchgezogene Linien positive Abweichungen von Null.

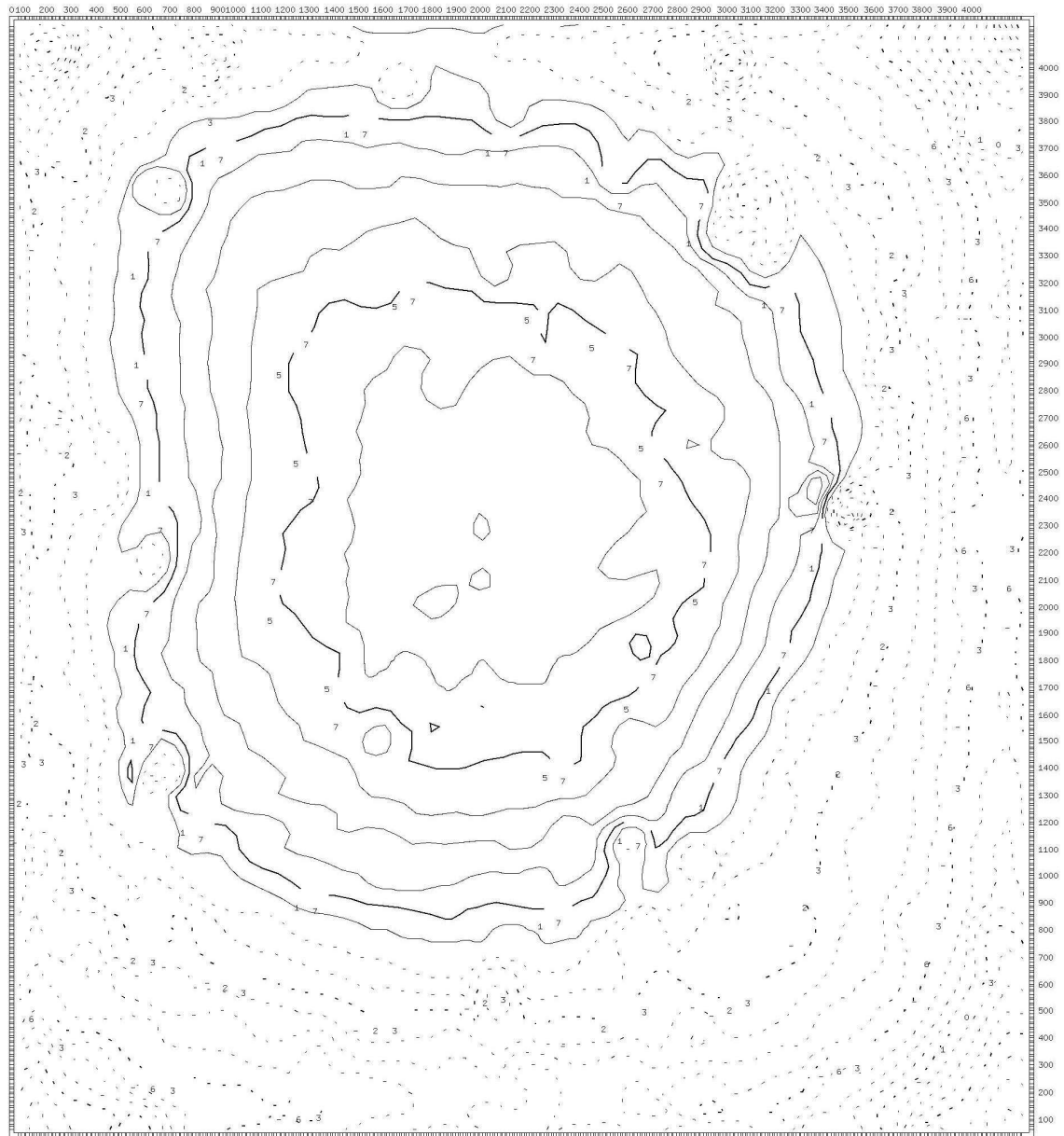


Abbildung 6.6: Stabilität der Flatfields des VYSOS 6 B über einen Zeitraum von einem Monat. Abgebildet ist eine Konturdarstellung der Differenz des normierten Masterflats vom 02. März 2011 und 30. März 2011 im [OIII]-Filter. Das Intervall der Konturen beträgt $10 \cdot 10^{-4}$ Zählraten. Gestrichelte Linien sind negative, durchgezogene Linien positive Abweichungen von Null.

6.2 Anhang B - IRIS Lichtkurven

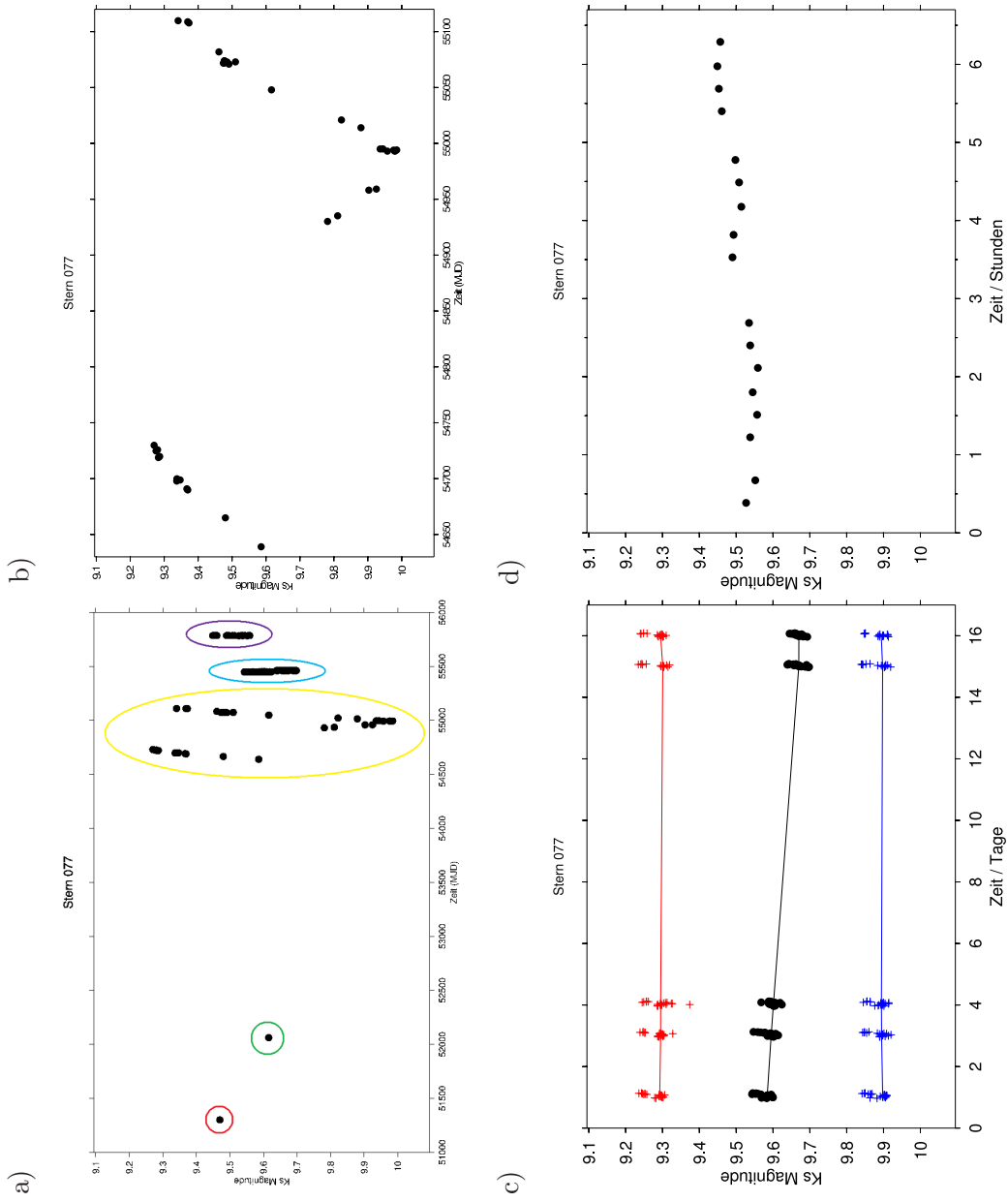


Abbildung 6.7: Lichtkurve des Sterns 077. Aufgetragen ist die scheinbare K_s -Helligkeit des Sterns gegen das modifizierte Julianische Datum (MJD). a) Kombinierte Daten aus 2MASS (rot), [JYY+02] (grün), [Sch10] (gelb) und IRIS 2010 (hell blau) und 2011 (violett) b) zeigt nur die Daten aus [Sch10], c) die IRIS Daten von 2010 und d) die IRIS Daten von 2011. Zusätzlich sind in c) zwei konstante Vergleichssterne (rot und blau), mit gleicher Helligkeit wie der variable Stern, aufgetragen, um die Variabilität zu verdeutlichen. Zur besseren Anschauung wurden die rote und blaue Kurve so verschoben, dass die rote oberhalb und die blaue unterhalb der Lichtkurve des variablen Sterns liegt.

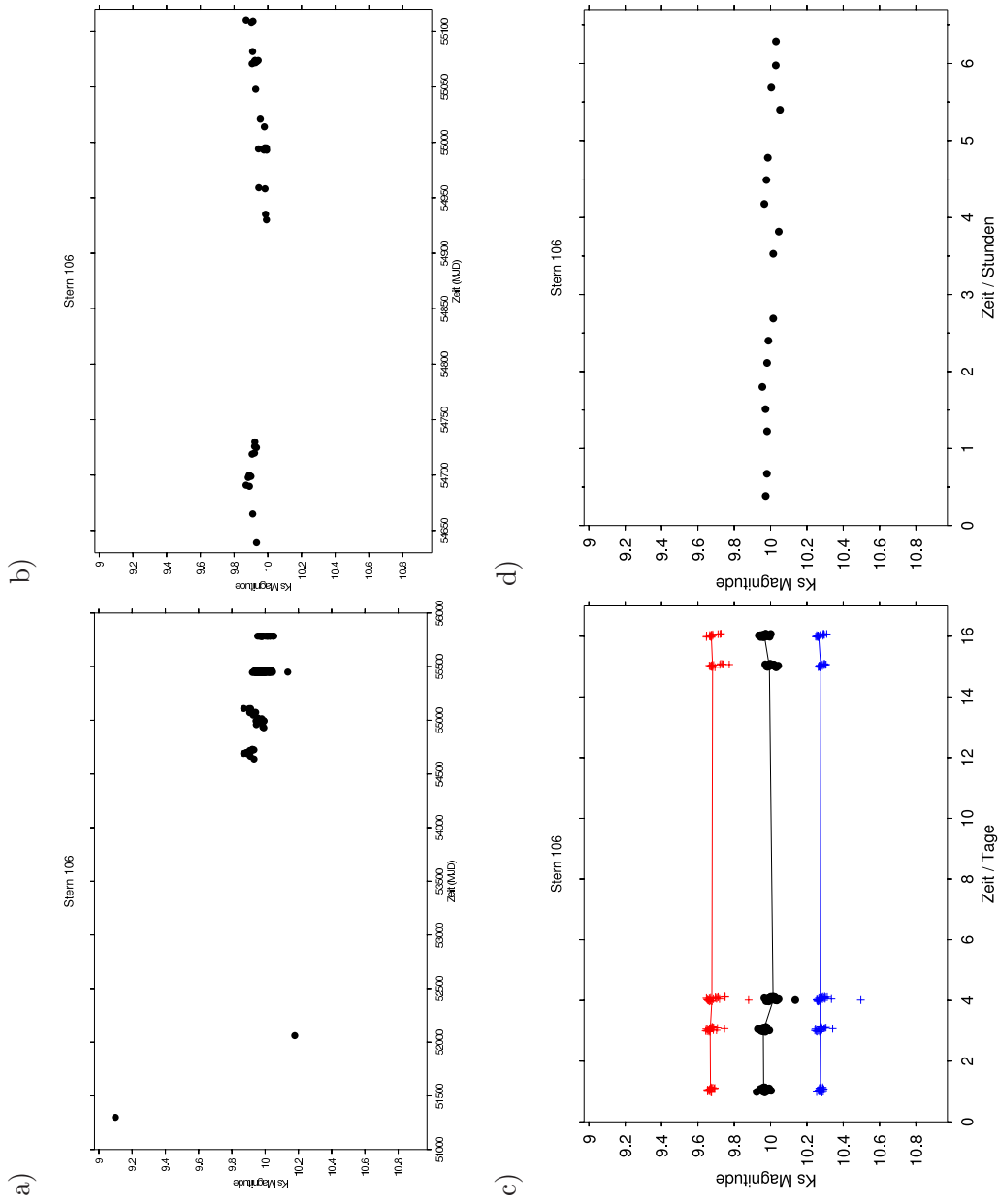


Abbildung 6.8: Lichtkurve des Sterns 106. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

