# Fakultät für Physik und Astronomie

Ruprecht-Karls-Universität Heidelberg

Diplomarbeit
im Studiengang Physik

vorgelegt von

**Thomas Seitz**
aus Meckesheim

1997

# CCD-Untersuchungen und Variabilität von PKS 2155-304 im Optischen

Die Diplomarbeit wurde ausgeführt an der
Landessternwarte Heidelberg-Königstuhl
unter der Betreuung von

**Herrn Priv.-Doz. Dr. Stefan Wagner**

# Zusammenfassung

Die elektronische Bilderzeugung und -verarbeitung ist aus der Astronomie von heute nicht mehr wegzudenken. So wird auch an der Landessternwarte Heidelberg-Königstuhl seit weit über zehn Jahren eine elektronische Kamera (CCD) am dortigen 70-cm-Teleskop benutzt.

Im Sommer 1996 wurde eine neue Kamera erworben, die vor Inbetriebnahme am Teleskop getestet wurde. In diesen Test wurde das Kühlverhalten und der Verschluß der Kamera, der Bias, der Dunkelstrom, das Ausleserauschen und die Linearität des Chips untersucht. Nach Auswertung der Daten konnte festgestellt werden, daß die CCD-Kamera für den wissenschaftlichen Einsatz nicht geeignet ist. Das Kühlverhalten entsprach nicht den Herstellerangaben, was wahrscheinlich durch eine Wärmebrücke im/am Dewar verursacht wurde. Desweiteren zeigte der Chip nicht akzeptierbares nicht-lineares Verhalten. Die Kamera wurde zurückgesandt.

Mit obiger Kamera sollten Messungen der Art gemacht werden, wie sie am Beispiel des BL Lacertae Objekts PKS 2155-304 vorgestellt werden. Sie wurden vom 21.5. bis 2.6. in Chile erstellt. PKS 2155-304 zeigte in dieser Zeit eine 30prozentige Flußvariation in den Farben U, B, V, R und I in Form eines sechs Tage andauernden Ausbruchs (Flare). Das Maximum lag um den 25./26.5. und erreichte eine Helligkeit von $\mathrm{m_V} \approx 12.95$ Magnituden. Der niedrigste Helligkeit lag bei $\mathrm{m_V} \approx 13.25$. Im Beobachtungszeitraum konnten Anzeichen für Spektralindexvariationen gefunden werden. Es konnten keine Flußvariationen innerhalb einer Nacht nachgewiesen werden.



# Abstract

Nowadays, electronic image generating and processing is one of the most important tools of astronomy. Also the Landessternwarte Heidelberg-Königstuhl is using a charge-coupled device (CCD) at the 70-cm telescope for more than 10 years .

A new camera was acquired for this telescope in summer 1996. Before attaching the system to the telescope it was tested. In these tests the shutter, the cooling properties, the bias, the dark current, the read-out noise, and the linearity of the chip was examined. After data analysing it could be established that the system is not suitable for a scientific application. The cooling properties were not as they should be, which is most likely caused by heat conducting in or at the dewar. In addition, the chip showed inacceptable non-linear properties. The CCD was sent back.

CCD measurements of the BL Lacertae object PKS 2155-304 are presented here. They were carried out in the bands U, B, V, R, and I from May, 21 to June, 2 at the European Southern Observatory in Chile. During observations the object flared. Top-to-bottom flux variations are about 30 percent. On May, 25/26 the flare reached its maximum at $\mathrm{m_V} \approx 12.95$ magnitudes. The lowest brightness measured was $\mathrm{m_V} \approx 13.25$. Evidence could be found for spectral-index variations during the observations. No evidence was found for intra-night flux-density variations.

# Inhaltsverzeichnis

# Kapitel 1

# Prolog

In der modernen Astronomie ist das CCD (*C*harge-*C*oupled *D*evice) neben dem Computer das wichtigste technische Hilfsmittel. Ein CCD ist eine lichtempfindliche Halbleiterfläche, die – ähnlich wie eine Photoplatte – die Darstellung eines Bildes erlaubt. Im Gegensatz zur Photoplatte findet im CCD eine physikalische und keine chemische Reaktion statt. Photonen, die in den Halbleiter treffen, erzeugen durch den *Photoeffekt* freie Ladungen. Die Ladungen sammeln sich in Potentialtöpfen, den Bildelementen, und können von dort durch eine geeignete Elektronik gemessen und digitalisiert werden. Somit kann man jedem Bildelement eine Intensität proportional der Ladung zuordnen. Da jedes Bildelement durch eine x- und y-Koordinate gekennzeichnet ist, läßt sich eine zweidimensionale Abbildung rekonstruieren. Der große Vorteil von CCDs gegenüber der Photoplatte liegt in der hohen Empfindlichkeit, der Linearität und der Tatasache, daß die Daten digital vorliegen. Um das thermische Rauschen des Detektors zu verringern, werden CCD-Kameras durch flüssigen Stickstoff oder Peltierelemente gekühlt.

Um die Vorteile eines modernen CCDs auch weiterhin nutzen zu können, erwarb die Landessternwarte Heidelberg-Königstuhl eine neue Kamera für das dortige 70-cm-Teleskop. Zur Überprüfung der Einsatzfähigkeit dieser durch flüssigen Stickstoff gekühlten CCD-Kamera wurden die in Kapitel 3 vorgestellten Tests durchgeführt. Dabei ging es um die Funktionsfähigkeit der verschiedenen Komponenten der Kamera, wie Kühlgefäß und Kameraverschluß, und um die Ermittlung der spezifischen Parameter, wie Bias, Dunkelstrom, Ausleserauschen, Pixel-zu-Pixel-Variationen, geeignetste Betriebstemperatur und Kühlverhalten.

Die Kenntnis dieser Parameter erleichtert den Umgang mit dem Detektor am Teleskop. Das 70-cm-Teleskop wird hauptsächlich für Variationsmessungen an aktiven galaktischen Kernen (AGN) eingesetzt, wobei die Methode der „relativen Photometrie“ angewandt wird. Hierbei wird der Fluß des Programmobjekts mit dem Fluß von Sternen verglichen. Alle Objekte müssen sich dazu auf ein und derselben CCD-Aufnahme befinden. Da die Vergleichssterne konstant im Fluß sind, tritt die Flußvariation des Programmobjekts hervor. Im Gegensatz zur absoluten Photometrie werden für die relative Photometrie keine photometrischen Nächte benötigt. Die relative Photometrie wird ab Kapitel 7 am Beispiel einer Beobachtungskampagne bei der ESO in Chile vorgestellt. Die Programmquelle war das BL Lacertae Objekt PKS 2155-304, das zu den hellsten Objekten seiner Klasse gehört. Seine Variabilität wurde untersucht und mit anderen Beobachtungen verglichen. Anhand der Variabilitätsmessungen lassen sich durch den Vergleich mit Modellen Aussagen über die Erzeugungsmechanismen der Emission treffen. Es kamen mehrere Teleskope und CCDs zum Einsatz, so daß der Vergleich verschiedener Detektoren und Teleskope möglich wurde. Insbesondere sieht man, daß Messungen mit kleinen Teleskopen nicht zwangsläufig gegenüber den

Großteleskopen konkurrenzlos sind. Beispielsweise weist das dänische 1.5-m-Teleskop unter ähnlichen Beobachtungsbedingungen Fehler auf, die mit dem 3.5m großen NTT vergleichbar sind. Dies ist insbesondere auf eine geeignetere Pixel-zu-Pixel-Korrektur zurückzuführen. Dieses Beispiel zeigt, daß die sorgfältige Korrektur detektorspezifischer Eigenschaften den Einsatz kleinerer Teleskope für Präzisionsmessungen rechtfertigt, insbesondere auch an weniger idealen Standorten wie z. B. Heidelberg-Königstuhl. Limitiert wird die Einsatzfähigkeit von Teleskopen durch die mit ihnen erreichbare Grenzhelligkeit. Kleinere Teleskope haben den Vorteil, daß sie billiger im Bau und Unterhalt und zahlreicher verfügbar sind. Letzteres bewirkt, daß längere zusammenhängende Beobachtungskampagnen durchgeführt werden können, da der Andrang auf kleinere Teleskope nicht so stark ist, wie bei den wenigen Großteleskopen, die zur Verfügung stehen. Gerade bei einer Kampagne wie der vorgestellten, hätte der Einsatz nur eines Teleskops den Vorteil, daß man die unterschiedlichen spektralen Empfindlichkeiten der Detektoren aufgrund ihrer verschiedenen Quanteneffizienzen, sowie die verschiedenen Filtertransmissionen, nicht korrigieren müßte. Dies erhöht die Konsistenz der Daten und damit ihre Aussagekraft.

# Kapitel 2

# Das Charge-Coupled Device in der Astronomie

## 2.1 Vom Auge zum elektronischen Detektor

Mit dem menschlichen Auge hat die Natur einen biochemischen Detektor geschaffen, der uns die Orientierung auf unserem Planeten ermöglicht. Da diesem Sinnesorgan auch das Licht weitentfernter Sterne und Galaxien zugänglich ist, interessierten sich die Menschen schon früh für den wechselnden Anblick des Himmels. Dies führte zur Entwicklung der ältesten Wissenschaft — der Astronomie, die durch die Erfindung des Fernrohrs (Lippershey, 1608) revolutioniert wurde. Mit diesem Instrument konnte dem Auge mehr Licht zugeführt werden, als ihm von Natur aus zur Verfügung stand.

Aber die Bilder, die ein Beobachter mit seinem Auge sieht, lassen sich nicht für andere festhalten. Jedes Subjekt muß selbst Beobachtungen durchführen und ein in seinem Auge entstandes Bild über das Gehirn einem anderen beschreiben. Neben dem Problem der Bildspeicherung hat das Auge auch den Nachteil, daß langes Betrachten eines schwachen Objekts kein Lichtgewinn bewirkt. Zudem ist das Auge nur in einem begrenzten Wellenlängenbereich von 350 bis 750 nm empfindlich.

1839 wurde die Fotografie erfunden und als astronomisches Arbeitsmittel eingesetzt. Nun war es möglich astronomische Ereignisse objektiv festzuhalten und Licht „aufzuaddieren". Letzteres führte insbesondere dazu, daß dem Auge auch sehr schwache Objekte sichtbar gemacht werden können, durch Vorlage einer entsprechend lang belichteten Fotoplatte. Bei der Verwendung von Fotoplatten ist aber zu beachten, daß kurze oder lange Belichtungszeiten eine Abweichung vom linearen Verlauf der Schwärzungskurve erzeugen. Dies ist der sogenannte *Schwarzschild-Effekt*. Deshalb ist es nötig Photoplatten entsprechend ihrer Anwendung herzustellen bzw. aufzubereiten, z.B. durch Hypersensibilisierung. Dabei behandelt man die Fotoplatte kurz vor dem Belichten mit Stickstoff oder einem Stickstoff/Wasser-Gemisch. Dies führt zu einer 10-30fach gesteigerten Empfindlichkeit. Bis zum heutigen Tag besteht der große Vorteil der Photoplatte gegenüber elektronischen Methoden in der Größe des Detektors. Typische Platten haben 35 cm Kantenlänge, während elektronische Verfahren (CCD) nur einige $\mathrm{cm}^2$ empfindliche Fläche aufweisen. Zwar gibt es CCDs mit bis zu 6 cm Kantenlänge, doch hat man bei so großen Detektoren Probleme mit der Datenverarbeitung. Photoplatten werden heutzutage hauptsächlich für Himmelsdurchmusterungen in Schmidt-Kameras verwandt, um große Himmelsausschnitte abzubilden. Leider besitzen Fotoplatten eine geringe Quantenausbeute. Von 100 auf den Film treffenden Photonen führen höchstens 2-4 zu einer chemischen Reaktion auf dem Film.

Der von Hallwachs 1888 entdeckte *Photoeffekt* war Grundlage für die Entwicklung des *Photomultipliers* in den 40er Jahren unseres Jahrhunderts. Durch ein Eintrittsfenster in einer Vakuumröhre einfallende Photonen treffen auf eine dünne Photokathodenschicht. Durch den Photoeffekt werden aus der Kathode Elektronen in das Vakuum der Röhre emittiert, in einem elektrischen Feld beschleunigt und auf die erste Elektrode (Dynode) einer Elektronenkaskade fokusiert. Dort werden weitere Elektronen ausgeschlagen und erneut beschleunigt. Die durch Photoeffekt ausgeschlagenen Primärelektronen werden durch die Dynodenkaskade lawinenartig vervielfältigt, so daß am Ende des Photomultipliers ein meßbares elektrisches Signal entsteht. Die Quantenausbeute solcher Geräte liegt zwischen 10 und 30 Prozent. Mit dieser Art Detektor kann allerdings nur das Signal von einem Punkt am Himmel gemessen werden, analog einer einzelnen Zelle auf der Retina des Auges.

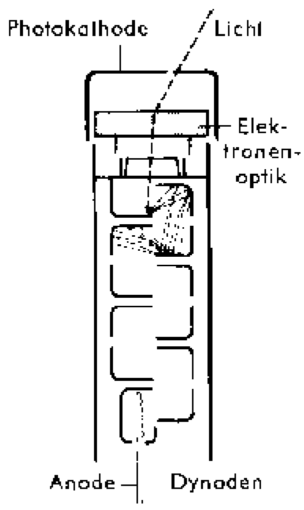


Abbildung 2.1: Aufbau einer Photokathode („Lexikon der Astronomie", Springer, 1995).

Nachdem 1948 der Transistor erfunden und 1958 erste integrierte Schaltkreise mit mehreren Transistoren entwickelt wurden, war der Weg frei für die Entwicklung miniaturisierter lichtempfindlicher elektronischer Bauelemente. Man nutzte den Photoeffekt aus, um Photodioden aus Silizium zu bauen. Siliziumphotodioden haben eine sehr hohe Effizienz von 80-90 Prozent und sind über das visuelle Spektrum hinaus bis in den nahen infraroten Spektralbereich von ca. 1100 nm empfindlich. Ab den 70er Jahren begann dann die Entwicklung eines neuartigen Detektors — dem *Charge-Coupled Device* oder *CCD*. Hierbei wird ein Feld aus vielen Siliziumdioden gebildet, dessen durch Photoeffekt erzeugte Ladung aus dieser Fläche heraustransportiert und gemessen wird. CCDs sind nicht nur im visuellen, sondern auch im UV-, Infrarot- und Röntgenbereich einsetzbar. Die folgende Abbildung verdeutlicht den großen Wellenlängenbereich, der mit CCDs abgedeckt werden kann und vergleicht die Quanteneffizienzen verschiedener Detektoren.

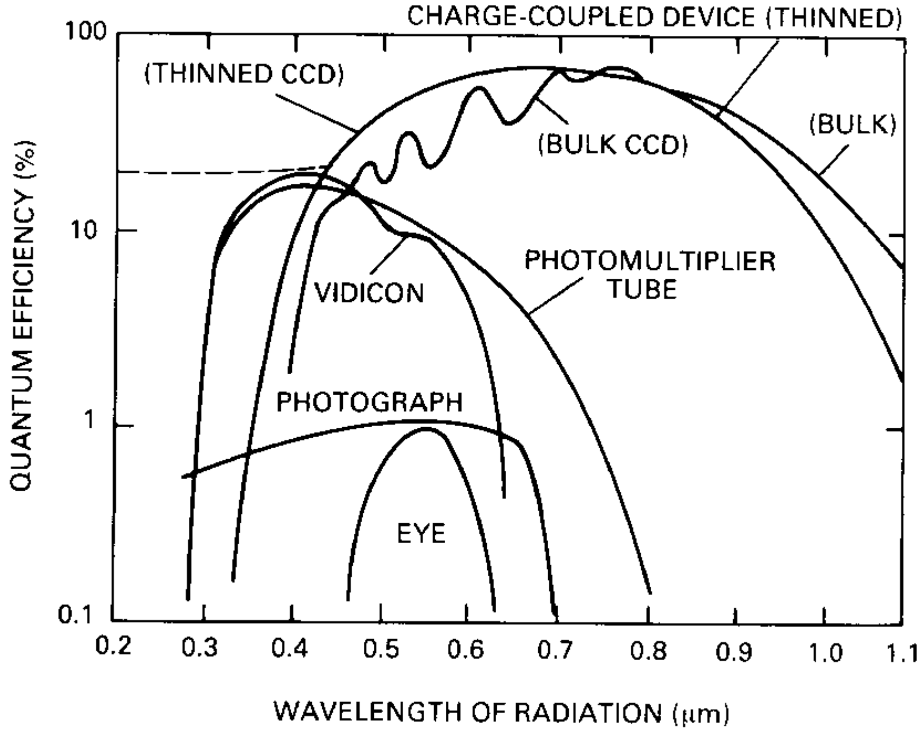


Abbildung 2.2: Quanteneffizienz bei verschiedenen Wellenlängen von verschiedenen Detektoren im Vergleich (Ian McLean, 1989).

## 2.2 Das Charge-Coupled Device

### 2.2.1 Halbleiter

Festkörper werden anhand ihrer elektrischen Eigenschaften eingeteilt in: Metalle, Halbleiter und Isolatoren. Nach dem Bändermodell unterscheiden sich Metalle und Isolatoren dadurch, daß ihr Leitungsband teilweise oder ganz gefüllt ist. Elektronen in einem komplett besetzten Band können keine Ladung weitertransportieren, während Elektronen in teilweise gefüllten Bändern dies können. Isolatoren lassen sich charakterisieren durch den Abstand von der Oberkante des höchsten vollbesetzten Bandes zur Unterkante des tiefsten unbesetzten Bandes. Ohne äußere Einflüsse wird jeder Festkörper mit endlicher Energielücke bei einer Temperatur $T = 0$ K isolieren. Bei Temperaturen $T > 0$ K gibt es eine nicht verschwindende Wahrscheinlichkeit, daß einige Elektronen thermisch aus dem obersten vollbesetzten Band, dem *Valenzband*, über die Energielücke in das unterste unbesetzte Band, das *Leitungsband*, gehoben werden. Die Anzahl der thermisch angeregten Elektronen ist abhängig von der Temperatur. Der Anteil in das Leitungsband gehobener Elektronen ist von der Gößenordnung $e^{-\Delta E/2k_BT}$, wobei $\Delta E$ die Größe für die Energielücke in eV ist. Beispielsweise ergibt sich für eine Energielücke von 4 eV bei Raumtemperatur ($k_BT \approx 0.025$ eV) der Faktor zu $e^{-80} \approx 10^{-35}$, was heißt, daß praktisch kein Elektron durch thermische Anregung den Sprung ins Leitungsband schafft, während bei einer Lücke von 0.25 eV die Wahrscheinlichkeit $e^{-5} \approx 10^{-2}$ nicht mehr vernachlässigbar ist. Der Isolator beginnt zu leiten. Festkörper, die bei $T = 0$ K isolieren, deren Energielücke aber so klein ist, daß sie bei höheren Temperaturen leiten, heißen Halbleiter. Die Klassifizierung ist nicht sehr scharf. Üblicherweise gelten Materialien mit Bandlücken von 2 eV bis zu wenigen zehntel eV als Halbleiter. Die typischen spezifischen Widerstände bei Raumtemperatur liegen im Bereich von $\rho = 10^{-3}$ bis zu $\rho = 10^{9}$ $\Omega$cm. Zum Vergleich, der spezifische Widerstand von Metallen liegt im Bereich $10^{-6}$, der von Isolatoren bei $10^{22}$ $\Omega$cm.

Der große Unterschied zwischen Halbleitern und Metallen liegt darin, daß die Leitfähigkeit der Metalle mit steigender Temperatur abnimmt, die der Halbleiter dagegen zunimmt.

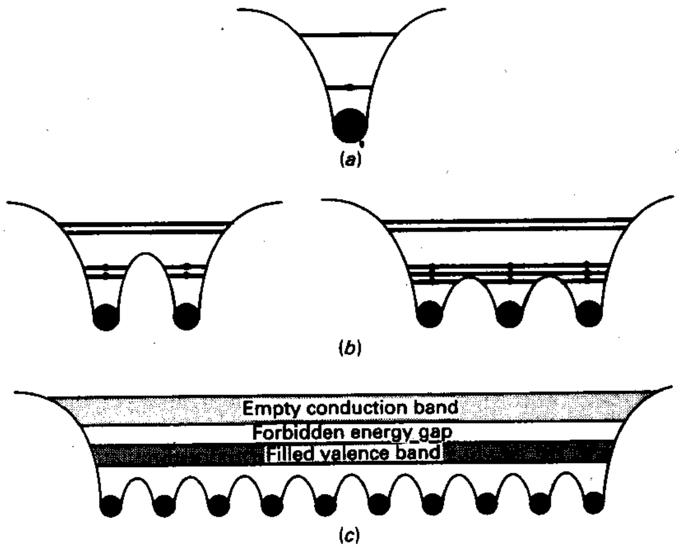


Abbildung 2.3: Entwicklung der Bandstruktur im Kristall am Beispiel Silizium (Ian McLean, 1989).

Neben der thermischen Anregung kann ein Elektron aus dem Valenzband auch durch Absorption elektromagnetischer Strahlung in das Leitungsband gehoben werden. Ist die Bandlücke klein genug, so kann auch sichtbares Licht zur Erhöhung der Leitfähigkeit eines Halbleiters führen. Für sehr niederenergetische Photonen, wie z. B. im Infraroten, muß die Energielücke sehr klein sein, um Elektronen durch Photoabsorption ins Leitungsband zu bekommen. Damit ist natürlich auch die Wahrscheinlichkeit sehr hoch, daß thermisch angeregte Elektronen ins Leitungsband geraten, da deren thermische Energie vergleichbar mit der Photonenenergie wird. Generell ist es von großem Nutzen beim Bau eines Detektors, welcher die Eigenschaften oben beschriebener Halbleiter ausnutzt, das thermische Rauschen zu unterdrücken , um den reinen Effekt der photoneninduzierten Ladung zu messen. Zur Verringerung des thermischen Rauschens werden moderne Astrokameras deshalb mit flüssigem Stickstoff (ca. $-200^{o}$ C) gekühlt und bei einer Temperatur von ca. $-100^{o}$ C betrieben. Bei dieser Temperatur wird das Rauschen bereits effektiv unterdrückt, ohne daß der Halbleiter „einfriert“.

Um die Leitfähigkeit eines Halbleiters zu erhöhen kann man ihn mit Fremdatomen dotieren. Man benutzt hierzu Elemente mit mehr oder weniger Elektronen, als die, die zur Bindung bereitgestellen werden. So kann man die Energielücke verändern und gezielt ein Substrat entwickeln, das bestimmte Anforderungen an diese erfüllt.

**ENERGY GAPS OF SELECTED SEMICONDUCTORS**

| MATERIAL | $E_g$ ($T = 300$ K) | $E_g$ ($T = 0$ K) | $E_0$ (LINEAR EXTRAPOLATION TO $T = 0$) | LINEAR DOWN TO |
|---|---|---|---|---|
| Si | 1.12 eV | 1.17 | 1.2 | 200 K |
| Ge | 0.67 | 0.75 | 0.78 | 150 |
| PbS | 0.37 | 0.29 | 0.25 | |
| PbSe | 0.26 | 0.17 | 0.14 | 20 |
| PbTe | 0.29 | 0.19 | 0.17 | |
| InSb | 0.16 | 0.23 | 0.25 | 100 |
| GaSb | 0.69 | 0.79 | 0.80 | 75 |
| AlSb | 1.5 | 1.6 | 1.7 | 80 |
| InAs | 0.35 | 0.43 | 0.44 | 80 |
| InP | 1.3 | | 1.4 | 80 |
| GaAs | 1.4 | | 1.5 | |
| GaP | 2.2 | | 2.4 | |
| Grey Sn | 0.1 | | | |
| Grey Se | 1.8 | | | |
| Te | 0.35 | | | |
| B | 1.5 | | | |
| C (diamond) | 5.5 | | | |

Sources: C. A. Hogarth, ed., *Materials Used in Semiconductor Devices*, Interscience, New York, 1965; O. Madelung, *Physics of III–V Compounds*, Wiley, New York, 1964; R. A. Smith, *Semiconductors*, Cambridge University Press, 1964.

Abbildung 2.4: Energielücken verschiedener Halbleiter. $E_g$ bezeichnet die (gemessene) Energielücke, $E_0$ die auf $T = 0$ linear interpolierte Energielücke im T-E-Diagramm. Die letzte Spalte gibt die Temperatur an bis zu der man im T-E-Diagramm einen linearen Verlauf findet (Ashcroft, Mermin, 1976).

Die Empfindlichkeit eines Halbleiterdetektors ist wellenlängenabhängig. Photonen, welche gerade die Energie der Bandlücke aufweisen, können ein Elektron ins Leitungsband heben (vgl. Abb. 2.5). Zu kurzen Wellenlängen nimmt die Energie der Photonen zu. Diese Photonen sind in der Lage, tiefer sitzende Elektronen ins Leitungsband zu befördern. Ein gewöhnliches CCD hat einen sensitiven Bereich von 400 nm bis fast 1000 nm. Über die Beziehung $E_{\mathrm{photon}} = \frac{\mathrm{hc}}{\lambda_{\mathrm{photon}}}$[1] erhält man den entsprechenden Energiebereich von 4 - 1.2 eV für die Photonen. Die Bandlücke muß also mindestens 1.2 eV betragen, um mit einem CCD-Detektor ein Signal messen zu können. Infolge der Absorptionslänge der Photonen in Silizium, geht oberhalb von 4 eV die Empfindlichkeit auf Null zurück. Die Dicke des Substrats begrenzt die Sensitivität auf bestimmte Energieintervalle. Sehr dünne Substrate sind für hohe Energien geeignet, verlieren aber ihre Empfindlichkeit für niedrigere Energien. Diese wird wiederum durch dickere oder geschichtete Chips erhöht.

[1] folgt aus $E_{\mathrm{photon}} = \hbar\omega$ und $\mathrm{c} = \nu\lambda$, mit $\mathrm{h} = 6.626176 \cdot 10^{-34}$ Js bzw. $\hbar = 1.054589 \cdot 10^{-34}$ Js und $\mathrm{c} = 299792458\ \mathrm{ms}^{-1}$

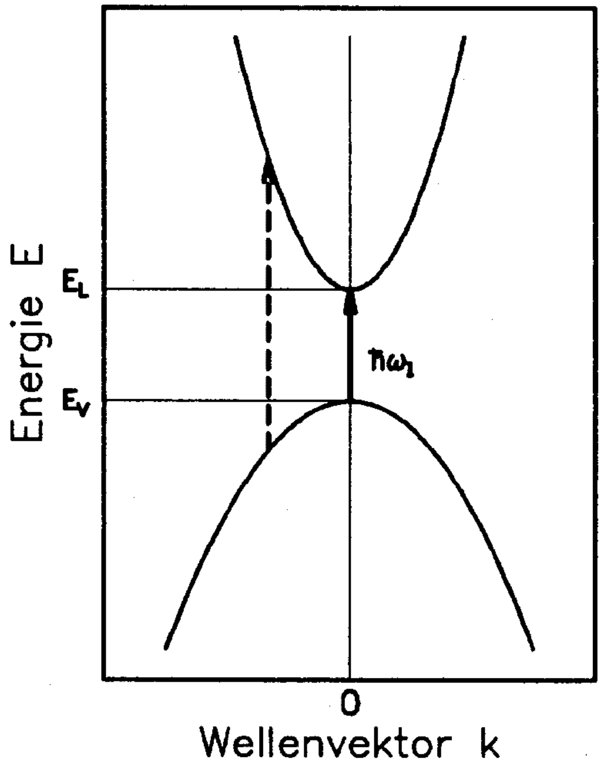


Abbildung 2.5: Schematische Darstellung der Absorption von Photonen. Der durchgezogene Pfeil ist der Übergang mit der kleinstmöglichen Energie. Der gestrichelte Pfeil deutet an, daß höherenergetische Photonen tieferliegende Elektronen anregen können (S. Hunklinger, *Notizen zur Vorlesung über Festkörperphysik*, 1995).

### 2.2.2 Funktionsweise eines CCD

Das CCD erlaubt es Ort und Anzahl der Elektronen zu bestimmen. Möglich wird dies durch die besondere Struktur des CCDs. Bringt man Metallelektroden (*gates*) auf eine etwa 0.1 $\mu$m dünne Siliziumdioxid-Schicht, die als Isolator dient und selbst auf das Silizium aufgebracht wurde, so hat man eine Struktur, die an einen Kondensator erinnert. Durch diese Anordnung können Ladungen gespeichert werden. Das in CCDs verwendete Silizium ist meist p-dotiert, d. h. daß weniger negative Ladungen zur Verfügung gestellt werden, als im Silizium selbst. Bei dieser Dotierungsart spricht man vom *Mangelhalbleiter*. Bei Anlegung eines positiven Potentials an die Elektrode werden die Löcher von der Elektrode weggedrängt. Es entsteht eine ladungsfreie Zone, die *Verarmungszone*. Beim Auftreffen eines Photons entsteht ein Elektron-Loch-Paar. Durch das elektrische Feld wandert das Elektron zum Gate und das Loch aus der Verarmungszone heraus. Wird die am Gate angelegte Spannung verändert, kann dadurch die Dicke der Verarmungszone beeinflußt und damit das Vermögen Ladungen zu speichern verändert werden. Je dicker die Verarmungszone ist, desto mehr Ladungen können gespeichert werden. Die Verarmungszone wirkt wie ein elektrostatischer Potentialtopf.

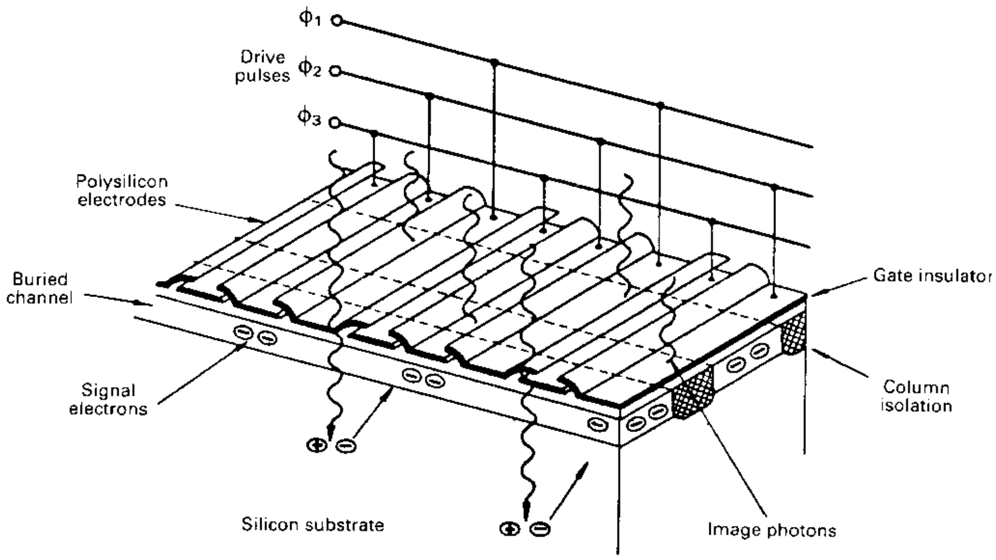


Abbildung 2.6: Prinzipieller Aufbau eines 3-Phasen-CCD. Der *buried channel* ist der räumliche Bereich in dem die Ladungen transportiert werden. Er wird in eine Richtung durch Spalten isolierenden Substrats, den *channel stops*, begrenzt. Ein buried channel entspricht einer Spalte auf dem Chip. Die Zeilentrennung wird durch das an die Gates angelegte Potential erzwungen (aus: Ian McLean, 1989).

Die einfachste CCD-Beschaltung ist das *3-Phasen-Prinzip*. Dabei werden Metallstreifen auf die isolierende $SiO_2$-Schicht aufgedampft und an jeden dritten Streifen das gleiche Potential angelegt. Außerdem muß bei 3 benachbarten Elektroden eine Elektrode ein größeres Potential aufweisen als die anderen. Das bewirkt, daß in einer Gruppe von 3 Gates eines den tiefsten Potentialtopf ausbildet, in welchem dann die Elektronen gespeichert werden. Durch eine geeignete zeitliche Veränderung der Potentiale werden die Ladungen verschoben. Damit läßt sich eine Anordnung aufbauen, die es erlaubt, die durch Photonen erzeugte Elektronen im Leitungsband unter den jeweiligen Elektroden soweit zu verschieben, bis sie aus dem Chip herausgeführt werden können. Dann werden sie von einer geeigneten Meßanordnung gezählt. Taktet man den Ladungstransport, so kann man den Ort, an dem die Photonen absorbiert wurden durch Abzählen der Takte festlegen. Jeweils 3 benachbarte Elektroden bilden ein Bildelement (auch Pixel genannt, von *pic*ture *el*ement) des Chips. Bei horizontaler Anordnung der Gates verlaufen senkrecht zu ihnen, also vertikal, isolierende Bereiche im Substrat (*channel stops*). Sie begrenzen die Potentialtöpfe. Ein Pixel wird gebildet aus 3 Gates. Sie legen die vertikale Ausdehnung fest. Die horizontale Ausdehnung wird begrenzt von 2 channel stops. Das *Prinzip der Ladungskopplung*, so bezeichnet man das obige Verfahren mit welchem die Ladungen extrahiert werden, wurde 1969 von Willard Boyle und George Smith (Bell Laboratories) erfunden.

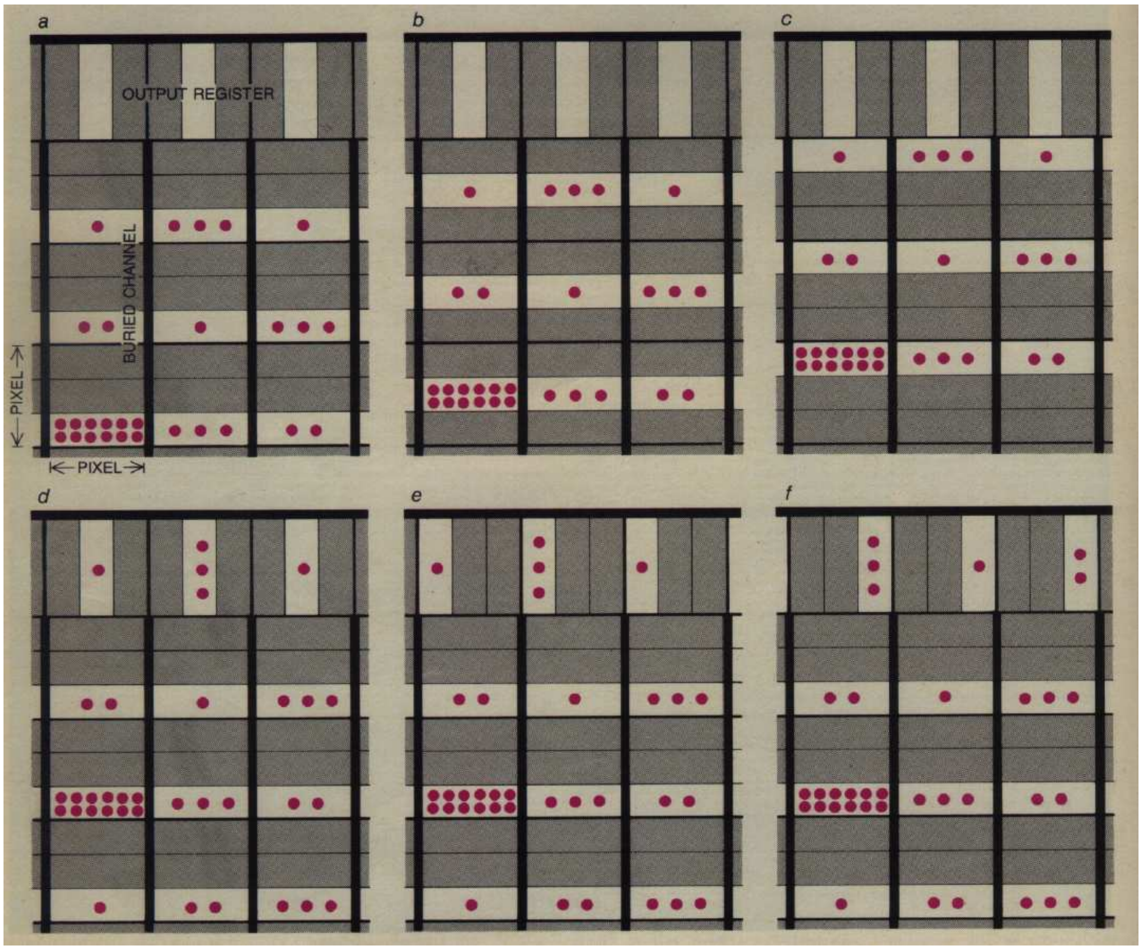


Abbildung 2.7: Prinzip des CCD. Durch Photoabsorption angeregte Elektronen werden im tiefsten Potential unter einem Gate gespeichert. Nach der Belichtungsphase (a), in der die an die Gates angelegten Potentiale nicht verändert werden, kommt die Auslesephase (b) - (f). Die Ladung der obersten Zeile wird in 3 Schritten (b) - (d) ins *Ausleseregister* geschoben. In Bild (d) befindet sich die komplette oberste Zeile im Ausleseregister. Nun bleiben die Potentiale im Bildbereich konstant. Nur die Potentiale des Auslesebereichs ändern sich der Gestalt, daß die komplette Zeile nach links geschoben wird, dort in den Vorverstärker wandert und dann in den Analog/Digital-Wandler (kurz A/D-Wandler) gelangt. Ist das ganze Ausleseregister digitalisiert, wird wieder die Ladung der jetzt obersten Zeile ins Ausleseregister transportiert. Diese Schritte wiederholen sich, bis die unterste Zeile des Chips nach oben und ins Ausleseregister gewandert ist. Dann ist der Chip ausgelesen (aus: Kristian und Blouke, 1982).