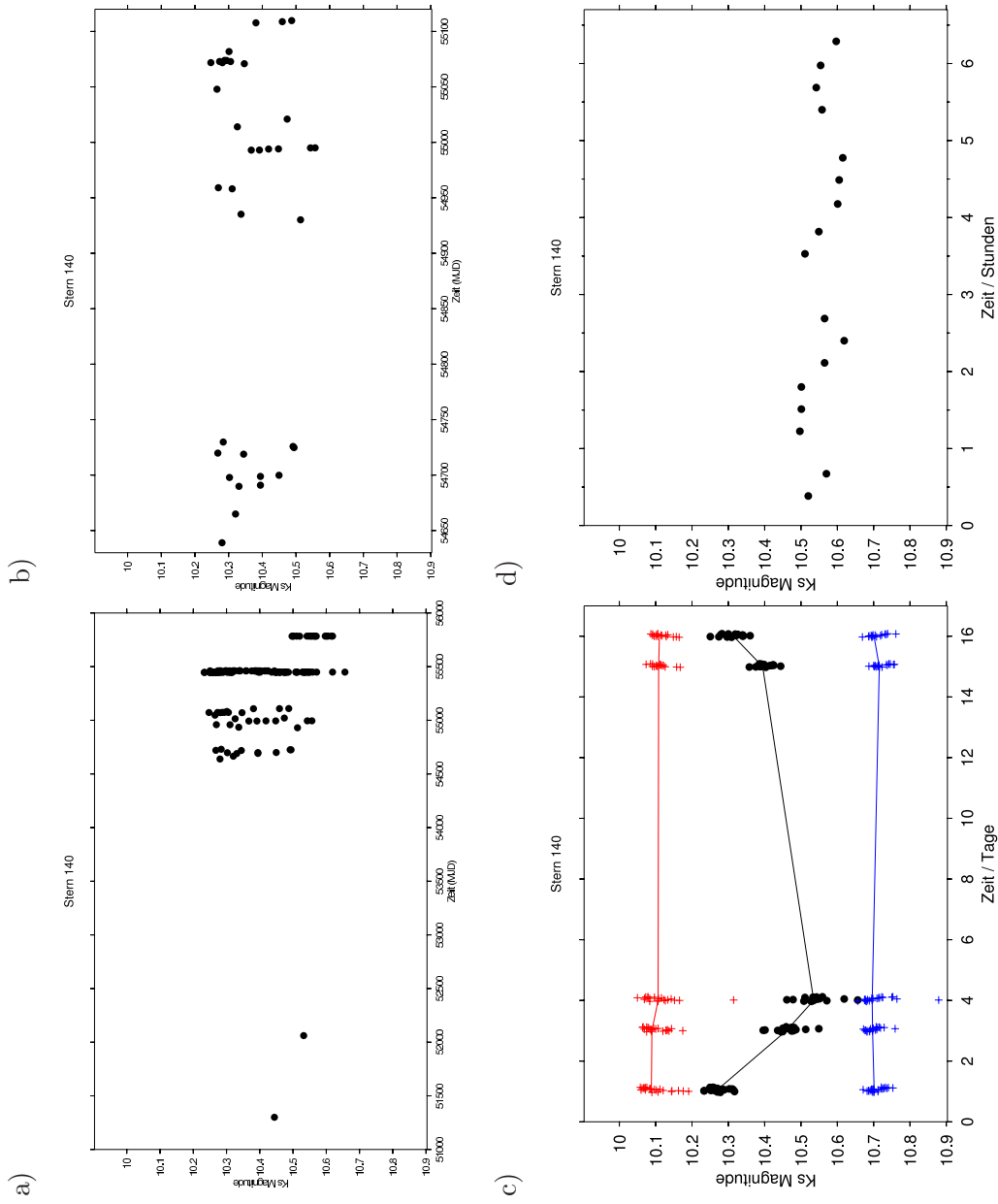


Abbildung 6.9: Lichtkurve des Sterns 140. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

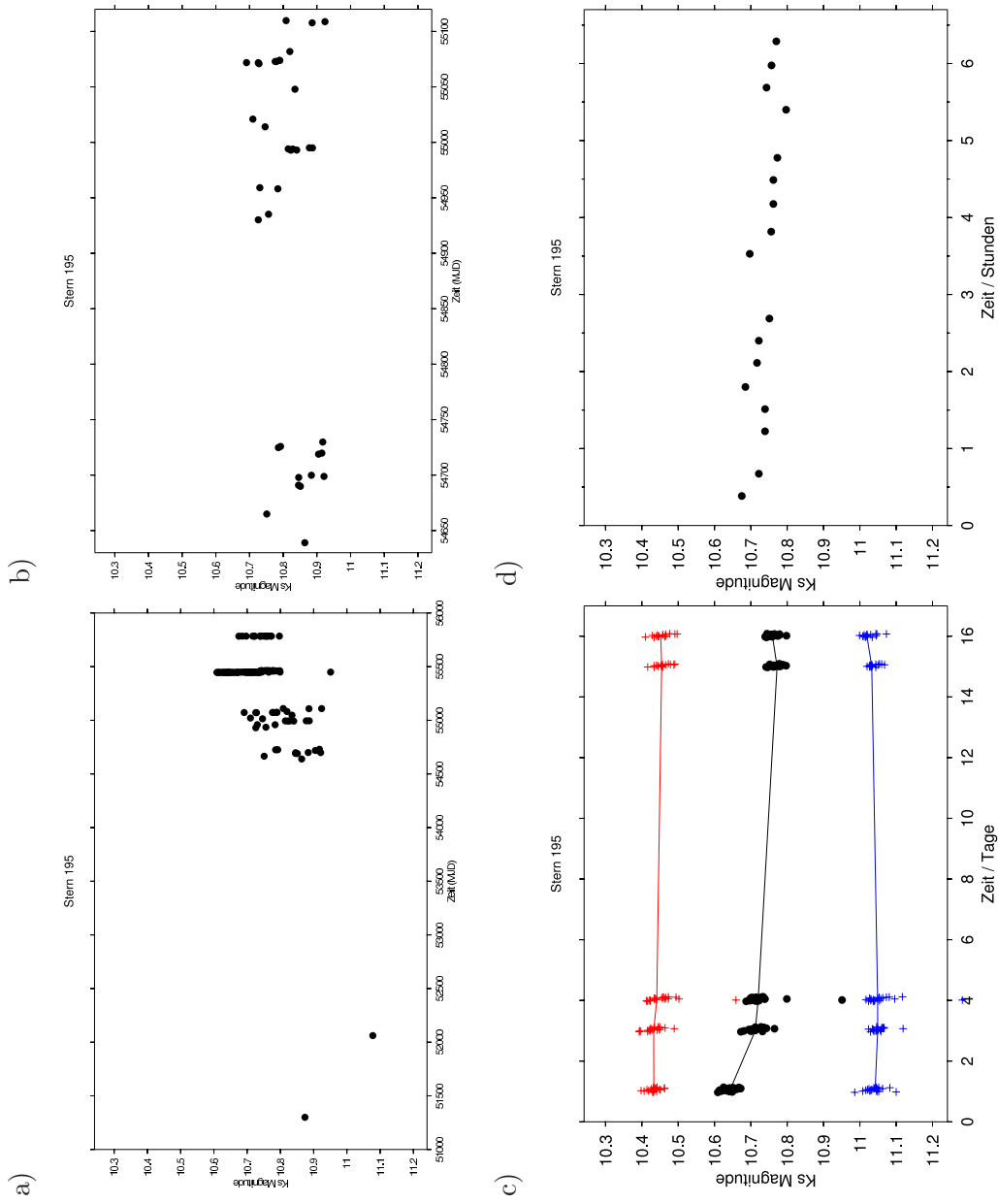


Abbildung 6.10: Lichtkurve des Sterns 195. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

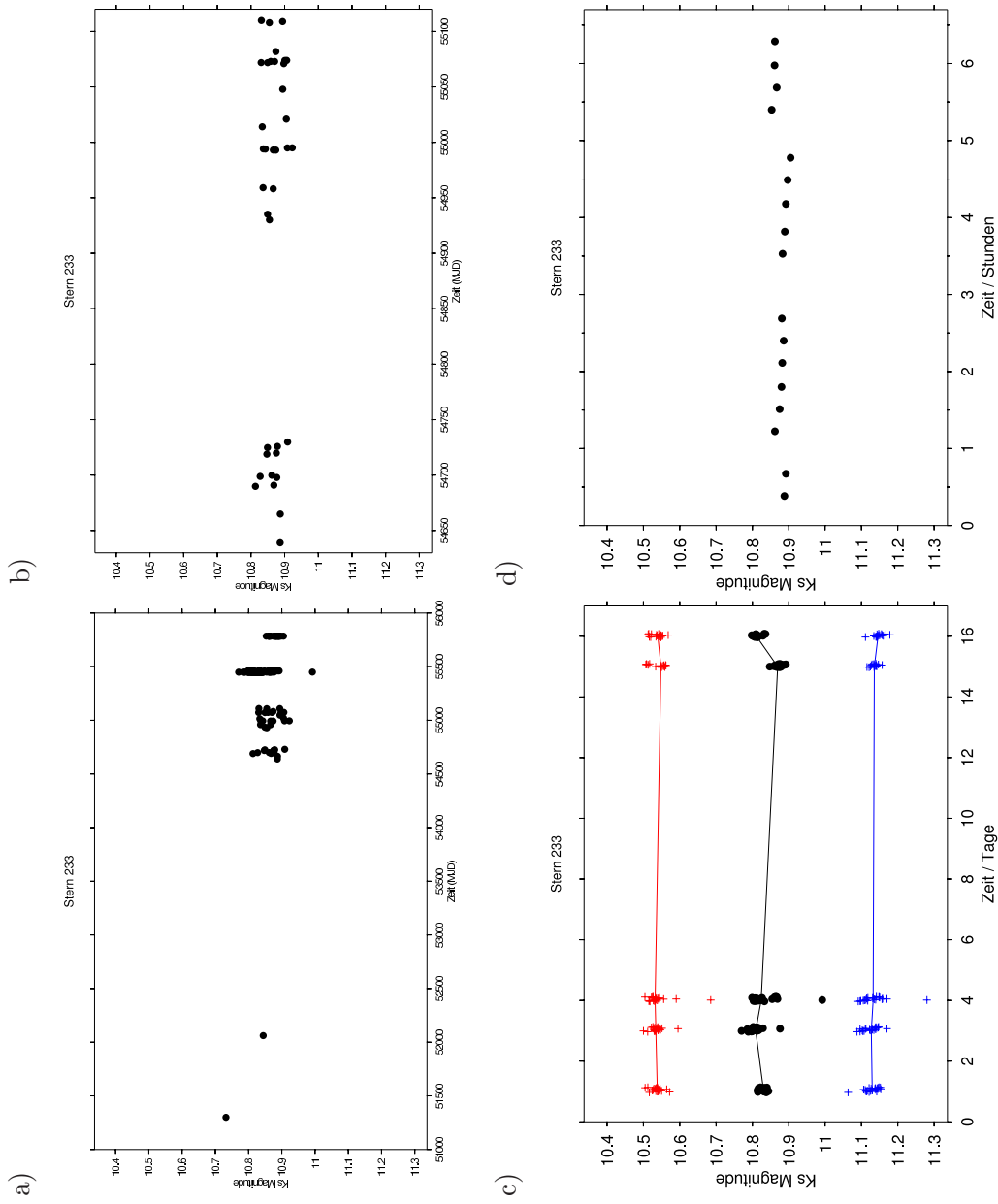


Abbildung 6.11: Lichtkurve des Sterns 233. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