Das oben beschriebene Prinzip hat den Nachteil, daß die freien Ladungen sich knapp unter der Elektrode, direkt unter der Oberfläche des Siliziums sammeln, weil dort das größte positive Potential auftritt. Dieser Effekt ist aber nachteilig, weil gerade die Oberfläche von dotiertem Silizium sehr fehlerhaft sein kann. Unregelmäßigkeiten im Kristall führen dazu, daß die Ladungen haften bleiben können und somit der Ladungstransport behindert wird. Es ist deshalb von Vorteil den Ladungstransport dieser sogenannten *surface-channel* CCDs tiefer ins Substrat zu legen. Bei einem solchen *buried-channel* CCD wird zwischen isolierender Oxidschicht und p-dotiertem Siliziumsubstrat noch eine *n-dotierte* Siliziumschicht eingefügt. Ist die n-dotierte Siliziumschicht stärker dotiert als die p-dotierte, so bildet sich eine ausgeprägtere Verarmungszone (analog zur Diode) aus, die tief im Substrat zwischen p- und n-dotierter Schicht liegt.

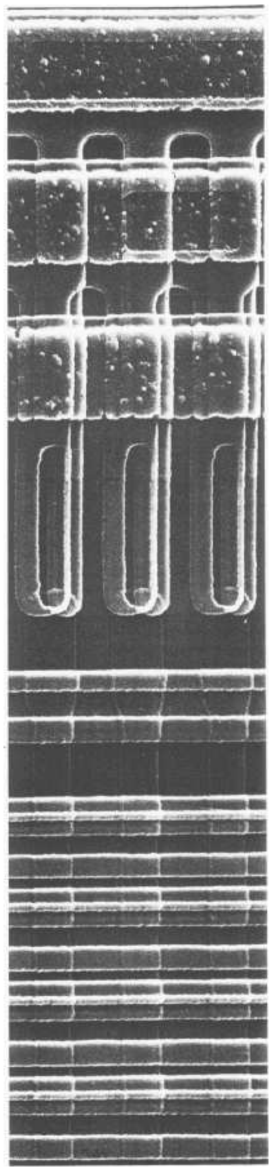

Abbildung 2.8: Ausschnitt einer Elektronenmikroskopaufnahme eines CCDs. Man sieht die horizontal verlaufenden Bildbereichs-Elektroden des Chips im unteren Drittel und die senkrecht dazu liegenden channel stops. Der obere Teil der Aufnahme zeigt die Elektroden des Ausleseregisters (die 2 horizontal verlaufenden Elektroden über dem Bildbereich) und in der oberen Hälfte des Bilds (die breiten Leiterbahnen) die Anschlüsse zur Stromversorgung (aus: Kristian und Blouke, 1982).

Hierdurch entsteht ein zusätzliches Potential, welches bewirkt, daß die freien Ladungen unter den Metallelektroden tiefer ins Substrat gezogen werden, in den Bereich des buried channel. Dort ist die Kristallstruktur des Siliziums wesentlich homogener und damit der Ladungstransport effektiver und weniger gestört.

Neben dem beschriebenen 3-Phasen-CCD sind noch andere Konstruktionen gebräuchlich. Dies sind die 2-Phasen-, 4-Phasen- und Virtuelle-Phasen-CCDs. Beim 2-Phasen-CCD wird ein Pixel durch 2 Elektroden gebildet, die abwechselnd an ein hohes oder niedriges Potential gelegt werden.

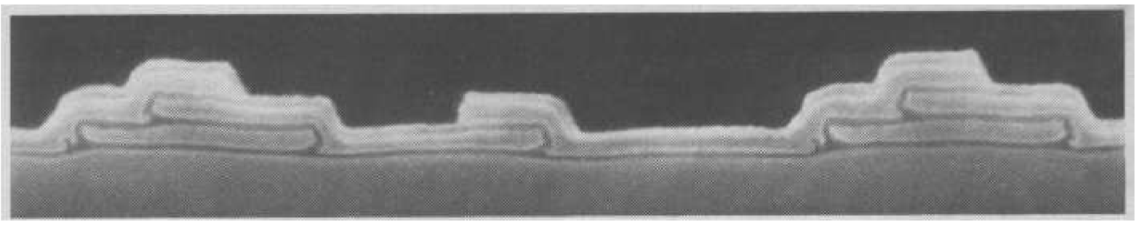

Abbildung 2.9: Elektronenmikroskopaufnahme eines CCDs im Schnitt. Der Ausschnitt ist so gewählt, daß man ungefähr ein Pixel sieht. Die Elektroden überlappen sich. Dadurch addieren sich die Potentiale. Dies führt dazu, daß es im Potentialverlauf in x-Richtung keine Lücken gibt (aus: Kristian, Blouke, Scientific American, 1982).

Durch leichte, geeignete Überlappung der Elektroden formt sich ein Potential aus, welches es erlaubt, die Ladungen zu sammeln und dann abzutransportieren. Ein CCD mit virtueller Phase funktioniert mit ähnlich geformten Potentialen wie das 2-Phasen-CCD; jedoch liegt eine Elektrode konstant auf einem Potential. Nur das Potential der benachbarten Elektrode wechselt von hoch nach tief und wieder zurück. Das 4-Phasen-CCD funktioniert im wesentlichen wie das 3-Phasen-CCD.

Die bisherigen Erläuterungen basierten darauf, daß Licht durch die Elektroden ins Substrat gelangt. Hochenergetische blaue Photonen werden aber bereits in den Metallelektroden absorbiert, gelangen also erst gar nicht in die Siliziumschicht, so daß sie nicht detektiert werden können. Dieses Problem kann gelöst werden, indem man den Chip von der Rückseite her bestrahlt. Dann wird er für blaues Licht empfindlich. Allerdings muß man erst noch die Siliziumschicht durch Walzen oder Ätzen dünner machen, damit die blauen Photonen nicht zu früh absorbiert werden. Die Dicke eines blauempfindlichen Chips sollte um die $10\mu$m liegen. Allerdings kann ein solcher Chip seine Rotempfindlichkeit verlieren, denn niederenergetische rote Photonen brauchen eine gewisse Mindestabsorptionslänge. Ein weiterer Nachteil ist das sogenannte *fringing*, das Reflektieren des einfallenden Lichts an den Übergangsstellen der verschiedenen Substrate auf dem Chip.

## 2.3 Reduktion des CCD-Signals

### 2.3.1 Eingangsspannung am A/D-Wandler

Wie oben gezeigt führen absorbierte Photonen zu freien Elektronen. Diese werden dann durch geeignetes Takten der Elektroden ins Ausleseregister geschoben. Von dort gelangen sie in den auf dem Chip befindlichen Vorverstärker und dann in den Analog/Digital-Wandler. Sobald der Spannung jedes Pixels ein digitaler Wert zugewiesen wurde, spielen Rauscheffekte nur noch eine untergeordnete Rolle.

Die am A/D-Wandler eingehende Spannung $U$ setzt sich wie folgt zusammen:

$$U = \alpha \frac{Q N_{\rm p} e}{C} \tag{2.1}$$

$\alpha$ ist der Verstärkungsfaktor oder *Konversionsfaktor*[2] (Gain). $Q$ ist die *Quanteneffizienz* des Chips, $N_p$ die Anzahl Photonen, $e$ die Elementarladung und $C$ die Kapazität der Elektronik.

[2]Anmerkung: Auch $\alpha^{-1}$ wird als Konversionsfaktor bezeichnet. Statt Konversionsfaktor wird auch häufig der Ausdruck Transferfaktor verwendet.

### 2.3.2 Quanteneffizienz

Die Quanteneffizienz

$$Q(\nu) = \frac{N_p(\nu)}{N_{all}(\nu)} \tag{2.2}$$

gibt den Anteil der auf den Chip treffenden Photonen $N_{all}$ zu den detektierten Photonen $N_p$ an (Léna, 1988). Sie hängt von der Frequenz $\nu$ der Photonen ab. Für ein typisches CCD beginnt die Empfindlichkeit bei ca. 400 nm und endet bei ca. 1000 nm. Das Maximum der Empfindlichkeit liegt meist bei ca. 600 nm (siehe Abb. 2.2).

### 2.3.3 Konversionsfaktor, Rauschen und Bias

Der Konversionsfaktor $\alpha$ verknüpft die Anzahl detektierter Elektronen mit der ADU-Zahl[3] indem er ADUs pro Elektron angibt. Technisch ist dies durch einen Verstärker realisiert, welcher direkt nach dem Ausleseregister vor dem A/D-Wandler sitzt.

Wird der unbelichtete Chip ausgelesen, so bewirkt das Rauschen, daß die Spannung, die in den A/D-Wandler eingeht, durch statistische Schwankungen um das Nullniveau variiert. Das Rauschen hat zwei Ursachen: zum einen das Photonenrauschen und zum andern das durch den Verstärker dominierte Ausleserauschen. Da der A/D-Wandler nur positive Werte digitalisieren kann, werden alle negativen Spannungswerte abgeschnitten. Damit verliert man aber die volle Information über das Rauschen. Es gibt zwei Lösungsmöglichkeiten. Man kann entweder einen A/D-Wandler einbauen, welcher auch negative Werte verarbeitet oder man legt am Chip eine Vorspannung an, die das Nullniveau höher setzt, so daß durch Rauschen keine negativen Werte erreicht werden. Letzteres ist die gängige Methode. Typischerweise beträgt der Bias 50-500 ADU. Der Bias kann eine 2-dimensionale Struktur besitzen, weil die Vorspannung meistens nicht über den ganzen Chip konstant ist. Außerdem kann er zeitlich variieren. Um letzteres Problem in den Griff zu bekommen haben viele Chips sogenannte *Overscans*. Das sind wenige Zeilen oder Spalten am Rand des Chip, die abgeklebt sind und somit nie belichtet werden können. Dadurch kann mit jeder Belichtung des Chips das aktuelle Biasniveau bestimmt werden. Neben der Methode des Abklebens von Spalten bzw. Zeilen um den Bias zu erhalten, kann man auch einfach mehr Spalten oder Zeilen auslesen, als hardwaremäßig auf dem Chip zur Verfügung stehen. Die Spalten oder Zeilen, die zuviel ausgelesen werden, tragen als Signal nur die Biasspannung. Man bezeichnet einen so erzeugten Overscan als *virtuellen Overscan*.

Das Signal $S$ in der Einheit ADU setzt sich dann wie folgt zusammen:

$$S = \alpha N_\mathrm{e} + \mathrm{b} \tag{2.3}$$

Der Bias $\mathrm{b}$ geht als additiver Term ein. $N_e$ ist die Zahl der Elektronen.

Beim Konvertieren von Elektronen in ADUs wird das Gain durch Quantisierungsfehler (Limitierung nach unten) und den Verarbeitungsbereich des A/D-Wandlers (Limitierung nach oben) begrenzt. In der Praxis läßt sich der Konversionsfaktor einer Kamera durch das Ausmessen der Linearität bestimmen. Hierzu beleuchtet man den Chip mit einer konstanten Lichtquelle und erhöht schrittweise die Dauer der Belichtung. Ermittelt man zu jeder Belichtung den Median in

[3] ADU ist die Abkürzung für *A*nalog to *D*igital *U*nit und ist die Einheit des Grauwerts, der nach der Digitalisierung jedem Pixel zugeordnet wird. Je nach Art des A/D-Wandlers ist der Grauwert eine 8- oder 16-Bit-Zahl, d. h. es können 256 oder 65536 Grauwerte unterschieden werden. In der Astronomie ist die 16-Bit-Technologie heutzutage weitverbreitet; Videotechnologie hingegen arbeitet mit 8-Bit, da das menschliche Auge weit weniger als 256 Graustufen unterscheiden kann.

ADU auf dem Chip und die Varianz $\sigma^2$ des Medians und trägt $\sigma^2$ gegen Median auf, so erhält man eine Gerade. Aus der Steigung der Geraden erhält man den Konversionsfaktor.

### 2.3.4 Dunkelstrom

Außer dem Bias muß noch eine weitere additive Komponente, der Dunkelstrom, berücksichtigt werden. Durch thermische Anregung können Elektronen vom Valenz- ins Leitungsband gelangen. Diesen Prozeß findet man im gesamten Substrat, jedoch am häufigsten an der Grenzfläche $\mathrm{Si}$-Substrat/$\mathrm{Si0_2}$-Isolatorschicht. Bei Zimmertemperatur begrenzt der thermische Dunkelstrom die Intergrationszeit auf etwa eine Sekunde. Um längere Belichtungszeiten zu ermöglichen werden für astronomische Zwecke CCDs auf tiefe Temperaturen ($\approx -100$°C) gekühlt. Bei diesen Temperaturen macht der Dunkelstrom, der proportional zu $\frac{1}{T}$ fällt, nur noch einige Elektronen pro Pixel und Stunde aus. Neben dem thermischen Dunkelstrom ist noch die Rückdiffusion zu beachten. Vorhandene Ladungen im Substrat, die z.B. durch Überbelichtung entstanden und an an Störstellen gebunden wurden, können wieder abgegeben werden. Sie liefern einen geringen Anteil zum Dunkelstrom.

Bei kurzen Belichtungszeiten ist der Dunkelstrom vernachlässigbar klein. Bei langen Belichtungszeiten hingegen ist er zu berücksichtigen. Um den Dunkelstrom zu bestimmen muß man auf den unbelichteten Chip lange integrieren. Aus mehreren solcher Bilder läßt sich ein Medianbild konstruieren. Unterscheiden sich die Integrationszeiten der Einzelbilder, muß auf eine einheitliche Zeit normiert werden. Zieht man vom Median-Dunkelstrom-Bild das Median-Bias-Bild ab, so erhält man den Dunkelstrom. Mit Kenntnis des Ausleserauschens und des Konversionsfaktors läßt sich der Dunkelstrom in der Einheit $[\mathrm{e^-/h}]$ ausdrücken.

### 2.3.5 Flatfield

Bei der Aufnahme einer gleichmäßig ausgeleuchteten Fläche stellt man fest, daß die gewonnenen Bilder scheinbar nicht homogen ausgeleuchtet sind. Das liegt vor allem daran, daß die Pixel auf dem Chip nicht über die gesammte Fläche die selbe Sensitivität aufweisen. Weitere Gründe sind Schmutz auf dem Eintrittsfenster vor dem Chip oder Verunreinigungen an anderen Stellen des optischen Wegs (auf dem Chip, auf vorgeschalteten Filtern, etc.). Diese Effekte gehen multiplikativ ins Signal ein. Bei Kenntnis der Inhomogenitäten können diese durch Division eliminiert werden. Zu diesem Zweck erstellt man Flatfieldaufnahmen. Man belichtet den Chip bis zum mittleren dynamischen Bereich mit einer 2-dimensional gleichförmigen Lichtquelle und normiert das Bild auf Eins, indem man durch den Medianwert der Intensität dividiert. Aus mehreren so gewonnenen normierten Bilder erstellt man ein Medianbild. Dieses Bild enthält nur die „Unebenheiten“. Um die „wissenschaftliche Aufnahme“ auf Inhomogenitäten zu korrigieren, wird sie durch das Flatfield dividiert.

### 2.3.6 Zusammenfassung

Dem mit einem CCD-Chip gewonnenen Signal sind einige Effekte überlagert die eine Bearbeitung der Daten erfordert. Die Datenreduktion kann allgemein formuliert werden als

$$reduziertes\ Bild = \frac{Rohbild - Bias - (Dunkelstrom\ pro\ sec.\ \cdot Belichtungszeit)}{Flatfield} \tag{2.4}$$

# Kapitel 3

# Experimentelle Aufbauten und Ergebnisse

## 3.1 Die CCD-Kamera

Die zu untersuchende Kamera der Firma Photometrics Ltd. vom Typ CH260 hatte einen SITe *uncoated backside illuminated* Chip mit $1024 \times 1024$ Bildpunkten und einer Kantenlänge von $24 \mu\mathrm{m}$ pro Pixel. Jeder Ladung pro Pixel kann durch den Analog/Digital-Wandler ein Wert zwischen 0 und 65535 zugeordnet werden. Die Quanteneffizienz nach Herstellerangaben ist in Abb. 3.1 dargestellt. Die Kamera kann mit zwei Gains betrieben werden. Das Gain kann über die Software eingestellt werden: für Gain 1 6.11 Elektronen/ADU und für Gain 2 1.52 Elektronen/ADU. Durch das an den Kamerakopf angeflanschte Dewar-Gefäß ist es nach Herstellerangaben möglich den Chip bei Temperaturen zwischen $-90^{\circ}$ und $-120^{\circ}$ C zu betreiben, wenn das Dewar mit flüssigem Stickstoff (Siedetemperatur von $-195.81^{\circ}$ C) befüllt wird. Das Dewar ist aufgebaut wie eine Thermosflasche. Es kann bei Bedarf neu evakuiert werden. Über eine Wärmebrücke (graue Fläche in Abb. 3.2 zwischen Dewar und CCD) wird der CCD und die Kopfelektonik gekühlt. Eine Elektronik mißt die Temperatur des Chip und regelt sie auf die vorgewählte Einstellung durch Gegenheizen. Die im folgenden beschriebenen Experimente zur Ermittlung der Kenndaten dieser Kamera erfolgten im „Faraday-Käfig“ der Landessternwarte. Dieser Raum ist nicht nur gegen elektromagnetische Streufelder abgeschirmt, sondern läßt sich auch fast völlig verdunkeln. Da Restlicht durch Fugen in den Laborraum drang, wurde für Experimente, die völlige Dunkelheit erforderten, ein Karton über die Kamera gestellt. Er war innen mit schwarzem Spezialpapier ausgekleidet und völlig lichtdicht. Außerdem wurden alle Lämpchen an elektrischen Geräten (Computer, Monitor, CCD-Controler, etc.) abgeklebt.

## 3.2 Das Kühlverhalten des Dewar-Gefäßes

Um das Dewar besser mit flüssigem Stickstoff befüllen zu können, wurde ein Kupferrohr in das Einfüllrohr (*inner tube* in Abb. 3.2) bis zum Beginn der Krümmung geschoben. Am äußeren Ende war ein Silikonschlauch aufgesteckt, der mit einem Metalltrichter verbunden war. Durch das eingeschobene Metallrohr wurde verhindert, daß das Innenrohr der Doppelrohrkonstruktion in direkten Kontakt mit dem Stickstoff kam. Wäre dies nämlich der Fall könnte sich Feuchtigkeit zwischen Außen- und Innenrohr niederschlagen und gefrieren. Das kann zur Verstopfung des Außenrohrs führen und das Entlüften verhindern. Ein Befüllen mit Stickstoff wäre dann nicht mehr möglich. Das dünne Luftpolster zwischen eingeschobenem Metallrohr und Innenrohr erschwert die Wärmeleitung zum Innenrohr. Da das Kupferrohr nur bis zur Krümmung des Innenrohrs eingeschoben werden konnte, war nur der gerade Teil gegen direkten Kontakt mit Stickstoff geschützt.

| Wavelength nm | TEK1024AF front | TEK1024AB back | TEK1024AB uncoated |
|---|---|---|---|
| 240 | 0.15 | 0.35 | 0.04 |
| 260 | 0.16 | 0.38 | 0.03 |
| 280 | 0.14 | 0.37 | 0.03 |
| 300 | 0.15 | 0.37 | 0.07 |
| 320 | 0.16 | 0.40 | 0.35 |
| 340 | 0.16 | 0.40 | 0.28 |
| 360 | 0.18 | 0.47 | 0.43 |
| 380 | 0.17 | 0.45 | 0.54 |
| 400 | 0.17 | 0.43 | 0.59 |
| 450 | 0.16 | 0.43 | 0.62 |
| 500 | 0.21 | 0.69 | 0.65 |
| 550 | 0.32 | 0.72 | 0.62 |
| 600 | 0.39 | 0.75 | 0.69 |
| 650 | 0.42 | 0.76 | 0.70 |
| 700 | 0.44 | 0.75 | 0.65 |
| 750 | 0.40 | 0.71 | 0.57 |
| 800 | 0.35 | 0.66 | 0.53 |
| 850 | 0.29 | 0.55 | 0.41 |
| 900 | 0.18 | 0.46 | 0.30 |
| 950 | 0.08 | 0.31 | 0.19 |
| 1000 | 0.03 | 0.16 | 0.08 |

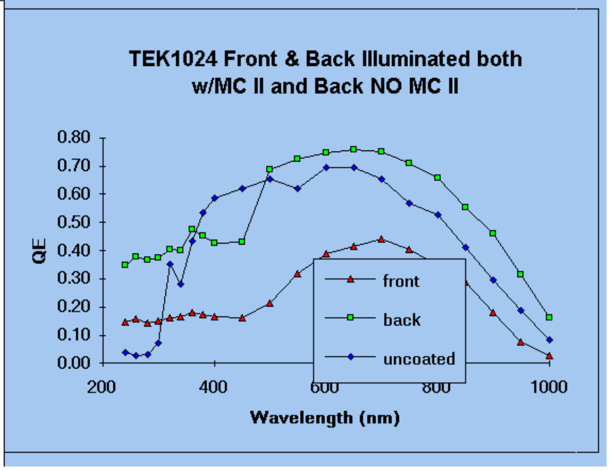


Abbildung 3.1: Quanteneffizienzkurve. Die Kurve mit den grauen Quadraten bezeichnet die Quanteneffizienz des hier behandelten Chips. Links stehen die Meßwerte des Herstellers für diesen Chip (Spalte „TEK1024AB back“).

Der Einfüllvorgang nahm etwa 30 Minuten in Anspruch, wobei sich der Chip dann bereits auf etwa $-50^{\circ}$ C abgekühlte hatte. Das weitere Abkühlen auf $-100^{\circ}$ C dauert eine Stunde. Mit einer Füllung Stickstoff blieb der Chip ca. 9 Stunden auf Betriebstemperatur. Dieser Wert erschien für eine fabrikneue Kamera als zu niedrig. Nach Rücksprache mit dem Hersteller wurde das Dewar neu evakuiert. Danach verlief das Abkühlen schneller und die Standzeit konnte um 2 Stunden erhöht werden. Im weiteren Verlauf der Experimente wurde eine Verschlechterung des Abkühlverhaltens und der Standzeit beobachtet.

Die tiefste Temperatur, die im Experiment erreicht wurde, lag bei $-109^{\circ}$C. Die vom Hersteller garantierten $-120^{\circ}$C wurden nicht erreicht. Konfrontiert mit dieser Tatsache gab die Fa. Photometrics technische Änderungen als Grund an. In der Testphase der Kamera war vorgesehen sie im gesamten Temeraturbereich zu betreiben, um so die ideale Betriebstemperatur mit bestem Verhältnis von Rauschen und Quanteneffizienz zu erhalten.

## 3.3 Der Verschluß der Kamera

Die Belichtung des Chips wurde durch einen Irisblendenverschluß (Shutter) gesteuert, der elektromagnetisch öffnete und durch eine Rückstellfeder schloß. Eine wichtige Fragestellung war die Untersuchung, inwieweit der Shutter lichtdurchlässig ist. Das ist unter anderem für den späteren Einsatz der Kamera am Teleskop wichtig: Vor allem bei Dunkelstrommessungen sollte man einschätzen können, wieviel Umgebungslicht (z.B. durch LEDs an elektrischen Geräten) in die Kamera bei geschlossenem Shutter eindringt.

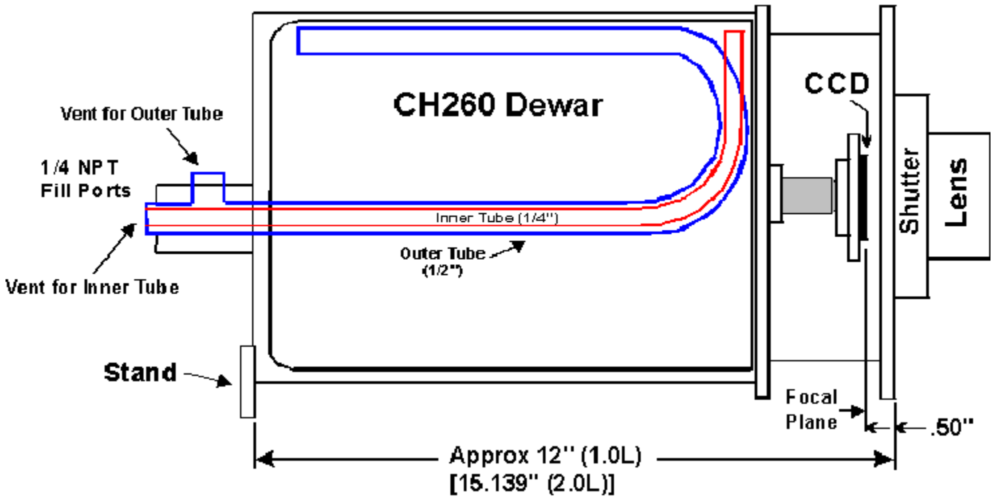


Abbildung 3.2: Schnitt durch das Kameragehäuse. Durch die mit „vent for inner tube" bezeichnete Öffnung wurde das Kupferrohr eingeschoben. Das Innenrohr nach der Krümmung durch eine Bohrung im Außenrohr aus diesem herausgeführt. In diesem Abschnitt lässt sich direkter Kontakt mit flüssigem Stickstoff nicht vermeiden. Durch das Außenrohr erfolgt die Entlüftung des Dewar. Über die graue Fläche zwischen Dewar und CCD erfolgt die Wärmeleitung zum Chip.

Der Chip wurde bei geschlossenem Verschluß und normaler Raumbeleuchtung (60 Watt in ca. 3 Meter Entfernung) ohne Objektiv 60 Sekunden belichtet. Es zeigte sich eine deutliche Struktur auf dem erhaltenen Bild.

Wurde der Shutter zusätzlich mit schwarzem Schaumstoff verdunkelt, so konnte man nachweisen, daß neben dem Shutter auch der Kabelschacht, durch welchen die Leitung zur Shutterelektronik verläuft, lichtdurchlässig ist. Dies sind jedoch Effekte, die zu erwarten waren, weil das CCD extrem empfindlich ist und auch winzigste Lichtlecks detektieren kann. Im Betrieb am Teleskop wäre also für Dunkelstrommessungen darauf zu achten, daß kein Streulicht in die Kuppel fällt (z.B. Mond) und alle Lämpchen an elektrischen Geräten verdunkelt werden.

## 3.4 Die Bereiche des Chips und schlechte Pixel

Der *ganze Chip* umfaßte den Bereich von (1,1) bis (1023,1023). Der *Bildbereich* erstreckte sich von Koordinate (1,1) bis (990,1023). Der Chip besaß einen Overscan auf der rechten Seite. Er umfaßte die Pixel-Koordinaten (991,1) bis (1023,1023). Die Zeile 1024 sowie die Spalte 1024 waren nicht vorhanden. Diese Information ist wichtig, um Bildbereich und Overscan getrennt untersuchen und um eine sinnvolle Datenreduktion vorbereiten zu können. Schlechte Spalten oder Zeilen bzw. schlechte einzelne Pixel zeigte der untersuchte Chip nicht.

## 3.5 Der Bias

Im Faraday-Käfig wurden bei einer Detektortemperatur von $(-100 \pm 0.1)^o$C Biasaufnahmen gewonnen. Um zu verhindern, daß Restlicht durch den Shutter zum Chip gelangt, wurden diese Messungen bei verdunkeltem Raum gemacht. Außerdem wurde ein lichtdichter Karton über die Kamera gestellt.

Aus einer Anzahl von rund 75 Bias-Aufnahmen je Gain wurde ein Medianbias-Bild für Gain 1 und Gain 4 errechnet. Dazu wurde das Programm MEDIAN20 benutzt, welches für solche Zwecke an der Landessternwarte entwickelt wurde. Die Routine ermittelt aus einer gegebenen Anzahl Bildern ein mittlerstes Bild (Medianbild). Hierzu wird die Häufigkeit eines Pixelwerts an der Position (x,y) in allen Bildern ermittelt und aus der Verteilung Häufigkeit-Pixelwert für das Pixel (x,y) der mittlerste Wert berechnet. Dieser Medianwert in ADUs aus allen Bildern an der Stelle (x,y) wird in ein neues Bild (dem Medianbild) ebenfalls an Stelle (x,y) geschrieben. Desweiteren wird aus der Varianz zum Medianwert ein Sigmawert ermittelt, der in ein anderes Bild geschrieben wird (dem Sigmabild). Dies muß für alle Pixel der Aufnahmen durchgeführt werden. So erhält man aus einer gegebene Anzahl Aufnahmen das daraus resultierende Median- und Sigmabild.

Die in der Praxis wichtigen Gebiete des Chips (Bildbereich, Overscan und gesamter Chip) wurden analysiert und in Tabelle 3.1 dargestellt.

| Gain | Gebiet | Median [ADU] |
|---|---|---|
| 1 | ganzer Chip | $437.0 \pm 0.1$ |
| | Bildbereich | $437.0 \pm 0.1$ |
| | Overscan | $437.0 \pm 0.0$ |
| 4 | ganzer Chip | $414.3 \pm 0.4$ |
| | Bildbereich | $414.3 \pm 0.4$ |
| | Overscan | $413.4 \pm 0.4$ |

Tabelle 3.1: Median des Medianbias-Bild bei Gain 1 und 4 in verschiedenen Chipbereichen. Die Werte wurden mit der MIDAS-Routine `statistic/image` in den in Kapitel 3.4 angegebenen Bereichen ermittelt.

Interessant ist, daß der Overscanbereich bei Gain 4 ein ADU tiefer lag, als der Median des Bildbereichs, während dies bei Gain 1 nicht zu sehen war (vgl. Abb. 3.3 und Abb. 3.7). Außerdem ist interessant, daß offensichtlich die ersten 2 bis 4 Spalten unter dem mittleren Bias liegen. Dies sieht man sehr deutlich in Abb. 3.3 und Abb. 3.7. Diese Abbildungen zeigen auch die zweidimensionale Struktur des Bias bei beiden Gains. Diese Struktur ist als Verteilung zu verstehen. Sie gibt den Anteil der Pixel in einer Spalte (bei Abb. 3.3 und 3.7) bzw. einer Zeile (bei Abb.3.4 und 3.8) an, die den einen oder anderen ganzzahligen Wert, zwischen denen die Kurven verläuft, annehmen. In den Medianbiasaufnahmem sind diese Strukturen kaum zu sehen, da die Pixel nur ganzzahlige Werte annehmen können. Das eigentliche Ziel der Medianbildung vieler Biasaufnahmen ist das Herausfiltern hochfrequenter und das Verstärken niederfrequenter Störungen. Eine hochfrequente Störung ist Beispielsweise das Rauschen der Pixelwerte um den Median, eine niederfrequente die 2-dimensionale Struktur, die der Bias hat. Außerdem bewirkt die Medianbildung, daß hohe Pixelwerte, die durch kosmische Höhenstrahlung (engl. *Cosmics*) oder Umgebungsradioaktivität verursacht werden, verschwinden. Dies sieht man deutlich beim Vergleich von Abb. 3.5 bzw. Abb. 3.6 mit Abb. 3.7 bzw. Abb. 3.8. Alle Werte die deutlich über dem Rauschen in Abb. 3.5 und 3.6 liegen, rühren von Cosmics oder Umgebungsaktivität her.

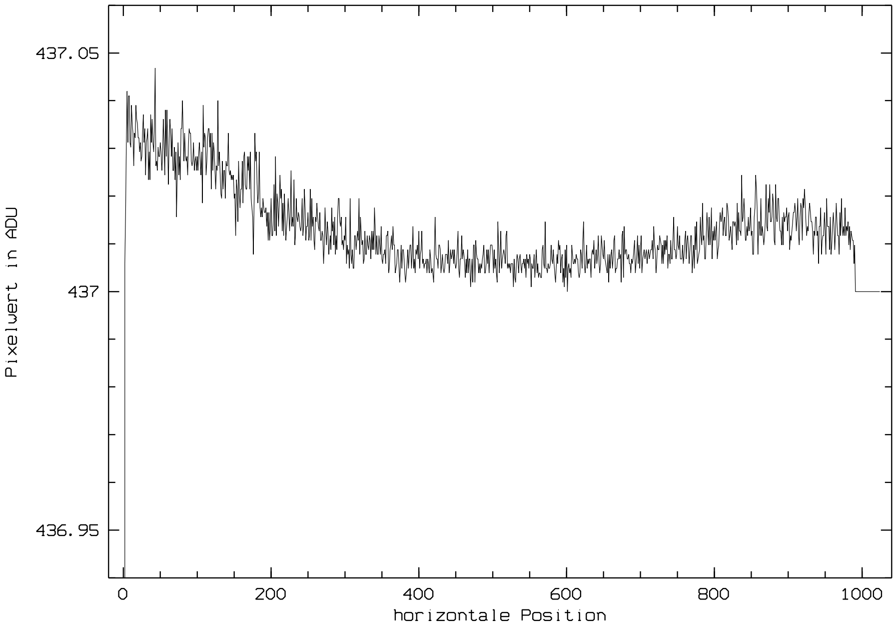


Abbildung 3.3: Zeilenmittelung am Medianbias bei Gain 1 im Bereich von Zeile 1 bis 1023.

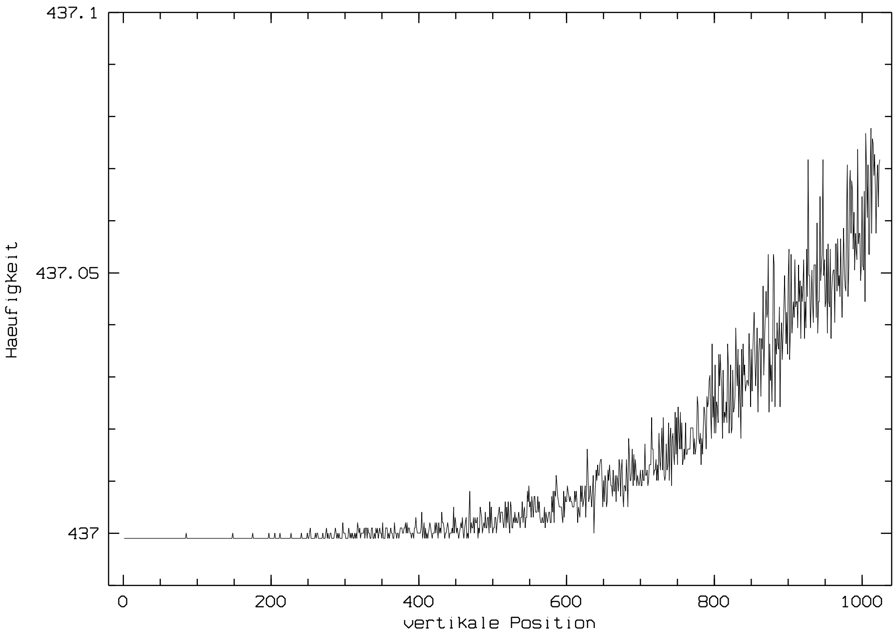


Abbildung 3.4: Spaltenmittelung am Medianbias bei Gain 1 im Bereich von Spalte 1 - 990.

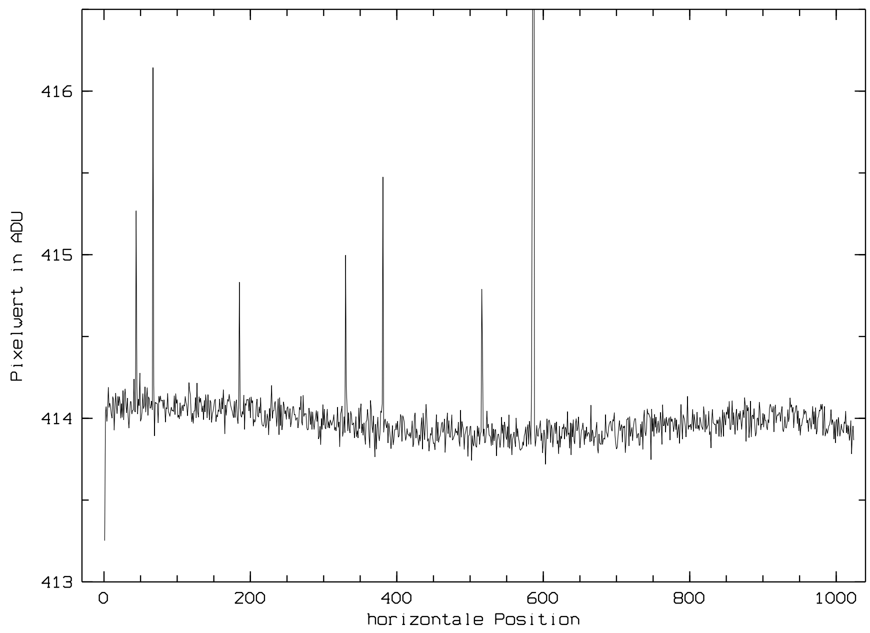


Abbildung 3.5: Zeilenmittelung an einem beliebigen Biasbild bei Gain 4. Das Rauschen ist größer als beim Medianbias von Abb. 2.7 . Die einzelnen Spitzen im Diagramm sind auf Teilchen der kosmischen Höhenstrahlung oder der natürlichen Radioaktivität zurückzuführen.

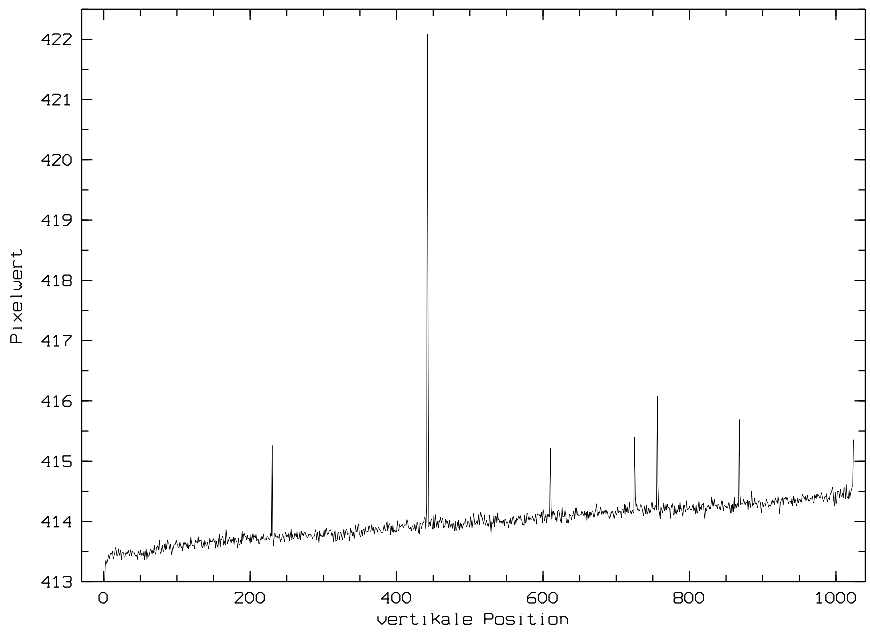


Abbildung 3.6: Spaltenmittelung an einem beliebigen Biasbild bei Gain 4 (vgl. Abb. 2.8.).

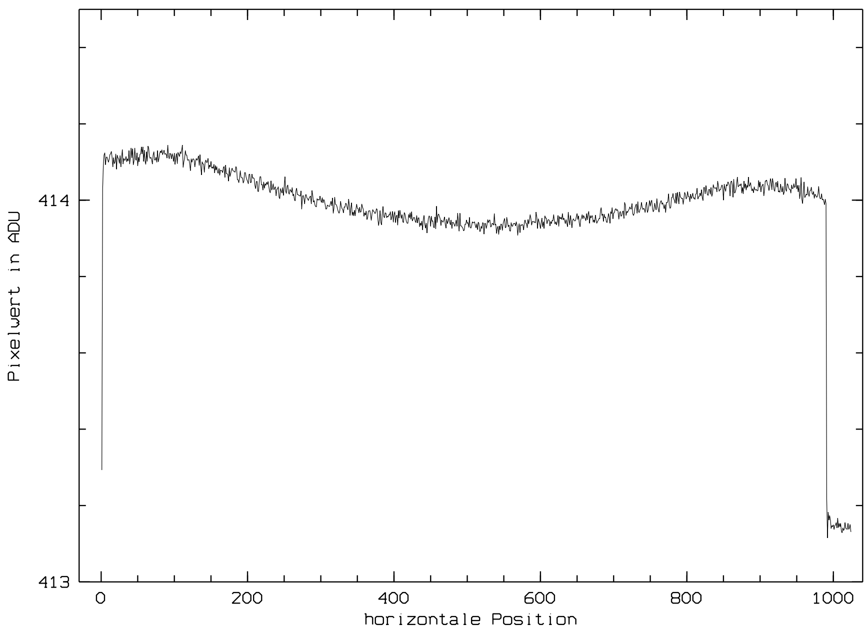


Abbildung 3.7: Zeilenmittelung am Medianbias bei Gain 4 im Bereich von Zeile 1 bis 1023.

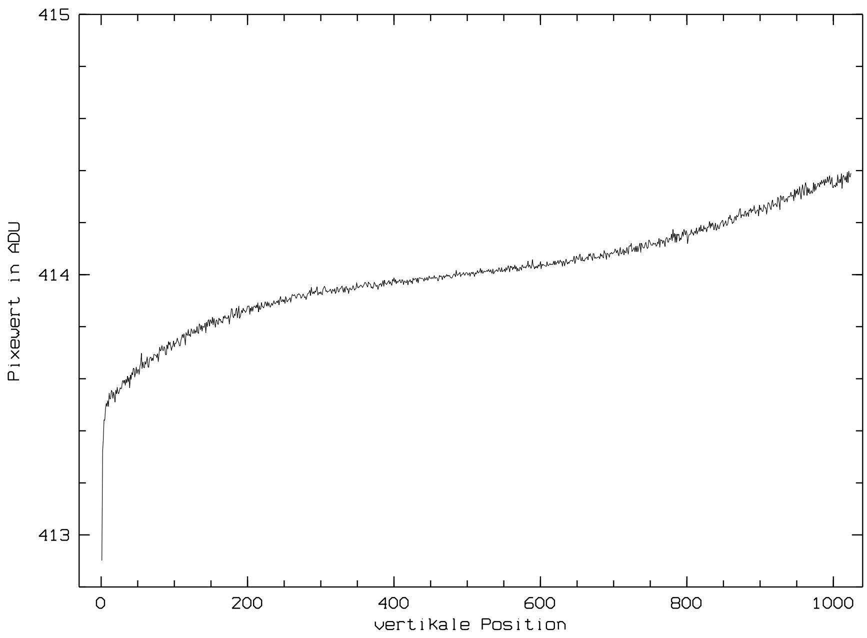


Abbildung 3.8: Spaltenmittelung am Medianbias bei Gain 4 im Bereich von Spalte 1 - 990 .

## 3.6 Die Linearität

Die Untersuchung der Linearität eines CCDs zählt zu den wichtigsten Messungen. Die Linearität, sowie die hohe Lichtempfindlichkeit (vergleichbar mit einem 100000-ASA-Film), sind die herausragenden Eigenschaften dieser Detektoren.

Die hier vorgestellte Methode zur Überprüfung der Linearität des Detektors bestand darin, eine ebene Fläche gleichmäßig auszuleuchten und mit der Kamera aufzunehmen. Mit dieser Anordnung konnte sowohl die Linearität, als auch das Flatfieldverhalten getesten werden, denn durch die gleichmäßige Ausleuchtung des Chips traten die Pixel-zu-Pixel-Variationen hervor.

Die Kamera wurde bei $-100°$C betrieben und in 5 cm Entfernung vor dem Shutter ein spezieller schwarzer Karton aufgebaut, welcher indirekt von einer 60 W Glühbirne bestrahlt wurde. Die Belichtungszeit für die Messungen startete bei 1 Sekunde und wurden schrittweise um einige Sekunden erhöht bis die Sättigungsgrenze für Gain 1 bei 460 Sekunden bzw. für Gain 4 bei 150 Sekunden erreicht wurde.

In einem 30×30-Pixel-Bereich im Zentrum des Feldes der biasreduzierten Daten ermittelte die `statistic/image`-Routine der *MIDAS*-Software [1] Mittelwert, Medianwert und Standardabweichung. Um die Standardabweichung klein zu halten, wurde der 30×30-Pixel-Bereich im Zentrum des Bildes gewählt, weil dort das Flatfield praktisch nicht variabel war, die Statistik also nicht von der Struktur des Flatfields beeinflußt wurde. Trägt man $\sigma^2$ gegen den Median auf, so erwartet man für einen linearen Chip eine Gerade, denn für statistische Prozesse mit Poissonverteilung gilt $\sigma = \sqrt{N}$ . Die Gerade läßt sich beschreiben durch

$$\sigma^2_{ADU} = \alpha ADU + \alpha^2 RON_e^2. \tag{3.1}$$

$ADU$ bezeichnet die Intensität des Signals in Analog/Digital-Einheiten und $RON$ das Ausleserauschen (Read Out Noise) in Elektronen. Die aus den Messungen resultierenden Daten legten nahe, daß der vorliegende Chip aus ungeklärten Gründen ein nicht-lineares Verhalten zeigt (vgl. Abb. 3.9 und 3.11). Residuen vom linearen Verlauf von mehr als 1000 ADU treten bei Gain 1 ab ca. 17500 ADU bei Gain 4 zwischen 16000 und 18000 ADU auf (siehe Abb. 3.10 und 3.12). Der dynamische Bereich des Chip erstreckt sich bis 65536, d. h. Linearität ist nur im ersten Viertel des dynamischen Bereichs gewährleistet. Nach einer linearen Regression mit den besten Meßwerten, wobei als Maß dafür die Nähe zum linearen Verlauf galt, konnten die Konversionsfaktoren bestimmt werden zu

$$\alpha^{-1} = (4.6 \pm 0.4)\frac{e^-}{ADU} \text{ bei Gain 1}$$
$$\alpha^{-1} = (1.19 \pm 0.02)\frac{e^-}{ADU} \text{ bei Gain 4}$$

Die Fehler kommen aufgrund der Unsicherheit der linearen Regression zustande. Prinzipiell ließe sich aus der Geradengleichung auch das Ausleserauschen, das gleich $\alpha^2 N_e$ ist, bestimmen. Da das Ausleserauschen jedoch sehr klein und die lineare Regression mit den vorhandenen Meßpunkten nur unzureichend ist, wurde eine andere Methode gewählt. Diese wird im folgenden Abschnitt beschrieben.

[1] MIDAS steht für Munich Image and Data Analysing Software. Es ist die Standardsoftware des European Southern Observatory (ESO) zur astronomischen Bildverarbeitung.

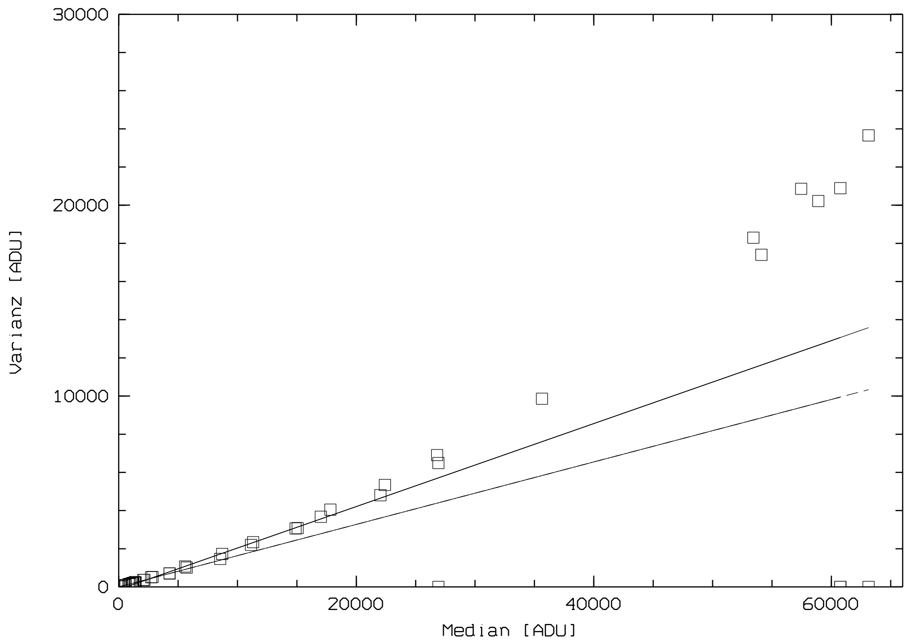


Abbildung 3.9: Linearität bei Gain 1. Quadrate: Messung; durchgezogene Gerade: lineare Regression mit den besten Meßpunkten; gestrichelte (untere) Gerade: Angaben des Herstellers.

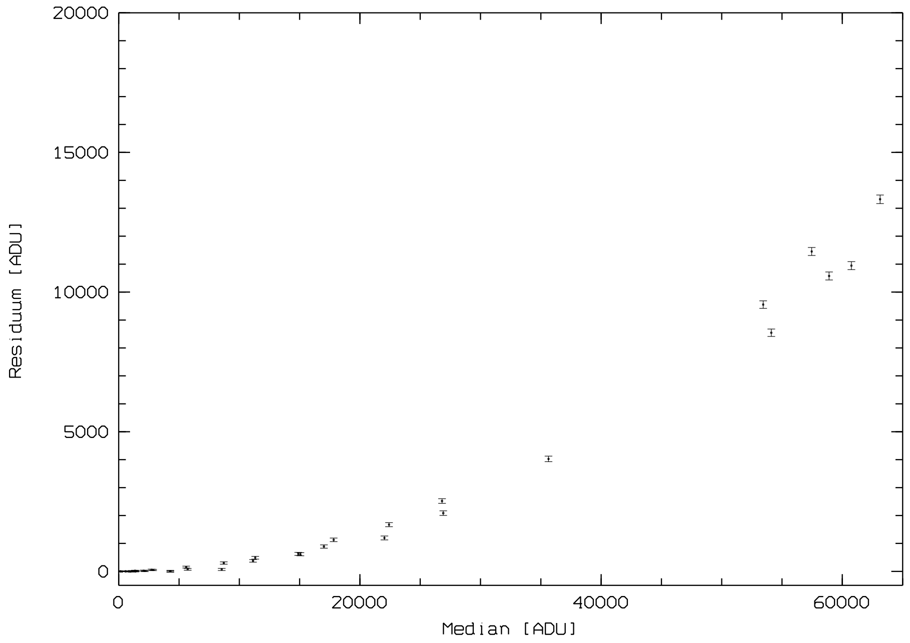


Abbildung 3.10: Residuen bei Gain 1. Dieser Plot zeigt die Abweichung der Meßpunkte von den Angaben des Herstellers.

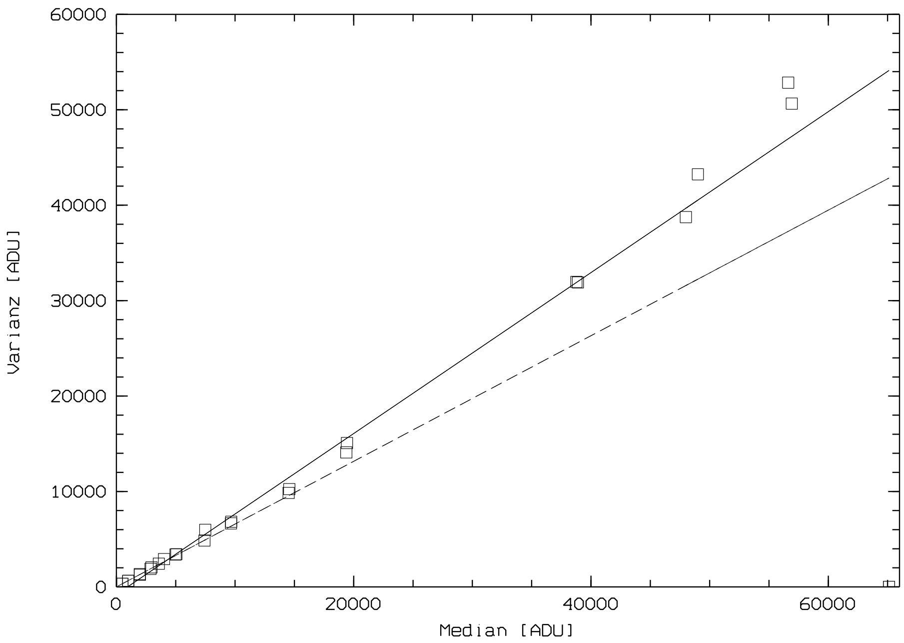


Abbildung 3.11: Linearität bei Gain 4. Quadrate: Messung; durchgezogene Linie: lineare Regression mit den besten Meßpunkte; gestichelte Linie: Angaben des Herstellers.

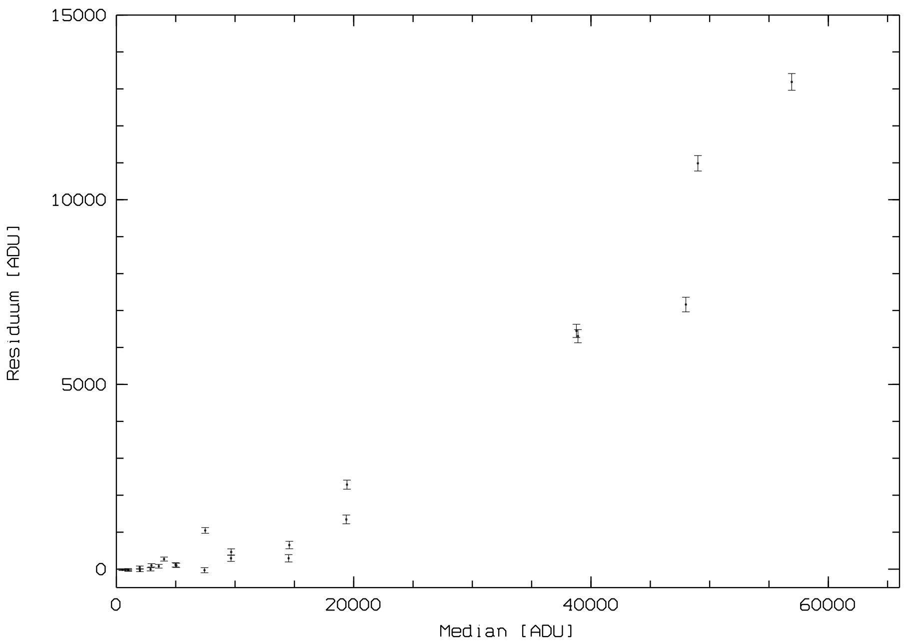


Abbildung 3.12: Residuen bei Gain 4. Dargestellt ist die Abweichung der Meßpunkte vom Verlauf nach Herstellerangaben aus obigem Diagramm.

## 3.7 Das Ausleserauschen

Der Bias ist ein feststehender Spannungswert, um den jeder Pixelwert angehoben wird, um negativen Input am Analog-Digital-Wandler zu vermeiden. Die Pixel streuen um diesen Spannungswert auf Grund thermischer Anregung der Elektronen im Substrat und des Rauschens der Elektronik (Vorverstärker, Transistor, etc.). Da der Bias eine 2-dimensionale Struktur zeigen kann, dient der Medianbias um Rauschen und 2-dimensionale Struktur des Bias zu trennen. Erzeugt man ein Differenzbild aus einem beliebigen Biasbild und Medianbias, so bleibt im wesentlichen das Ausleserauschen übrig. Es ist unabhängig von Dauer und Intensität der Aufnahme. Die Standardabweichung der Pixelvariation im Differenzbild ist ein Maß für das Rauschen.

Die Umrechnung des Ausleserauschens auf Elektronen erhält man durch Multiplikation von $\sigma$ mit dem (gemessenen) reziproken Konversionsfaktor $\alpha^{-1}$. Tabelle 3.2 zeigt die Ergebnisse. Zur Fehlerbestimmung wurden die relativen Fehler quadratisch addiert und die Wurzel gezogen.

Die Verteilung des Ausleserauschens im Histogramm (Häufigkeit pro Pixelwert) sollte symmetrisch um den Mittelwert sein. Der vorliegende Chip zeigte jedoch eine deutliche Asymmetrie in beiden Gains (vgl. Abb. 3.13 und 3.14).

| Gain | $\sigma$ [ADU] | RON $[e^-]$ | Herstellerangabe $[e^-]$ |
|---|---|---|---|
| 1 | $0.8 \pm 0.01$ | $3.68 \pm 0.09$ | 5.2 |
| 4 | $2.05 \pm 0.01$ | $2.44 \pm 0.02$ | 3.7 |

Tabelle 3.2: Ausleserauschen (*RON*) bei den verschiedenen Gains

## 3.8 Der Dunkelstrom

Als Dunkelstrom gelten alle Effekte innerhalb des Systems, die zu einer Erhöhung der Ladung pro Pixel führen und nicht auf äußere Einflüsse, wie Streulicht, Umgebungsradioaktivität oder kosmische Höhenstrahlung zurückzuführen sind. Durch thermische Anregung oder Rückdiffusion gelangen Elektronen aus dem Valenzband ins Leitungsband. Sie bilden den Dunkelstrom (Dark). Ziel des Versuchs war es herauszufinden, wieviele Elektronen pro Stunde und Pixel zum Dunkelstrom beitragen.

Dazu braucht man viele Langzeitaufnahmen, die bei völliger Dunkelheit gewonnen wurden. Die Kamerasoftware erlaubte es, eine Makro-Routine zu programmieren, die mehrmals hintereinander eine Sequenz von je 2 Bias, ein 1800-s-Dark und wieder 2 Bias aufnahm. Insgesamt standen für jedes Gain 15 Darks zur Verfügung.

Aus den 15 biasreduzierten Darks wurde je Gain ein Medianbild konstruiert. Die ersten Zeilen des Bildes für Gain 1, zeigten eine auffällige Veränderung der ADU-Werte gegenüber der Umgebung, die nicht vom Dunkelstrom herrührte. Für statistische Zwecke genügt es sich auf einen zentralen $800 \times 800$-Pixel-Bereich zu beschränken, um Schmutzeffekte am Chiprand auszuklammern.

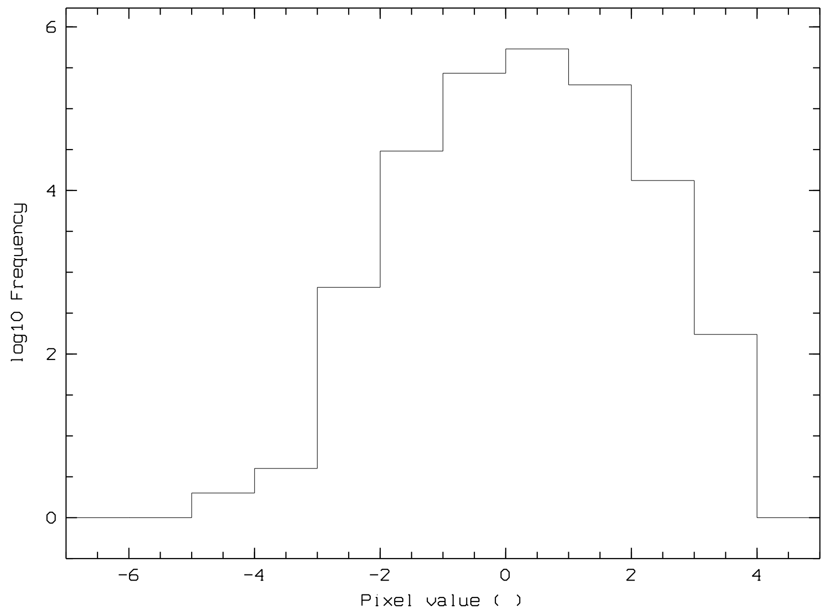


Abbildung 3.13: Ausleserauschen bei Gain 1. Die Abszisse stellt die Differenz zum Mittelwert in ADU dar und die Ordinate die Häufigkeit der Differenz. Das Sigma der Verteilung liegt bei $0.8$ ADU. Bei Verwendung anderer Biasaufnahmen zur Differenzbildung erhält man eine fast identische Verteilung mit einem sigma, das höchstens um $\pm 0.01$ ADU von Bild zu Bild variiert.

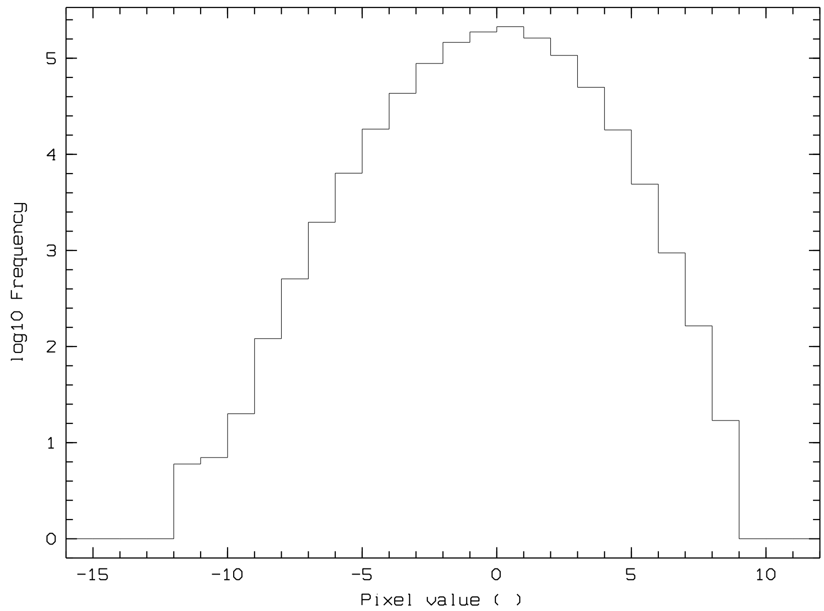


Abbildung 3.14: Ausleserauschen bei Gain 4. Die Abszisse stellt die Differenz zum Mittelwert in ADU dar und die Ordinate die Häufigkeit der Differenz. Das Sigma der Verteilung liegt bei $2.05$ ADU. Bei Verwendung anderer Biasaufnahmen zur Differenzbildung erhält man eine fast identische Verteilung mit einem Sigma, welches höchstens um $\pm 0.01$ ADU von Bild zu Bild variiert.

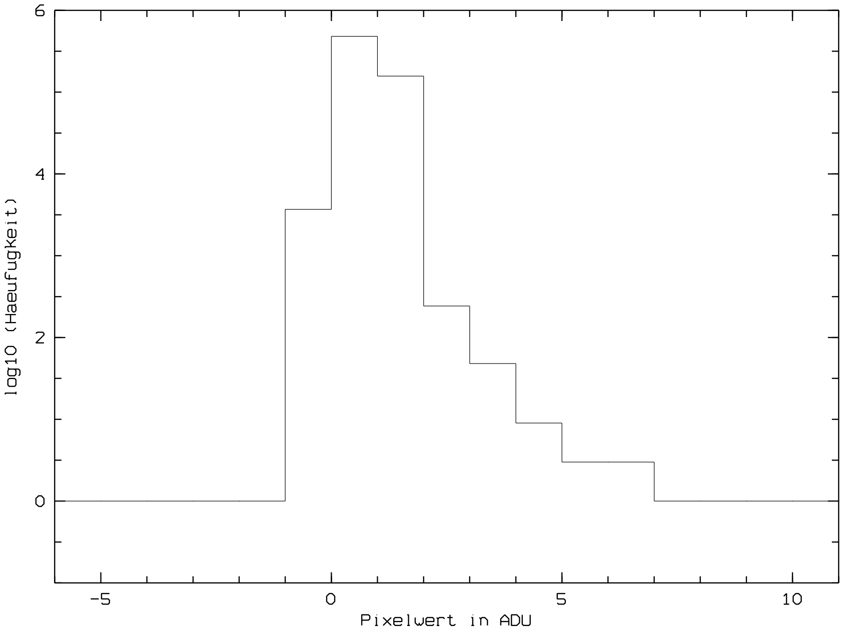


Abbildung 3.15: Dunkelstrom bei Gain 1. Das Diagramm zeigt das Histogramm des biasreduzierten Mediandarks. Der Mittelwert der Verteilung liegt bei 0.66 ADU.

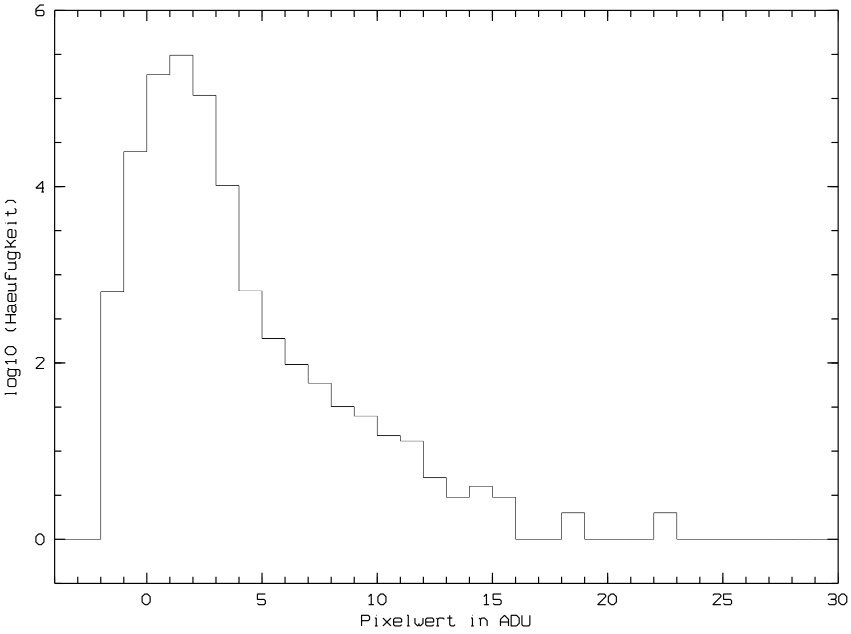


Abbildung 3.16: Dunkelstrom bei Gain 4. Das Diagramm zeigt das Histogramm des biasreduzierten Mediandarks. Der Mittelwert der Verteilung liegt bei 1.35 ADU.

Für Gain 1 ergab sich für diesen Bereich ein Median-Wert von $(0.65 \pm 0.44)$ ADU. Multipliziert mit dem gemessenen Konversionsfaktor von $(4.6 \pm 0.4)\frac{e^-}{ADU}$ erhält man für den Dunkelstrom DC bei Gain 1

$$DC = (5.98 \pm 0.68)\,\frac{\mathrm{e}^-}{\mathrm{h\ Pixel}}$$

Für den Dunkelstrom bei Gain 4 ergaben sich $(1.35 \pm 0.84)$ ADU und mit dem gemessenen Konversionsfaktor von $(1.19 \pm 0.02)\frac{e^-}{ADU}$

$$DC = (3.21 \pm 0.62)\,\frac{\mathrm{e}^-}{\mathrm{h\ Pixel}}$$

## 3.9 Zusammenfassung

Die untersuchte Kamera wies einige gravierende Mängel auf, die eine astronomische Anwendung nicht erlaubte. Folgende Mängel wurden erkannt:

- Die Standzeit des Dewar war zu kurz.
- Der garantierte Temperaturbereich wurde nicht erreicht.
- Die Kamera zeigte ein nicht-lineares Verhalten.

Die Herstellerangabe, wonach das Nichterreichen von $-120^{\circ}$C durch Auswechseln eines Potentiometers behoben werden könne, erwies sich als falsch. Vielmehr bestätigte sich der Verdacht, daß das Dewar eine Wärmebrücke hatte, die der Grund für die kurze Standzeit und das Nichterreichen der tiefsten garantierten Temperatur war. Temperaturmessungen an der Außenhülle des Kameragehäuses zeigten, daß diese zu kalt war. Laut Hersteller sollte sie nur 2-3 Grad kälter sein als die Umgebung. Tatsächlich wies das Gehäuse am hinteren Ende in der Nähe des Standbeins (vgl. Abb. 3.2) Temperaturen um den Gefrierpunkt auf. Das waren mehr als $25^{\circ}$C Unterschied zur Umgebung. Dadurch vereiste der Einfüllstutzen, was bei einer Temperatur von $-10^{\circ}$ bis $-20^{\circ}$C nicht verwunderlich ist. Auch in der Nähe des Shutters konnten Temperaturunterschiede von mehr als $10^{\circ}$ zur Umgebungstemperatur gemessen werden. Nach Abschluß der Messungen wurde entschieden die Kamera an den Hersteller zurückzugeben.

# Kapitel 4

# Aktive galaktische Kerne

## 4.1 Merkmale

Die Strahlung gewöhnlicher Galaxien setzt sich aus der thermischen Strahlung ihrer Sterne zusammen. So findet man in den Spektren heller Spiralgalaxien im allgemeinen nur Absorptionslinien, die stellaren Ursprungs sind. In ca. $1\%$ aller Spiralgalaxien finden sich breite Emissionslinien, die sich nicht alleine mit den Emissionscharakteristika der Sterne erklären lassen. Im allgemeinen haben diese Galaxien hellere Kerne als gewöhnliche Spiralgalaxien, wobei das besondere Merkmal eine hohe nicht-stellare Aktivität der Galaxienzentren ist. Auch in anderen Galaxien, wie elliptischen, finden sich aktive Zentren. Aktive galaktische Kerne (engl.: *active galactic nuclei* = *AGN*) bilden eine Untergruppe aller Galaxien.

Die ersten AGN, die untersucht wurden, waren nahegelegene *Seyfert Galaxien* (Hubble, 1926; Seyfert, 1943). Später, in den 50er Jahren, wurden zahlreiche *Radiogalaxien* gefunden, die ähnliche Emissionslinienspektren aufwiesen wie die Seyfert Galaxien. Neben den Radiogalaxien gab es noch zahlreiche kompakte Radioquellen, die mit der damaligen Radioteleskoptechnik nicht aufgelöst werden konnten. Man bezeichnete sie als *quasi-stellare Radioquellen* (*Quasare*). Sie zeigten ein starkes Kontinuum, keine Absorptionslinien aber breite Emissionslinien. Die Identifikation der Emissionslinien des Objekts 3C 273 durch Maarten Schmidt, 1963, ermöglichte es diesem eine Rotverschiebung von $z = 0.158$ zuzuordnen. Damit war klar, daß die „stellaren“ Radioquellen sehr weit entfernte, äußerst leuchtkräftige Objekte sein mußten. Neben den Quasaren fanden sich auch im optischen leuchtkräftige, weitentfernte Objekte, bei denen aber keine oder schwache Radiostrahlung entdeckt wurde. Sie wurden als *QSO* (=*quasi-stellare Objekte*) bezeichnet. Heutzutage wird der Begriff QSO gleichberechtigt zum Begriff Quasare benutzt, denn ihre Eigenschaften sind vergleichbar. Quasare zeichnen sich aus durch

- sternartiges optisches Bild und hohe Leuchtkraft
- blauer und UV-Exzeß im Spektrum
- breite Emissionslinien, die stark rotverschoben sind
- teilweise zeitliche Variation

AGN können in zwei Klassen eingeteilt werden: In diejenigen, deren Emission thermisch dominiert (radioleise AGN) und diejenigen, deren Emission durch nicht-thermische Prozesse dominiert werden (radiolaute AGN). Im allgemeinen werden radioleise AGN in Spiralgalaxien, radiolaute AGN in elliptischen Galaxien gefunden. Das FIR-UV-Kontinuum der thermisch dominierten Quellen wird heute als Überlagerung von kaltem und warmen Staub, einer stellaren Komponente und einer nicht-stellaren UV-Komponente, die aber auch thermischen Ursprungs ist (Akkretionsscheibe), interpretiert. Nicht-thermische Quellen sind häufig starke Radiostrahler. Man zählt zu ihnen u. a. die OVV (optical violently variables), die HPQ (highly polarized quasars) und BL Lacertae Objekte (BL Lac), die zu den Blazaren zusammengefaßt werden. Das Spektrum im FIR-UV aus der Zentralregion ist meist flach. Blazare werden charakterisiert durch

- flaches FIR-UV-Kontinuum
- meist starke Polarisation ($p > 3\%$)
- schnelle optische Variation ($\Delta t < \mathrm{Tage}$)
- stark variables Radiokontinuum

## 4.2 Standardmodell

Die enorme Energie, die aus den Zentren aktiver Galaxien emittiert wird, ist nach heutigem Verständnis gravitativen Ursprungs. Im Modell der AGN geht man von der Existenz eines supermassiven Schwarzen Lochs mit einer Masse von $M_{\mathrm{H}} \simeq 10^6 - 10^9 M_\odot$ im Zentrum der Muttergalaxie (engl.: Hostgalaxie) aus. Aufgrund des Drehimpulses des Gases in der Galaxie muß es scheibenförmig auf das Schwarze Loch einströmen. Die so entstandene Scheibe wird *Akkretionsscheibe* genannt. Nach innen begrenzt der Schwarzschildradius

$$R_{\mathrm{S}} = \frac{2GM_{\mathrm{H}}}{\mathrm{c}^2} \tag{4.1}$$

die Scheibe. Nach außen erstreckt sich die Akkretionsscheibe bis zu einem Radius von $\simeq 1000 R_{\mathrm{S}}$. Es schließt sich eine turbulente Gasscheibe aus Molekülwolken mit einem Radius von bis zu 100 pc an. Sie ist in inneren Bereichen (Radius einige pc) dicker als weiter außen, weil dort die Rotationsgeschwindigkeit und die Turbulenzgeschwindigkeit des Gases vergleichbarer Größenordnung sind. Das Gas der Scheibe in der nähe des Schwarzen Lochs ist stark aufgeheizt (30000 - 100000 K) und wird nach außen kühler. In der Nähe des Schwarzen Lochs strahlt die Scheibe hauptsächlich im Röntgen- und UV-Bereich (*Blue Bump*). Diese Strahlung heizt den äußeren Teil der Gasscheibe auf bis zu 1500 K auf. Vom Rand der Akkretionsscheibe und aus Wolken über ihr stammen breiten Emissionslinien (*Broad Line Region*). Schmale Emissionslinien kommen aus äußeren Bereichen (*Narrow Line Region*). Bei vielen AGN sieht man *Jets*, die bipolar aus der Zentralregion ausströmen (Abb. 4.1). Hierbei handelt es sich um Plasma, welches durch Magnetfelder kollimiert, senkrecht zur Akkretionsscheibe ausströmt. Die Bewegung des Plasmas erfolgt mit relativistischen Geschwindigkeiten . Relativistische Elektronen bewegen sich spiralförmig um die Magnetfeldlinien des Jets und emittieren dabei Synchrotron-Strahlung. Photonen können durch inverse Compton-Streuung an relativistischen Elektronen bis in den Röntgen- oder $\gamma$-Bereich katapultiert werden.

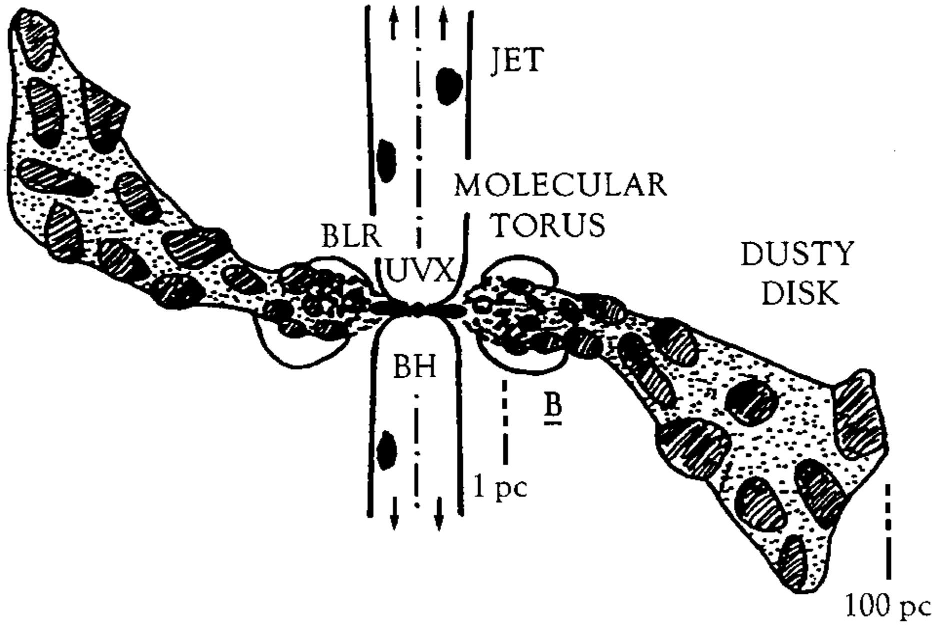


Abbildung 4.1: Modell des AGN. Die Gas- und Staubscheibe reicht hier bis zu 100 pc hinaus. Bei 1 pc befindet sich der molekulare Torus. An ihn schließt sich die Akkretionsscheibe an. Im Zentrum befindet sich das Schwarze Loch (BH). Senkrecht zur Akkretionsscheibe strömt Plasma im Jet beidseitig nach außen. UVX bezeichnet den Bereich der Röntgen- und UV-Emission; BLR die *broad line region*, deren Spektrum durch breite Emissionslinien gekennzeichnet ist (Camenzind, 1994).