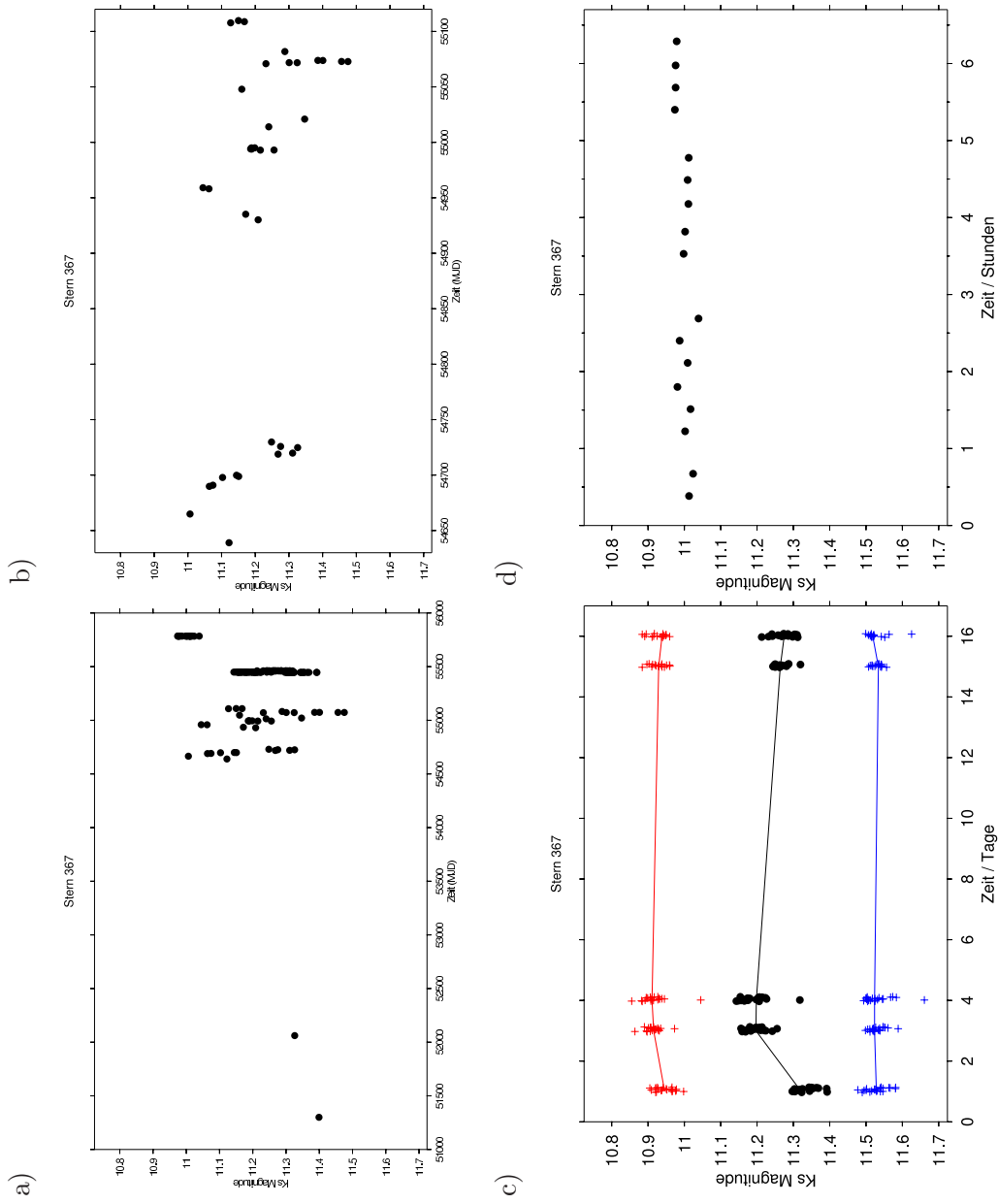


Abbildung 6.12: Lichtkurve des Sterns 367. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

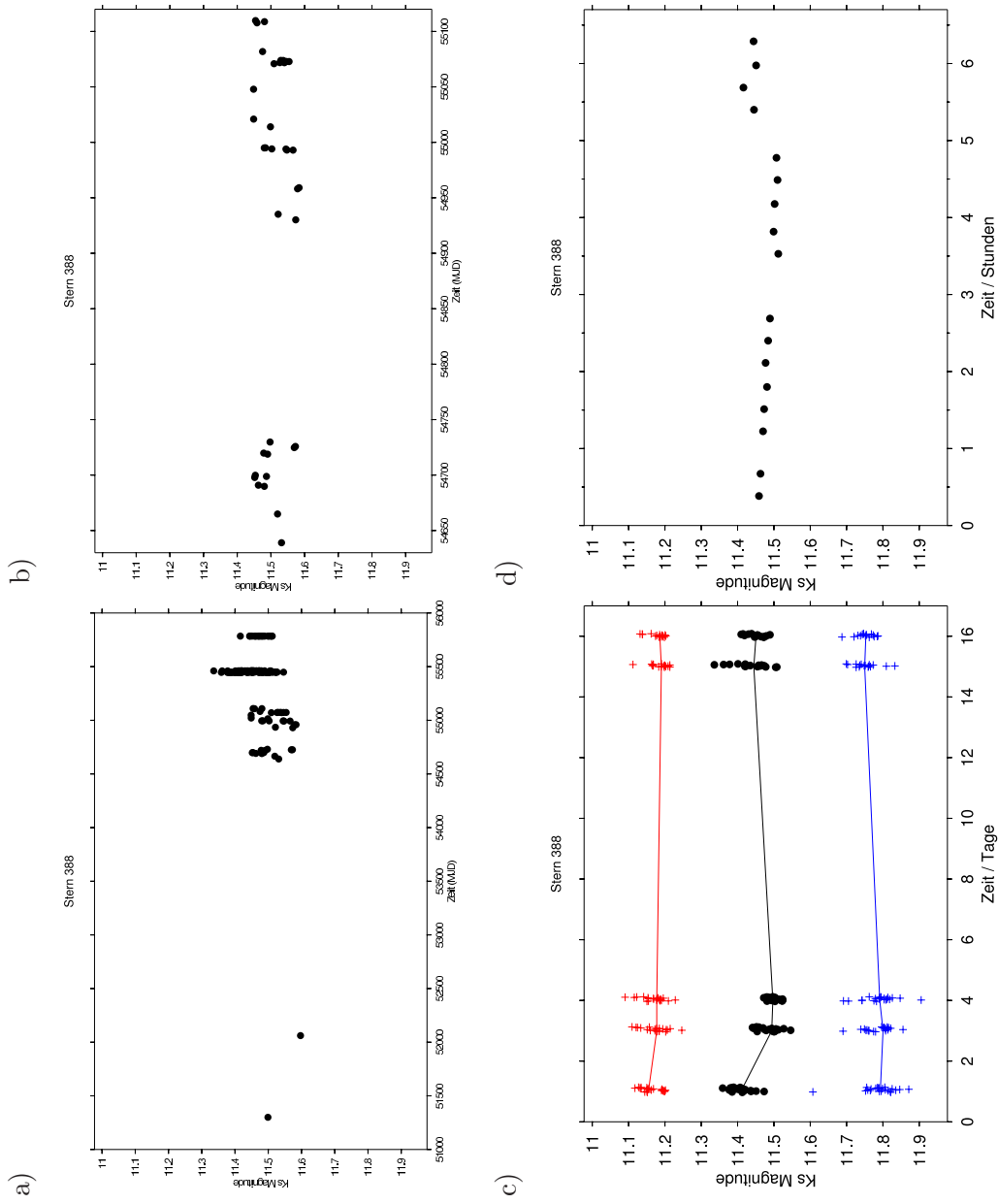


Abbildung 6.13: Lichtkurve des Sterns 388. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

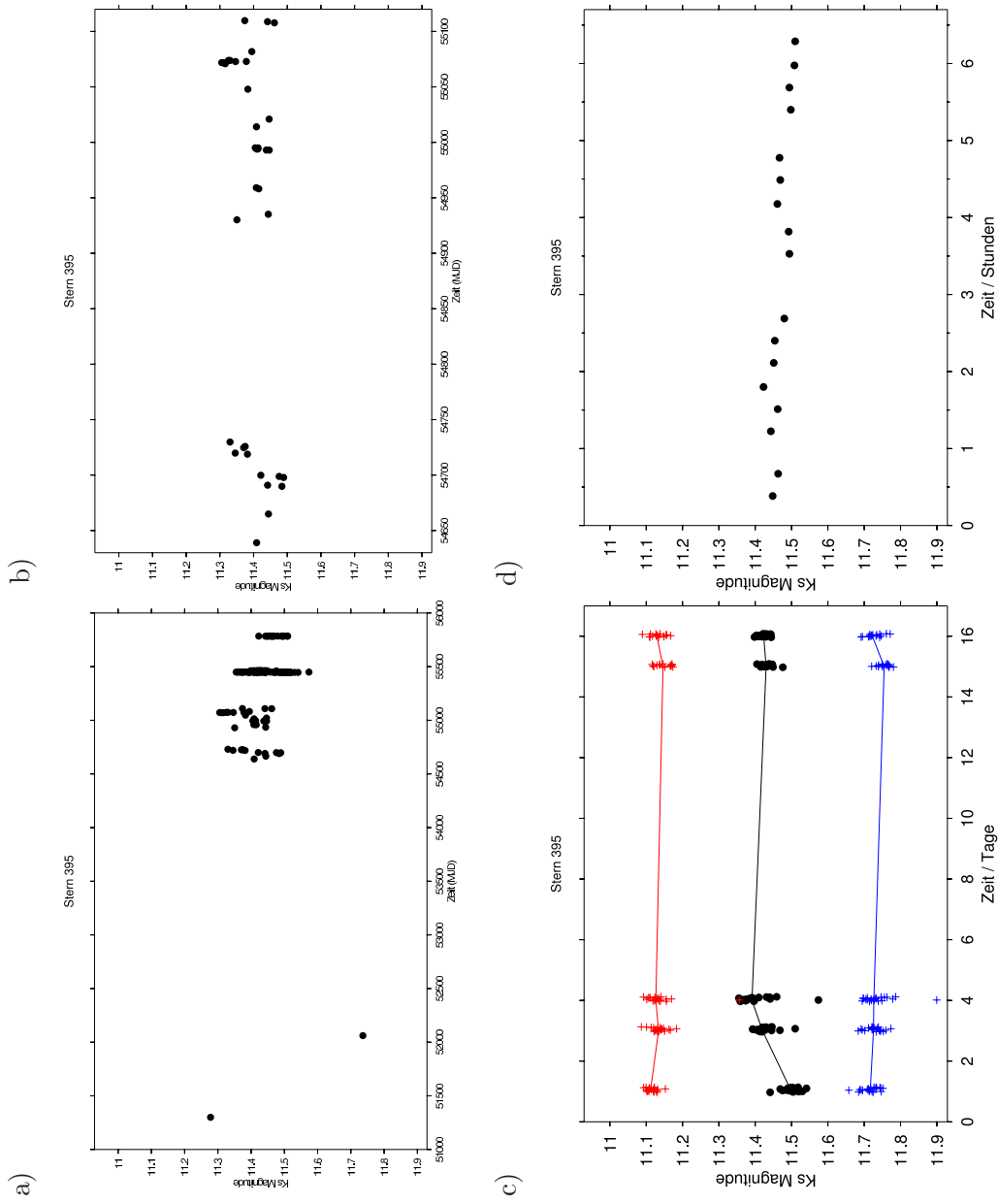


Abbildung 6.14: Lichtkurve des Sterns 395. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