Neben der Ausprägung der Muttergalaxie und verschiedenen äußeren Einflüssen trägt nach heutigem Verständnis die Orientierung und damit der Blickwinkel auf den AGN zur Differenzierung zwischen den verschiedenen Gruppen bei. Beispielsweise schaut der Beobachter bei Blazaren fast nahezu entlang des Jets, während bei Radiogalaxien der Beobachter das System unter einem großen Inklinationswinkel sieht, so daß ausgedehnte Radiostrukturen (wie z. B. der Jet) sichtbar werden (Bregman, 1990; Camenzind, 1994; Kollgaard, 1994).

## 4.3 PKS 2155-304

BL Lac Objekte, bei denen der Beobachter in einem sehr kleinen Winkel in oder entlang des relativistischen Jets blickt, gehören zu den extremsten Vertretern der AGN. In dieser Arbeit wurden die Eigenschaften der Quelle PKS 2155-304 im Optischen untersucht. PKS 2155-304 gehört im Optischen, UV- und Röntgenbereich zu den leuchtkräftigsten Objekten seiner Klasse. Optische Untersuchungen zeigten, daß es ein extrem blaues ($B-V<0.1$) Kontinuum besitzt, indem sich keine Liniensignaturen fanden (Wade, Szkody, and Cordova, 1978). Aufgrund der hohen Polarisation im Optischen, der bis zurück ins Jahre 1880 protokollierten optischen Variabilität und der Identifikation mit einer hochvariablen Röntgenquelle wurde PKS 2155-304 als BL Lac Objekt klassifiziert (Griffith et al., 1979; Schwartz et al., 1979).

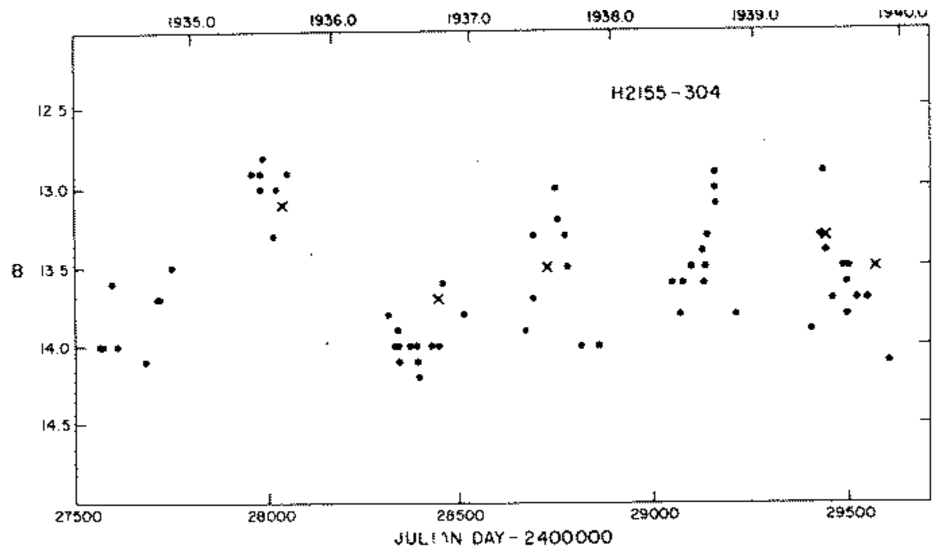


FIG. 3a

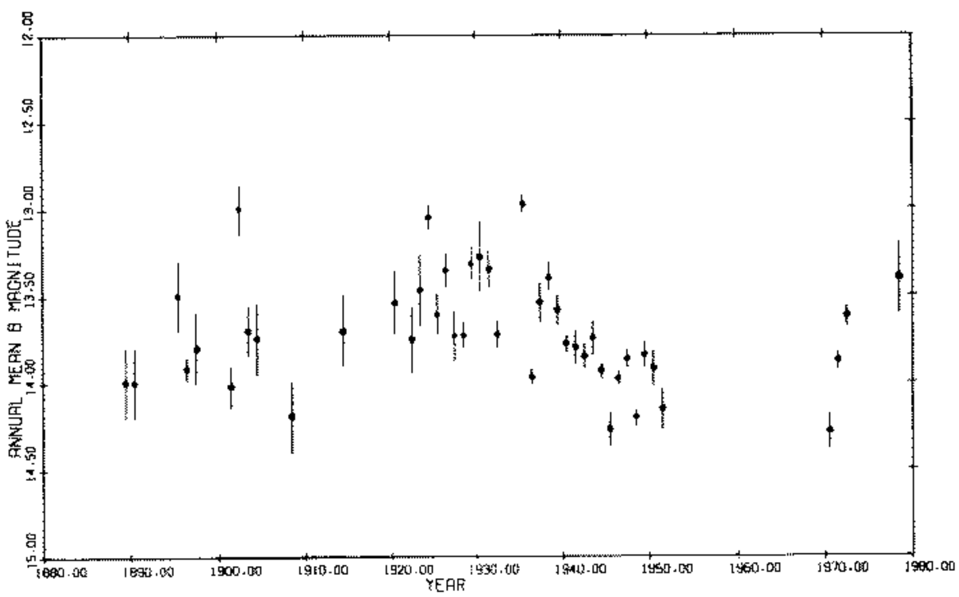


Abbildung 4.2: Langzeitlichtkurve von PKS 2155-304. Im unteren Diagramm ist im Zeitraum von 1880 bis 1990 der jährliche Mittelwert der B-Helligkeit angegeben. Langfristig variiert PKS 2155-304 um eine Magnitude. Im oberen ist die B-Helligkeit über dem Zeitraum von 1935 bis 1940 dargestellt. Die Variation des Objekts ist innerhalb kurzer Zeiträume von der Größenordnung eine Magnitude. Kreuze markieren Messungen mit $\pm 0.25$ mag Punkte Messungen mit $\pm 0.1$ mag Fehler (Griffith et al., 1979).

Untersuchungen von Charles, Thorstensen und Bowyer (1979) ergaben eine Rotverschiebung von $z \approx 0.17$ für das Objekt. Maraschi et al. (1981) war sogar der Ansicht, daß die Rotverschiebung keinesfalls größer als $z = 0.004$ sei und stellte darüberhinaus die extragalaktische Natur des Objekts in Frage. Bowyer et al. (1984) spektroskopierte eine assoziierte ausgedehnte Struktur nur $3''$östlich von PKS 2155-304. Erfand anhand von Emissionslinien eine Rotverschiebung von $z = 0.117 \pm 0.002$. Falomo et al. (1993) bestätigte Bowyers Rotverschiebung. Er ermittelte $z = 0.116$.

Die Quelle zeigt Variationen im Optischen auf Zeitskalen von Tagen bis Jahren (z. B. Heidt, Wagner und Wilhem-Erkens, 1997; Pian et al., 1997; Miller und McAlister, 1983; Griffith et al., 1979) und auf Zeitskalen von $\approx 15$ Minuten (Paltani et al., 1997). Carini und Miller (1992) fanden Variationen unterhalb derer von Paltani et al. 1983 entdeckten Miller und McAlister, daß PKS 2155-304 Spektralindexvariationen zeigt. Bei Langzeitvariationen (>Monate) wird das Objekt mit zunehmender Helligkeit röter und mit abnehmender Helligkeit blauer. Xie et al. (1991) fand in zwei BL Lac Objekten ebenfalls eine Korrelation zwischen $B-V$ und $V$ allerdings auf Zeitskalen von Stunden.

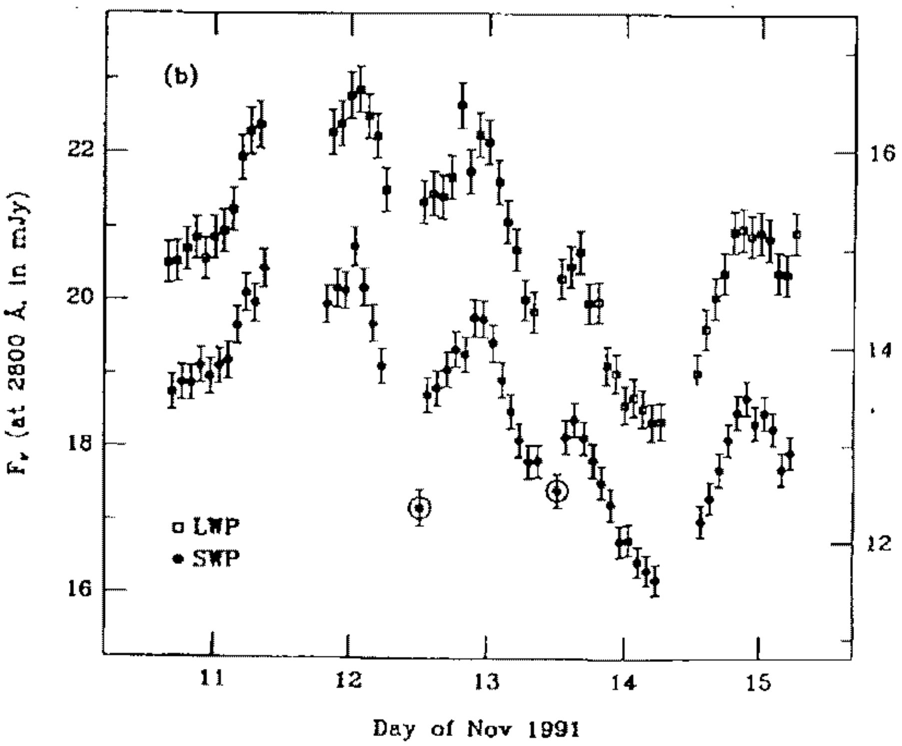


Abbildung 4.3: Teil der Lichtkurve vom November 1991 aufgenommen mit IUE. Die obere Kurve (offene Quadrate) ist bei einer Wellenläge von 280 nm, die untere (gefüllte Kreise) bei 140 nm gemessen worden. Die Amplituder der quasiperiodischen Variation liegt bei ca. 2 mJy (Urry et al., 1993).

Variabilitätsuntersuchungen, insbesondere Simultanbeobachtungen in verschiedenen Wellenlängenbereichen, erlauben die lineare Dimension der Region der Energiefreisetzung zu begrenzen und Aussagen über die Mechanismen der Energieerzeugung zu treffen. Im wesentlichen werden zwei intrinsische Modelle, welche die Variabilität zu erklären versuchen, diskutiert. Das eine erklärt Intensitätsvariationen durch Inhomogenitäten (sog. *hot spots* und *flares*) ausgehend von einer Akkretionsscheibe (z. B. Wiita et al., 1991), die das zentrale Schwarze Loch umgibt. Das andere versucht Variabilität durch Stoßfronten (sog. *shocks*) zu erklären, die durch den relativistischen Jet laufen (Marscher und Gear, 1985) oder durch Klumpen, welche sich in einem spiralförmig rotierenden Jet bewegen (Camenzind und Krockenberger, 1992). Es besteht aber auch die Möglichkeit, daß Gravitationslinseneffekte (sog. *microlensing*) die Variabilität hervorruft (Ostriker und Vietri, 1985).

Untersuchungen von Treves et al. (1989) kamen zu dem Schluß, daß die Variabilität auf langen

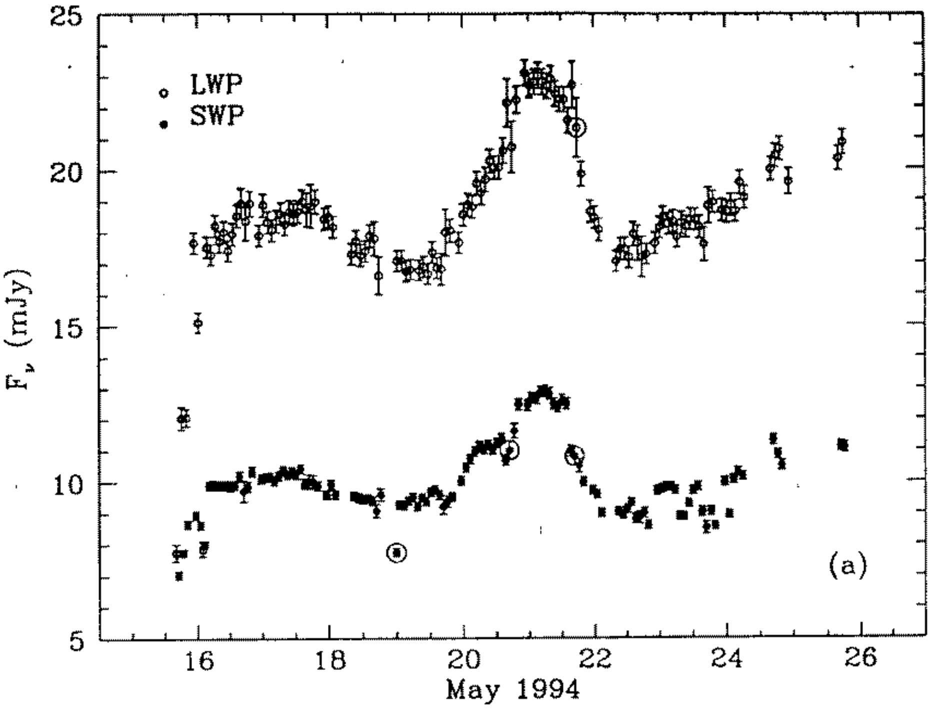


Abbildung 4.4: Lichtkurve vom Mai 1994 ebenfalls mit IUE aufgenommen. Die obere Kurve wurde bei einer Wellenlänge von 280 nm, die untere bei 140 nm gemessen. Um den 21. Mai zeigt sich ein Anstieg im Fluß von ca. 10 mJy bei 280 nm und 5 mJy bei 140 nm (Pian et al., 1997).

Zeitskalen verträglich sei mit dem Synchrotron-Self-Compton-Modell (SSC) für eine inhomogene Quelle, wie sie Ghisellini et al. (1985) für PKS 2155-304 vorgeschlug. Beobachtungen von Miller et al. (1991) können Variabilität im Optischen und UV durch Flares und Hot Spots ausgehend von der Akkretionsscheibe erklären. Allerdings, so Edelson et al. (1991), erklärt man dadurch nicht die UV Variabilität, denn die Ausdehnung einer Standardakkretionsscheibe paßt nicht zur Zeitskala der Flußveränderungen.

Bei Multifrequenzkampagnen in den Jahren 1991 und 1994 zeigte PKS 2155-304 zwei unterschiedliche Variationsmuster. Abb. 4.3 zeigt die Flußkurve aufgenommen durch den IUE-Satelliten bei einer Wellenlänge von 140 und 280 nm vom 11. bis 15. November 1991. Es sind quasiperiodische Ausbrüche zu erkennen, die eine Periode von ca. 0.7 Tagen aufweisen. Im Gegensatz zu 1991 läßt sich in Abb. 4.4 keine quasiperiodische Struktur erkennen. Diese Messung zeigt einen Ausbruch im Mai 1994 mit einer Amplitude die einem mehrfachen der Amplitude der quasiperiodischen Ausbrüche entspricht. Die Variationsverhalten die in den Abbildungen 4.3 und 4.4 zu sehen sind, zeigen sich auch in allen andern Frequenzbereichen. Es ist bisher noch nicht geklärt, wie diese zwei unterschiedlichen Variabilitätsverhalten zustande kommen.

Um zu klären, welches Variationsmuster typisch für PKS 2155-304 ist, wurde eine Kampagne im Mai/Juni 1996 durchgeführt, in der neben den optischen auch Röntgenbeobachtungen gemacht wurden. Darüberhinaus ging es auch um die Frage nach Spektralindexvariationen sowie Variationen auf sehr kurzen Zeitskalen (Minuten). Diese Beobachtungen werden im folgenden beschrieben.

# Kapitel 5

# Beobachtungen und Instrumente

## 5.1 Beobachtungen

Die im folgenden beschriebenen Beobachtungen des BL Lac Objekts PKS 2155-304 wurden in der Zeit vom 20.05.1996 bis 02.06.1996 in den frühen Morgenstunden mit Teleskopen der ESO[1] in Chile von Jochen Heidt durchgeführt (vgl. Tabelle 5.1 und 5.2). Es kamen drei Teleskope und drei verschiedene Instrumente zum Einsatz. Beobachtet wurde am NTT[2]und am ESO/MPG[3]-2.2-m-Teleskop in den photometrischen Bändern U, B, V, R und I. Am dänischen 1.5-m-Teleskop wurde nur in B, V, R und I beobachtet. Darüber hinaus stellten uns italienische Kollegen[4] Daten zur Verfügung, die mit dem holländischen 0.9-m-Spiegel in den Filtern B, V und R aufgenommen wurden.

Für die Beobachtungen standen aufgrund der Zuteilung von Beobachtungszeit durch die ESO nur die letzten Stunden der Nacht zur Verfügung. Die durchschnittliche Beobachtungszeit bis Sonnenaufgang betrug 2.5 Stunden. Während dieser knappen Zeit wurden Direktbeobachtungen in den Bändern U, B, V, R und I, Spektroskopie (wird in dieser Arbeit nicht behandelt) und Mehrfachbelichtungsreihen durchgeführt. Um eine hohe zeitliche Überdeckung im Bereich von Minuten zu erhalten, wurden die oben schon erwähnten Mehrfachbelichtungen am dänischen Teleskop und am NTT durchgeführt. Mehrfachbelichtungen wurden nur im R-Band erstellt. Der Vorteil dieses Aufnahmeverfahrens liegt darin, daß ca. 90% der Chipauslesezeit wegfällt. (Das Auslesen dauerte für die 2K-Chips ca. 4 Minuten.) Das Prinzip ist sehr einfach. Anstatt den Chip nach einer fertigen Aufnahme auszulesen (und damit vier Minuten zu verlieren) wird nur der Kameraverschluß geschlossen und das Teleskop um einige Bogensekunden verfahren. Danach wird der Verschluß wieder geöffnet und eine neue Belichtung gestartet. Dieses Verfahren wurde neun- bis zehnmal angewandt, so daß Mehrfachbelichtungen neun- bis zehnmal das selbe Sternfeld um jeweils wenige Bogensekunden versetzt zeigt.

Da die Nacht so weit als möglich zur Gewinnung von Aufnahmen der Programmquelle genutzt werden sollte, mußten Abstriche beim Erstellen von Flatfields gemacht werden. Insgesamt waren elf Nächte zugeteilt, wovon eine komplett durch schlechtes Wetter ausfiel. In weiteren fünf Nächten war das Wetter mäßig bis schlecht.

[1] **E**uropean **S**outhern **O**bservatory
[2] **N**ew **T**echnology **T**elescope
[3] **M**ax-**P**lanck-**G**esellschaft
[4] R. Casalegno und B. Massone

Tabelle 5.1: Beobachtungskampagnen im Mai/Juni 1996 (Datum bezogen auf 0 Uhr UT).

| bürgerliches Datum | Julianisches Datum | Teleskop | Instrument |
|---|---|---|---|
| 21. 05. bis 23. 05. 96 | 2450224.5 - 2450226.5 | ESO/MPG-2.2-m-Teleskop | EFOSC |
| 24. 05. bis 28. 06. 96 | 2450227.5 - 2450231.5 | NTT | EMMI |
| 29. 05. 96 | 2450232.5 | dänisches 1.5-m-Teleskop | DFOSC |
| 01. 06. bis 02. 06. 96 | 245025.5 - 2450236.5 | NTT | EMMI |
| 22. 05. bis 27. 05. 96 | 2450225.5 - 2450230.5 | holländisches 0.9-m-Teleskop | Direktkamera |

Tabelle 5.2: Übersicht über die bei der Kampagne zum Einsatz gekommenen CCDs und Filter.

| Instrument (Teleskop) | ESO-Nr. (Chipformat) | Gain $[e^-/\mathrm{ADU}]$ | RON $[e^-]$ | Dunkelstrom $[e^-/\mathrm{Pixel\,h}]$ | Filter | ESO Filter-Nr. | $\lambda_c$ [nm] |
|---|---|---|---|---|---|---|---|
| | 19 | 2 | 4 | <2 | U | 631 | 354.3 |
| EFOSC | | | | | B | 583 | 451.5 |
| (2.2-m-Teleskop) | (1K) | | | | V | 584 | 529.0 |
| | | | | | R | 585 | 594.9 |
| | | | | | I | 618 | 841.1 |
| EMMI/BLUE | 31 | 3.3 | 8 | 8 | U | 602 | 354.2 |
| (NTT) | (1K) | | | | B | 603 | 422.3 |
| EMMI/RED | 36 | 1.5 | 7 | 2 | V | 606 | 542.6 |
| (NTT) | (2K) | | | | R | 608 | 641.0 |
| | | | | | I | 774 | 806.0 |
| | 28 | 3.6 | 12 | 8 | B | 450 | 441.2 |
| DFOSC | | | | | V | 451 | 544.8 |
| (1.5-m-Teleskop) | (2K) | | | | R | 452 | 648.9 |
| | | | | | I | 425 | 797.8 |
| Direktkamera | 33 | 4.1 | 10 | 6.5 | B | 419 | 438.4 |
| (0.9-m-Teleskop) | (512) | | | | V | 420 | 544.2 |
| | | | | | R | 421 | 599.4 |

## 5.2 Teleskope und Instrumente

### 5.2.1 ESO/MPG-2.2-m-Teleskop

Das ESO/MPG-2.2-m-Teleskop ist ein gemeinschaftlich genutztes Instrument der ESO und der Max-Planck-Gesellschaft, das seit 1984 in Betrieb ist. Im Cassegrainfokus des Teleskops ist EFOSC 2 (**E**SO **F**aint **O**bject **S**pectrograph and **C**amera) montiert. Hiermit wurden die Aufnahmen gewonnen. Das Herz des Instruments ist ein Thomson 31156-Chip mit $1024 \times 1024$ Pixel und einer Pixelgröße von 19 $\mu m$. Neben spektroskopischen Untersuchungen erlaubt das Instrument auch Direktaufnahmen von Himmelsfeldern (direct imaging) mit einer Auflösung von $0\farcs366$/Pixel. Das Gesichtsfeld beträgt $6'15''$.

### 5.2.2 NTT

Das NTT hat einen Spiegeldurchmesser von 3.5 Metern, wobei die Besonderheit dieses Gerätes in der aktiven Optik liegt. Durch unter dem Spiegel angebrachte Stempel läßt sich der Fokus optimal justieren und mit dem in drei Dimensionen beweglichen Sekundärspiegel noch eine zusätzliche Verbesserung der Aufnahmequalität erreichen. So wird es unter optimalen Wetterbedingungen möglich, die Halbwertsbreite eines sternförmigen Objekts auf einen Durchmesser von nur $0\farcs33$ zu begrenzen.

Das **E**SO **M**ulti **M**ode **I**nstrument (EMMI) ist an einem der beiden Nasmythfokusse montiert. Es ist mit zwei CCDs ausgestattet: eines, das für die kurzen Wellenlängen optimiert ist (blauer Kanal) und eines für den langwelligen Bereich (roter Kanal). Im blauen Kanal kommt ein Tektronix TK1024M-Chip ($1024 \times 1024$ Pixel, Pixelgröße 24 $\mu m$, Auflösung $0\farcs37$/Pixel) zum Einsatz. Damit ergibt sich ein Gesichtsfeld von $6'19''$. Im roten Kanal handelt es sich um einen LORAL 2048 Chip ($2048 \times 2048$ Pixel, Pixelgröße 15 $\mu m$, Auflösungsvermögen $0\farcs34$/Pixel), womit sich das Gesichtsfeld zu $11'36''$ergibt. Für jeden dieser „Arme“ werden 2 Auslesegeschwindigkeiten zur Verfügung gestellt; eine schnelle und eine langsame. Für die Beobachtung mit EMMI/RED wurde der schnelle, für EMME/BLUE der langsame Auslesemodus gewählt. Auch EMMI ist — wie EFOSC — für Spektroskopie und Direktaufnahmen gleichermaßen spezifiziert.

### 5.2.3 Dänisches 1.5-m-Teleskop

Dieses seit 1979 im Betrieb stehende Teleskop wurde mit dem **D**anish **F**aint **O**bject **S**pectrograph and **C**amera (DFOSC) betrieben. Ähnlich wie EFOSC und EMMI ist auch dieses Instrument für Spektroskopie und Direktaufnahmen geeignet. Der hier zum Einsatz kommende Chip ist von der Firma LORAL/LESSER mit $2052 \times 2052$ Pixel und einer Pixelgröße von 15 $\mu m$. Das Auflösungsvermögen liegt bei $0\farcs39$/Pixel. Das Gesichtsfeld umfaßt $13'20''$. Konstruktionsbedingt kommt es zur Abschattung des Chips, wenn Filter verwendet werden, deren Öffnung weniger als 60mm Durchmesser beträgt. Dabei kommt es zu einem Lichtverlust von 60$\%$ in den Randbereichen des Chip. Die Vignettierung läßt sich durch Flatfielden korrigieren, aber wegen des geringen Signals an den Chiprändern bleibt die Unsicherheit dort sehr groß. Für präzise Photometrie ist es deshalb angebracht, nur einen zentralen $1500 \times 1500$-Pixel umfassenden Bereich des Detektors zu benutzen. Extrahiert man die zentralen Pixel reduziert sich das Gesichtsfeld auf $8'8''$.

### 5.2.4 Holländisches 0.9-m-Teleskop

Dieses seit 1979 in La Silla zum Einsatzt kommende Instrument bietet die Möglichkeit zur Direktaufnahme von Objekten. Mit dem verwendeten TK 512 CB Chip, der 512×512 Pixel der Göße $27\mu\mathrm{m}$ besitzt, überdeckt man ein Gesichtsfeld von $3'46''$. Das Auflösungsvermögen beträgt $0\farcs44$/Pixel.

# Kapitel 6

# Datenreduktion

## 6.1 Festlegung von Overscan- und Bildbereich der Chips

Wie in Kapitel 1.3 erläutert, sind bei der Bearbeitung von CCD-Daten, drei wesentliche Störeffekte zu berücksichtigen: Bias, Dunkelstrom und Flatfield. Für Korrekturen ist es nötig Overscan- und Bildbereich zu kennen, um z. B. den Bias im Overscan- oder Bildbereich ausmessen zu können.

Tabelle 6.1: In dieser Tabelle werden die Pixelkoordinaten des Overscans sowie der Bildbereiche genannt. Angegeben ist bei EFOSC der Overscan am oberen Rand des Chips, bei EMMI/BLUE der am rechten und bei EMMI/RED sowie am holländischen der am linken Rand des Chip. DFOSC hat keinen Overscan. Als Bildbereich wurde bei DFOSC nur der für photometrische Zwecke nutzbare zentrale Bereich angegeben.

| Teleskop | Chip, Instrument | Overscanbereich | | | |
|---|---|---|---|---|---|
| | | $x_1$ | $y_1$ | $x_2$ | $y_2$ |
| ESO/MPG-2.2-m | Thomson, EFOSC 2 | 1 | 1027 | 1061 | 1040 |
| NTT | TEK, EMMI/BLUE | 1079 | 1 | 1124 | 1024 |
| | LORAL, EMMI/RED | 1 | 20 | 19 | 2001 |
| dänisches 1.5-m | LORAL, DFOSC | | | | |
| holländisches 0.9-m | TK 512CB | 1 | 1 | 51 | 513 |
| **Teleskop** | **Chip, Instrument** | **Bildbereich** | | | |
| | | $x_1$ | $y_1$ | $x_2$ | $y_2$ |
| ESO/MPG-2.2-m | Thomson, EFOSC 2 | 19 | 1 | 1042 | 1026 |
| NTT | TEK, EMMI/BLUE | 49 | 1 | 1078 | 1024 |
| | LORAL, EMMI/RED | 20 | 1 | 2067 | 2001 |
| dänisches 1.5-m | LORAL, DFOSC | 250 | 250 | 1749 | 1749 |
| holländisches 0.9-m | TK 512CB | 52 | 1 | 564 | 513 |

Die Tabelle 6.1 vermittelt einen Überblick über die verschiedenen Gebiete der Chips und deren Pixelkoordinaten. Häufig zeigen die Pixel der ersten und letzten Spalten bzw. Zeilen eines Chips keine vernünftigen Werte. Ebenso verhält es sich mit den Zeilen bzw. Spalten, die zwischen Overscan und Bildbereich liegen. Die unterschiedlichen, dicht nebeneinander liegenden Potentiale können hier die Pixel beeinflussen. Im allgemeinen werden deshalb für Untersuchungen (z.B. Statistik) am Overscan oder Bildbereich die ersten und letzten drei bis fünf Spalten bzw. Zeilen weggelassen.

## 6.2 Biasreduktion

Der Chip von EFOSC hatte drei Overscans: links, rechts und oben[1]. Es stellte sich heraus, daß der Overscan am oberen Chiprand die geringste Differenz zum Masterbias hatte. Der Masterbias ist ein Median-Bild, welches aus allen Biasbildern ermittelt wurde. Hierzu wurde das Programm `MEDIAN20` verwendet. Der auf ganze ADU gerundete Unterschied zwischen Overscan und Masterbias betrug $+1$ ADU. Da der Masterbias keine zweidimensionale Struktur besaß genügte es für die Biasreduktion der 2.2-m-Teleskop-Daten den Medianwert des Overscans minus eine ADU von den zu reduzierenden Bildern abzuziehen.

Beide Chips von EMMI am NTT hatten einen links- und rechtseitigen Overscan. Der blaue Kanal stellte sich bei der Biasreduktion als unproblematisch heraus. Der Masterbias zeigte keine zweidimensionale Struktur. Der Unterschied zwischen dem links- und rechtsseitigen Overscan betrug 0.5 ADU, wobei allerdings der rechte Overscan näher am Median des Bildbereichs lag. Deshalb wurde dieser für die Reduktion benutzt und als Zahl von den Objekt- und Flatfieldaufnahmen subtrahiert.

Beim roten Kanal zeigte der Masterbias eine zweidimensionale Struktur, die von den Bildern abgezogen wurde.

Der Chip des DFOSC-Instruments hatte keinen Overscan. Der Medianwert, gemittelt über den ganzen Chip (von Pixelkoordinate [20,20] bis [2030,2030]), zeigte eine sehr geringe zeitliche Variation von knapp einem halben ADU in einer Zeitspanne von einigen zehn Minuten. Wie sich der Bias über längere Zeiten verhält ist nicht bekannt; es wurde davon ausgegangen, daß er konstant bleibt. Aus insgesamt zehn Biasaufnahmen wurde ein Medianbild erzeugt. Das resultierende Bild zeigte eine zweidimensionale Struktur.

Der Chip des holländischen Teleskops hatte drei Overscans: links, rechts und oben. Der Bias zeigte eine eindimensionale Struktur, die zeitlich um drei ADU schwankte. Für die Biasreduktion wurde der Median des linksseitigen Overscans abgezogen.

## 6.3 Dunkelstrom

Die Belichtungszeiten während der Kampagne waren im Bereich weniger Minuten ($< 10$ Minuten). Auf diesen Zeitskalen ist mit keinem nennenswerten Einfluß durch den Dunkelstrom zurechnen (vgl. Dunkelströme aus Tab. 5.2). Daher wurde auf eine Korrektur des Dunkelstroms verzichtet.

[1] Die Bezeichnung „links, rechts, oben“ ist vom Chipsystem aus gesehen, d. h. die Pixelkoordinaten beginnen links unten und werden nach oben bzw. rechts weitergezählt.

## 6.4 Flatfields

CCD-Rohbilder zeigen keinen ungestörten Hintergrund. Der Rohaufnahme sind multiplikative Schmutzeffekte (Pixel-zu-Pixel-Variationen, Staub) überlagert. Um diese Effekte beseitigen zu können, werden Aufnahmen gemacht, die nur diese Strukturen zeigen. In der Astronomie werden drei Verfahren eingesetzt, um ein Korrekturbild (Flatfield) zu erhalten:

1. Kuppelflats (engl. Domeflats)
   Mittels einer Lampe wird die geschlossene Teleskopkuppel von innen beleuchtet. Häufig sind auch Leinwände an der Innenseite der Kuppel für diesen Zweck befestigt. Es entsteht eine gleichmäßig ausgeleuchtete Fläche. Mit dem CCD kann man diese Fläche aufnehmen und erhält ein Bild, das die Schmutzeffekte zeigt: das Domeflat. Der Vorteil der Domeflats ist, daß man sie zu jeder Zeit und bei jedem Wetter machen kann. Der Nachteil liegt darin, daß zum einen die Fläche nicht wirklich gleichmäßig ausgeleuchtet ist und zum andern, daß das Licht der Lampe nicht dieselben spektralen Eigenschaften wie der Nachthimmel hat. Deshalb können Domeflats die Strukturen des Nachthimmels nicht ideal reduzieren, da die Empfindlichkeit der Pixel wellenlängenabhängig ist.

2. Himmelflats (engl. Skyflats)
   Der Himmel kann in der Morgen- oder Abenddämmerung als gleichmäßig ausgeleuchtete Fläche dienen. Da die Morgen- bzw. Abenddämmerung ihre Intensität mit der Zeit verändert, müssen bei Himmelflats die Belichtungszeiten so angepaßt werden, daß man für nacheinander aufgenommene Bilder ungefähr gleiche Intensitäten auf den Aufnahmen erhält. Allerdings ist auch hier zu beachten, daß der Morgen- bzw. Abendhimmel eine andere Farbe zeigt als der Nachthimmel. So können Skyflats für die Reduktion von Bildern aus der Mitte der Nacht ungeeignet sein.

3. Objektflats
   Die letzte Möglichkeit besteht darin, Aufnahmen des Nachthimmels zur Erstellung eines Flatfields zu benutzen. Dabei können die Felder, die für wissenschaftliche Zwecke aufgenommen wurden, benutzt werden. Allerdings muß das Teleskop zwischen den Aufnahmen verfahren werden, damit die Sterne nicht immer an derselben Position sind. Bei der Mittelung der Objektaufnahmen fallen alle Sterne heraus und es bleiben, wie bei Dome- und Skyflat, nur die Schmutzeffekte übrig. Der Nachteil dieser Methode liegt darin, daß lange Belichtungszeiten benötigt werden, um genügend hohe Himmelsintensitäten zu erreichen. Bei der Beobachtung heller Objekte, kann dies zur Überbelichtung der Objekte und damit zum Verlust der wissenschaftlichen Aufnahme führen. Für die Erstellung von Objektflats mit ausreichender Intensität kann also wichtige Beobachtungszeit verlorengehen.

Für das Korrigieren der Daten standen Dome-, Himmels- und Objektflats zur Verfügung. Es mußte im ersten Schritt entschieden werden, ob Flats einer Kategorie oder eine Kombination aus zwei oder drei Flatfieldarten in die Reduktion eingehen sollte. Hierzu wurden aus verschiedenen Flatfieldkombinationen ein Medianbild für jede Kategorie erzeugt. Je mehr Aufnahmen in das Masterflat einfließen, umso geringer wird das Rauschen. Die Hintergrundstrukturen in korrigierten Aufnahmen sollte unter $1\%$ variieren. Es ist noch anzumerken, daß aufgrund der Beobachtungsbedingungen nicht in ausreichendem Maße Himmelsflats erstellt werden konnten, da die wissenschaftliche Beobachtung bis in die Dämmerung hinein erfolgte und somit für das Flatfielden nur der letzte Teil der Dämmerung zur Verfügung stand. In dieser Zeit mußten Dämmerungsflats in allen Farben erstellt werden, was sich als schwierig erwieß, da die Auslesezeiten der Chips sehr lang waren.

### 6.4.1 ESO/MPG-2.2-m-Teleskop

Die Domeflats vom 2.2-m-Teleskop waren mit Ausnahme des U-Filters am besten für die Reduktion geeignet. Zwar beseitigten auch die Skyflats die Hintergundstrukturen, aber da wenig Aufnahmen vorhanden waren, war das Rauschen größer. Im U-Band waren mehr Skyflats als Domeflats vorhanden, und daher war das Rauschen des Himmelflats geringer. In die Masterflats gingen im U-Band zwölf Skyflats, in B,V und I je zehn Domeflats und im R-Band 20 Domeflats ein.

### 6.4.2 NTT

Beim NTT wurde das Masterflat für die Filter V, R und I aus den Domeflats gewonnen. Es lagen auch Objektaufnahmen mit hoher Himmelsintensität vor. Sie waren fast so hoch belichtet wie die Skyflats.

Die Mehrfach- und Einzelbelichtungen in R wurden separat auf geeignete Flatfields untersucht. Für alle einzelbelichteten Aufnahmen wurden Domeflats, Skyflats und Objektflats erzeugt. Für die Skyflats wurden Aufnahmen verwendet, deren Himmelssignal höher als 5500 ADU war. Die mit dem Dome- oder Skyflat reduzierten Aufnahmen zeigten noch Himmelsvariationen von $2\%$. Außerdem zeigt das Medianbild des Skyflats Residuen der Objekte. Beim Objektflat gingen 13 Bilder ein, die ein Himmelssignal von unter 2000 ADU aufwiesen. Mit dem Objektflat reduzierte Aufnahmen zeigten Himmelsvariationen von $5\%$ und Objektresiduen. Das Objektflat war für die Reduktion nicht geeignet. Da das Skyflat Sternresiduen aufwies und nicht besser reduzierte als das Domeflat, wurde auch dieses nicht verwandt. Die Mehrfachbelichtungen wurden mit denselben Domeflats reduziert, wie die Einzelbelichtungen. Für die Mehrfachbelichtungen war es nicht möglich ein Objektflat zu konstruieren, weil das Teleskop zwischen den Aufnahmen zu gering verfahren wurde. Dadurch hätten sich zahlreiche Objekte überlagert, was zu Residuen im Flatfield geführt hätte.

In V und I zeigten Tests, daß keine Verbesserung des Flatfields zustande kommt, wenn Objektaufnahmen mit hohem Himmelssignal benutzt werden. Deshalb wurden nur Domeflats für die Erstellung des Masterflats verwandt. Das Masterflat in V entstand aus 10, das in R aus 20 und das in I wieder aus 10 Einzelbildern. In den Filtern U und B ergab die Kombination aus Objektaufnahmen mit hohem Himmelssignal und Domeflats, das beste Resultat für die Masterflats. Die Aufnahmen in U und B entstanden im blauen Kanal von EMMI (TEK-Chip) — in V, R und I war es der rote Kanal mit dem LORAL-Chip. Im B-Band gingen zehn Domeflats und vier Objektaufnahmen ein, im U-Band fünf Domeflats und sieben Objektbilder.

### 6.4.3 Dänisches 1.5-m-Teleskop

Für das Flatfielding am dänischen 1.5-m-Teleskop standen in B fünf Skyflats zur Verfügung. Zu diesen Aufnahmen wurden noch zwei Objektaufnahmen mit hohem Himmelssignal dazugenommen, um ein Masterflat zu erzeugen. Ähnlich war es im V-Band. Auch hier wurde zu den drei Skyflats noch zwei Objektaufnahmen mit hohem Himmelssignal dazugenommen. In den Filtern R und I entstand das Masterflat nur aus den Skyflats. Es gingen jeweils drei Aufnahmen pro Filter ein. In diesen Filtern lagen keine geeigneten Objektaufnahmen vor. Bei Berechnung von Flats aus Sky- und Objektaufnahmen blieben Residuen der Sterne zurück. Dies war in den Filtern B und

V nicht der Fall, deshalb konnten dort die Masterflats durch Zuhilfenahme von Objektaufnahmen mit hohem Himmelssignal verbessert werden.

### 6.4.4 Holländisches 0.9-m-Teleskop

Zum Flatfielden waren nur Himmelflats vorhanden. Auf diesen zeigten sich zahlreiche Strukturen. Manche waren auf Staub zurückzuführen. Da die Position der Staubkörner nicht zeitlich konstant blieb, sind sie auf den wissenschaftlichen Bildern teilweise noch vorhanden, lagen aber nicht in der Nähe von PKS 2155-304 oder der Vergleichssterne. Einige Flatfields zeigten diagonal verlaufende Streifen, die auf eine Störung der Elektronik zurückzuführen sind. Diese wurden aussortiert.

# Kapitel 7

# Relative Photometrie

Eine aussagekräftige Form zur Darstellung von Flußänderungen ist die relative Photometrie. Dabei werden Flußverhältnisse gebildet, die Aufschluß über die relative Änderung des Flusses eines variablen Objekts gegenüber eines konstanten Objekts geben. Ein Vorteil dieser Methode liegt in der einfachen Handhabung, da keine Eichung der Flüsse an einer Referenzquelle, keine Luftmassen- und keine Extinktionskorrektur (im Gegensatz zur absoluten Photometrie) nötig sind (zwar beeinflußt die Extinktion die relative Photometrie, doch wird dies meist vernachlässigt). Desweiteren kann relative Photometrie auch bei schlechteren Beobachtungsbedingungen (Dunst, Wind, Lichtverschmutzung,...) durchgeführt werden, so daß gerade bei Zeitreihenmessungen eine höhere Überdeckung erreicht werden kann, da man nicht so wetterabhägig ist wie bei der absoluten Photometrie. Relative Photometrie ist daher gerade für Standorte, die aufgrund ihrer Lage schlechtere Wetterbedingungen aufweisen oder unter Lichtverschmutzung leiden (z. B. der Standort Heidelberg-Königstuhl), eine geeignete astronomische Meßmethode.

## 7.1 Prinzip

Man bestimmt zunächst den Fluß des Zielobjekts $n_{\mathrm{target}}$ (hier: das BL Lac Objekt PKS 2155-304) und die Flüsse von b geeigneten Vergleichssternen $n_1, n_2, ..., n_b$ um das Zielobjekt. Für a Zeitpunkte $t_i$ wird das Verhältnis

$$\frac{n_{\mathrm{target}}(t_i)}{n_j(t_i)}$$

mit $i = 1, 2, ..., \mathrm{a}$ und $j = 1, 2, ..., \mathrm{b}$ gebildet. Um die Lichtkurve auf Eins zu normieren berechnet man

$$n_j(t_i) = \frac{\frac{n_{\mathrm{target}}(t_i)}{n_j(t_i)}}{\langle \frac{n_{\mathrm{target}}}{n_j} \rangle}$$

mit

$$\langle \frac{n_{\mathrm{target}}}{n_j} \rangle = \frac{1}{\mathrm{a}} \sum_{i=1}^{\mathrm{a}} \frac{n_{\mathrm{target}}(t_i)}{n_j(t_i)}$$

Unter zu Hilfe nahme der Programme `VIEWCENT`, `PHOT` und `ALLCOMP1` wurde aus den reduzierten Daten der Fluß von PKS 2155-304 relativ zu Vergleichssternen in Abhängigkeit von der Zeit gemessen (vgl. Kümmel, 1994). Oben erwähnte Programme dienten dazu, das Ausmessen der Aufnahmen zu automatisieren. Mit Hilfe des Programms `VIEWCENT` wurde das Objekt und die ausgewählten Vergleichssterne markiert (vgl. Abb. 7.3), wobei die Reihenfolge der Markierung der Objekte bei allen Teleskopen beibehalten wurde. Das Programm `PHOT` integriert für die markierten Positionen den Fluß, wobei der MIDAS-Befehl `magnitude/rectangle` benutzt wurde. Diese Routine legt ein Feld von $n \times n$ Pixel um die markierte Koordinate, die das Zentrum eines Objektes darstellt, und addiert die ADU-Werte der Pixel im Feld auf. Desweiteren legt die Routine ein zweites Feld in Form eines Rahmens um das Erste und ermittelt dort den Himmelshintergrund. Dabei werden alle Pixelwerte aufaddiert und auf die Fläche der Objektblende normiert und vom Objektblendenwert abgezogen (vgl. Abb. 7.1). Dieser Wert ist dann der wahre Fluß des zu messenden Objekts. Grundsätzlich gilt, daß das zentrale Feld so groß sein muß, daß der darumgelegte Rahmen keinen Flußanteil des Objekts liefert. Man bezeichnet dieses Verfahren als „simulierte Aperturblenden-Messung“. Ein Test mit verschiedenen Aperturen führt zur Wahl der passenden Blende. Dabei werden für unterschiedliche Blenden mehrere Bilder photometriert und die Variation von Vergleichssternverhältnissen betrachtet. Die kleinste Variation wird bei optimaler Blende erreicht.

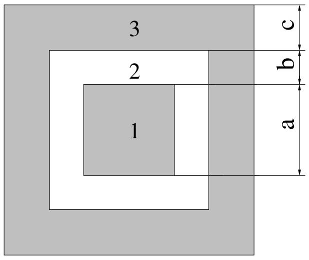


Abbildung 7.1: Einteilung der Aperturblende. Feld 1 ist die Objektblende. Alle Pixelwerte in ihr werden aufsummiert. Feld 3 ist die Himmelsblende, die rahmenförmig Feld 2 umschließt. Auch hier werden die Pixelwerte aufaddiert und auf die Fläche der Blende 1 normiert. Feld 2 bestimmt den Abstand zwischen Objekt- und Himmelsblende. Feld 2 ist so groß zu wählen, daß Feld 3 keinen Flußanteil aus Feld 1 messen kann. Die Differenz der Werte aus Objekt- und Himmelsblendenmessung gibt den Fluß des Objekts an. a, b und c sind die Parameter die unter MIDAS die Blende definieren. Sie werden in Pixel angegeben (vgl. Tab. 7.1).

Unter den vorliegenden Aufnahmen befanden sich auch Mehrfachbelichtungen, d. h. das Teleskop wurde zwischen der Integrationsphase um einige Bogensekunden verfahren, so daß die resultierende Aufnahme mehrmals das selbe Feld leicht versetzt zeigte (vgl. Abb. 8.1). Am NTT wurde neunmal belichtet und am dänischen 1.5-m-Teleskop zehnmal. Mit dieser Methode wurde versucht Aussagen über Variabilität bei sehr kleinen Zeitskalen zu treffen. Die Mehrfachbelichtungen werden in Kapitel 8 ausführlich behandelt.

Mit dem Programm `ALLCOMP1` wurden die Flußverhältnisse aller Sterne untereinander, sowie vom Objekt zu allen Sternen bestimmte. Der Fehler dieser Lichtkurve kann durch die Standardabweichung der verwendeten Vergleichssterne abgeschätzt werden. In der Lichtkurve sollte man das Objekt nur mit solchen Sternen vergleichen, die möglichst hell aber nicht saturiert sind und die kleinste Streuung um den Mittelwert zweier Vergleichssternflußverhältnisse aufweisen.

## 7.2 Fehlerbetrachtung

Bei der relativen Photometrie wird der Fluß des Programmobjekts mit dem Fluß geeigneter Sterne verglichen. Geeignete Vergleichssterne haben konstanten Fluß, sind also keine variablen Sterne. Physikalische Meßprozesse sind immer mit einem Fehler behaftet, so auch die Messung der Flüsse astronomischer Objekte. Ziel ist es diesen Fehler in geeigneter Weise abzuschätzen. Hierzu muß

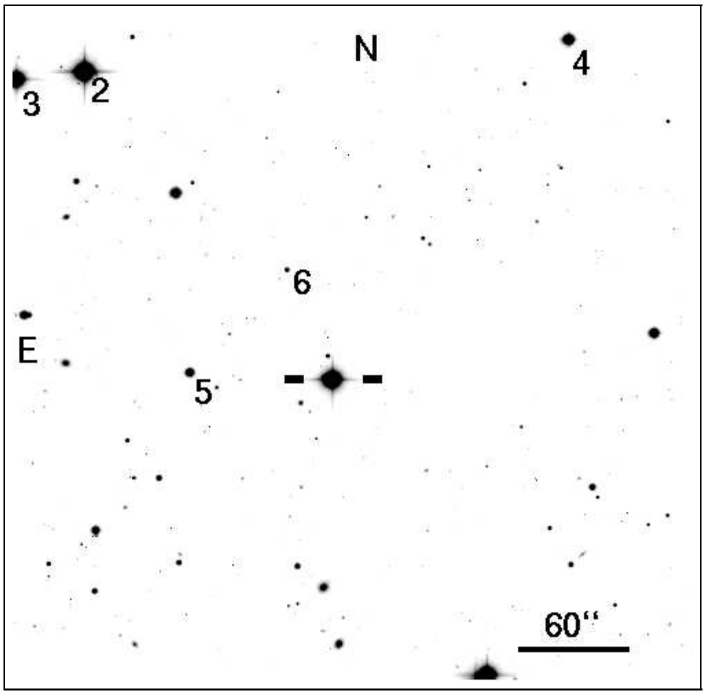


Abbildung 7.2: Karte von PKS 2155-304 mit der in der Literatur üblichen Nummerierung photometrierter Vergleichssterne.

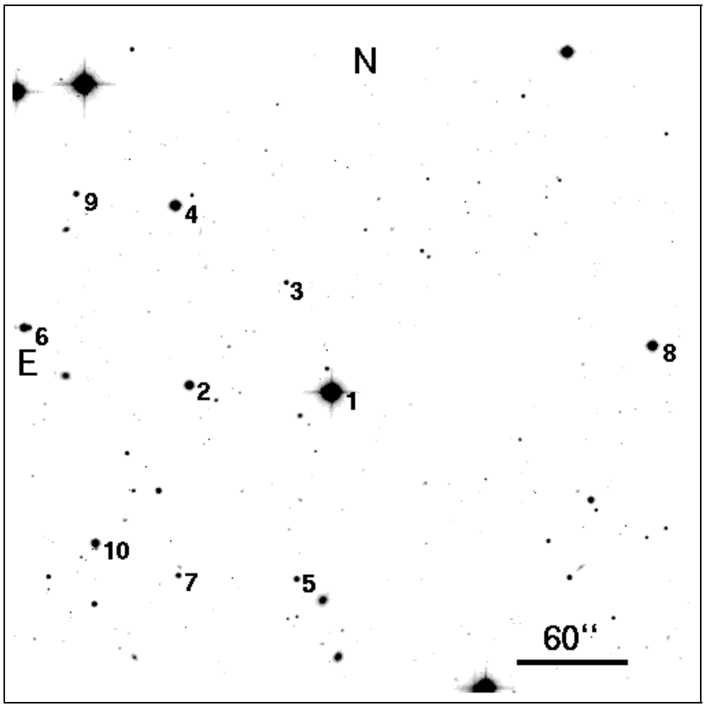


Abbildung 7.3: Sucherkarte von PKS 2155-304 mit den in dieser Arbeit verwendeten Vergleichssternen. Im Text auftretende Vergleichssternnummern beziehen sich auf die in dieser Abbildung verwendete Nummerierung, wobei 1 PKS 2155-304 ist und alle anderen Zahlen die Vergleichssterne bezeichnen.

man die Fehlereinflüsse kennen und beurteilen. Einflüsse, welche die Messung beeinträchtigen können, sind beispielsweise die Blendengröße, Dämmerung, schlechte Pixel und Cosmics. Der statistische Fehler der Zählrate $n$ ist gerade $\sqrt{n}$ und damit der relative Fehler für kleine $n$ größer als für große. Für die Fehlerabschätzung wird davon ausgegangen, daß die Schwankung der Meßwerte des zu untersuchenden Objektes vergleichbar mit der Schwankung einer Quelle ist, welche im selben Zählratenbereich liegt. Unterscheiden sich die Zählraten der Objekte stark, kann auch eine mögliche Nichtlinearität des Chips Einfluß auf den Fehler nehmen. Dies ist ein weiterer Grund, weshalb es Sinn macht nur Flüsse gleicher Größenordnung zu vergleichen.

### Blendengröße und Vergleichssterne

Die Blendengröße nimmt Einfluß auf die Variation der photometrischen Messung und damit auf die Fehlerabschätzung. Eine zu große Blende mißt zu viel Himmel innerhalb der Objektblende, eine zu kleine schneidet zu viel Fluß vom Objekt ab. Um den Einfluß der Blendengröße auf die statistische Streuung der Vergleichssterne zu ermitteln und um die beste Blende für den jeweiligen Datensatz zu finden wurden an den Daten vom NTT die Photometrie mit verschiedenen Blenden getestet. Der Datensatz vom NTT wurde gewählt, weil die bestehende Photometrie außergewöhnlich hohe Fehler zeigte, deren Ursache geklärt werden sollte. Die folgende Tabelle 7.1 gibt einen Überblick über die durchgeführten Meßreihen und die Ergebnisse. Mit dieser Methode wurde für alle NTT-Daten die beste Blende ermittelt.

Tabelle 7.1: Meßreihe zur Bestimmung der optimalen Blende zur Photometrie der Einzelbelichtungen in R am NTT. Die optimale Blende hat die Parameter 15,5,5. Es wurde nur die Objektblende variiert. 1 Pixel = $0\farcs34$.

| Filter (mittl. Seeing) | Aperturparameter (a,b,c) | Variation des Sternverhälnisses 2/4 in % |
|---|---|---|
| R | 10,5,5 | 2.0 |
| ($2'' = 6\mathrm{Pixel}$) | 12,5,5 | 1.7 |
| | 13,5,5 | 1.3 |
| | 14,5,5 | 1.1 |
| | 15,5,5 | 1.0 |
| | 16,5,5 | 1.8 |
| | 18,5,5 | 2.1 |
| | 20,5,5 | 2.0 |
| | 22,5,5 | 2.2 |
| | 24,5,5 | 2.3 |
| | 26,5,5 | 2.9 |

Die Gesichtsfelder der vier eingesetzten Teleskope waren nicht identisch. Deshalb wurden unterschiedlich viele Vergleichssterne pro Teleskop photometriert (beispielsweise am 1.5-m-Teleskop 20 und am 0.9-m-Teleskop nur 7). Das führte dazu, daß nicht alle Vergleichssterne auf allen Aufnahmen zu sehen waren. Die neun in Abb. 7.3 eingezeichneten Vergleichssterne bilden die Basis der Sterne, die auf allen Aufnahmen aller Teleskope photometriert werden sollten. Aus diesen neun Sternen wurden dann die Sterne zwei und vier für die Erstellung der Gesamtlichtkurve ausgewählt. Die folgende Tabelle zeigt die Flußverhältnisse in den verschiedenen Farben zwischen dem BL Lac Objekt und den Vergleichssternen 2 und 4.

Tabelle 7.2: Flußverhältnisse $\mathrm{BLLac}/Vergleichsstern$ in der photometrischen Nacht am 27. /28. Mai in allen Farben. Gerundet auf ganze Zahlen.

| Filter | $n_1/n_2$ | $n_1/n_3$ | $n_1/n_4$ | $n_1/n_5$ | $n_1/n_6$ | $n_1/n_7$ | $n_1/n_8$ | $n_1/n_9$ | $n_1/n_{10}$ |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| U | 20 | 722 | 20 | 96 | 51 | 97 | 155 | 88 | 248 |
| B | 11 | 217 | 9 | 54 | 21 | 64 | 33 | 55 | 50 |
| V | 8 | 104 | 5 | 38 | 12 | 47 | 11 | 40 | 18 |
| R | 8 | 78 | 4 | 39 | 10 | 47 | 7 | 37 | 13 |
| I | 8 | 73 | 4 | 37 | 1 | 48 | 5 | 39 | 11 |

Die Sterne 2 und 4 haben das kleinste Flußverhältnis zum Programmobjekt. Ihr Fluß liegt am dichtesten bei dem von PKS 2155-304. An diesen beiden Sternen wurde der Fehler für die Gesamtlichtkurve abgeschätzt. Aufgrund der großen Zählratenunterschiede ist hiermit jedoch eine Unsicherheit verbunden. Die relative Gesamtlichtkuve wurde nach

$$\frac{1}{2}(\frac{n_1}{n_2} + \frac{n_1}{n_4})$$

gebildet, wobei $n_1$, $n_2$ und $n_4$ die gemessenen Zählraten für die Objekte 1, 2 und 4 sind. Da die Zählratenverhältnisse der Objekte 1, 2 und 4 bekannt sind, lassen sich die Zählraten durch $n_1 = \mathrm{a}n_2$ und $n_4 = \mathrm{b}n_2$ ausdrücken. Damit erhält man für

$$\frac{1}{2}(\frac{n_1}{n_2} + \frac{n_1}{n_4}) = \frac{\mathrm{b}+1}{2\mathrm{b}}\frac{n_1}{n_2}$$

Der relative statistische Fehler $\sigma_{\mathrm{A}}$ dieses Ausdrucks ist

$$\sigma_{\mathrm{A}} = \sigma_2\sqrt{\frac{1}{\mathrm{a}} + \frac{\mathrm{b}+1}{2\mathrm{b}}}$$

wobei $\sigma_2$ der relative statistische Fehler der Zählrate $n_2$ darstellt. Die Abschätzung des Fehlers der Gesamtlichtkurve erfolgte anhand der Streuung des Verhältnisses $n_2/n_4$. Der relative statistische Fehler dieses Verhältnisses ist

$$\sigma_{\mathrm{B}} = \sqrt{\sigma_2^2 + \sigma_4^2} = \sigma_2\sqrt{\frac{1}{\mathrm{b}} + 1}$$

Ein Vergleich von $\sigma_{\mathrm{B}}$ mit $\sigma_{\mathrm{A}}$ gibt die Unterschätzung $U$ des angegebenen Fehlers bei rein statistischem Einfluß an.

$$U = \frac{\sigma_{\mathrm{B}}}{\sigma_{\mathrm{A}}} = \frac{\sqrt{\frac{1}{\mathrm{b}} + 1}}{\sqrt{\frac{1}{\mathrm{a}} + \frac{\mathrm{b}+1}{2\mathrm{b}}}}$$

In Tabelle 7.3 sind die Werte für a, b und $U$ in Abhängigkeit der verwendeten Filter angegeben.

Tabelle 7.3: Unterschätzung $U$ des rein statistischen Fehlers für die Fehlerabschätzung an den Vergleichsternen 2 und 4, d. h. die ermittelten Fehlerangaben für die Gesamtlichtkurve sind für den Fall, daß sie rein statistischen Ursprungs sind, um den Faktor $U$ zu groß.

| Filter | a | b | U |
|---|---|---|---|
| U | 20 | 1.0 | 1.38 |
| B | 11 | 1.2 | 1.35 |
| V | 8 | 1.6 | 1.32 |
| R | 8 | 2.0 | 1.31 |
| I | 8 | 2.0 | 1.31 |

**Dämmerung**

Die Beobachtung konnte aufgrund der zugeteilten Teleskopzeit nur in den frühen Morgenstunden erfolgen. Um die Zeit möglichst effektiv zu nutzen wurden bis in die Dämmerung Messungen am Programmobjekt durchgeführt. Der zunehmend heller werdende Himmel führte dazu, daß schwächere Vergleichssterne überstrahlt wurden. Das Signal-zu-Rausch-Verhältnis solcher Dämmerungsaufnahmen ist entsprechend schlecht, was dazu führte, daß die Fehler dieser Messungen deutlich größer waren. In Tabelle 7.5 sind die Fehlerangaben der durch Dämmerung beeinflußten Messungen in Klammern dargestellt.

**Schlechte Pixel**

Das CCD in DFOSC am dänischen 1.5-m-Teleskop sowie das CCD in EMMI/RED am NTT wiesen einige schlechte Spalten bzw. Einzelpixel auf. Der Einfluß dieser Defekte machte sich vor allem bei der Photometrie der DFOSC-Daten bemerkbar. Flußwerte von Vergleichssternen die durch Fehlstellen auf dem CCD beeinträchtigt wurden, wurden eliminiert und durch den skalierten Mittelwert nicht beeinträchtigter Flußmessungen des selben Sterns aber anderer Aufnahmen ersetzt. Diese Methode kann nur deshalb angewandt werden, weil die Vergleichssterne als konstant angesehen werden. Die Interpolation beeinträchtigter Flußmessungen ist nur sinnvoll, wenn es sich um eine geringe Anzahl fehlerhafter Flußwerte handelt, da sonst die durch die Mittelung eingebaute Unsicherheit ins Gewicht fällt. Eine durch Defekte beeinträchtigte Flußmessung des Programmobjekts hingegen kann nicht interpoliert werden. Solche Messungen wurden aus dem Datensatz eliminiert.

Am NTT wurde in den Bändern V, R und I mit EMMI/RED beobachtet dessen CCD defekte Stellen aufwies. Die Koordinaten der schlechten Pixel des CCDs werden auf einer Datenbank bei der ESO bereitgestellt[1]. Mit diesen Informationen wurde ein Bild erzeugt, welches die Position der Defekte enthielt (Badpixelmap). Durch Überlagerung dieses Bildes mit den photometrierten Bildern konnte der Einfluß der schlechten Pixel auf die Photometrie erkannt werden. Dieses Verfahren wurde besonders bei den Mehrfachbelichtungen in R angewandt, da hier die Wahrscheinlichkeit der Beeinflussung durch schlechte Pixel am größten war. Es wurde festgestellt, daß in allen Bändern keine der Messungen durch Defekte beeinflußt wurden.

[1]Zu finden unter der WWW-Adresse http://www.eso.org/odt/ntt_emmired_36/cosmetics.html

Tabelle 7.4: Anzahl der durch fehlerhafte Pixel beeinträchtigten Messungen am Chip des dänischen 1.5-m-Teleskops. In der ersten Spalte steht das Band in welchem die Beobachtungen durchgeführt wurden. In der zweiten Spalte ist die Anzahl der Meßpunkte aufgeführt. Die Spalte „Vergleichssterne" gibt Auskunft darüber wieviele fehlerhafte Vergleichssternmessungen es gab und die Spalte „Programmobjekt" liefert die selbe Auskunft über die Flußmessung am BL Lac Objekt.

| Filter | Messungen ges. | Vergleichssterne | Programmobjekt |
|---|---|---|---|
| B | 10 | 1 | 0 |
| V | 10 | 2 | 0 |
| R | 80 | 12 | 1 |
| I | 10 | 4 | 0 |

**Cosmics**

Die Teilchen der kosmischen Höhenstrahlung bzw. die Umgebungsradioaktivität können im Chip zahlreiche freie Ladungen erzeugen. Cosmics sind meist auf wenige Pixel beschränkt und weisen ein nadelförmiges Profil auf (vgl. Kap. 3.5). Treten sie im Bereich der Himmels- oder Objektblende auf, so beeinflussen sie die Flußmessung. Innerhalb der Himmelsblende sind sie leicht gegenüber dem Himmelsniveau als hohes, spitzes Signal zu erkennen. In der Objektblende hingegen können sie sich mit der Gaußverteilung des Objekts überlagern. Durch Ausmessen der Halbwertsbreite der Gaußverteilung können sie erkannt werden. Durch das Cosmic kann die Gaußverteilung unsymmetrisch oder ihre Halbwertsbreite sehr klein (im Vergleich zum Seeing benachbarter Objekte) werden. Eine andere Möglichkeit ein Cosmic zu erkennen besteht darin das Zentrum des Seeingscheibschens zu bestimmen und mit der Position des höchsten Pixelwerts zu vergleichen. Der höchste Wert sollte im Zentrum des Seeingscheibchens liegen wenn kein Cosmic die Messung beeinflußte. Vier Ausreißer in der Flußmesung bei den Mehrfachbelichtungen am NTT konnten auf diese Art und Weise auf Cosmics zurückgeführt werden. Abb. 7.4 zeigt ein typisches Beispiel für ein Cosmic das noch innerhalb der Objektblende saß und somit den Fluß des Sterns verfälschte.

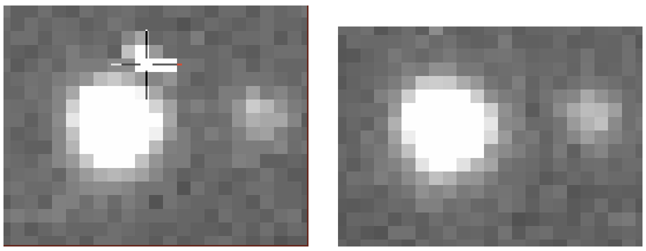

Abbildung 7.4: Cosmic in der Nähe eines Vergleichssterns. Das linke Bild zeigt die Umgebung des Sterns mit einem Cosmic (markiert durch ein Kreuz). Zum Vergleich zeigt das rechte Bild die Umgebung des Sterns auf einer anderen Aufnahme.

**Resultierende Fehler**

Die Fehlerabschätzung der Gesamtlichtkurve wurde für jede Nacht getrennt durchgeführt, sofern mindestens drei Meßpunkte gegeben waren. Nächte mit weniger Meßpunkten wurden zu einer anschließenden Nacht hinzugenommen. Dies war im B-Band in den Nächten mit Julianischem Datum 2450230 und 2450231, sowie bei den Beobachtungen am 0.9-m-Teleskop. Beim holländischen Teleskop wurde pro Nacht nur eine Messung gewonnen, so daß dort vier bzw. fünf Nächte zusammengefaßt wurden. Die Fehlerabschätzung beruht auf der Variation um den Mittelwert der Flußverhälnisse von Vergleichsstern 2 zu 4. Außerdem wurde noch differenziert zwischen Aufnahmen mit hohem Himmelsniveau (durch Dämmerung oder Mondeinfluß) und Aufnahmen mit normalem Himmel. Die Streuung der Vergleichssternverhältnisse am holländischen Teleskop ist überrraschend klein.

Tabelle 7.5: Fehlerabschätzung der relativen Lichtkurve aufgeschlüsselt für jede Nacht. In Klammern stehen die Fehler für Messungen bei denen der Himmelshindergrund durch die beginnende Dämmerung (bzw. durch den Mond) schon deutlich erhöht war. In die Spalte „ein“ gingen einfachbelichtete Daten ein, in die Spalte „mehr“ mehrfachbelichtete. In der Fehlerabschätzung wurde der Unterschätzungsfaktor $U$ nicht berücksichtigt. Die Wertung für das Wetter folgt der Notenskala von eins bis vier mit der Bedeutung: 1=sehr gut/photometrisch; 2=gut/nicht photometrisch; 3=befriedigend/Störlicht, Wolken; 4=ausreichend/teilweise bedeckt.

| Jul. Datum -2400000 | Fehlerabschätzung in % | | | | | | Teleskop | Wetter |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| | U | B | V | R | | I | | |
| | | | | ein | mehr | | | |
| 50224 | 1.2 | 0.2 | 0.5 | 0.6 | | 0.6 | | 2, 1/10 Wolken |
| 50225 | | | | 1.9 | | | 2.2-m-Tel. | 4, 9/10 Wolken |
| 50226 | 0.8 | 0.9 | 0.5 | 0.6 | | 0.2 | | 2 |
| 50227 | 1.2 | 1.2 (4.9) | 0.6 | 0.5 | | 0.3 | | 4, Zirren |
| 50229 | 1.2 (2.7) | 1.2 | 0.6 | 1.2 (2.8) | 0.8 | 0.3 | | 2 |
| 50230 | 1.5 | 0.7 | 0.5 | (2.8) | 1.2 | 1.6 | NTT | 2 |
| 50231 | 1.1 | 0.7 | 1.2 | 1.0 (2.8) | 0.9 | 1.1 | | 1 |
| 50235 | | 1.2 (4.9) | 0.8 | | 1.2 | 0.7 | | 2 |
| 50236 | (2.7) | 1.2 (4.9) | 1.5 | 1.0 (2.8) | | 0.7 (1.5) | | 3, Mond |
| 50232 | | 1.2 | 0.3 | 1.1 | 1.8 | 0.5 | 1.5-m-Tel. | 2 |
| 50225 | | | 0.4 | 0.1 | | | | 4, 9/10 Wolken |
| 50226 | | 0.2 | 0.4 | | | | 0.9-m-Tel. | 2 |
| 50227 | | 0.2 | 0.4 | 0.1 | | | | 4, Zirren |
| 50229 | | 0.2 | 0.4 | 0.1 | | | | 2 |
| 50230 | | 0.2 | 0.4 | 0.1 | | | | 2 |

## 7.3 Lichtkurven in U, V, R und I

Im folgenden Abschnitt werden die Lichtkurven vorgestellt. Die Daten der einzelnen Teleskope wurden dazu zu einem Datensatz verschmolzen, d. h. die einzelnen Flußtabellen wurden zu einer Flußtabelle zusammengefaßt, dann die Verhältnisse neu bestimmt und anschließend normiert. Als Vergleichssterne für PKS 2155-304 wurden aus den 10 Kandidaten die Sterne 2 und 4 ausgewählt. Die Gründe hierfür liegen darin, daß

- die Variation dieser beiden Sterne sehr gering ist
- diese beiden Sterne Helligkeiten haben, die am dichtesten an der von PKS 2155-304 liegen
- diese beiden Sterne nur geringen Abstand zum Objekt haben.

Die eingetragenen Fehlerbalken sind die Ein-Sigma-Fehler aus der Variation der beiden Vergleichssterne. Da die Vergleichssterne je nach Spektralbereich vier bis zwanzig mal weniger Fluß zeigten als das BL Lac Objekt, stellt die Fehlerabschätzung nur eine obere Grenze dar. Der tatsächliche Fehler der relativen Flußmessung am BL Lac Objekt dürfte kleiner sein.

Die Lichtkurven zeigen eine 30prozentige Flußvariation in allen Farben. Beginnend vom julianischen Tag 2450225 bis 2450228 steigt der Fluß um $\approx 25\%$ an. Das Maximum lag um das julianisches Datum 2450228/2450229 (bzw. 25. /26. Mai). Danach fällt die Lichtkurve um $\approx 30\%$ und erreicht um das Datum 2450234/2450235 ihr Minimum um anschließend etwa auf das Niveau vom Tag 2450225 anzusteigen. Die Breite des Flares beträgt etwa sieben bis acht Tage. Der Abfall des Flares verläuft etwas flacher als der Anstieg. Der Spektralindex veränderte sich möglicherweise während des Ausbruchs (vgl. Kap. 9.5).

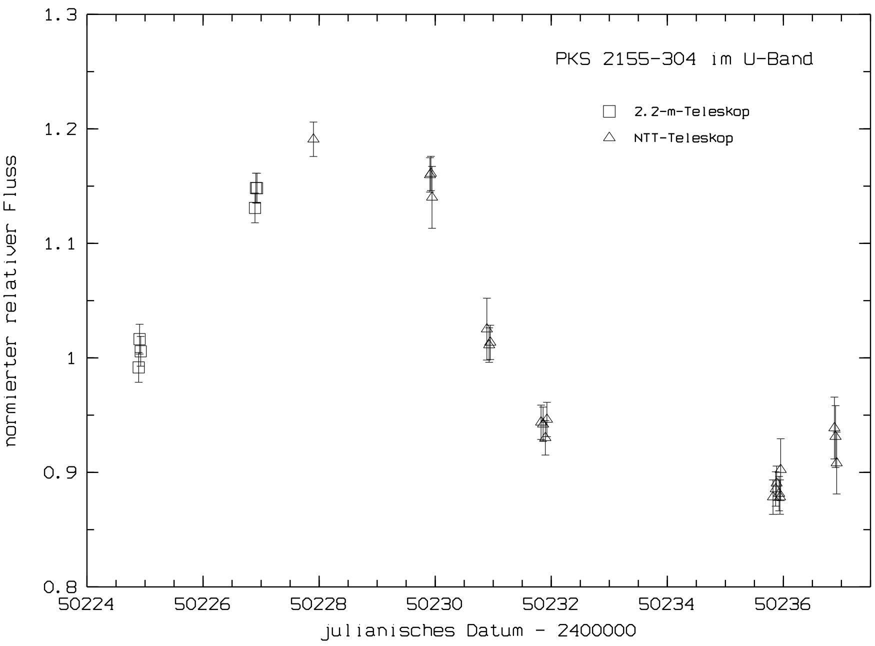


Abbildung 7.5: Relative Flußänderung im U-Band

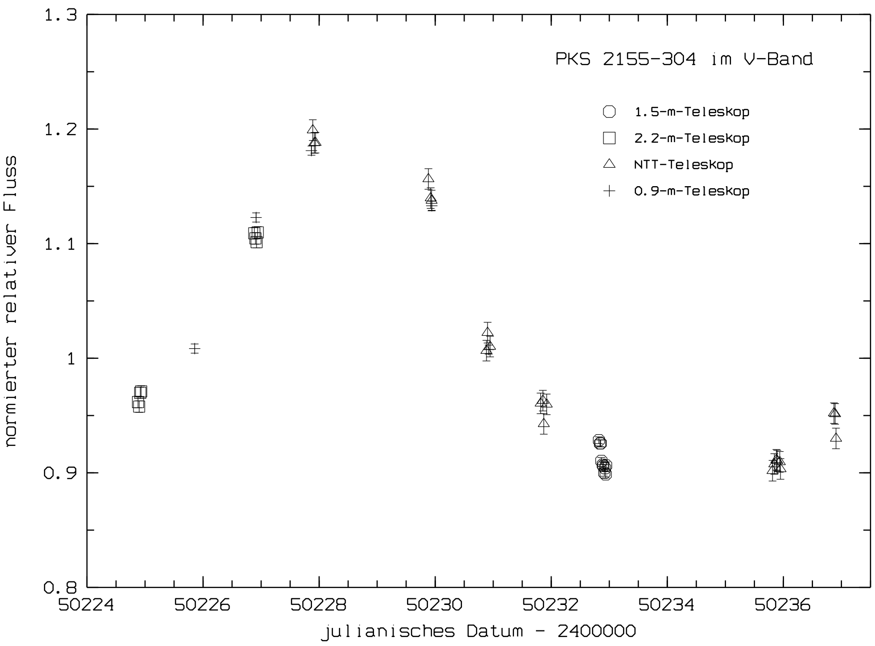


Abbildung 7.6: Relative Flußänderung im V-Band

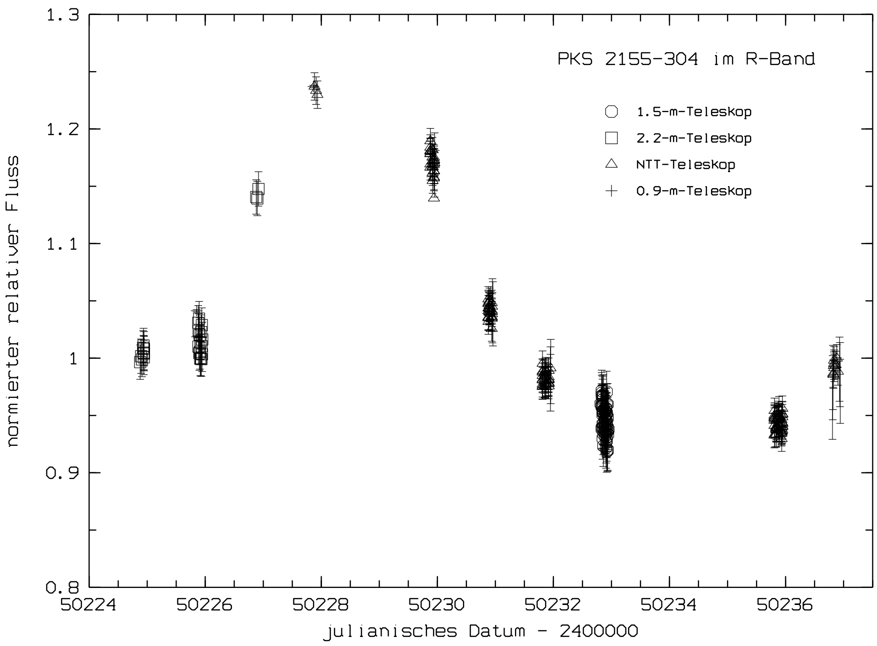


Abbildung 7.7: Relative Flußänderung im R-Band.