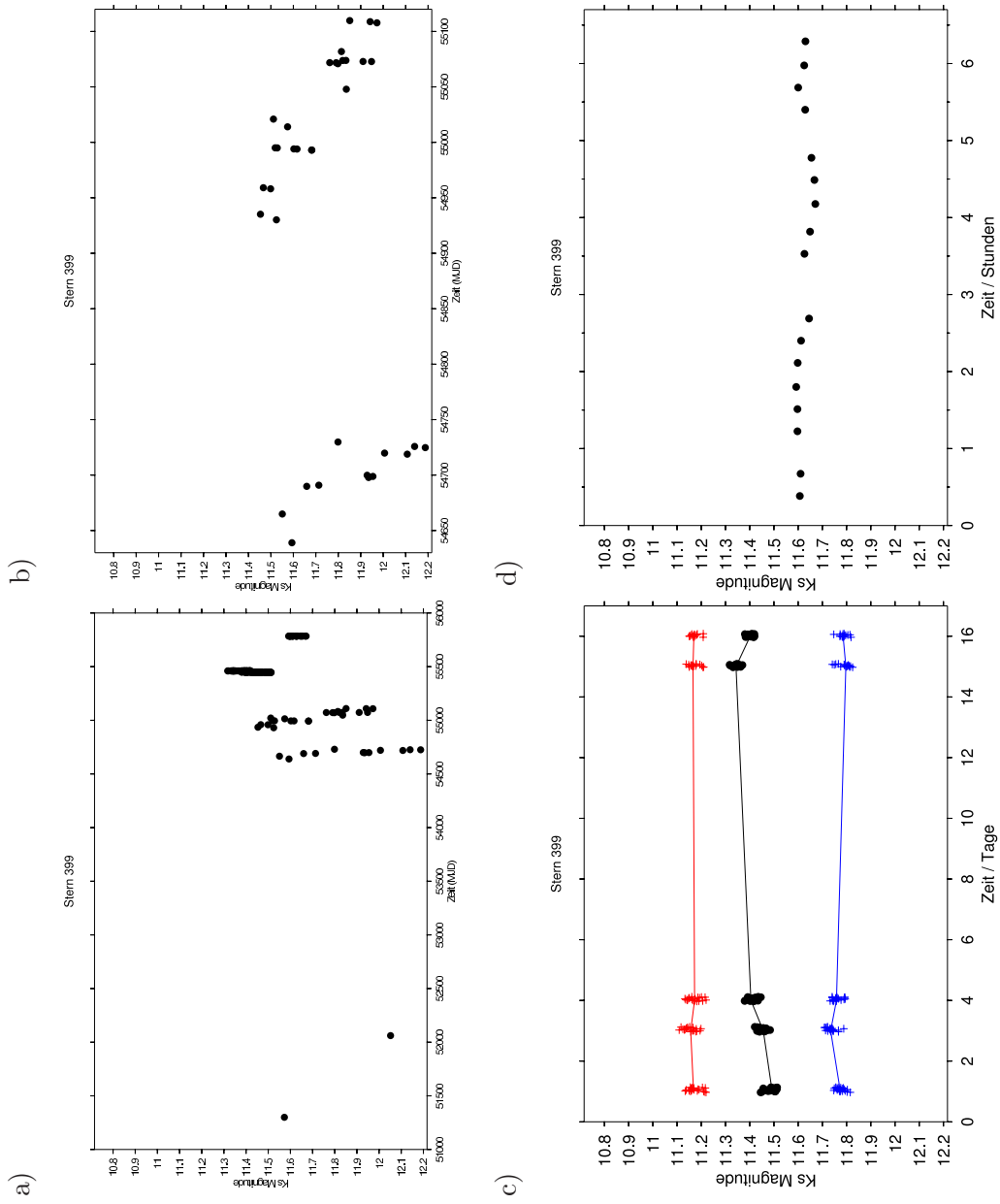


Abbildung 6.15: Lichtkurve des Sterns 399. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

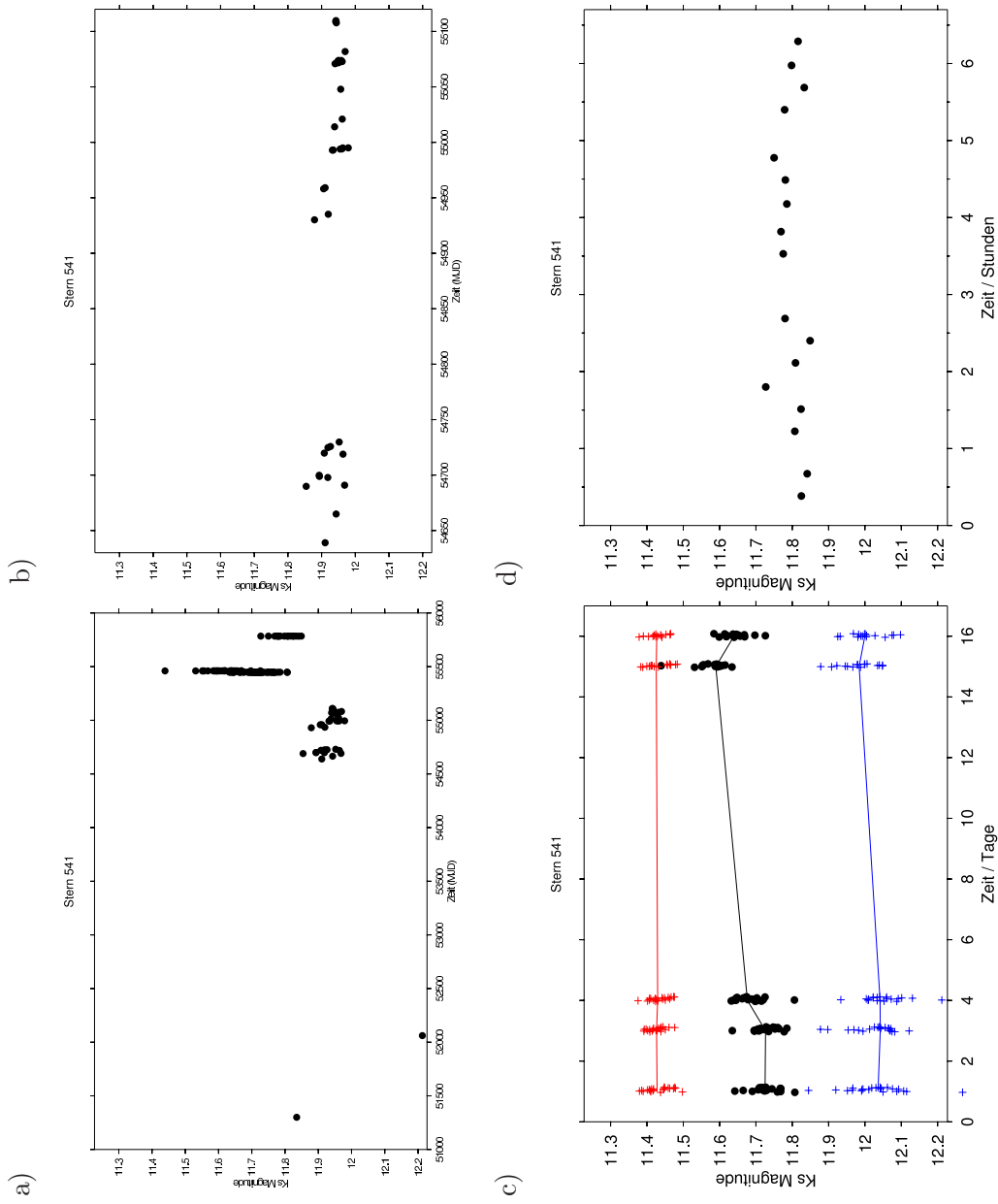


Abbildung 6.16: Lichtkurve des Sterns 541. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

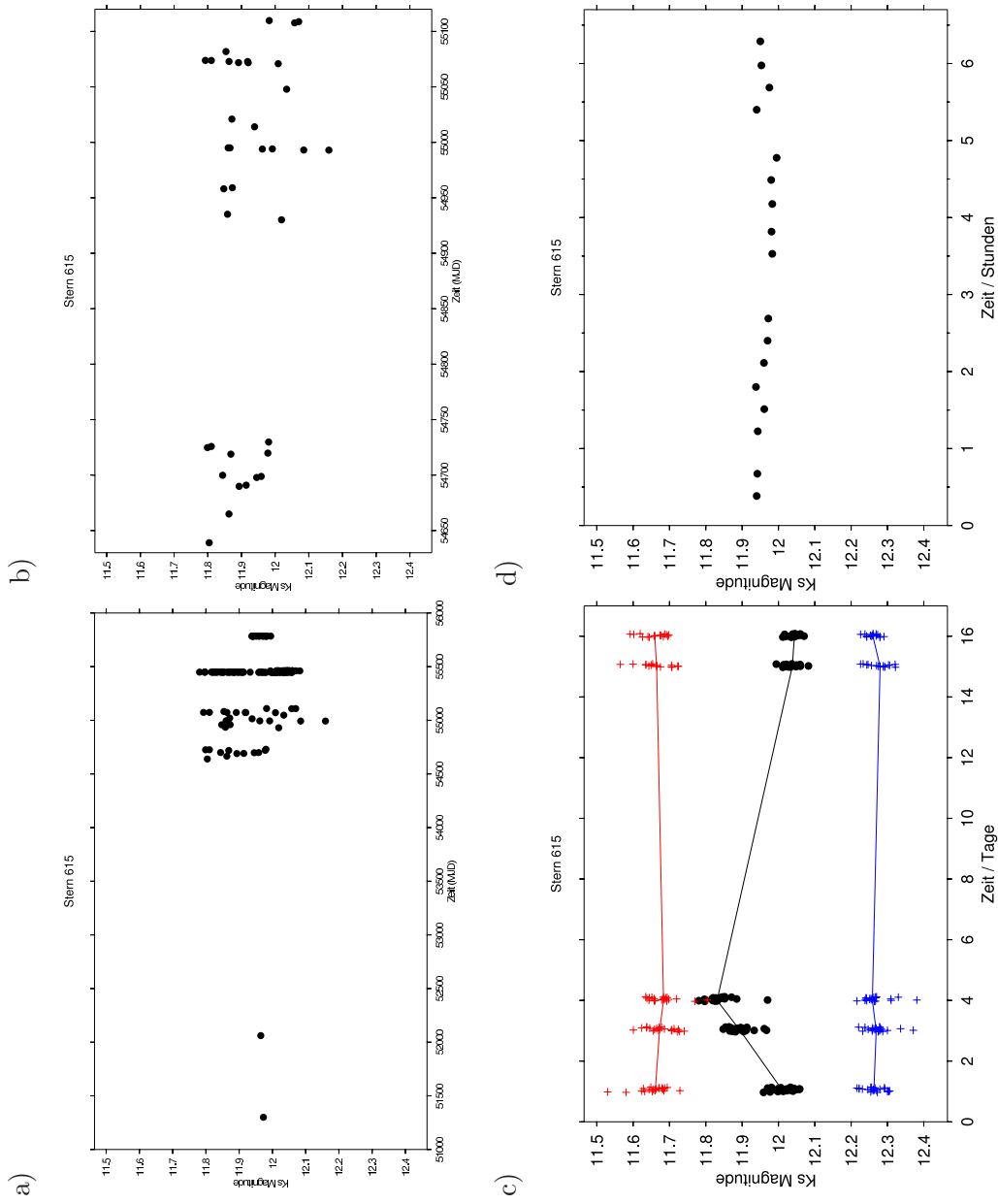


Abbildung 6.17: Lichtkurve des Sterns 615. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