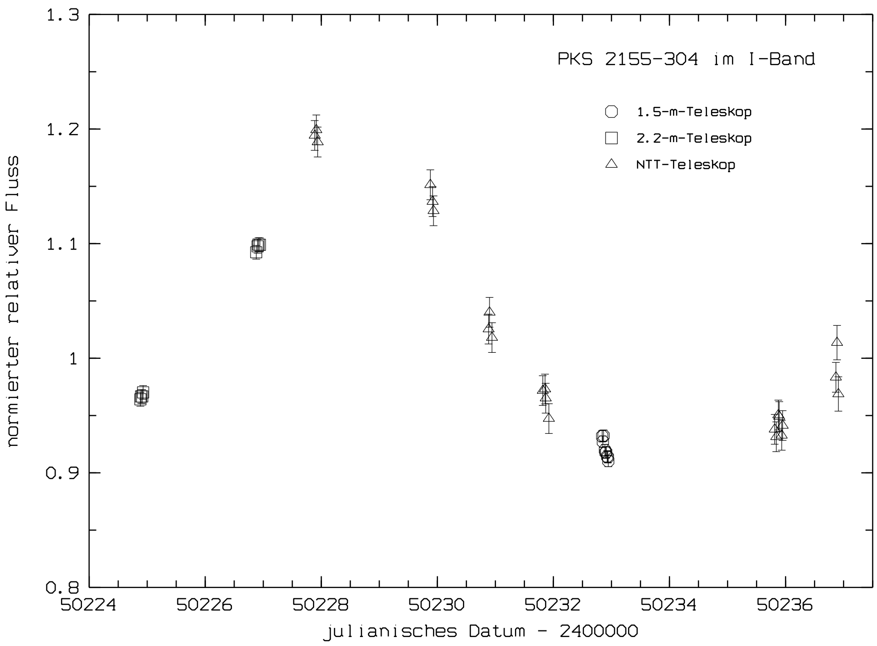


Abbildung 7.8: Relative Flußänderung im I-Band

## 7.4 Lichtkurve in B und Transformation der Farbsysteme

### 7.4.1 Instrumenteller Unterschied

Um die Gesamtlichtkurven, die oben vorgestellt wurden, zu erstellen, wurden die Flüsse der Einzelbeobachtungen zu einem gemeinsamen Datensatz verschmolzen und mit `ALLCOMP` die Flußverhältnisse gebildet. Korrekterweise müßte man für jedes Teleskop eine Farbtransformation auf ein Referenzsystem durchführen. Da in den vier Teleskopen unterschiedliche CCDs und Filter verwendet wurden, ist zu erwarten, daß die Form des Spektrums eines photometrierten Objekts sowie die differierende Form der Quanteneffizienzkurve der CCDs und der Filtertransmissionen sich im gemessenen Fluß niederschlagen. Der gemessenen Fluß ist das Integral in einem Wellenlängeninterwall über die aus der Faltung des Sternspektrums mit der Filtertransmission und der Quanteneffizienz resultierenden Kurve. Verändert sich eine der drei Kurven, werden andere Werte für das Integral erhalten. Damit können sich auch die Flußverhältnisse verändern. Da verschiedene Teleskope mit unterschiedlichen Filtersätzen und CCDs benutzt wurden sind dadurch Unterschiede zu erwarten. Dieser Unterschied wird am Beispiel der Photometrie im B-Band in Abb. 7.9 dargestellt. Gravierende Unterschiede in den Flußverhältnissen der Vergleichsterne 2 und 4 sind hier zu erkennen.

### 7.4.2 Transformation der Farbsysteme im B-Band

Um den instrumentellen Unterschied in den Griff zu bekommen müssen die Kenndaten der Instrumente bekannt sein. Diese Kenndaten sind: Quanteneffizienzkurve und Filtertransmission. Außerdem wird das Breitbandspektrum der Objekte benötigt.

#### Quanteneffizienz

Die spektrale Empfindlichkeit der verwendeten Detektoren wird gegeben durch die Quanteneffizienzkurve. Außer für den Chip am dänischen 1.5-m-Teleskop war sie für alle Chips bekannt[2]. Im Anhang B sind diese Kurven dargestellt. Im folgenden werden die Funktionen, die die Quanteneffizienz beschreiben $f_{\mathrm{qe},teleskop}(\lambda)$ genannt, wobei $teleskop$ für die Teleskope ESO/MPG-2.2-m-, NTT- und holländisches 0.9-m-Teleskop steht.

#### Filtertransmission

Die spektrale Durchlässigkeit aller verwendeten Filter war gegeben. Im folgenden werden die Funktionen, die die Filtertransmission beschreiben, $f_{\mathrm{filt},teleskop}(\lambda)$ genannt. Die Funktionen sind in Anhang B dargestellt.

#### Breitbandspektrum

Essentiell für die Farbtransformation ist die Information über das Spektrum der photometrierten Objekte. Da in den Bändern U, B ,V, R und I Daten vorlagen, konnte hieraus ein Breitbandspektrum erstellt werden. Für Korrektur in B waren nur die Daten für U, B und V wichtig. Sie sind in Anhang C dargestell (Abb. C.1). Die Beobachtung in der photometrischen Nacht vom 27. auf den 28. Mai wurde am NTT durchgeführt. Deshalb wurde das NTT als Referenz gewählt und aus diesen Daten das Breitbandspektrum erstellt. Zwischen den drei Meßpunkten in U, B und V wurde

[2] Die ESO stellt für alle CCDs und Filter Tabellen unter MIDAS zur Verfügung, die die nötigen Daten enthalten

linear interpoliert. Das Breitbandspektrum wurde also aus Geradenstücken zusammengesetzt. Die Funktion, die dies beschreibt heißt im folgenden $f_{obj}(\lambda)$, wobei $obj$ für die Nummer des Objekts steht. Im vorliegenden Fall repräsentiert $obj$ die Vergleichssterne 2 und 4, sowie das BL Lac (1) selbst.

### Transformation

Durch Multiplikation von $f_{\mathrm{qe},teleskop}(\lambda)$ mit $f_{\mathrm{qe},teleskop}(\lambda)$ erhält man die Transmission $f_{\mathrm{T},teleskop}(\lambda)$ des Gesamtsystems

$$f_{\mathrm{T},teleskop} = f_{\mathrm{qe},teleskop}(\lambda) f_{\mathrm{filt},teleskop}(\lambda)$$

Die resultierenden Funktionen werden mit dem Breitbandspektrum multipliziert und integriert (vgl. Abb. 7.13)

$$I_{obj,teleskop} = \int\limits_{\lambda=\lambda_a}^{\lambda=\lambda_b} f_{obj}(\lambda) f_{\mathrm{T},teleskop}(\lambda)\, d\lambda$$

Als Resultat ergibt sich für jedes Teleskop und jedes Spektrum eine Zahl $I_{obj,teleskop}$, die einen Flußwert repräsentiert.

Da das NTT als Referenzinstrument gewählt wurde, müssen die Meßwerte der anderen Teleskope korrigiert werden. Der Wichtungsfaktor der Korrektur wird erhalten, indem die Verhältnisse

$$R_{obj,\mathrm{a}} = \frac{I_{obj,\mathrm{ntt}}}{I_{obj,\mathrm{eso}}}$$

und

$$R_{obj,\mathrm{b}} = \frac{I_{obj,\mathrm{ntt}}}{I_{obj,\mathrm{hol}}}$$

gebildet werden, wobei $obj$ über alle Objekte läuft.

Die gemessenen Flußwerte eines Objekts $obj$ vom dänischen 1.5-m- und des ESO/MPG-2.2-m-Teleskops wurden mit $R_{obj,\mathrm{a}}$ , die vom holländischen 0.9-m-Teleskop mit $R_{obj,b}$ multipliziert. Der Unterschied der Instrumente wird deutlich, wenn man Verhältnisse der Art

$$R_{12,\mathrm{a}} = \frac{R_{obj1,\mathrm{a}}}{R_{obj2,\mathrm{a}}},\ R_{12,\mathrm{b}} = \frac{R_{obj1,\mathrm{b}}}{R_{obj2,\mathrm{b}}}$$

oder

$$R_{23,\mathrm{a}} = \frac{R_{obj2,\mathrm{a}}}{R_{obj3,\mathrm{a}}},\ R_{23,\mathrm{b}} = \frac{R_{obj2,\mathrm{b}}}{R_{obj3,\mathrm{b}}}$$

usw. bildet. Durch Wichten der Flüsse mit den $R_{obj,teleskop}$ kann der Unterschied korrigiert werden. Ist $R_{12,\mathrm{a}}$ gleich $R_{12,\mathrm{b}}$ bzw. $R_{23,\mathrm{a}}$ gleich $R_{23,\mathrm{b}}$ usw. gibt es keinen Unterschied zwischen den Teleskopen. Die aus den I-Verhältnissen ermittelten R-Werte sind in Tabelle 7.6 aufgeführt.

### Ergebnis der Korrektur

Nach Anwendung obigen Verfahrens auf den Fluß der Objekte Nr. 1, 2 und 4 verringern sich die Unterschiede zwischen den Teleskopen. Abb. 7.11 zeigt, daß die Werte des holländischen Teleskops sehr gut korrigiert werden konnten, während die Korrektur für das ESO/MPG-Teleskop nicht so gut funktionierte. Hier bleibt ein Restunterschied übrig, der im Moment noch nicht verstanden wird und dessen Korrektur daher momentan nicht möglich ist.

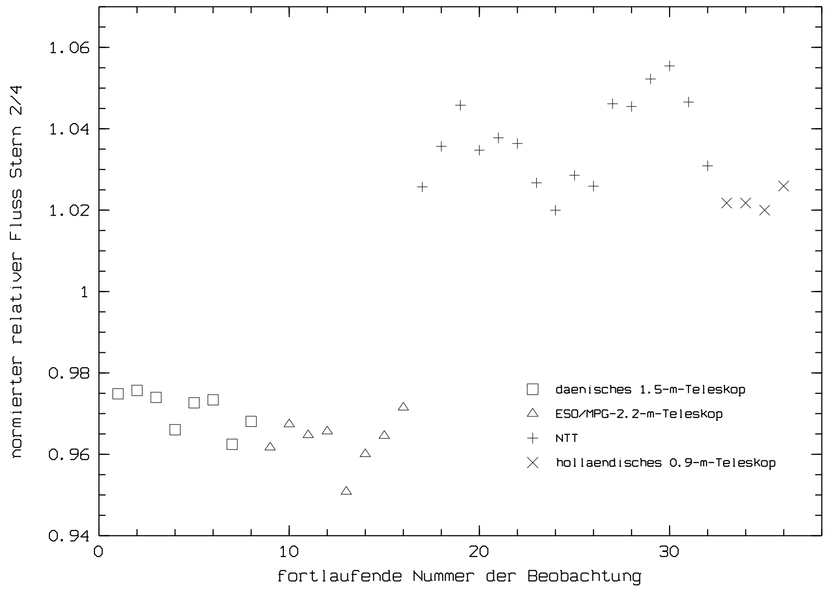


Abbildung 7.9: Im B-Band sieht man deutliche Unterschiede in den Flußverhältnissen der Sterne 2 und 4. Während die Verhältnisse zwischen dem dänischen und dem ESO/MPG-Teleskop sich nur gering unterscheiden (Mittelwert der dänischen Daten liegt bei 0.971, der der ES0/MPG-Daten bei 0.963), sieht man zum NTT deutliche Unterschiede (Mittelwert der NTT-Daten liegt bei 1.037). Außerdem findet sich ein kleiner Unterschied zwischen dem holländischen Teleskop und dem NTT (Mittelwert der holländischen Daten 1.022).

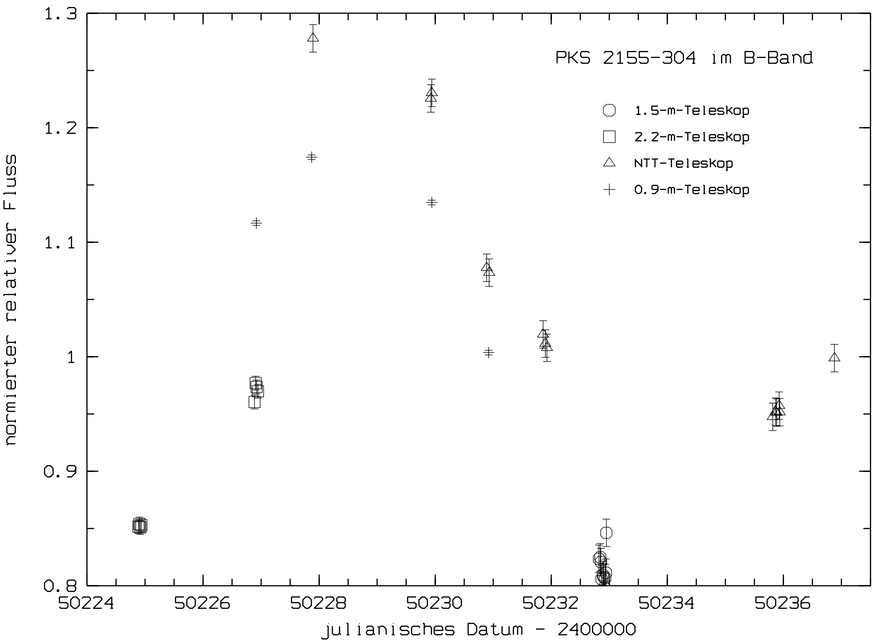


Abbildung 7.10: Relative Flußänderung in B vor der Farbtransformation.

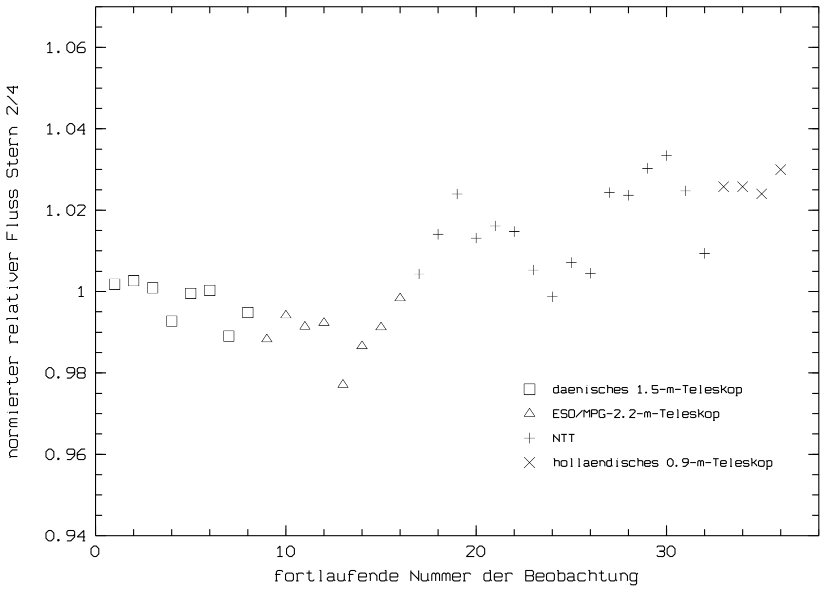


Abbildung 7.11: Flußverhältnisse der Vergleichssterne 2 und 4 nach der Korrektur. Der Mittelwert der 1.5-m-Teleskop-Daten liegt nun bei 0.998, von ESO/MPG-Teleskop bei 0.980, vom NTT bei 1.016 und schließlich am 0.9-m-Teleskop bei 1.026.

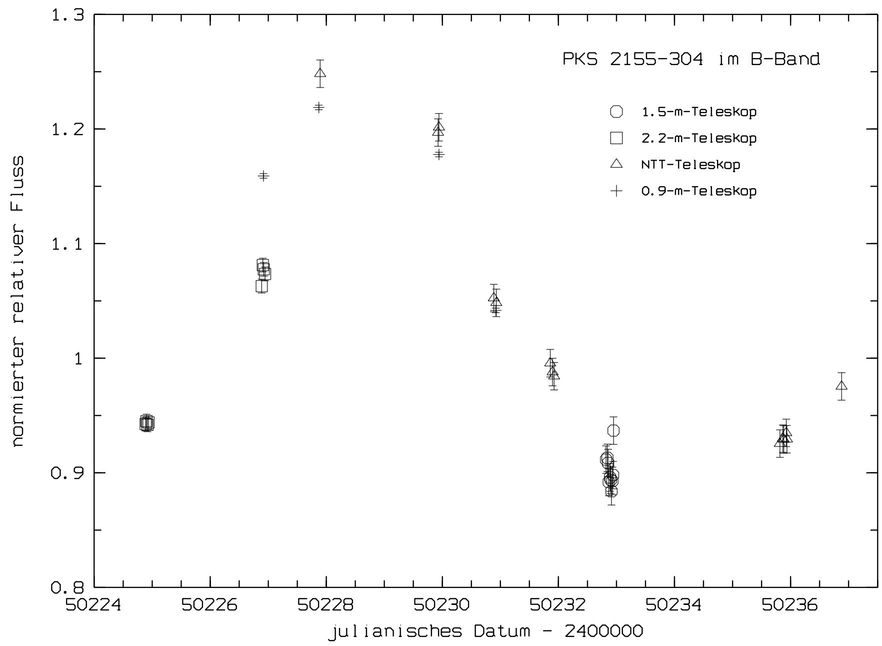


Abbildung 7.12: Relative Flußänderung in B nach der Farbtransformation.

Die relativen Flußverhältnisse BL Lac/Vergleichssterne in Abb. 7.10 ohne Korrektur bilden keine Einheit. Eine Verbesserung tritt ein, wird eine Farbtransformation durchgeführt, wie aus Abb. 7.12 ersichtlich wird. Jedoch fügen sich die Daten vom ESO/MPG-Teleskop nicht so gut ein. In Abb. 7.12 sieht man, daß der Meßpunkt vom holländischen Teleskop beim Julianischen Datum 50228 eine größere Differenz zum Meßpunkt vom NTT aufweist, als die Punkte bei 50230 und 50231. Die Korrektur scheint am Anstieg des Flares nicht so gut zu funktionieren, wie am Abfall. Die Vermutung lag nahe, daß möglicherweise Spektralindexvariationen von PKS 2155-304 zwischen Anstieg und Abfall des Ausbruchs dies verursacht. Durch Einsetzen des Breitbandspektrums zur Zeit des Anstiegs wurde versucht dies zu verifizieren. Es zeigte sich keine nennenswerte Verbesserung der Korrektur der B-Daten. Dies legt nahe, daß die Spektralindexvariationen (wenn vorhanden) zu gering sind, als daß sie sich entscheident auf die Korrektur auswirken könnten (vgl. Kap. 9.5).

Tabelle 7.6: Ermittelte Verhältnisse mit denen die Flüsse gewichtet wurden.

| Objekt | $I_{obj,\mathrm{ntt}}/I_{obj,\mathrm{eso}}$ | $I_{obj,\mathrm{ntt}}/I_{obj,\mathrm{hol}}$ |
|---|---|---|
| 1 | 3.75 | 0.85 |
| 2 | 3.39 | 0.81 |
| 4 | 3.23 | 0.79 |

Tabelle 7.7: Ermittelte Verhältnisse die auf den Breitbandspektren zur Zeit des Anstiegs des Flares resultieren. Gegenüber den Spektren der photometrischen Nacht zeigte sich keine nennenswerte Verbesserung der Korrektrur.

| Objekt | $I_{obj,\mathrm{ntt}}/I_{obj,\mathrm{eso}}$ |
|---|---|
| 1 | 3.80 |
| 2 | 3.33 |
| 4 | 3.18 |

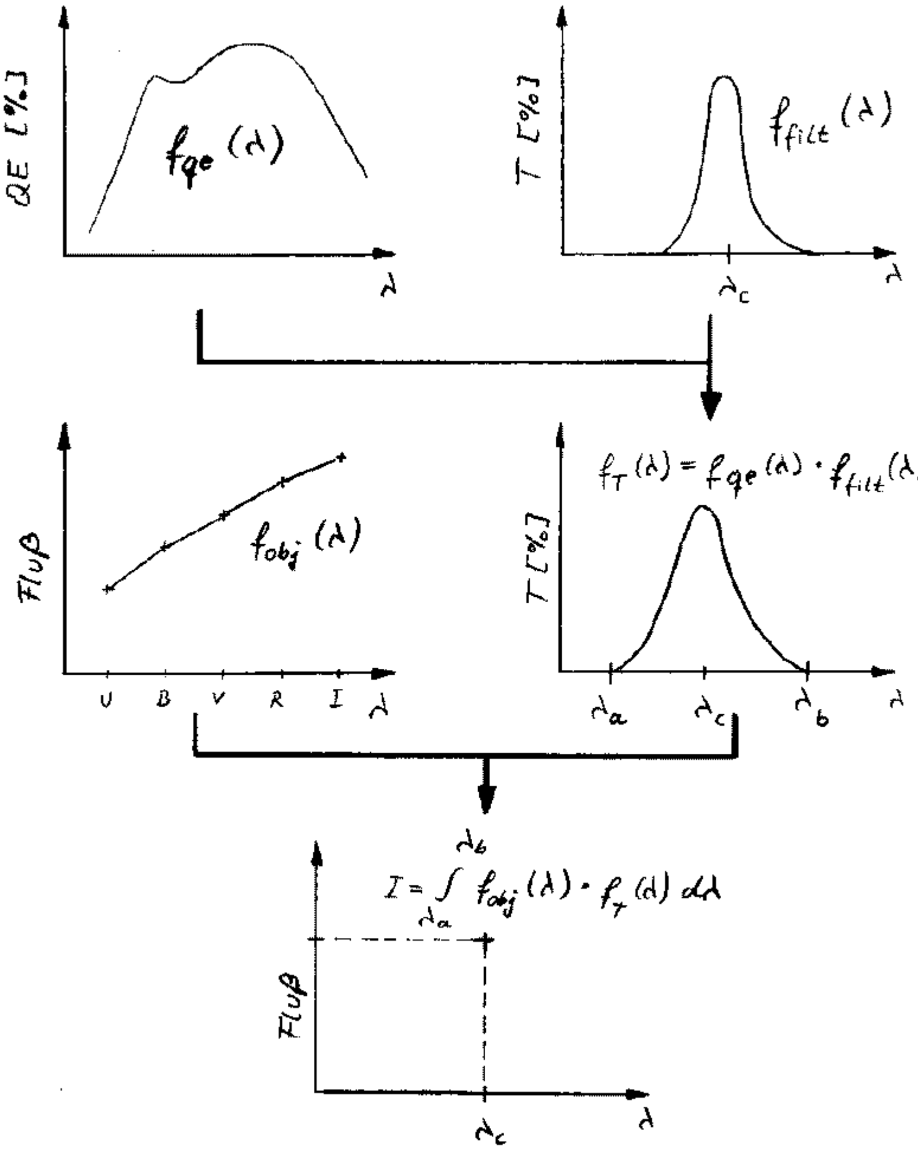


Abbildung 7.13: Schematische Vorgehensweise bei der beschriebenen Farbkorrektur. Die Daten für die Quanteneffizienz und Filtertransmission liegen bei ESO vor. Der Verlauf der Spektren wurde durch lineare Interpolation der UBVRI-Photometrie abgeschätzt (siehe auch Anhang B, C).

# Kapitel 8

# Mehrfachbelichtungen

## 8.1 Beobachtungsprinzip

Unter Abschnitt 5.1 wurde schon kurz auf das Prinzip der Mehrfachbelichtung eingegangen. Abb. 8.1 verdeutlicht noch einmal das Aufnahmeprinzip bzw. das Resultat des Prinzips. Mehrfachbelichtungen wurden nur im R-Band durchgeführt. Die erste Belichtung ist am östlichen Ende der Belichtungskette; die letzte Belichtung ist durch doppelten Abstand von Objekt zu Objekt gekennzeichnet. Zwischen den Belichtungen wurde das Teleskop um $13''$in nordwestlicher Richtung verfahren. Die Richtung des Verfahrens wurde so gewählt, daß es zu keiner Überlagerung zwischen Programmobjekt und geeigneter Vergleichssterne mit anderen Sternen kommt. Dies wäre beispielsweise der Fall, wäre das Teleskop nur in westlicher Richtung verfahren worden. Es hätte sich dann die 8. und 9. Belichtung von Stern 2 mit der 1. , 2. und 3. Belichtung von Objekt 1 überlagert. Die Belichtungszeit pro Sequenz betrug bei beiden Teleskopen in der Regel jeweils 20 Sekunden. Beim dänischen 1.5-m-Teleskop wurde der Chip zehnmal, beim NTT neunmal belichtet. Problematisch bei Mehrfachbelichtungen ist die Wahl der Aperturblende und des Photometrieverfahrens, denn durch den Abstand von nur $13''$können sich die Punktverbreiterungsfunktionen zweier Objekte überlagern, d. h. die Messung des Himmels- und Objektflusses birgt Risiken.

## 8.2 Mehrfachbelichtungen am dänischen 1.5-m-Teleskop

Der 2K-Loral-Chip dieses Teleskops hat mehrere defekte Spalten. Bei Einfachbelichtungen konnte das Feld fast immer so positioniert werden, daß die Defekte nicht in der Nähe von Sternen lagen und damit keine Gefahr bei der Photometrie darstellten. Anders verhielt es sich bei den Mehrfachbelichtungen. Die Sequenzen aller photometrisch relevanten Objekte bildeten in x-Richtung praktisch eine ununterbrochene Kette, so daß es unmöglich ist den defekten Spalten auszuweichen. Durch defekte Spalten beeinflußte Vergleichssternmessungen wurde derart korrigiert, dass sie durch das Mittel der benachbarten Messung ersetzt wurden. Wurde das BL Lac selbst durch Defekte beeinflußt, so wurde diese Messung aus dem Datensatz herausgenommen (vgl. Kap. 7.2).

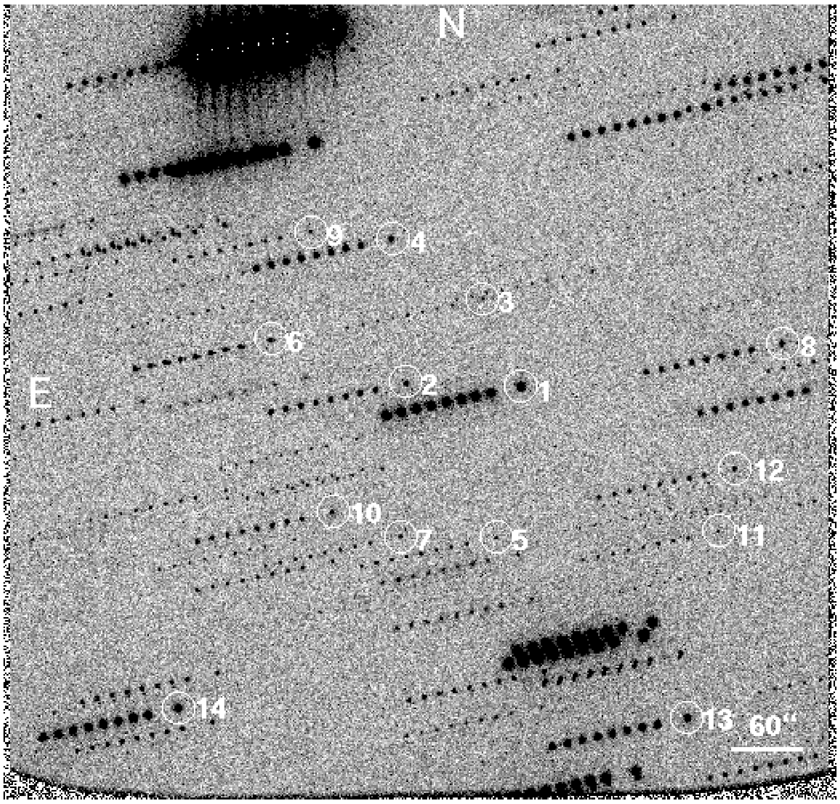


Abbildung 8.1: Beispiel für eine Mehrfachbelichtung. Die Aufnahme entstand am NTT mit EMMI/RED und einem R-Filter. Die Belichtungszeit betrug jeweils zehn Sekunden. Der Abstand zwischen den Belichtungen ist 13″außer zwischen den letzten beiden Belichtungen; dort ist er 26″.

### 8.2.1 Photometrie

Zur Berechnung des Flußes aus Mehrfachbelichtungen wurden zwei Photometrieverfahren getestet. Es sollte herausgefunden werden, ob der Himmel zwischen den Objekten einer Mehrfachbelichtungskette durch Überlagerung der Punktverbreiterungsfunktionen die Flußmessung beeinflußt. Das erste Verfahren ist das auch bei den Einzelbelichtungen angewendete. Der Fluß des Himmels wurde in der durch `magnitude/rectangle` gegebenen Himmelsblende gemessen. Beim zweiten wurde der Himmelsfluß in einem separaten Feld ermittelt. Die Position dieses 500-mal-500-Pixel-Felds blieb für alle Aufnahmen gleich. Als Vergleichskriterium wurde die Variation der Vergleichsterne genommen. Es zeigte sich, daß bei beiden Methoden (die Grösse der Objektblende war dieselbe) die Variation der Vergleichsterne unverändert blieb. Da beide Methoden offensichtlich gleichberechtigt sind wurde die erste Methode gewählt, weil sie schon vielfach zum Einsatz kam.

### 8.2.2 Systematische Struktur

In den relativen Flußkurven zeigte sich eine systematische Struktur. Sie tritt besonders deutlich beim Vergleichssternverhältnis 13/14 hervor und hat sägezahnförmigen Charakter (vgl. Abb. 8.2 und 8.3). Die mittlere systematische Variation liegt bei 1.5%.

Mit der endlichen Geschwindigkeit des Kameraverschlußes ließe sich das Sägezahnmuster erklären, wenn es nicht ansteigen sondern abfallen würde. Denn um am Beispiel mit Stern 13/14 zu bleiben, ein Schlitzverschluß der in x-Richtung öffnet und schließt, bewirkt daß auf die Stelle von Sequenz 1 bei Stern 14 weniger Licht fällt als bei Stern 13 und Sequenz 1. Durch die endliche Geschwindikeit des Verschluß gibt er zuerst den zentralen Teil des Chips frei, dann die Randbereiche. Der zentrale Bereich wird also um die Zeit länger belichtet, die der Verschluß braucht, um sich von der Mitte des Chips bis zu dessen Rand zu bewegen und zurück. Je länger die Belichtungszeit umso geringer fällt die Verschlußzeit ins Gewicht. In der Regel verschwindet der Verschlußeffekt bei Belichtungszeiten größer als 5 Sekunden. Die Division einer 10-Sekunden-Aufnahme durch eine langbelichtete Aufnahme, bestätigte, daß der Verschluß keinen Einfluß nahm, denn das Ergebnisbild würde die Struktur des Verschlußeinfluß sichbar machen, wenn er vorhanden wäre.

Wovon die Sägezahnstruktur herrührt ist im Moment noch unklar. Aufgrund dieser Systematik ist es aber nur eingeschränkt möglich anhand der Mehrfachbelichtungen Aussagen über Variabilität auf Zeitskalen von Minuten zu treffen.

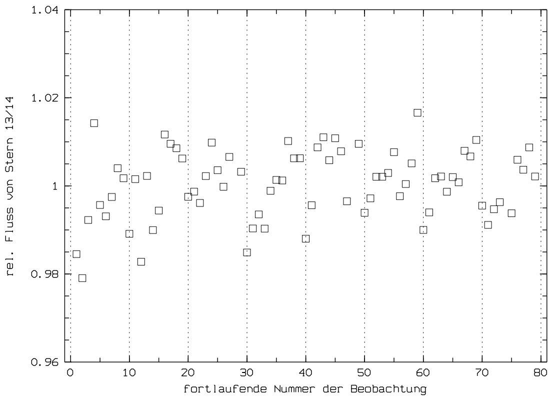


Abbildung 8.2: Flußverhältnisse der Sterne 13/14. Jeweils 10 Punkte gehören zu einem Bild. Insgesamt wurden acht mehrfachbelichtete Bilder aufgenommen. Man sieht, daß das Flußverhältnis zum Ende der Belichtungskette größer wird. Beim Start einer neuen Mehrfachbelichtung wiederholt sich dieser Anstieg.

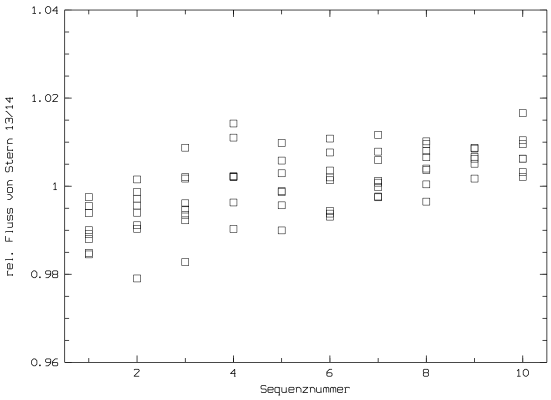


Abbildung 8.3: Überlagerung der Flußverhältnisse von Stern 13/14. Es wurden jeweils alle ersten, zweiten usw. Sequenzen einer Mehrfachbelichtung überlagert. Deutlich tritt der systematische Anstieg hervor.

## 8.3 Mehrfachbelichtungen am NTT

Ähnlich wie beim 1.5-m-Teleskop zeigte auch der Chip an EMMI/RED defekte Einzelpixel und Spalten. Mittels der Angaben von ESO wurde ein Bild erstellt mit den Positionen der schlechten Stellen (Badpixelmap). Durch Überlagerung der Badpixelmap mit den wissenschaftlichen Bilder konnten erkannt werden, ob die Messung durch schlechte Pixel beeinträchtigt wurde. Es wurde keine Beeinträchtigung erkannt. Dennoch zeigten sich Ausreißer in den Messwerten. Diese konnten auf Cosmics zurückgeführt werden (vgl. Kap. 7.2).

In Abb. 8.5 und Abb. 8.4 und ist das Ergebnis der Photometrie dargestellt. Im Gegensatz zum dänischen Teleskop findet sich bei diesen Daten keine systematische Struktur. Das verwendete Photometrieverfaheren war das wie oben. Innerhalb der Fehler zeigen die Mehrfachbelichtungen keine Variation in den Zeitintervallen von ca. drei Minuten. Variation ist nur von Nacht-zu-Nacht nachweisbar.

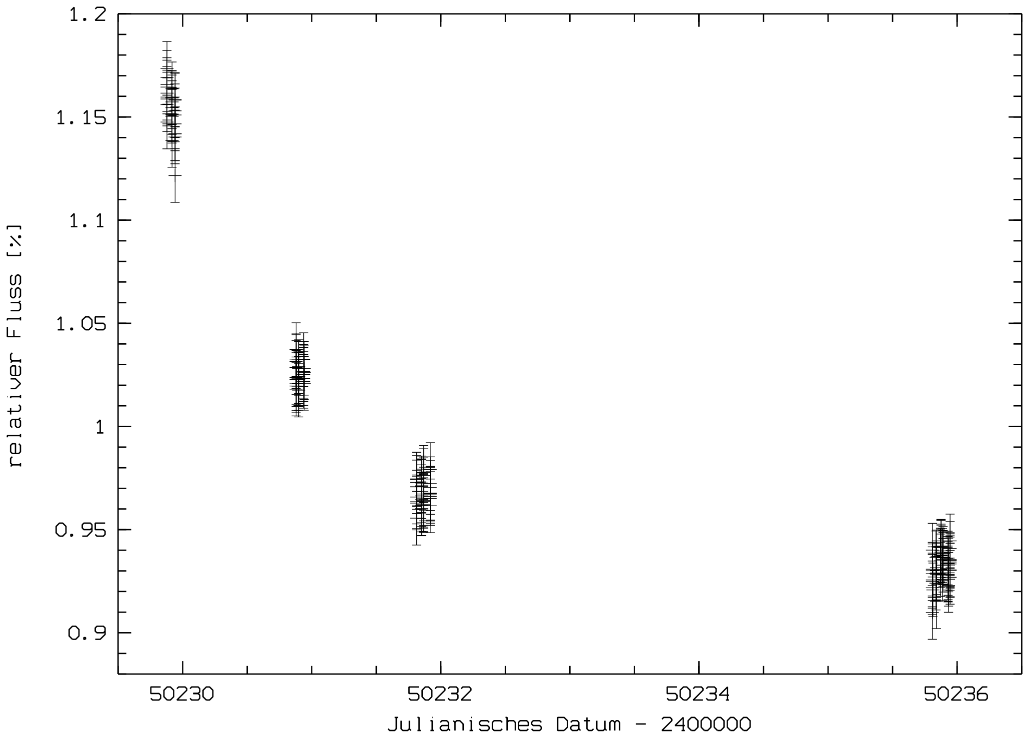


Abbildung 8.4: Relative Lichtkurve der Mehrfachbelichtungen vom NTT mit EMMI/RED im R-Band. .