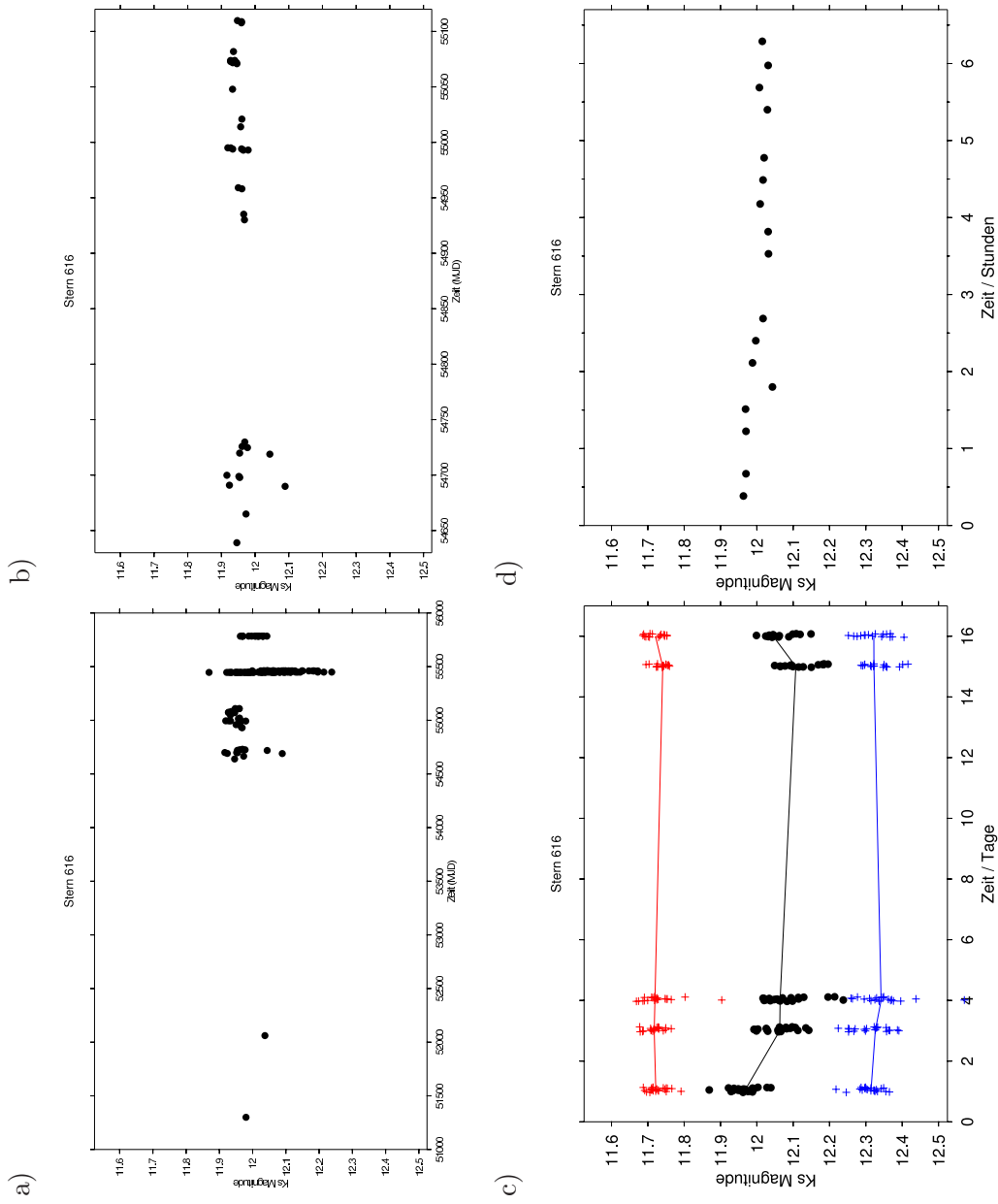


Abbildung 6.18: Lichtkurve des Sterns 616. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

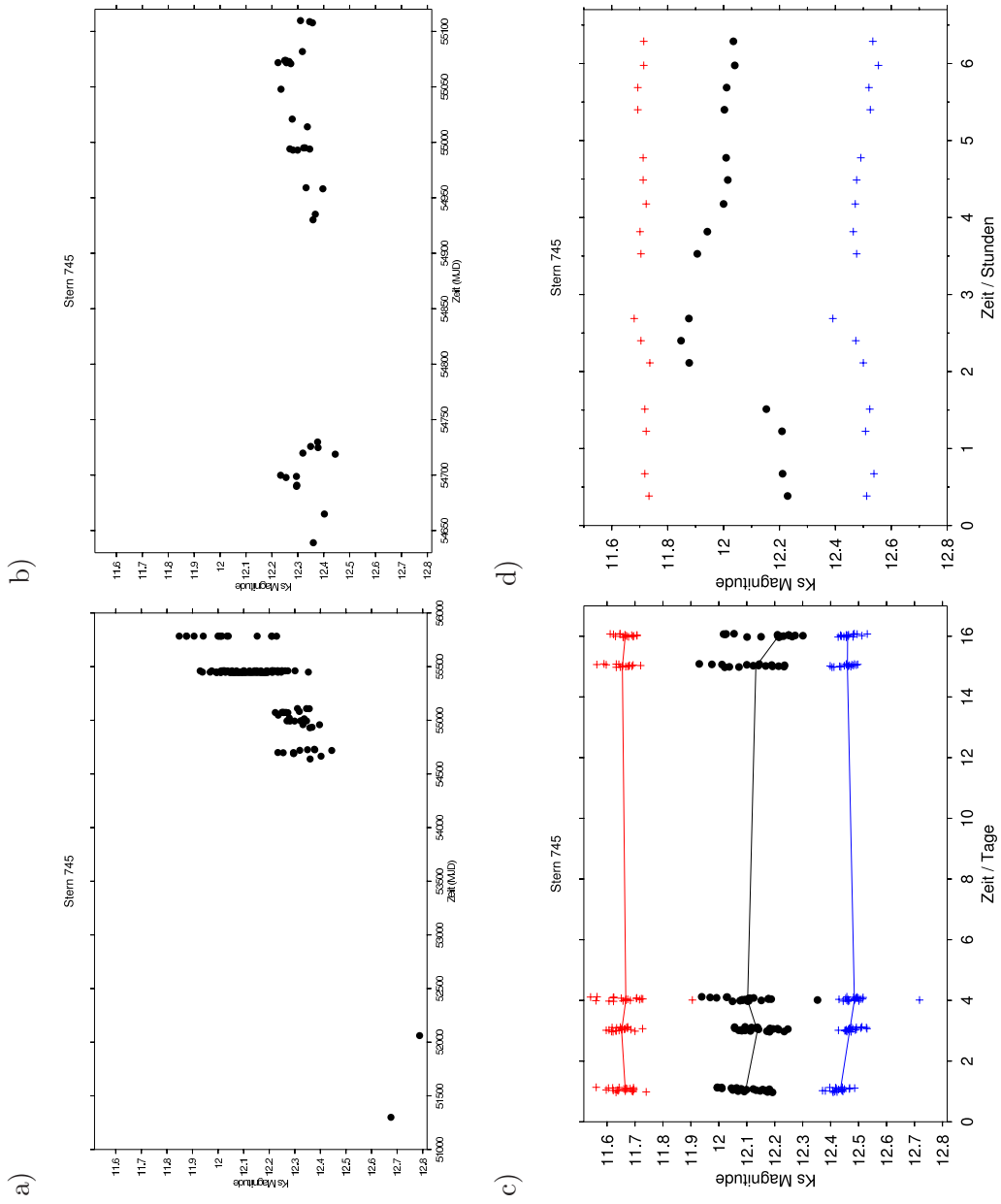


Abbildung 6.19: Lichtkurve des Sterns 745. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7. Hier wurden zusätzlich die Vergleichssterne auch in Diagramm d) aufgetragen, da dieser Stern eine Variabilität innerhalb der Nacht von 2011 aufweist.

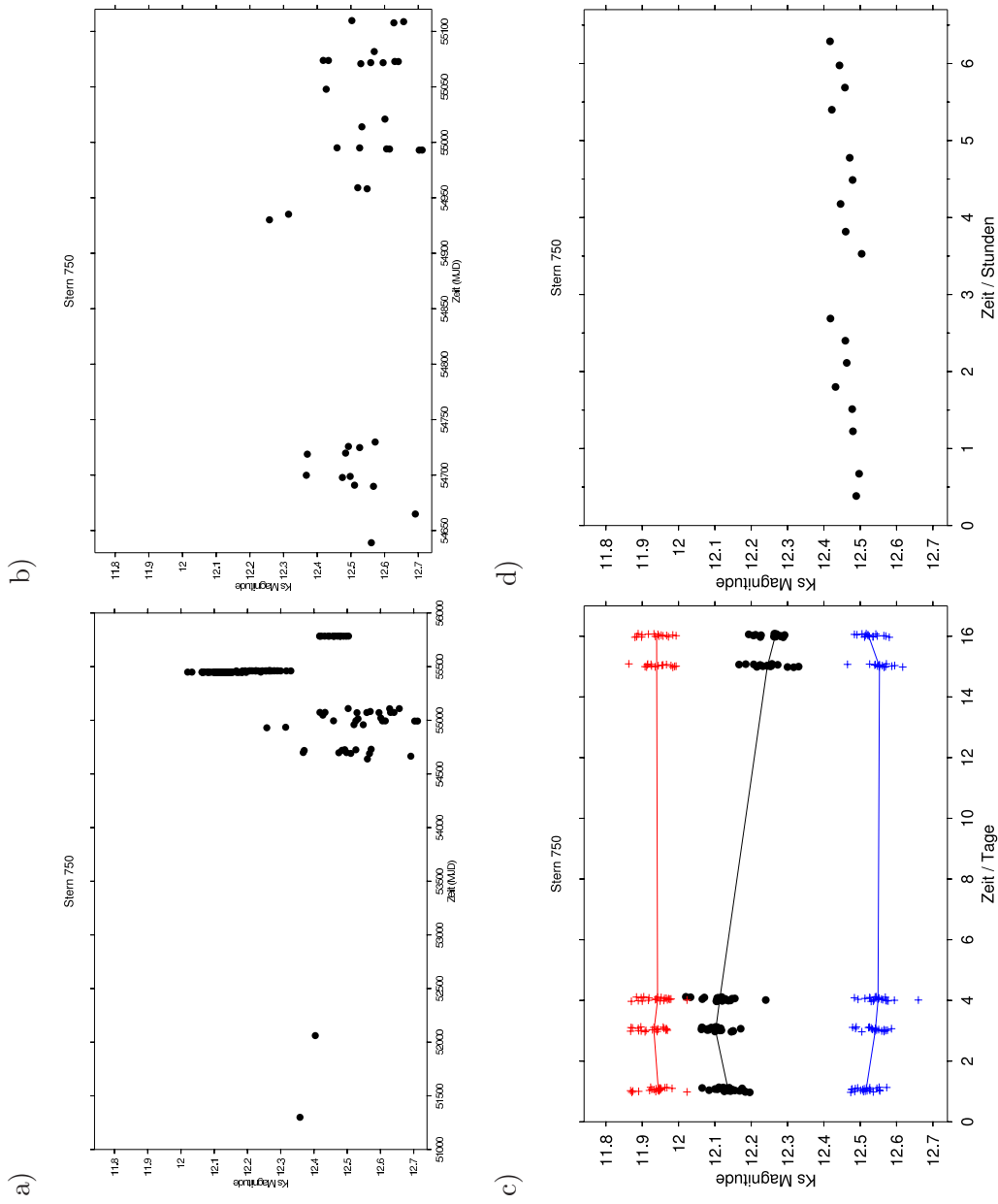


Abbildung 6.20: Lichtkurve des Sterns 750. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