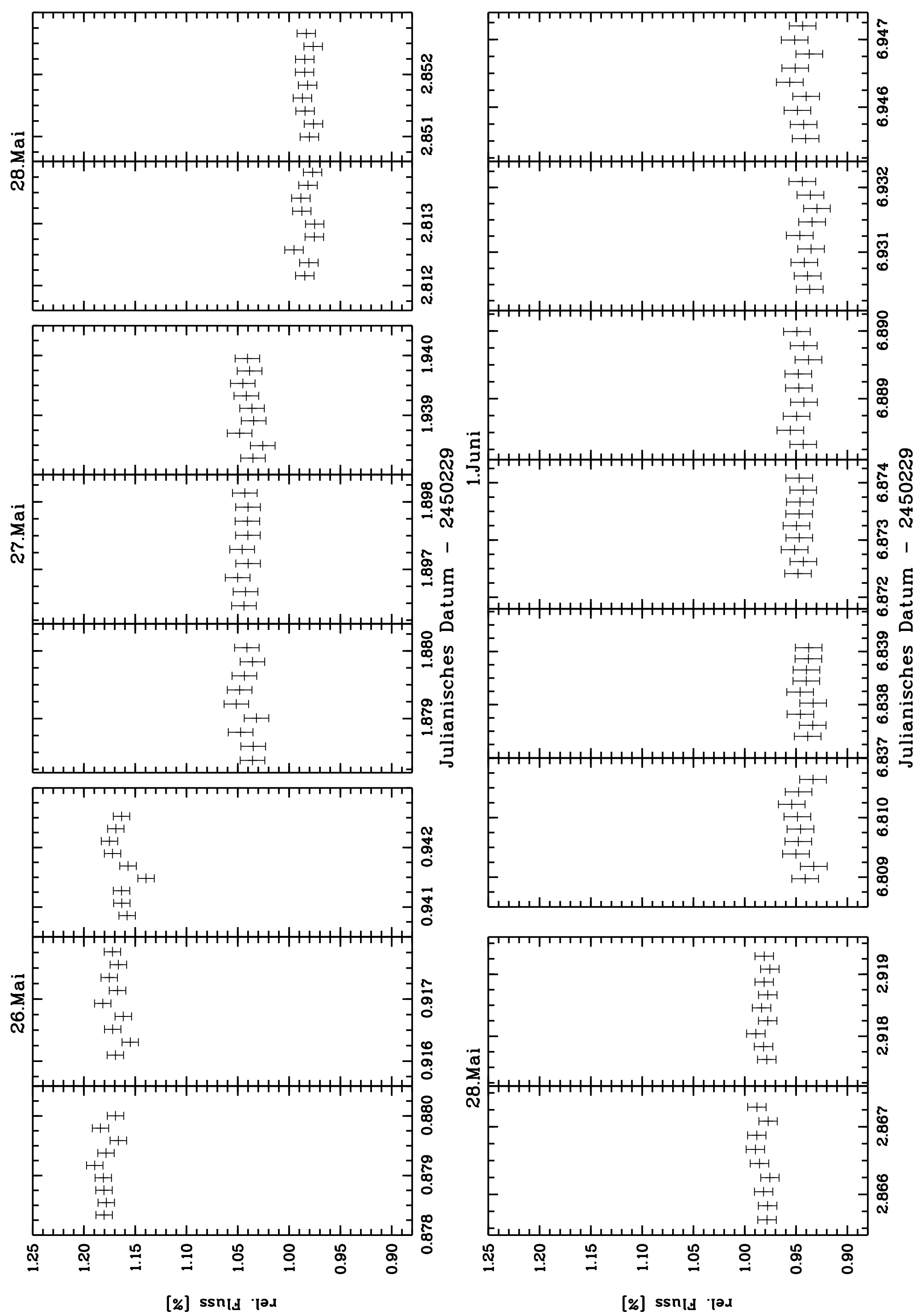

Abbildung 8.5: Relative Lichtkurve der Mehrfachbelichtungen vom NTT mit EMMI/RED im R-Band. In jeweils einem Rahmen sind die neun Flußwerte einer Mehrfachbelichtung dargestellt. Innerhalb einer Mehrfachbelichtung ist im Rahmen der Fehler keine Variation nachweisbar.

# Kapitel 9

# Absolute Photometrie

## 9.1 Scheinbare Helligkeit

Zur Ermittlung der scheinbaren Helligkeit eines Objekts muß dieses mit einer Eichquelle verglei-chen werden. Der Vergleich erfolg über die gemessenen Strahlungsströme der beiden Objekte.

Der Strahlungsstrom $s$ in $[\mathrm{Wm}^{-2}]$ außerhalb der Erdatmosphäre und unter Vernachlässigung der interstellaren Extinktion ist

$$s = \frac{1}{r^2} \int_0^\infty R^2 F_\lambda E_\lambda \, d\lambda \tag{9.1}$$

mit dem Radius des Sterns $R$, dem Abstand des Sterns zur Erde $r$, der bei der Wellenlänge $\lambda$ vom Stern emittierte Strahlungsstrom $F_\lambda$ und der Empfindlichkeitsfunktion $E_\lambda$. In $E_\lambda$ geht die Durchlässigkeit des Instruments und die Empfindlichkeit des Detektors ein. Die Transformation ins Magnitudensystem wird durch

$$m = -2.5 \log s + \mathrm{C} \tag{9.2}$$

beschrieben. Die Konstante $\mathrm{C}$ legt den Nullpunkt des Systems fest. Er ist auf den Stern *Wega* bezogen. Im V-Band ist Wega bei einer Zentralwellenlänge von 548 nm auf 0 mag festgelegt.

Setzt man die Strahlungsströme zweier Objekte in der Form

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \frac{s_1}{s_2} \tag{9.3}$$

ins Verhältnis, wobei eine Magnitude bekannt sein muß, kann man die Helligkeit des anderen Objekts ermitteln .

Um eine genaue Photometrie durchführen zu können, müssen die Wetterbedingungen in der ganzen Nacht konstant bleiben. D. h. unabhängig zu welcher Nachtzeit der Fluß eines Sterns gemessen wird, muß sich der selbe Wert (nach Korrektur der Luftmasse) ergeben. Solche Nächte werden als *photometrische Nächte* bezeichnet.

## 9.2 Eichung am Vergleichssternfeld E8

Zur Eichung der Helligkeiten wurde in der einzigen photometrischen Nacht (27. /28. Mai) das Standardvergleichssternfeld E8 in allen Farben aufgenommen (Abb. 9.1). Dazu finden sich bei Graham (1982) Helligkeiten aus Photomultipliermessungen, die zur Eichung dienen.

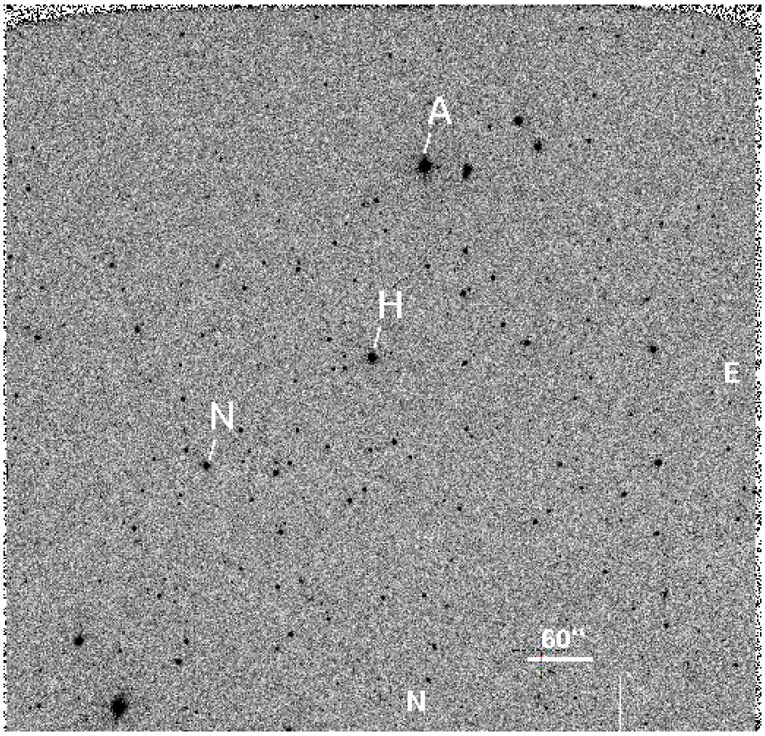


Abbildung 9.1: Standardvergleichssternfeld E8 aufgenommen mit EMMI-RED im R-Band. Die markierten Sterne wurden für die Eichung benutzt. Ihre Literaturhelligkeiten stehen in der Tabelle 9.1.

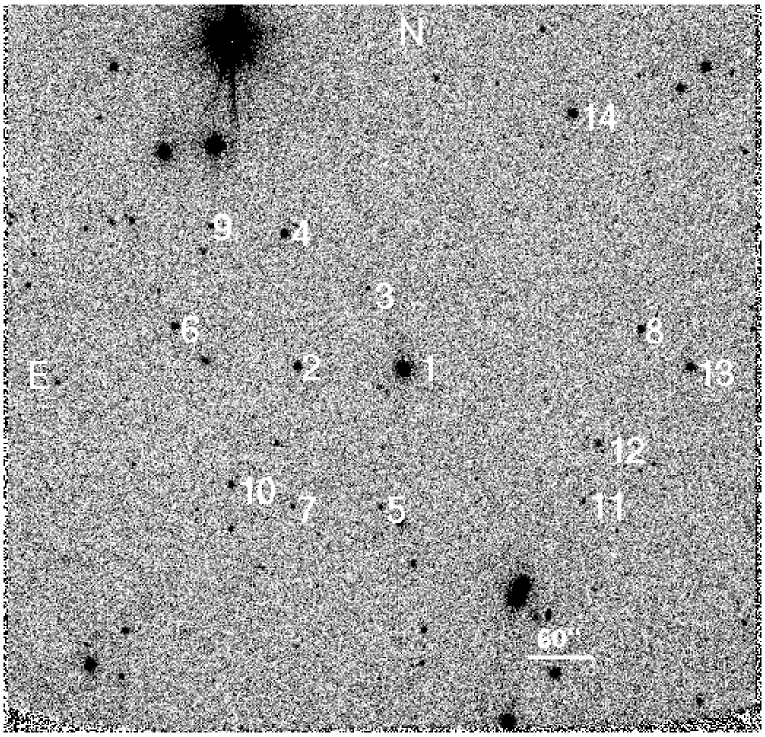


Abbildung 9.2: Feld um PKS 2155-304 aufgenommen mit EMMI-RED im R-Band. Für die Objekte 1 bis 10 wurden Magnituden berechnet, die in der Tabelle 9.4 aufgeführt sind.

Tabelle 9.1: Literaturhelligkeiten der Eichsterne A, H und N ohne Einfluß der Erdatmosphäre. In der Fluß-Spalte stehen die gemessenen Flüsse in Counts/Sekunde bezogen auf die Fläche der Objektblende.

| | Literaturhelligkeit [mag] | | | Fluß [Counts/Sekunde] | | |
|---|---|---|---|---|---|---|
| | A | H | N | A | H | N |
| U | $12.801 \pm 0.009$ | $13.898 \pm 0.008$ | $15.094 \pm 0.016$ | 4121 | 1483 | 498 |
| B | $12.701 \pm 0.008$ | $13.899 \pm 0.008$ | $15.049 \pm 0.015$ | 38964 | 12787 | 4545 |
| V | $12.098 \pm 0.008$ | $13.308 \pm 0.008$ | $14.459 \pm 0.004$ | 58548 | 18962 | 6672 |
| R | $11.747 \pm 0.010$ | $12.959 \pm 0.008$ | $14.118 \pm 0.008$ | 100626 | 32687 | 11394 |
| I | $11.410 \pm 0.010$ | $12.610 \pm 0.014$ | $13.790 \pm 0.012$ | 60349 | 19792 | 6867 |

Um die genaue Helligkeit der Objekte in den Aufnahmen von PKS 2155-304 zu erhalten, wurde der Strahlungsstrom in [counts/Flächeneinheit Sekunde] der Standardsterne ermittelt. Anzumerken ist hierbei, daß die Unsicherheit der Belichtungszeit in U und B mit 0.54s und in V, R und I mit 0.72s für EMMI angegeben wird. D. h. neben dem statistischen Fehler der Zählraten geht noch der „Shutterfehler“ in den Gesamtfehler ein. Die scheinbaren Helligkeit außerhalb der Erdatmosphäre erhält man, wenn in die Gleichung

$$m_2 = m_1 + 2.5 \log \frac{s_1}{s_2} + k(x_1 - x_2) \tag{9.4}$$

die Meß- und Literaturwerte eingesetzt werden. Hierbei bezeichnet $m_2$ die gesuchte Helligkeit, $m_1$ die Literaturhelligkeit des Standardsterns, $s1$ den auf dem CCD gemessenen Fluß vom Standardvergleichsstern, $s_2$ den gemessenen Fluß des anderen Objekts, $x_1$ und $x_2$ die Luftmassen unter denen die Aufnahmen gewonnen wurden und k die wellenlängenabhängige Extinktion der Erdatmosphäre. Weitere Farbterme wurden dabei vernachlässigt.

Um die Extinktionskoeffizienten für die 5 Farben zu erhalten, kann die Datenbank der ESO[1] verwendet werden. Dort sind für fast alle Nächte der Vergangenheit die experimentell ermittelten Koeffizienten abrufbar. Um die Koeffizienten für die in der Kampagne verwendeten Filter zu erhalten mußte interpoliert werden. Denn die Extinktionskoeffizienten der ESO-Datenbank wurden nicht mit denselben Filtersätzen gemessen, wie die Beobachtungen von PKS 2155-304. Deshalb wurden zwei Koeffizienten aus der ESO-Datenbank gewählt, die am nächsten an der Zentralfilterwellenlänge des verwendeten Filters lagen. Diese wurden dann linear interpoliert. Die ermittelten Extinktionskoeffizienten sind in Tabelle 9.3 aufgelistet.

Mit Formel (9.4) und den Angaben aus den Tabellen wurden die Magnituden der 10 Objekte aus Abb. 9.2 berechnet. Dies wurde separat für jeden der drei Eichsterne (A, H, N) an jeder der drei bzw. vier Aufnahmen von PKS 2155-304 aus der photometrischen Nacht durchgeführt. Die Streuung von Aufnahme zu Aufnahme bzw. zwischen den Sternen A, H und N wurde als Maß für den angegeben Fehler genommen. Tabelle 9.4 zeigt die Mittelwerte der Eichung und die Ein-Sigma-Fehler der 10 Objekte, jeweils für allen Farben, wobei Objekt 1 das BL Lac selbst ist.

[1] Abrufbar unter der World Wide Web Adresse `http://www.epu.ls.org/lasilla/atm_ext/docs/phot/mar96phot.txt`

Tabelle 9.2: Die Luftmassen, unter denen die E8-Aufnahme gewonnen wurde, sowie die Apertur-Blende, die zur Flußbestimmung verwendet wurde, ist hier für alle Filter angegeben. (Die erste Zahl in der Spalte „Apertur“ gibt die Kantenlänge des Objektfelds in Pixel an, die zweite den Abstand zur Himmelsblende und die dritte die Stärke des Rahmens, der das Himmelsfeld bildet.) Die angegebenen Aperturen wurde auch für die Flußbestimmung in den PKS 2155-304-Aufnahmen benutzt.

| Filter | Luftmasse | Apertur |
|---|---|---|
| U | 1.03992 | 10,5,5 |
| B | 1.04057 | 10,5,5 |
| V | 1.04177 | 13,5,5 |
| R | 1.04466 | 15,5,5 |
| I | 1.04313 | 12,5,5 |

Tabelle 9.3: Verwendete Extinktionskoeffizienten für die am NTT verwendeten Filter. Sie wurden mit Hilfe der ESO-Datenbank berechnet. Die Spalte $\lambda_{center}$ bezeichnet die Zentralwellenlänge des Filters, ESO # die Filternummer bei ESO und k den berechneten Extinktionskoeffizienten.

| Band | $\lambda_{center}$ [nm] | ESO # | k $[\mathrm{mag/Luftmasse}]$ |
|---|---|---|---|
| U | 361.7 | 602 | 0.541 |
| B | 413.6 | 603 | 0.291 |
| V | 528.9 | 606 | 0.149 |
| R | 597.5 | 608 | 0.120 |
| I | 806.0 | 774 | 0.059 |

Tabelle 9.4: Magnitudenmittelwerte aus der Kalibration mit den Eichsternen A, H und N des Vergleichsfelds E8. $\sigma_U$ bis $\sigma_I$ gibt den Fehler an. Er wurde quadratisch aus $\sigma_a$, $\sigma_h$ und $\sigma_n$ ermittelt (vgl. Anhang A). Alle Angaben in [mag]. Objekt 1 ist das BL Lac Objekt.

| No. | U | B | V | R | I | $\sigma_U$ | $\sigma_B$ | $\sigma_V$ | $\sigma_R$ | $\sigma_I$ |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| 1 | 12.749 | 13.336 | 13.196 | 12.871 | 12.525 | 0.023 | 0.008 | 0.046 | 0.023 | 0.052 |
| 2 | 16.012 | 15.974 | 15.421 | 15.045 | 14.738 | 0.028 | 0.007 | 0.037 | 0.027 | 0.071 |
| 3 | 19.952 | 19.164 | 18.233 | 17.684 | 17.181 | 0.265 | 0.024 | 0.046 | 0.030 | 0.054 |
| 4 | 16.019 | 15.672 | 14.933 | 14.449 | 14.078 | 0.009 | 0.013 | 0.055 | 0.024 | 0.065 |
| 5 | 17.714 | 17.672 | 17.145 | 16.807 | 16.438 | 0.043 | 0.017 | 0.029 | 0.037 | 0.027 |
| 6 | 17.063 | 16.677 | 15.922 | 15.446 | 15.065 | 0.010 | 0.005 | 0.040 | 0.021 | 0.046 |
| 7 | 17.771 | 17.838 | 17.394 | 17.056 | 16.740 | 0.048 | 0.035 | 0.035 | 0.025 | 0.041 |
| 8 | 18.190 | 17.149 | 15.770 | 14.887 | 14.164 | 0.063 | 0.027 | 0.041 | 0.018 | 0.041 |
| 9 | 17.584 | 17.710 | 17.226 | 16.831 | 16.507 | 0.058 | 0.039 | 0.034 | 0.036 | 0.047 |
| 10 | 18.584 | 17.571 | 16.368 | 15.657 | 15.111 | 0.165 | 0.011 | 0.035 | 0.040 | 0.029 |

## 9.3 Vergleich der Eichung mit dem Literaturwert für Stern 2

Bei Hamuy und Maza (1989) sind Helligkeiten für den Vergleichsstern 2 zu finden. In der Literatur trägt Stern 2 die Nummern 5 (vergl. Abb. 7.2). In der nächsten Tabelle ist der Literaturwert von Hamuy und Maza dem, der sich aus der Kalibration mit den Sternen A, H und N aus dem Standardvergleichssternfeld E8 ergibt, gegenübergestellt. Im Rahmen der Fehler stimmen Literatur- und Meßwerte überein.

Tabelle 9.5: Der Literaturwert für den Vergleichsstern 2 im Vergleich mit dem aus der E8-Eichung ermittelten Ergebnis. Die obere Zeile (L) enhält die Literaturwerte aus Hamuy und Maza, die mittlere (M) die Werte aus der Eichung am Feld E8. Die letzte Zeile ($\Delta$) gibt die Differenz der Messung zur Literatur an. Alle Helligkeitsangaben in [mag].

| | U | B | V | R | I |
|---|---|---|---|---|---|
| L | $16.00 \pm 0.04$ | $16.01 \pm 0.03$ | $15.35 \pm 0.03$ | $15.01 \pm 0.04$ | $14.69 \pm 0.03$ |
| M | $16.012 \pm 0.028$ | $15.974 \pm 0.007$ | $15.421 \pm 0.037$ | $15.045 \pm 0.027$ | $14.738 \pm 0.071$ |
| $\Delta$ | $+0.012 \pm 0.049$ | $-0.036 \pm 0.031$ | $+0.071 \pm 0.048$ | $+0.035 \pm 0.048$ | $+0.048 \pm 0.077$ |

## 9.4 Scheinbare Helligkeiten in U, V, R und I

Mit den ermittelten Werten für Stern 2 aus der Eichung am Feld E8 wurden scheinbare Helligkeiten für das Programmobjekt bestimmt. Das B-Band wurde wegen der unzureichenden Farbtransformation nicht verwendet. Die Fehler in den Lichtkurven ergaben sich aus der Variation von Stern 4

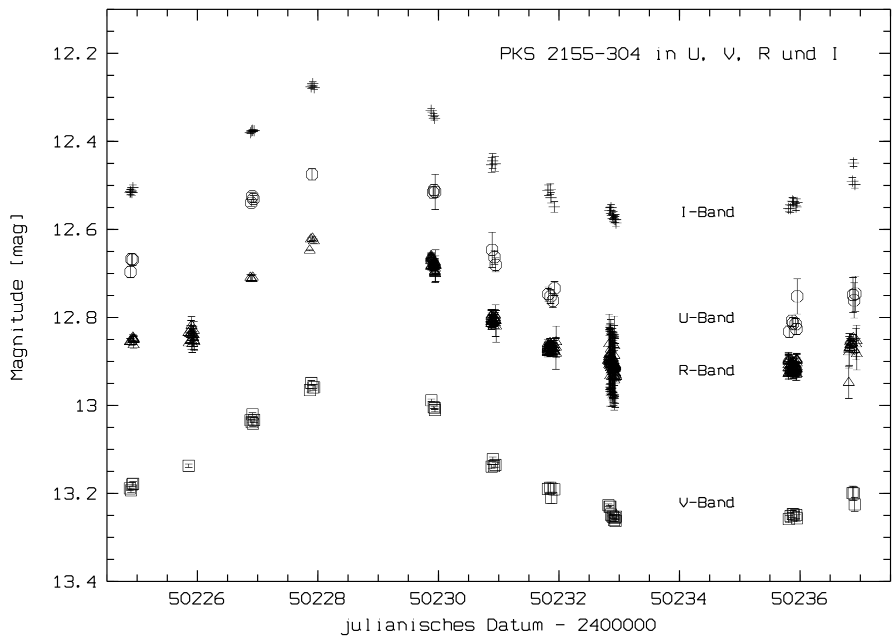


Abbildung 9.3: Scheinbare Helligkeiten von PKS 2155-304. Neben den eingezeichneten Fehlerbalken unterliegen die Lichtkurven als Ganzes einer Unsicherheit bezüglich ihrer Lage auf der y-Achse. Diese Unsicherheit ist in U $\pm 0.028$ mag, in V $\pm 0.037$ mag, in R $\pm 0.027$ mag und in I $\pm 0.071$ mag. Dieser Fehler führt zu einer Verschiebung der Kurven nach oben oder unten, ändert aber nichts an der relativen Lage der Meßpunkte zueinander.

pro Nacht. Neben diesem Fehler, der als Fehlerbalken angegeben ist, unterliegen die Lichtkurven noch einem Offset, der gegeben ist durch den Fehler der Helligkeit des Eichsterns 2. Dieser Fehler kann die Lichtkuven nach oben oder unten verschieben. Er verändert nicht die Form der Lichtkurve.

## 9.5 Spektralindexvariationen

Anhand der scheinbaren Helligkeiten von PKS 2155-304 konnten Farbindizes bestimmt werden. Hierzu wurden zuvor aus den Messungen innerhalb einer Nacht die Mittelwerte gebildet und anschließend für jede Nacht die Farbindizes bestimmt. Sie sind in den Abbildungen 9.4 bis 9.9 dargestellt. In den Diagrammen wurde der Farbindex über der Farbe aufgetragen. Ein reduzierter $\chi^2$-Test der dargestellten Daten vergleicht die Verträglichkeit mit einem konstanten Spektralindex und der eingezeichneten Geraden (vgl. Tab. 9.6). Die Gerade ist eine Regressionsgerade durch die Meßpunkte, wobei die Fehlerbalken durch Wichten berücksichtigt wurden. Es ist auffällig, daß die angepaßten Geraden immer eine positive Steigung aufweisen (vgl. Tab. 9.7). Weiterhin fällt auf, daß die Verträglichkeit mit der angepaßten Geraden besonders gut ist, wenn die betrachteten Farben möglichst weit auseinander liegen, wie z. B. bei $U - I$ oder $V - I$. Möglicherweise handelt es sich um Spektralindexvariationen, die mit der Helligkeit der Quelle korreliert sind. Im U-Band nimmt der Fluß mit schwächer werdendem Objekt stärker ab, als bei den niedrigeren Frequenzen. Die angegebenen Fehler geben die $1\sigma$-Streuung der Helligkeit von Vergleichsstern 4 während der gesamten Kampagne wieder. Insgesamt unterliegen die Messungen einem (nicht eingezeichneten)

Tabelle 9.6: Ergebnis des reduzierten $\chi^2$-Tests für die Farbindex-Farbe-Diagramme. Ein $\chi^2$ von eins oder kleiner bedeutet, daß die Testfunktion mit den Daten verträglich ist. Ist $\chi^2$ größer eins beschreibt die Verteilung, die durch die Testfunktion gegeben ist, die Daten schlecht. Als Testfunktion wurde eine waagerechte bzw. die angepaßte Gerade verwendet.

| Farbindex | red. $\chi^2$ für konstante Verteilung | red. $\chi^2$ für eingezeichnete Gerade |
|---|---|---|
| U-I | 2.41 | 1.06 |
| U-R | 1.04 | 0.24 |
| U-V | 0.70 | 0.31 |
| V-I | 1.34 | 1.01 |
| V-R | 0.01 | 0.01 |
| R-I | 0.57 | 0.57 |

Tabelle 9.7: Parameter der angepaßten Geraden $y = a + bx$. Im Rahmen der Fehler weisen alle Geraden eine positive Steigung auf.

| Farbindex | a | b |
|---|---|---|
| U-I | $-3.206 \pm 1.239$ | $0.270 \pm 0.098$ |
| U-R | $-3.083 \pm 0.659$ | $0.232 \pm 0.052$ |
| U-V | $-2.425 \pm 0.712$ | $0.154 \pm 0.056$ |
| V-I | $-0.679 \pm 0.904$ | $0.104 \pm 0.069$ |
| V-R | $-0.148 \pm 0.087$ | $0.011 \pm 0.007$ |
| R-I | $0.262 \pm 0.818$ | $0.007 \pm 0.064$ |

Offset, der durch die Fehler der Helligkeit des Eichsterns 2 gegeben ist (vgl. 9.3). Diese Fehler können die Punkte der Diagramme in x- und y-Richtung verschieben. Sie haben aber keinen Einfluß auf die relative Lage der Punkte zueinander und verändern demnach nicht die eigentliche Aussage sondern die Absolutwerte. Diese Fehler, in deren Rahmen die Meßpunkte als Ganzes verschoben werden können, sind für $U = 0.028$ mag, für $V = 0.037$ mag, für $R = 0.027$ mag, für $U - I = 0.029$ mag, für $U - R = 0.033$ mag, für $U - V = 0.031$ mag, für $V - I = 0.020$ mag, für $V - R = 0.025$ mag und für $R - I = 0.022$ mag.

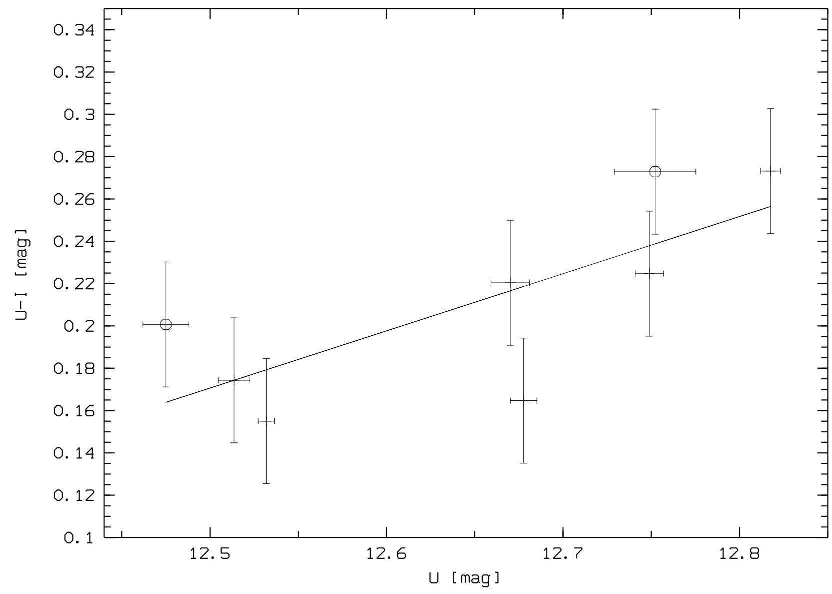


Abbildung 9.4: Farbindex U-I über U. Offene Kreise repräsentieren Messungen unter schlechten Bedingungen.

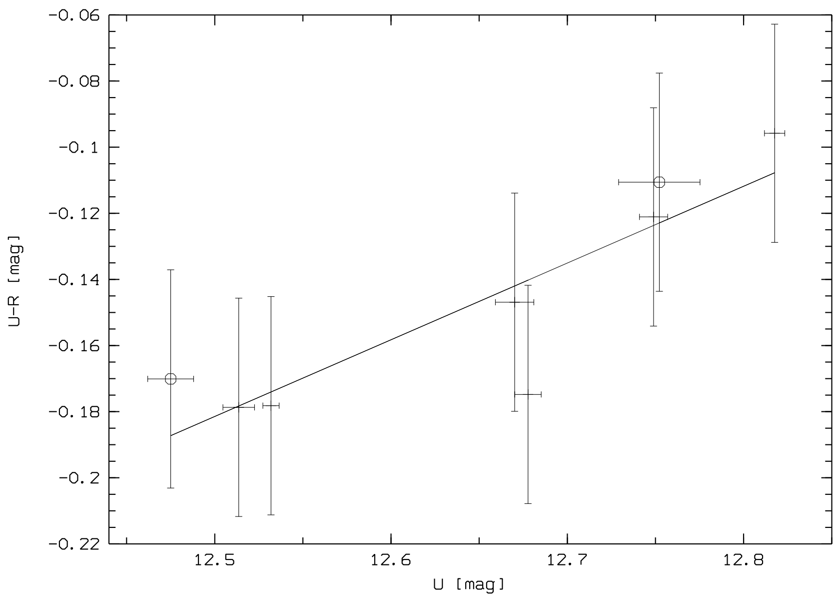


Abbildung 9.5: Farbindex U-R über U. Offene Kreise repräsentieren Messungen unter schlechten Bedingungen.

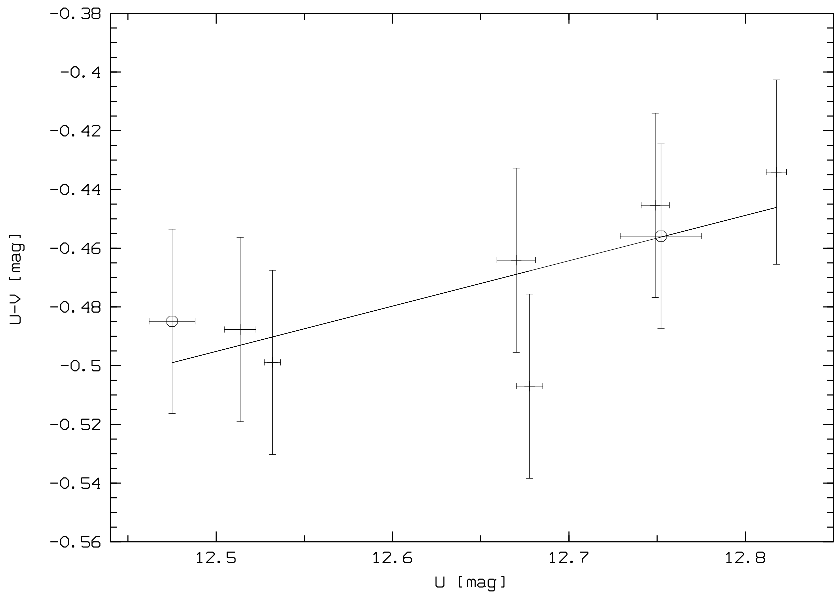


Abbildung 9.6: Farbindex U-V über U. Offene Kreise repräsentieren Messungen unter schlechten Bedingungen.

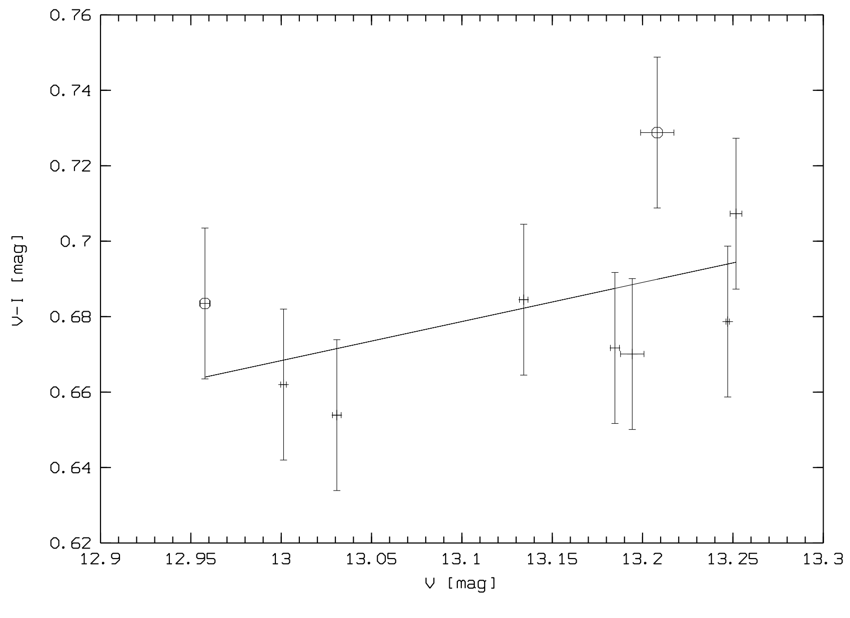


Abbildung 9.7: Farbindex V-I über V. Offene Kreise repräsentieren Messungen unter schlechten Bedingungen.

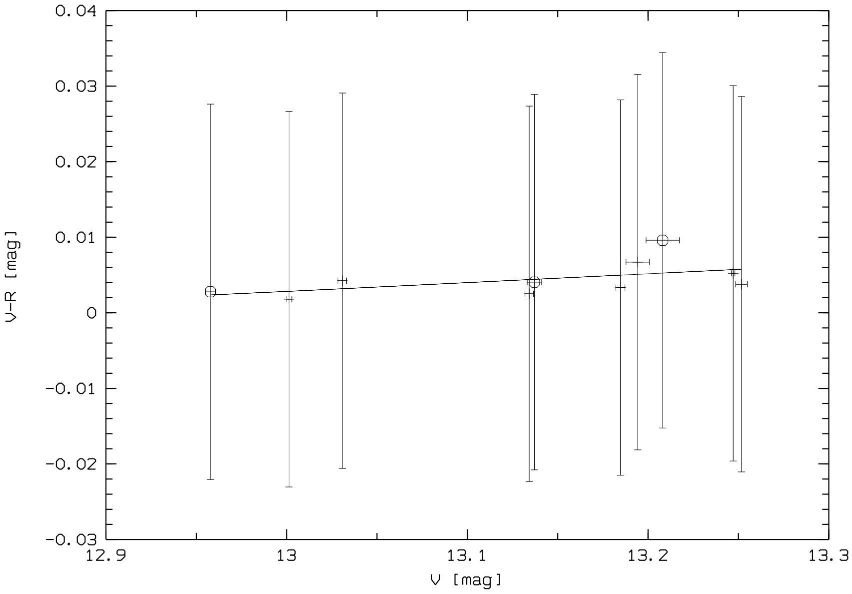


Abbildung 9.8: Farbindex V-R über V. Offene Kreise repräsentieren Messungen unter schlechten Bedingungen.

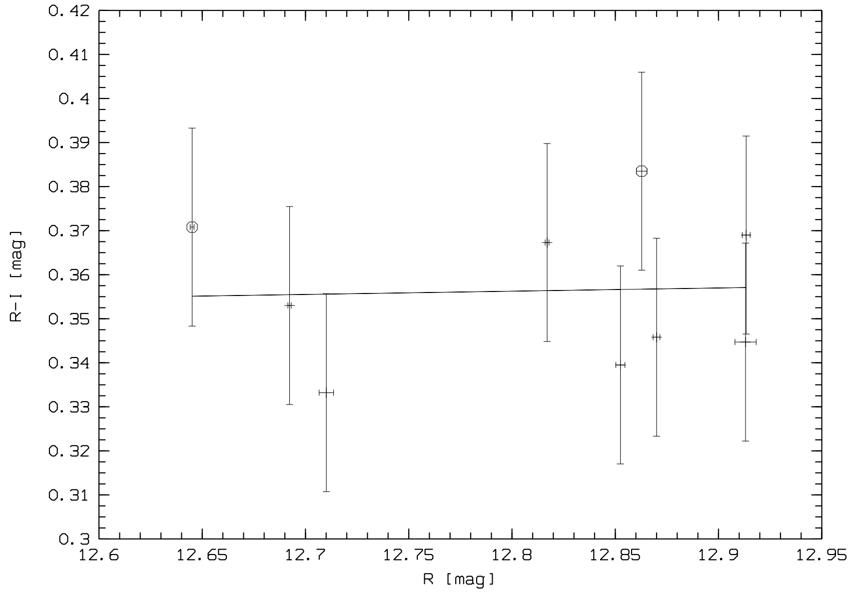


Abbildung 9.9: Farbindex R-I über R. Offene Kreise repräsentieren Messungen unter schlechten Bedingungen.

# Kapitel 10

# Epilog

### Zusammenfassung der Ergebnisse

Neben der Untersuchung der neuen CCD-Kamera für das 70-cm-Teleskop der Landessternwarte Heidelberg-Königstuhl, war ein weiteres Ziel dieser Arbeit Daten des BL Lac Objekts PKS 2155-304 von verschiedenen Teleskopen zu analysieren. Insbesondere sollte mit Hilfe der relativen Photometrie nach Flußänderungen gesucht werden.

PKS 2155-304 zeigte im Mai/Juni 1996 einen Ausbruch im optischen Spektralbereich mit einer maximalen Flußänderung von 30 Prozent. Innerhalb von 3 Tagen stieg der Fluß um 25 Prozent an erreichte um das julianische Datum 2450228/2450229 sein Maximum und fiel in etwa 5 bis 6 Tagen um 30 Prozent ab. Das Flußminimum wurde um das Datum 2450234/245035 erreicht. Danach zeichnete sich wieder ein Flußanstieg ab. Dieser Verlauf des Flusses konnte in den Bändern U, B, V, R und I beobachtet werden. Die Maximalhelligkeit betrug $m_V = 12.95$ mag, die Minimalhelligkeit $m_V = 13.25$ mag.

Flußänderungen auf Zeitskalen von Minuten konnten nicht beobachtet werden. Ebenso fanden sich keine signifikanten Anzeichen für Variationen innerhalb der Beobachtungszeit einer Nacht, d. h. keine Variation innerhalb $\approx$3 Stunden.

Die beobachtete Flußänderung von PKS 2155-304 ist bzgl. der Zeitskala und der relativen Flußänderung denen früherer Beobachtungen ähnlich, wie z. B. Heidt, Wagner und Wilhelm-Erkens (1997), Pesces et al. (1997), Carini und Miller (1992). Ausbrüche auf Zeitskalen von Tagen scheinen für dieses Objekt nicht untypisch zu sein. Allerdings konnten keine Anzeichen für quasiperiodische Flußänderungen wie bei Urry et al. (1993) gefunden werden. Auch Flußvariationen auf Zeitskalen von Minuten bis Stunden, wie von Carini und Miller (1990 und 1992), sowie Paltani et al. (1997) beobachtet, konnten nicht verifiziert werden.