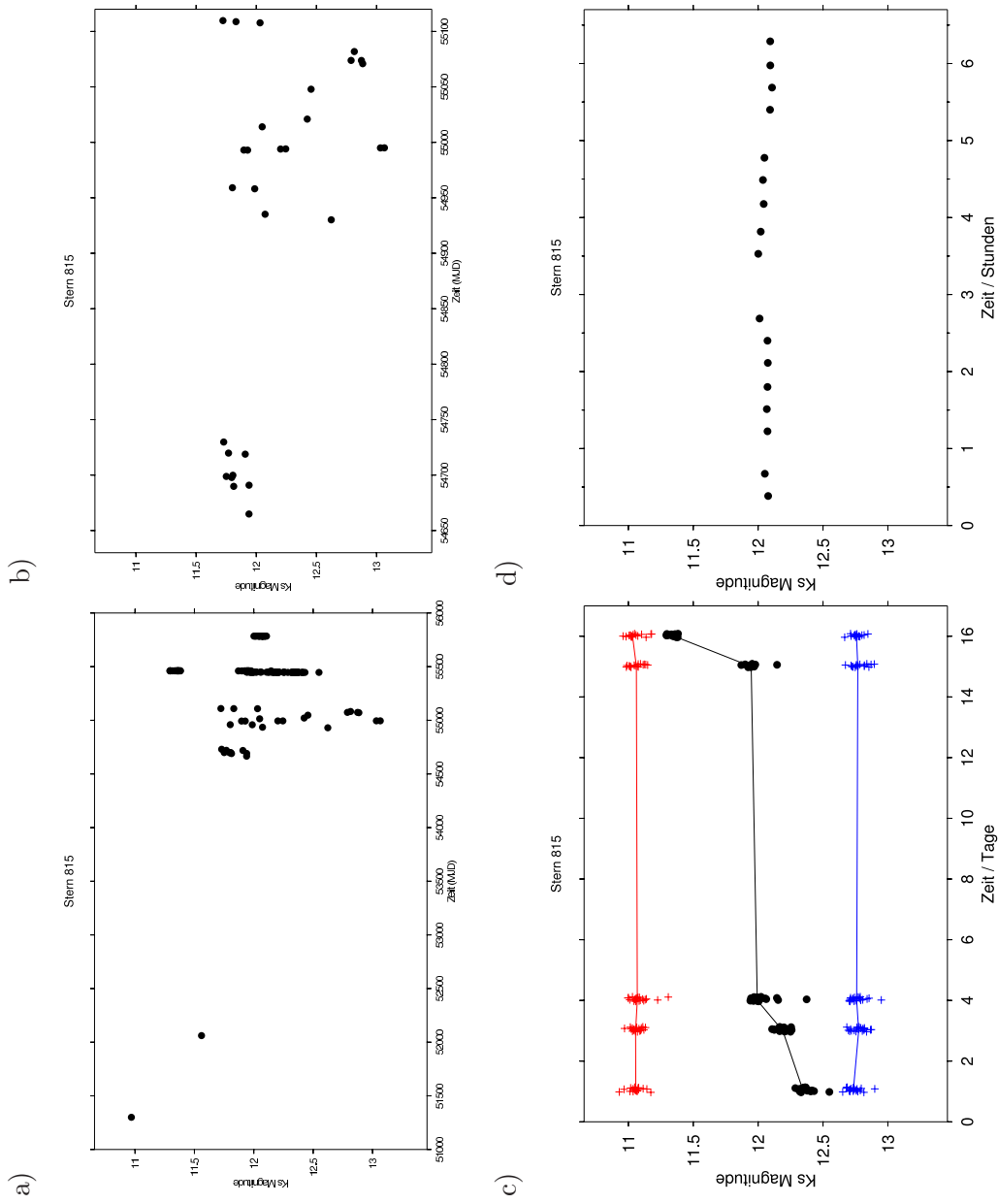


Abbildung 6.21: Lichtkurve des Sterns 815. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

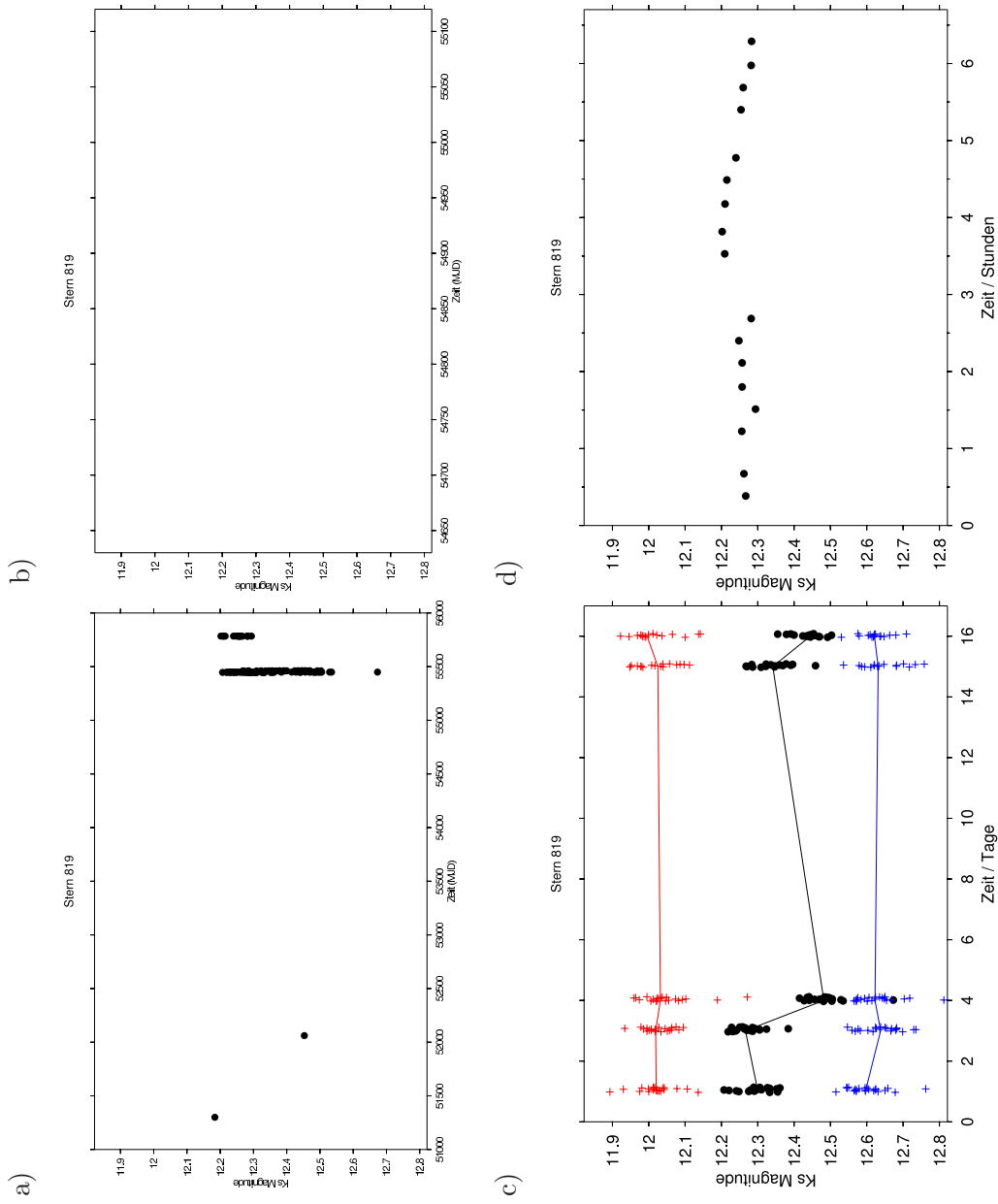


Abbildung 6.22: Lichtkurve des Sterns 819. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

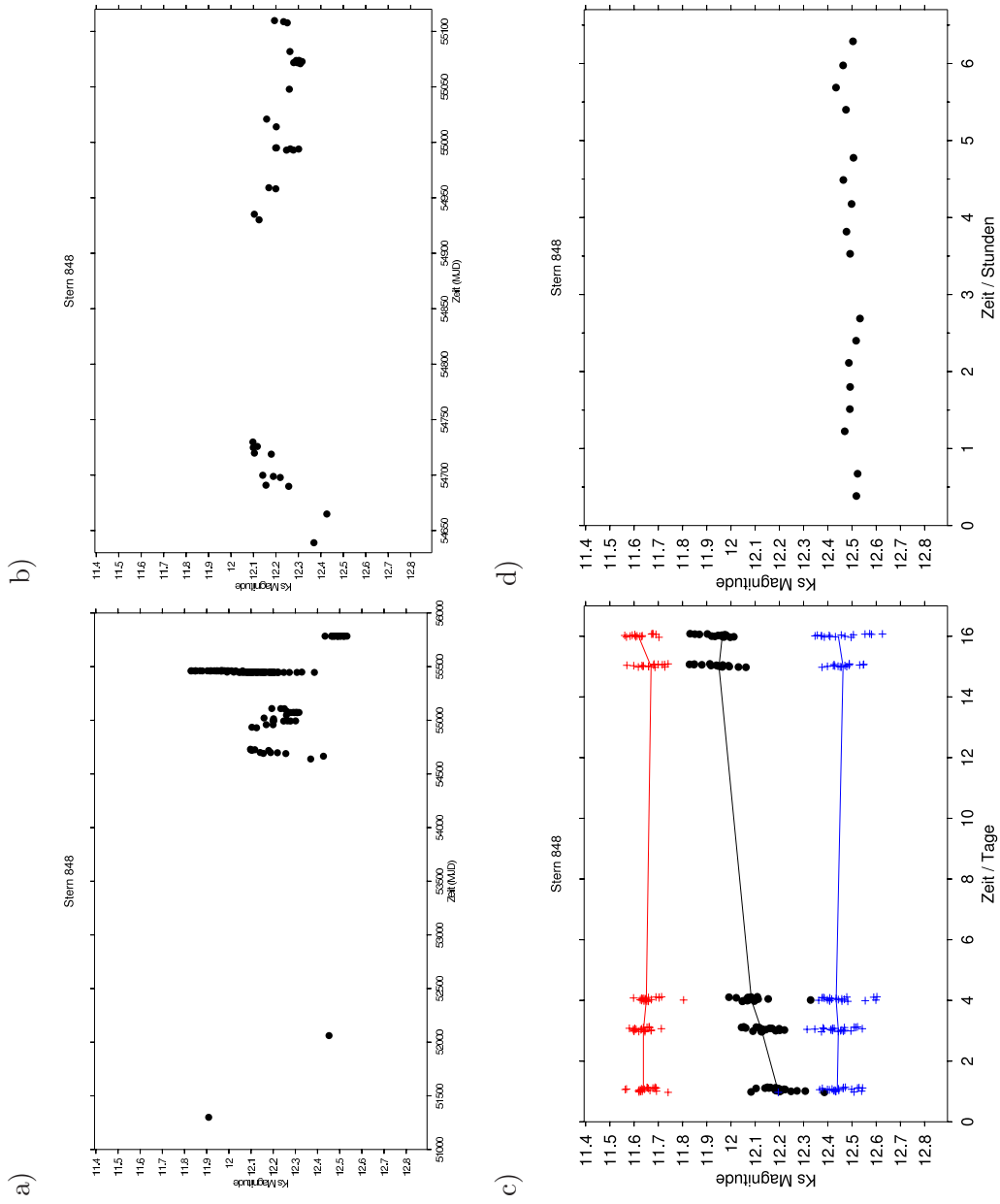


Abbildung 6.23: Lichtkurve des Sterns 848. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

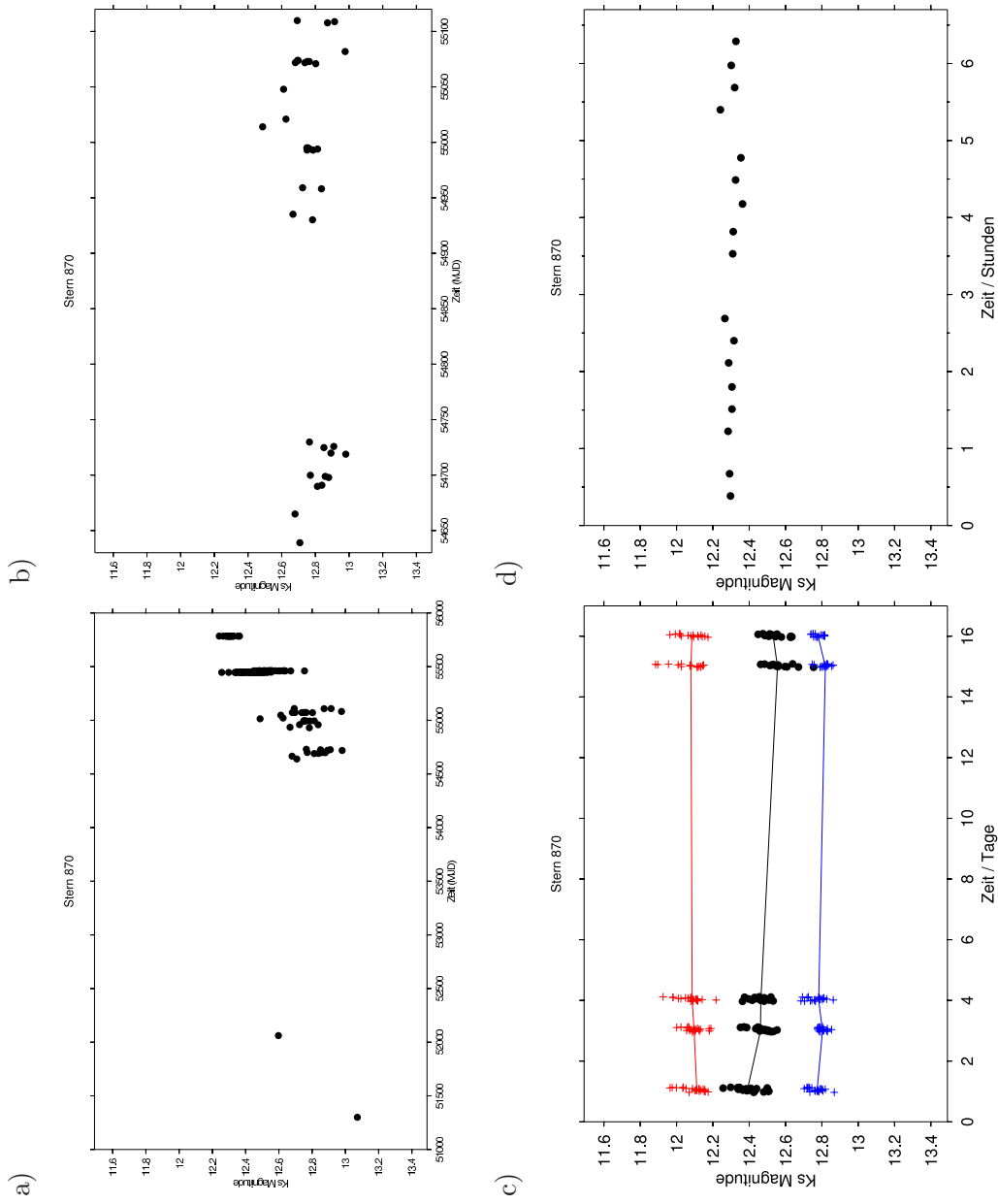


Abbildung 6.24: Lichtkurve des Sterns 870. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

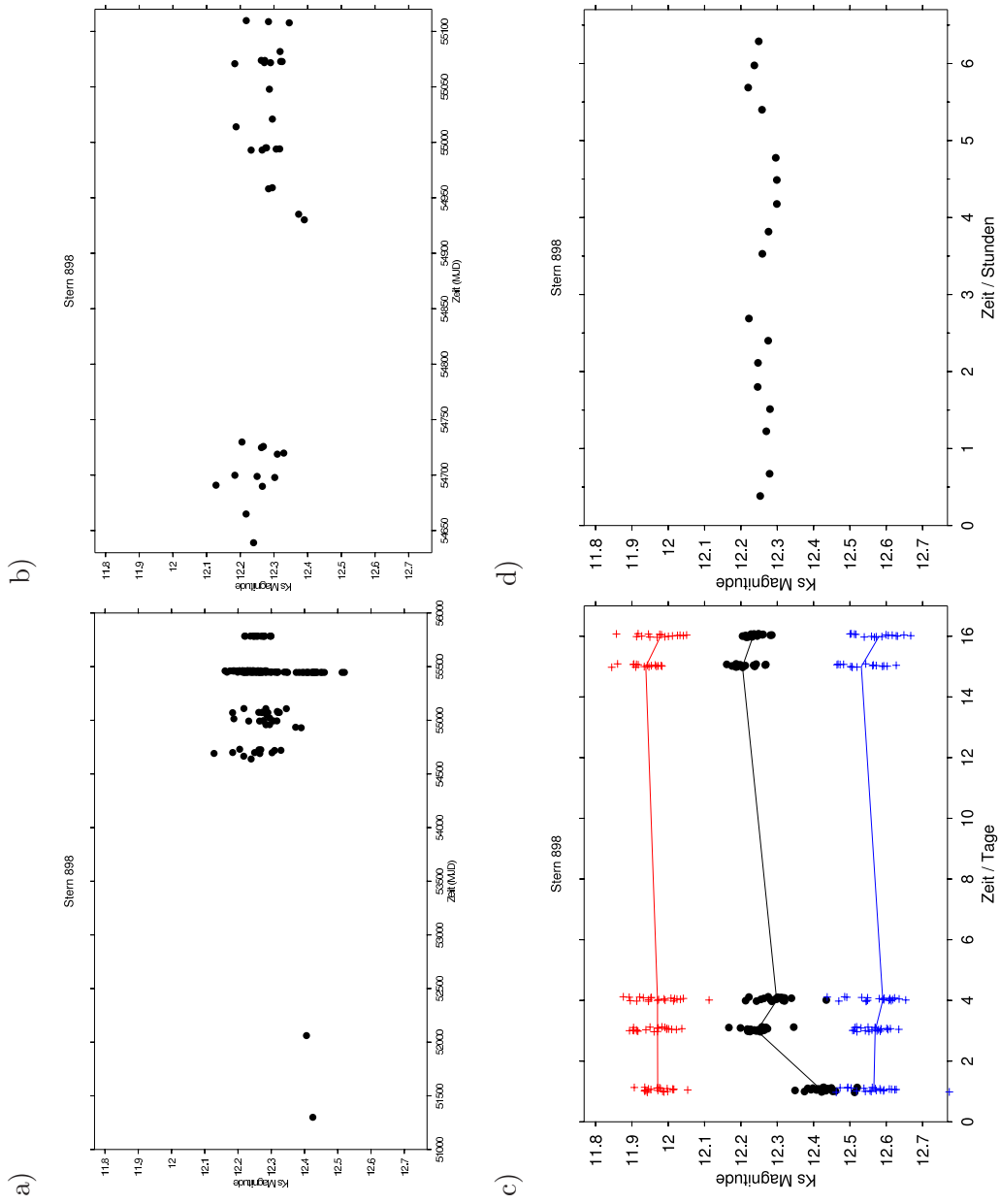


Abbildung 6.25: Lichtkurve des Sterns 898. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

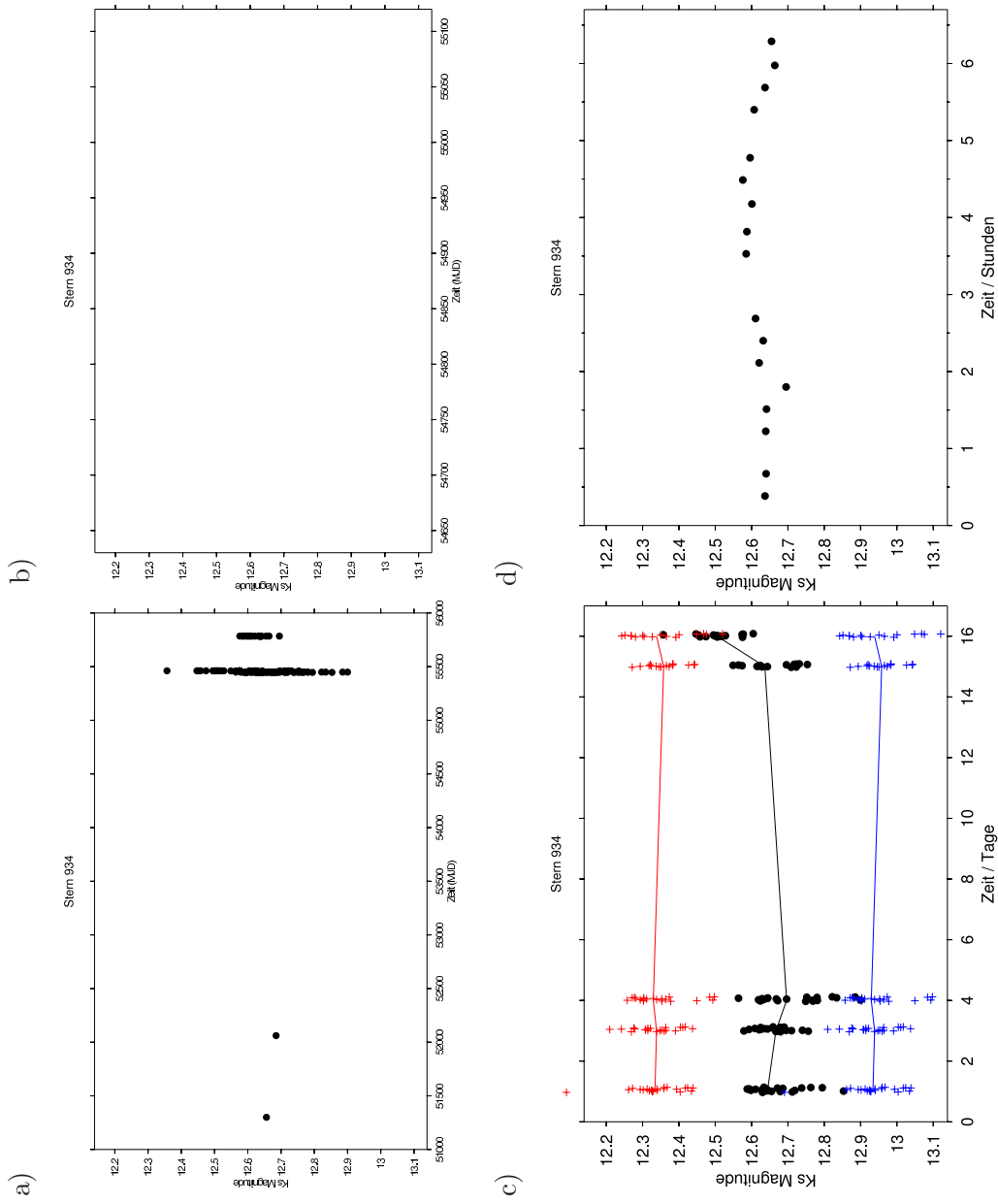


Abbildung 6.26: Lichtkurve des Sterns 934. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

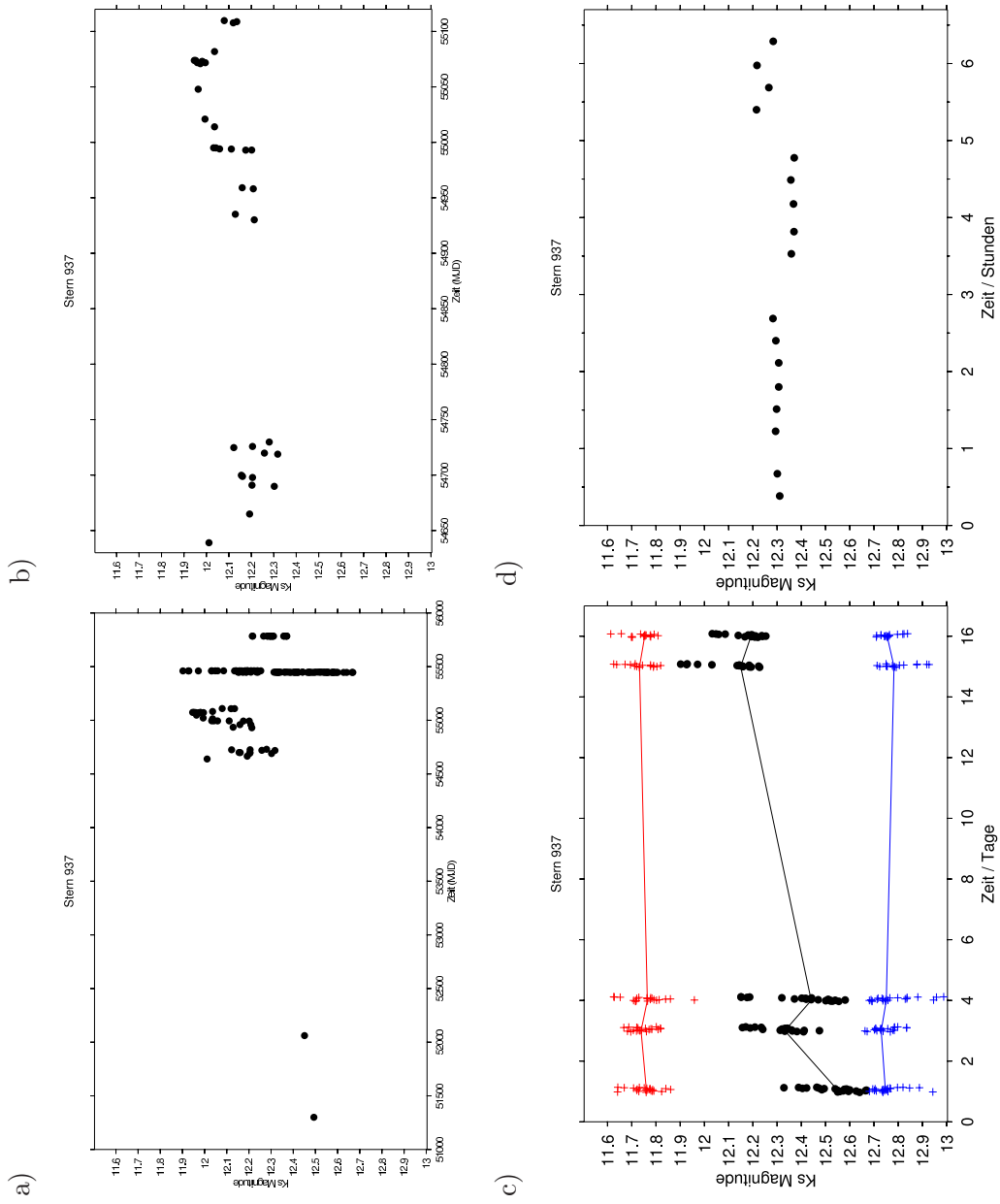


Abbildung 6.27: Lichtkurve des Sterns 937. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

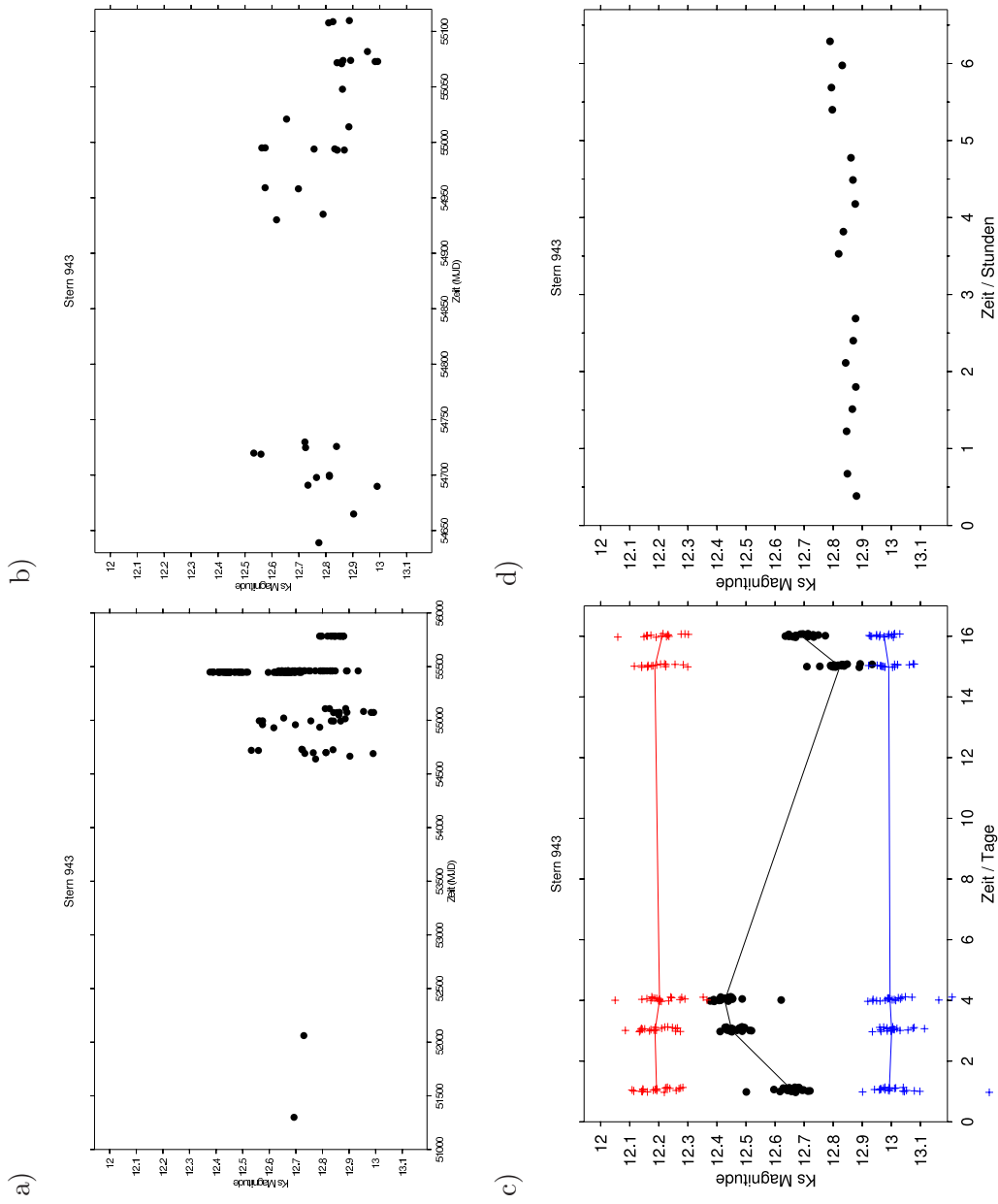


Abbildung 6.28: Lichtkurve des Sterns 943. Die Aufteilung der Diagramme ist analog zu Abbildung 6.7.

Danksagung

Hiermit möchte ich allen danken, die zum Gelingen dieser Arbeit beigetragen haben, wobei jeder seine Hilfe in unterschiedlicher Form dargebracht hat.

- Zuerst möchte ich meinem Doktorvater Professor Chini für die gute und umfangreiche Unterstützung vom Beginn der Diplomarbeit bis hin zur Fertigstellung dieser Dissertation danken. Es war jederzeit möglich sich mit Fragen an ihn zu wenden, auch wenn es per Mail am Wochenende war oder diese Mail erst um die halbe Welt, bis in die Atacama-Wüste, unterwegs war.
- Weiterhin geht mein Dank an Klaus W. Hodapp, der mir viele Fragen bezüglich der IRIS-Kamera und der Realisierung der IRIS-Pipeline beantworten konnte, und somit viel dazu beigetragen hat, dass wir heute gut reduzierte Infrarotdaten bekommen. Nicht zu vergessen, dass wir ohne die von ihm gebaute Kamera vielleicht überhaupt keine Infrarotdaten hätten.
- Roland Lemke möchte ich für die Hilfe in Bezug auf Soft- und Hardware-Probleme jeder Art, sowie die Unterstützung bei einigen Beoberkungskampagnen zur Gewinnung von Infrarotdaten von M17 danken. Ohne seine Hinweise und Anregungen an so mancher Stelle wären einige Probleme der Steuersoftware für das VYSOS 6 vielleicht nicht, oder zumindest nicht so schnell, behoben worden.
- Ein Danke geht an Martin Haas für die Hilfe bei so manchen VYSOS-Daten, sowie die Möglichkeit, ihn mit den unterschiedlichsten Problemen und Fragen aufsuchen zu können.
- Ansonsten möchte ich insbesondere Claus-Michael Scheyda, Ina Lingner sowie Vera Hoffmeister danken, die ich seit Beginn meiner Diplomarbeit mit Fragen zur Astronomie im Allgemeinen sowie zu Softwareproblemen, vor allem bei IRAF sowie der sehr eigenen, oder doch eher eigenartigen, Skriptsprache von IRAF (danke Michael für viele Deiner Skripte, an denen ich lernen konnte, wo Probleme von IRAF liegen), behelligen konnte.
- Allen anderen Mitgliedern des astronomischen Instituts, die ich hier nicht namentlich aufgezählt habe, möchte ich ebenfalls für eine schöne Zeit und angenehme Zusammenarbeit in den letzten 4,5 Jahren danken. Wie schnell doch die Zeit vergangen ist, seit ich dort angefangen habe.
- Nicht vergessen möchte ich meine Eltern, die mich immer und jederzeit bei allem unterstützt haben, was ich begonnen habe. Dazu gehört natürlich auch das Studium, was sich jetzt so langsam seinem Ende nähert. Danke für alles.

- Und *last but not least* ein ganz besonderer Dank meiner Verlobten Christiana Lewejohann. Für die Hilfe beim Korrekturlesen und besonders dafür, dass Du mein Leben in den letzten 10 Jahren bereichert hast und es hoffentlich auch noch lange tun wirst.

„So long, and thanks for all the fish.“

Douglas Adams

„The Hitchhiker’s Guide to the Galaxy“

Lebenslauf

Ramon Watermann
geboren am 22.10.1980 in Witten

Familienstand: ledig
Staatsangehörigkeit: deutsch

Schulbildung

1987 - 1991 Grundschule „Hüllbergschule“, Witten
1991 - 2001 Albert-Martmöller-Gymnasium, Witten
Schulabschluss: Abitur

Grundwehrdienst

11/2001 - 07/2002 Grundwehrdienst in Nienburg und Bremen

Studium

10/2002 - 03/2008 Diplomstudiengang Physik an der Ruhr-Universität Bochum
Diplomarbeit am Lehrstuhl für Astrophysik, Titel:
„Spektralklassifikation junger Sterne in M17 - $\lambda\lambda 8200 - 9300 \text{ \AA}$ “

05/2008 - 01/2012 Dissertation zur Erlangung des Grades Doktor der
Naturwissenschaften in der Fakultät für Physik und Astronomie
der Ruhr-Universität Bochum, Titel:
„Automatisierte Variabilitätsmessungen im Visuellen und Infraroten“

Versicherung gemäß § 7 Abs. 2 Nr. 5 PromO 1987

Hiermit versichere ich, dass ich meine Dissertation selbstständig angefertigt und verfasst und keine anderen als die angegebenen Hilfsmittel und Hilfen benutzt habe. Meine Dissertation habe ich in dieser oder ähnlicher Form noch bei keiner anderen Fakultät der Ruhr-Universität Bochum oder bei einer anderen Hochschule eingereicht.

Ort, Datum

Unterschrift (Ramon Watermann)