Es fanden sich Hinweise, daß der Spektralindex mit der Helligkeit des Objekts korreliert ist. Die Farbindizes U-I und V-I zeigen am deutlichsten, daß der Farbindex nicht mit konstantem Verlauf vereinbar ist. Mit der Abnahme der Leuchtkraft, nahm der hochfrequente Teil der Strahlung mehr ab, als der niederfrequente. Die in dieser Arbeit gefundenen Anzeichen für Spektralindexvariationen sind ähnlich denen die schon von Miller und McAlister (1983) auf Zeitskalen von Monaten gefunden wurden und denen die auf Zeitskalen von Tagen von Urry et al. (1993) entdeckt wurden. Auch Pian et al. (1997) konnten kleine Spektralindexvariationen, die aber nicht eindeutig mit dem Fluß korreliert waren, nachweisen. Pesces et al. (1997) fanden während des größten Teils seiner Beobachtungen keine Farbänderungen, außer bei Helligkeitsabnahmen des Objekts. Paltani et al. (1997) konnte keine Anzeichen für Spektralindexvariationen ermitteln.

Beim einfachen Shock-in-Jet-Modell von Marscher und Gear (1985) laufen Schockfronten entlang des Jets und verursachen Fluktuationen in der Emission. Dieses Modell kann Variationen auf Zeitskalen von Tagen und mehr erklären. Darüber hinaus sagt es vorraus, daß der hochfrequente Teil der Strahlung schneller abnimmt, als der niederfrequente, was zu einem steileren Spektrum führt. Hinweise darauf fanden sich in den Beobachtungen.

**Ausblick**

Neben den optischen Daten existieren auch Röntgendaten zu diesem Objekt. Es wäre interessant, ob das Flare auch im Röntgenbereich zu sehen ist und wenn ja zur selben Zeit oder zeitversetzt.

Die Anzeichen von Spektralindexvariationen müßten mit einer neuen Kampagne, die, wenn möglich, nur mit einem Teleskop durchgeführt werden sollte, genauer untersucht werden. Gerade das Verwenden verschiedener Teleskope erschwerte die Analyse der Daten und erhöhte ihre Unsicherheit.

Die Frage, aus welchem Grund das Objekt quasiperiodische Variationen zeigte (Urry et al., 1993) und wie typisch sie für dieses Objekt sind, bleibt weiterhin offen.

# Literaturverzeichnis


Ashcroft N. W., Mermin N. D., *Solid state physics*, Saunders College, 1976
Bowyer S., Brodie J., Clarke J., Henry P., 1984, ApJ 278, L103
Camenzind M. und Krockenberger M., 1992, A&A 255, 59
Camenzind M.,1994, Skript zur Vorlesung
Carini M. T. und Miller H. R., 1990, AJ 100, 347
Carini M. T. und Miller H. R., 1992, ApJ 385, 146
Charles P., Thorstensen J., Bowyer S., 1979, Nature 281, 285
Edelson R., Saken J. M., Pike G. F. et al., 1991, ApJ 372, L9
Edelson R., Krolik J., Madejski G., et al., 1995, ApJ 438, 120
Falomo R., Pesces J. E. und Treves A., 1993, ApJ 411, L63
Ghisellini G., Maraschi L., Treves A., 1985, A&A 146, 204
Graham J. A . , 1982, PASP 94, 244
Griffith R. E., Tapia S., Briel U., Chaisson L., 1979, ApJ 234, 810
Hamuy M., Maza J. , 1989, AJ 97, 720
Heidt J., Wagner S. J . , Wilhelm-Erkens U. , 1997, A&A im Druck
Hubble E., 1926, ApJ 63, 236
Hunklinger S. , *Notizen zur Vorlesung über Festkörperphysik*, Heidelberg, 1995
Kollgaard R. I . 1994, Vistas in Astron. 38 29
Kristian J. , Blouke M. , 1982, *Charge-coupled devices in astronomy*, Scientific American
Kümmel M. W. , 1994, Diplomarbeit, Heidelberg
Léna P. , 1988, *Observational astrophysics*, Springer
*Lexikon der Astronomie*, 1995, Spektrum
Manfroid J. , 1996, AAS 118, 391
Maraschi L., Tanzi E. G., Tarenghi M., Treves A., 1981, SSRv 30, 129
Marscher A. P., 1980, ApJ 239, 296
Marscher A. P. und Gear W. K., 1985, ApJ 298, 114
McLean I. , 1989, *Electronic and computer-aided astronomy*, Ellis Horwood Limited
Miller H. R. und McAlister H. A. , 1983, ApJ 272, 26
Miller H. R., Carini M. T. Noble J. C., Webb J. R., Wiita P. J., 1991, In: Valtaoja E., Valtonen M. (eds.), *Proc. Variability of Blazars*, Cambridge University Press, Seite 321
Paltani S., Courvoisier T. J.-L., Blecha A., Bratischi P., 1997, A&A, im Druck
Pian E., Urry C. M., Treves A., et al., 1997, ApJ, im Druck
Schwartz D. A., Doxsey R. E., Griffith R. E., Johnston M. D., Schwarz J., 1979, ApJ 229, L53
Tosti G. , Pascolini S. , Fiorucci M. , 1996, PASP 108, 706
Treves A., Morini M., Chiappetti L., et al., 1989, ApJ 341, 733
Urry C. M., Maraschi L., Edelson R., et al., 1993, ApJ 411, 614
Ostriker J. P. and Vietri M., 1985, Nature 318, 446

Wade R. A., Szkody P. und Cordova F., 1978, IAU Circ., No. 3279

Wagner S. J. und Witzel A., 1995, ARAA, 33, 163

Wiita P. J., Miller H. R., Gupta N., Chakrabarti K.,, 1991, In: Valtaoja E., Valtonen M. (eds.), *Proc. Variability of Blazars*. Cambridge University Press, Seite 311

Xie G. Z., Li K. H., Cheng R. W., et al., 1991, A&AS 87, 461

# Anhang A

# Tabellen zur Kalibration am Vergleichssternfeld E8

Die folgenden Tabellen zeigen die Ergebnisse der Zwischenrechnungen zur Eichung der Vergleichssterne im PKS 2155-304–Feld. Die Aufnahmen wurden in einer photometrischen Nacht vom 27. auf den 28. Mai gewonnen. Im U-Band wurden drei, in B, V, R und I jeweils vier Aufnahmen von PKS 2155-304 gewonnen. Vom Vergleichsternfeld E8 wurden in allen Bändern drei Aufnahmen gemacht. Nur eine der drei konnte verwendet werden, da eine durch technischen Defekt (Streifen in der Aufnahme), eine andere durch einsetzende Dämmerung nicht geeignet waren.

### Beispielrechnung für Stern 2 im U-Band

In diesem Band lagen drei Aufnahmen aus der photometrischen Nacht für PKS 2155-304 vor. Mit `magnitude/rectangle` wurde auf jeder Aufnahme der Fluß bestimmt und durch die Belichtungszeit dividiert. Es ergeben sich drei Flüsse in der Einheit [counts/Pixel sec] (vgl. Anhang A, Tabelle U-Band, Spalte S1, S2, S3). Die Helligkeiten $m_{1a}$ bis $m_{3n}$ wurden bestimmt, indem in Gleichung (9.4) die entsprechenden Werte eingesetzt wurden.

$m_{Ua} = 12.801$ (siehe Tabelle 9.1)
$s_{Ua} = 4121$ (siehe Tabelle 9.1)
$s_1 = 212.966$ (siehe Anhang A, Tabelle U-Band)
$k_U = 0.541$ (siehe Tabelle 9.3)
$x_U = 1.0399$ (siehe Tabelle 9.3)
$x_1 = 1.0716$ (siehe Anhang A, Tabelle U-Band)

Einsetzen in $m_{1a} = m_{Ua} + 2.5 \log \frac{s_{Ua}}{s_1} + k_U(x_U - x_1)$ ergibt

$m_{1a} = 16.000$

Diese Prozedur muß für alle Sterne A, H und N wiederholt werden, sowie für alle Aufnahmen. Dann ergeben sich neun Magnituden für Stern 2. Kalibrationen am selben Eichstern A, H oder N werden zusammengefaßt und der Mittelwert gebildet.

$m_a = (m_{1a} + m_{2a} + m_{3a})/3$
$m_h = (m_{1h} + m_{2h} + m_{3h})/3$
$m_n = (m_{1n} + m_{2n} + m_{3n})/3$

Um ein Maß für den Fehler zu finden wurde die Abweichung der $m_{ix}$ , $i = 1, 2, 3, x = a, h, n$, vom Mittelwert $m_x$, $x = a, h, n$ bestimmt, quadriert, aufaddiert und durch die Anzahl der Elemente minus eins dividiert. Die Wurzel dieser Größe ist $\sigma_x$, $x = a, h, n$.

$$\sigma_a = \sqrt{((m_a - m_{1a})^2 + (m_a - m_{2a})^2 + (m_a - m_{3a})^2)/2}$$

$$\sigma_h = \sqrt{((m_h - m_{1h})^2 + (m_h - m_{2h})^2 + (m_h - m_{3h})^2)/2}$$

$$\sigma_n = \sqrt{((m_n - m_{1n})^2 + (m_n - m_{2n})^2 + (m_n - m_{3n})^2)/2}$$

Durch Mittelwertbildung der $m_x$ wird die mittlere Magnitude für Stern 2 in U ermittelt. Der Fehler ergibt sich quadratisch aus den $\sigma_x$.

$$U = (m_a + m_h + m_n)/3$$

$$\sigma = \sqrt{\sigma_a^2 + \sigma_h^2 + \sigma_n^2}$$

Für Stern 2 ergeben sich somit

$$U = 16.012 \pm 0.028 mag$$

Die Magnituden der anderen Sterne und Bänder in Tabelle 9.4 ergaben sich in analoger Weise.

Folgende Tabellen zeigen die Ergebnisse der Magnitudenberechnung für die Aufnahmen, die am NTT in der photometrischen Nacht gewonnen wurden.
In der ersten Spalte findet sich die Nummer der Vergleichssterne. Die Spalten S bezeichnen die gemessenen Flüsse der Vergleichssterne und des Objekts mit den in Tabelle 7.2 angegebenen Aperturen. k ist der Extinktionskoeffizient. Luftmassen stehen in den Spalten, die mit x überschrieben sind. In den Spalten mit m (im Index eine Zahl und ein Buchstabe) finden sich Magnituden, die mit Hilfe der Flußwerte entsprechend des Sterns, dessen Bezeichnung im Index von m zu finden ist ausgerechnet wurden. In der sechst- bis viertletzten Spalten stehen die Mittelwerte der Eichung mittels der Sterne a, h und n. $\sigma$ gibt die Streuung dieser Mittelwerte an.

**U-Band**

| No. | S1 | S2 | S3 | k | $x_1$ | $x_2$ | $x_3$ | $m_{1a}$ | $m_{2a}$ | $m_{3a}$ | $m_{1h}$ | $m_{2h}$ | $m_{3h}$ | $m_{1n}$ | $m_{2n}$ | $m_{3n}$ | $m_a$ | $m_h$ | $m_n$ | $\sigma_a$ | $\sigma_h$ | $\sigma_n$ |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| 1 | 4287.1 | 4298.7 | 4371.8 | 0.5410 | 1.0716 | 1.0115 | 1.0002 | 12.741 | 12.770 | 12.758 | 12.728 | 12.758 | 12.746 | 12.740 | 12.769 | 12.757 | 12.756 | 12.744 | 12.748 | 0.015 | 0.015 | 0.009 |
| 2 | 213.0 | 215.4 | 213.6 | 0.5410 | 1.0716 | 1.0115 | 1.0002 | 16.000 | 16.020 | 16.036 | 15.988 | 16.008 | 16.023 | 15.999 | 16.019 | 16.035 | 16.019 | 16.006 | 16.010 | 0.018 | 0.018 | 0.012 |
| 3 | 5.8 | 6.5 | 4.9 | 0.5410 | 1.0716 | 1.0115 | 1.0002 | 19.918 | 19.830 | 20.128 | 19.906 | 19.817 | 20.116 | 19.917 | 19.828 | 20.127 | 19.959 | 19.946 | 19.950 | 0.153 | 0.153 | 0.152 |
| 4 | 209.4 | 213.4 | 215.2 | 0.5410 | 1.0716 | 1.0115 | 1.0002 | 16.019 | 16.030 | 16.028 | 16.006 | 16.018 | 16.015 | 16.018 | 16.029 | 16.027 | 16.026 | 16.013 | 16.017 | 0.006 | 0.006 | 0.001 |
| 5 | 44.9 | 44.1 | 44.9 | 0.5410 | 1.0716 | 1.0115 | 1.0002 | 17.691 | 17.743 | 17.728 | 17.679 | 17.730 | 17.716 | 17.690 | 17.742 | 17.727 | 17.721 | 17.708 | 17.712 | 0.027 | 0.027 | 0.020 |
| 6 | * | 81.8 | 82.9 | 0.5410 | 1.0716 | 1.0115 | 1.0002 | * | 17.072 | 17.064 | * | 17.059 | 17.051 | * | 17.070 | 17.062 | 17.067 | 17.055 | 17.066 | 0.006 | 0.006 | 0.006 |
| 7 | 42.7 | 41.7 | 42.7 | 0.5410 | 1.0716 | 1.0115 | 1.0002 | 17.746 | 17.804 | 17.785 | 17.734 | 17.792 | 17.772 | 17.745 | 17.803 | 17.783 | 17.778 | 17.766 | 17.770 | 0.029 | 0.029 | 0.023 |
| 8 | 27.6 | 28.5 | 30.3 | 0.5410 | 1.0716 | 1.0115 | 1.0002 | 18.219 | 18.216 | 18.157 | 18.207 | 18.203 | 18.144 | 18.218 | 18.214 | 18.156 | 18.197 | 18.185 | 18.189 | 0.035 | 0.035 | 0.039 |
| 9 | 48.9 | 49.4 | 52.7 | 0.5410 | 1.0716 | 1.0115 | 1.0002 | 17.597 | 17.620 | 17.555 | 17.584 | 17.608 | 17.543 | 17.596 | 17.619 | 17.554 | 17.591 | 17.578 | 17.582 | 0.033 | 0.033 | 0.034 |
| 10 | 17.9 | 20.4 | 22.0 | 0.5410 | 1.0716 | 1.0115 | 1.0002 | 18.690 | 18.578 | 18.505 | 18.677 | 18.566 | 18.492 | 18.688 | 18.577 | 18.504 | 18.591 | 18.579 | 18.582 | 0.093 | 0.093 | 0.099 |

**B-Band**

| No. | S1 | S2 | S3 | S4 | k | $x_1$ | $x_2$ | $x_3$ | $x_4$ | $m_{1a}$ | $m_{2a}$ | $m_{3a}$ | $m_{4a}$ | $m_{1h}$ | $m_{2h}$ | $m_{3h}$ | $m_{4h}$ | $m_{1n}$ | $m_{2n}$ | $m_{3n}$ | $m_{4n}$ | $m_a$ | $m_h$ | $m_n$ | $\sigma_a$ | $\sigma_h$ | $\sigma_n$ |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| 1 | 20855.4 | 21586.2 | 21776.0 | 22061.2 | 0.2910 | 1.1927 | 1.0751 | 1.0130 | 1.0002 | 13.335 | 13.332 | 13.341 | 13.330 | 13.324 | 13.320 | 13.329 | 13.319 | 13.351 | 13.347 | 13.356 | 13.346 | 13.335 | 13.323 | 13.350 | 0.005 | 0.005 | 0.005 |
| 2 | 1840.5 | 1901.9 | 1917.4 | 1938.5 | 0.2910 | 1.1927 | 1.0751 | 1.0130 | 1.0002 | 15.971 | 15.970 | 15.979 | 15.971 | 15.959 | 15.958 | 15.967 | 15.959 | 15.986 | 15.985 | 15.994 | 15.986 | 15.973 | 15.961 | 15.988 | 0.004 | 0.004 | 0.004 |
| 3 | 97.1 | 100.0 | 101.0 | 104.5 | 0.2910 | 1.1927 | 1.0751 | 1.0130 | 1.0002 | 19.166 | 19.168 | 19.174 | 19.142 | 19.154 | 19.156 | 19.163 | 19.130 | 19.181 | 19.183 | 19.190 | 19.157 | 19.162 | 19.151 | 19.178 | 0.014 | 0.014 | 0.014 |
| 4 | 2426.6 | 2493.4 | 2530.9 | 2579.0 | 0.2910 | 1.1927 | 1.0751 | 1.0130 | 1.0002 | 15.671 | 15.676 | 15.678 | 15.661 | 15.659 | 15.664 | 15.666 | 15.649 | 15.686 | 15.691 | 15.693 | 15.676 | 15.671 | 15.659 | 15.686 | 0.007 | 0.008 | 0.007 |
| 5 | 383.3 | 395.8 | 400.8 | 410.6 | 0.2910 | 1.1927 | 1.0751 | 1.0130 | 1.0002 | 17.675 | 17.674 | 17.678 | 17.656 | 17.663 | 17.662 | 17.667 | 17.644 | 17.690 | 17.689 | 17.693 | 17.671 | 17.671 | 17.659 | 17.686 | 0.010 | 0.010 | 0.010 |
| 6 | * | * | 1006.8 | 1014.1 | 0.2910 | 1.1927 | 1.0751 | 1.0130 | 1.0002 | * | * | 16.678 | 16.674 | * | * | 16.667 | 16.662 | * | * | 16.694 | 16.689 | 16.676 | 16.665 | 16.691 | 0.003 | 0.003 | 0.003 |
| 7 | 328.2 | 342.1 | 338.9 | 355.6 | 0.2910 | 1.1927 | 1.0751 | 1.0130 | 1.0002 | 17.843 | 17.832 | 17.861 | 17.812 | 17.831 | 17.820 | 17.849 | 17.800 | 17.858 | 17.847 | 17.876 | 17.827 | 17.837 | 17.825 | 17.852 | 0.020 | 0.020 | 0.020 |
| 8 | 624.9 | 652.7 | 640.7 | 655.7 | 0.2910 | 1.1927 | 1.0751 | 1.0130 | 1.0002 | 17.144 | 17.131 | 17.169 | 17.148 | 17.132 | 17.119 | 17.157 | 17.136 | 17.159 | 17.146 | 17.184 | 17.163 | 17.148 | 17.136 | 17.163 | 0.016 | 0.016 | 0.016 |
| 9 | * | 377.7 | 386.3 | 400.5 | 0.2910 | 1.1927 | 1.0751 | 1.0130 | 1.0002 | * | 17.725 | 17.718 | 17.683 | * | 17.713 | 17.707 | 17.671 | * | 17.740 | 17.734 | 17.698 | 17.709 | 17.697 | 17.724 | 0.023 | 0.023 | 0.023 |
| 10 | 421.2 | 438.3 | 444.6 | 441.4 | 0.2910 | 1.1927 | 1.0751 | 1.0130 | 1.0002 | 17.572 | 17.563 | 17.566 | 17.577 | 17.561 | 17.551 | 17.554 | 17.566 | 17.587 | 17.578 | 17.581 | 17.592 | 17.570 | 17.558 | 17.585 | 0.006 | 0.006 | 0.006 |

**V-Band**

| No. | S1 | S2 | S3 | S4 | k | $x_1$ | $x_2$ | $x_3$ | $x_4$ | $m_{1a}$ | $m_{2a}$ | $m_{3a}$ | $m_{4a}$ | $m_{1h}$ | $m_{2h}$ | $m_{3h}$ | $m_{4h}$ | $m_{1n}$ | $m_{2n}$ | $m_{3n}$ | $m_{4n}$ | $m_a$ | $m_h$ | $m_n$ | $\sigma_a$ | $\sigma_h$ | $\sigma_n$ |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| 1 | 20319.4 | 21581.7 | 20738.5 | 21764.0 | 0.1490 | 1.2093 | 1.0816 | 1.0505 | 1.0005 | 13.222 | 13.176 | 13.224 | 13.179 | 13.208 | 13.162 | 13.209 | 13.165 | 13.225 | 13.178 | 13.226 | 13.181 | 13.200 | 13.186 | 13.203 | 0.026 | 0.026 | 0.026 |
| 2 | 2618.7 | 2767.9 | 2692.0 | 2792.7 | 0.1490 | 1.2093 | 1.0816 | 1.0505 | 1.0005 | 15.447 | 15.405 | 15.440 | 15.408 | 15.433 | 15.391 | 15.426 | 15.394 | 15.449 | 15.408 | 15.443 | 15.411 | 15.425 | 15.411 | 15.428 | 0.021 | 0.021 | 0.021 |
| 3 | 194.8 | 206.4 | 202.9 | 212.0 | 0.1490 | 1.2093 | 1.0816 | 1.0505 | 1.0005 | 18.268 | 18.224 | 18.247 | 18.207 | 18.254 | 18.210 | 18.233 | 18.193 | 18.271 | 18.227 | 18.250 | 18.210 | 18.237 | 18.223 | 18.240 | 0.027 | 0.027 | 0.027 |
| 4 | 4086.9 | 4351.1 | 4176.3 | 4441.2 | 0.1490 | 1.2093 | 1.0816 | 1.0505 | 1.0005 | 14.963 | 14.914 | 14.964 | 14.904 | 14.949 | 14.900 | 14.949 | 14.890 | 14.966 | 14.917 | 14.966 | 14.907 | 14.936 | 14.922 | 14.939 | 0.032 | 0.032 | 0.032 |
| 5 | 538.4 | 567.2 | 552.6 | 564.1 | 0.1490 | 1.2093 | 1.0816 | 1.0505 | 1.0005 | 17.164 | 17.127 | 17.159 | 17.144 | 17.150 | 17.113 | 17.145 | 17.130 | 17.167 | 17.129 | 17.162 | 17.147 | 17.149 | 17.135 | 17.152 | 0.017 | 0.017 | 0.017 |
| 6 | 1659.4 | 1759.9 | 1689.8 | 1748.5 | 0.1490 | 1.2093 | 1.0816 | 1.0505 | 1.0005 | 15.942 | 15.897 | 15.946 | 15.916 | 15.928 | 15.883 | 15.932 | 15.902 | 15.945 | 15.900 | 15.949 | 15.919 | 15.925 | 15.911 | 15.928 | 0.023 | 0.023 | 0.023 |
| 7 | 428.1 | 453.1 | 437.7 | 448.4 | 0.1490 | 1.2093 | 1.0816 | 1.0505 | 1.0005 | 17.413 | 17.370 | 17.412 | 17.394 | 17.399 | 17.356 | 17.398 | 17.380 | 17.416 | 17.373 | 17.415 | 17.397 | 17.397 | 17.383 | 17.400 | 0.020 | 0.020 | 0.020 |
| 8 | 1897.7 | 2020.0 | 1948.9 | 2019.9 | 0.1490 | 1.2093 | 1.0816 | 1.0505 | 1.0005 | 15.796 | 15.747 | 15.791 | 15.760 | 15.782 | 15.733 | 15.777 | 15.746 | 15.799 | 15.750 | 15.794 | 15.762 | 15.774 | 15.759 | 15.776 | 0.024 | 0.024 | 0.024 |
| 9 | 500.6 | 526.1 | 508.3 | 526.7 | 0.1490 | 1.2093 | 1.0816 | 1.0505 | 1.0005 | 17.243 | 17.208 | 17.250 | 17.219 | 17.229 | 17.194 | 17.236 | 17.205 | 17.246 | 17.211 | 17.253 | 17.222 | 17.230 | 17.216 | 17.233 | 0.020 | 0.020 | 0.020 |
| 10 | 1099.3 | 1159.2 | 1124.6 | 1163.6 | 0.1490 | 1.2093 | 1.0816 | 1.0505 | 1.0005 | 16.389 | 16.350 | 16.388 | 16.358 | 16.375 | 16.336 | 16.374 | 16.344 | 16.392 | 16.353 | 16.391 | 16.361 | 16.372 | 16.357 | 16.374 | 0.020 | 0.020 | 0.020 |

**R-Band**

| No. | S1 | S2 | S3 | S4 | k | $x_1$ | $x_2$ | $x_3$ | $x_4$ | $m_{1a}$ | $m_{2a}$ | $m_{3a}$ | $m_{4a}$ | $m_{1h}$ | $m_{2h}$ | $m_{3h}$ | $m_{4h}$ | $m_{1n}$ | $m_{2n}$ | $m_{3n}$ | $m_{4n}$ | $m_a$ | $m_h$ | $m_n$ | $\sigma_a$ | $\sigma_h$ | $\sigma_n$ |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| 1 | 34514.8 | 35585.5 | 35355.9 | 36432.0 | 0.1200 | 1.2495 | 1.0995 | 1.0643 | 1.0026 | 12.884 | 12.869 | 12.880 | 12.855 | 12.875 | 12.860 | 12.871 | 12.846 | 12.890 | 12.875 | 12.886 | 12.861 | 12.872 | 12.863 | 12.878 | 0.013 | 0.013 | 0.013 |
| 2 | 4675.7 | 4822.9 | 4734.7 | 4920.6 | 0.1200 | 1.2495 | 1.0995 | 1.0643 | 1.0026 | 15.055 | 15.039 | 15.063 | 15.029 | 15.046 | 15.030 | 15.054 | 15.020 | 15.060 | 15.045 | 15.069 | 15.035 | 15.046 | 15.038 | 15.052 | 0.015 | 0.015 | 0.015 |
| 3 | 414.1 | 418.3 | 417.3 | 435.8 | 0.1200 | 1.2495 | 1.0995 | 1.0643 | 1.0026 | 17.687 | 17.694 | 17.700 | 17.660 | 17.678 | 17.685 | 17.691 | 17.652 | 17.692 | 17.699 | 17.706 | 17.666 | 17.685 | 17.676 | 17.691 | 0.017 | 0.017 | 0.017 |
| 4 | 8049.3 | 8317.4 | 8279.0 | 8526.6 | 0.1200 | 1.2495 | 1.0995 | 1.0643 | 1.0026 | 14.465 | 14.447 | 14.456 | 14.432 | 14.456 | 14.438 | 14.448 | 14.423 | 14.471 | 14.453 | 14.462 | 14.438 | 14.450 | 14.441 | 14.456 | 0.014 | 0.014 | 0.014 |
| 5 | 945.2 | 938.7 | 926.5 | 970.5 | 0.1200 | 1.2495 | 1.0995 | 1.0643 | 1.0026 | 16.790 | 16.816 | 16.834 | 16.791 | 16.782 | 16.807 | 16.825 | 16.783 | 16.796 | 16.822 | 16.840 | 16.797 | 16.808 | 16.799 | 16.814 | 0.021 | 0.021 | 0.021 |
| 6 | 3227.5 | 3316.8 | 3299.4 | 3397.3 | 0.1200 | 1.2495 | 1.0995 | 1.0643 | 1.0026 | 15.457 | 15.445 | 15.455 | 15.431 | 15.448 | 15.437 | 15.446 | 15.422 | 15.463 | 15.451 | 15.461 | 15.437 | 15.447 | 15.438 | 15.453 | 0.012 | 0.012 | 0.012 |
| 7 | 731.7 | 752.3 | 748.9 | 774.2 | 0.1200 | 1.2495 | 1.0995 | 1.0643 | 1.0026 | 17.068 | 17.056 | 17.065 | 17.037 | 17.060 | 17.047 | 17.057 | 17.028 | 17.074 | 17.062 | 17.071 | 17.043 | 17.057 | 17.048 | 17.063 | 0.014 | 0.014 | 0.014 |
| 8 | 5409.4 | 5527.3 | 5547.3 | 5683.5 | 0.1200 | 1.2495 | 1.0995 | 1.0643 | 1.0026 | 14.896 | 14.891 | 14.891 | 14.872 | 14.887 | 14.882 | 14.882 | 14.863 | 14.902 | 14.897 | 14.897 | 14.878 | 14.888 | 14.879 | 14.894 | 0.011 | 0.011 | 0.011 |
| 9 | 909.3 | 950.8 | 913.8 | 925.5 | 0.1200 | 1.2495 | 1.0995 | 1.0643 | 1.0026 | 16.832 | 16.802 | 16.849 | 16.843 | 16.824 | 16.793 | 16.840 | 16.834 | 16.838 | 16.808 | 16.855 | 16.849 | 16.832 | 16.823 | 16.837 | 0.021 | 0.021 | 0.021 |
| 10 | 2758.3 | 2691.1 | 2685.1 | 2770.8 | 0.1200 | 1.2495 | 1.0995 | 1.0643 | 1.0026 | 15.628 | 15.672 | 15.679 | 15.652 | 15.619 | 15.664 | 15.670 | 15.643 | 15.634 | 15.678 | 15.685 | 15.658 | 15.658 | 15.649 | 15.664 | 0.023 | 0.023 | 0.023 |

**I-Band**

| No. | S1 | S2 | S3 | S4 | k | $x_1$ | $x_2$ | $x_3$ | $x_4$ | $m_{1a}$ | $m_{2a}$ | $m_{3a}$ | $m_{4a}$ | $m_{1h}$ | $m_{2h}$ | $m_{3h}$ | $m_{4h}$ | $m_{1n}$ | $m_{2n}$ | $m_{3n}$ | $m_{4n}$ | $m_a$ | $m_h$ | $m_n$ | $\sigma_a$ | $\sigma_h$ | $\sigma_n$ |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| 1 | 21205.9 | 21908.3 | 21004.0 | 22421.5 | 0.0590 | 1.2234 | 1.0885 | 1.0557 | 1.0011 | 12.535 | 12.507 | 12.555 | 12.487 | 12.524 | 12.497 | 12.545 | 12.477 | 12.555 | 12.528 | 12.575 | 12.508 | 12.521 | 12.511 | 12.542 | 0.030 | 0.030 | 0.030 |
| 2 | 2727.1 | 2811.3 | 2744.0 | 2985.6 | 0.0590 | 1.2234 | 1.0885 | 1.0557 | 1.0011 | 14.762 | 14.737 | 14.765 | 14.677 | 14.751 | 14.726 | 14.755 | 14.666 | 14.782 | 14.757 | 14.785 | 14.697 | 14.735 | 14.725 | 14.755 | 0.041 | 0.041 | 0.041 |
| 3 | 291.7 | 296.8 | 289.0 | 310.4 | 0.0590 | 1.2234 | 1.0885 | 1.0557 | 1.0011 | 17.189 | 17.178 | 17.209 | 17.135 | 17.178 | 17.167 | 17.198 | 17.124 | 17.209 | 17.198 | 17.229 | 17.155 | 17.177 | 17.167 | 17.198 | 0.031 | 0.031 | 0.031 |
| 4 | 5055.0 | 5219.5 | 4997.3 | 5432.5 | 0.0590 | 1.2234 | 1.0885 | 1.0557 | 1.0011 | 14.092 | 14.065 | 14.114 | 14.027 | 14.081 | 14.054 | 14.104 | 14.016 | 14.112 | 14.085 | 14.134 | 14.047 | 14.074 | 14.064 | 14.095 | 0.038 | 0.038 | 0.038 |
| 5 | 583.6 | 590.9 | 578.1 | 600.2 | 0.0590 | 1.2234 | 1.0885 | 1.0557 | 1.0011 | 16.436 | 16.430 | 16.456 | 16.418 | 16.425 | 16.420 | 16.446 | 16.408 | 16.456 | 16.451 | 16.476 | 16.439 | 16.435 | 16.425 | 16.455 | 0.016 | 0.016 | 0.016 |
| 6 | 2045.1 | 2133.2 | 2028.3 | 2128.1 | 0.0590 | 1.2234 | 1.0885 | 1.0557 | 1.0011 | 15.074 | 15.036 | 15.093 | 15.044 | 15.064 | 15.026 | 15.083 | 15.034 | 15.095 | 15.057 | 15.113 | 15.064 | 15.062 | 15.052 | 15.082 | 0.026 | 0.026 | 0.026 |
| 7 | 440.4 | 444.1 | 436.5 | 461.3 | 0.0590 | 1.2234 | 1.0885 | 1.0557 | 1.0011 | 16.742 | 16.740 | 16.761 | 16.704 | 16.731 | 16.730 | 16.751 | 16.694 | 16.762 | 16.761 | 16.781 | 16.725 | 16.737 | 16.726 | 16.757 | 0.024 | 0.024 | 0.024 |
| 8 | 4692.8 | 4851.1 | 4670.9 | 4907.4 | 0.0590 | 1.2234 | 1.0885 | 1.0557 | 1.0011 | 14.172 | 14.144 | 14.187 | 14.137 | 14.162 | 14.134 | 14.177 | 14.127 | 14.193 | 14.165 | 14.208 | 14.157 | 14.160 | 14.150 | 14.181 | 0.024 | 0.024 | 0.024 |
| 9 | 547.8 | 564.6 | 534.5 | 562.6 | 0.0590 | 1.2234 | 1.0885 | 1.0557 | 1.0011 | 16.505 | 16.480 | 16.541 | 16.489 | 16.494 | 16.469 | 16.531 | 16.478 | 16.525 | 16.500 | 16.561 | 16.509 | 16.503 | 16.493 | 16.524 | 0.027 | 0.027 | 0.027 |
| 10 | 1966.9 | 2009.8 | 1969.4 | 2046.0 | 0.0590 | 1.2234 | 1.0885 | 1.0557 | 1.0011 | 15.117 | 15.101 | 15.125 | 15.087 | 15.106 | 15.091 | 15.115 | 15.076 | 15.137 | 15.121 | 15.145 | 15.107 | 15.107 | 15.097 | 15.128 | 0.017 | 0.017 | 0.017 |

Folgende Tabelle zeigt in den ersten Spalten die Magnituden der verschiedenen Bänder. Der Index gibt den verwendeten E8-Stern an. Die Spalten U, B, V, R und I zeigen die Mittelwerte aus der Eichung mit Stern A, H und N. Die Sigmaspalten geben die quadratisch addierten Fehler an.

| No. | Ua | Uh | Un | Ba | Bh | Bn | Va | Vh | Vn | Ra | Rh | Rn | Ia | Ih | In | U | B | V | R | I | $\sigma_U$ | $\sigma_B$ | $\sigma_V$ | $\sigma_R$ | $\sigma_I$ |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| 1 | 12.7564 | 12.7440 | 12.7477 | 13.3346 | 13.3229 | 13.3498 | 13.1999 | 13.1859 | 13.2028 | 12.8722 | 12.8633 | 12.8780 | 12.5213 | 12.5108 | 12.5415 | 12.7494 | 13.3358 | 13.1962 | 12.8712 | 12.5245 | 0.023 | 0.008 | 0.046 | 0.023 | 0.052 |
| 2 | 16.0188 | 16.0064 | 16.0102 | 15.9726 | 15.9608 | 15.9878 | 15.4251 | 15.4110 | 15.4279 | 15.0464 | 15.0375 | 15.0523 | 14.7350 | 14.7246 | 14.7552 | 16.0118 | 15.9737 | 15.4213 | 15.0454 | 14.7383 | 0.028 | 0.007 | 0.037 | 0.027 | 0.071 |
| 3 | 19.9586 | 19.9462 | 19.9499 | 19.1624 | 19.1507 | 19.1776 | 18.2367 | 18.2227 | 18.2395 | 17.6852 | 17.6764 | 17.6911 | 17.1775 | 17.1670 | 17.1977 | 19.9516 | 19.1636 | 18.2330 | 17.6842 | 17.1807 | 0.265 | 0.024 | 0.046 | 0.030 | 0.054 |
| 4 | 16.0256 | 16.0132 | 16.0170 | 15.6712 | 15.6594 | 15.6864 | 14.9363 | 14.9223 | 14.9392 | 14.4501 | 14.4412 | 14.4560 | 14.0744 | 14.0639 | 14.0946 | 16.0186 | 15.6723 | 14.9326 | 14.4491 | 14.0776 | 0.009 | 0.013 | 0.055 | 0.024 | 0.065 |
| 5 | 17.7207 | 17.7083 | 17.7120 | 17.6707 | 17.6590 | 17.6859 | 17.1486 | 17.1346 | 17.1515 | 16.8080 | 16.7992 | 16.8139 | 16.4351 | 16.4246 | 16.4553 | 17.7137 | 17.6719 | 17.1449 | 16.8070 | 16.4383 | 0.043 | 0.017 | 0.029 | 0.037 | 0.027 |
| 6 | 17.0675 | 17.0551 | 17.0664 | 16.6763 | 16.6646 | 16.6915 | 15.9253 | 15.9112 | 15.9282 | 15.4472 | 15.4383 | 15.4531 | 15.0620 | 15.0515 | 15.0822 | 17.0630 | 16.6774 | 15.9216 | 15.4462 | 15.0652 | 0.010 | 0.005 | 0.040 | 0.021 | 0.046 |
| 7 | 17.7782 | 17.7658 | 17.7695 | 17.8369 | 17.8252 | 17.8521 | 17.3973 | 17.3833 | 17.4002 | 17.0567 | 17.0478 | 17.0626 | 16.7368 | 16.7263 | 16.7570 | 17.7712 | 17.8381 | 17.3936 | 17.0557 | 16.7400 | 0.048 | 0.035 | 0.035 | 0.025 | 0.041 |
| 8 | 18.1972 | 18.1848 | 18.1886 | 17.1479 | 17.1361 | 17.1630 | 15.7736 | 15.7595 | 15.7765 | 14.8877 | 14.8789 | 14.8936 | 14.1603 | 14.1499 | 14.1806 | 18.1902 | 17.1490 | 15.7699 | 14.8867 | 14.1636 | 0.063 | 0.027 | 0.041 | 0.018 | 0.041 |
| 9 | 17.5907 | 17.5783 | 17.5821 | 17.7086 | 17.6969 | 17.7238 | 17.2301 | 17.2160 | 17.2330 | 16.8316 | 16.8228 | 16.8375 | 16.5035 | 16.4930 | 16.5237 | 17.5837 | 17.7098 | 17.2264 | 16.8306 | 16.5067 | 0.058 | 0.039 | 0.034 | 0.036 | 0.047 |
| 10 | 18.5909 | 18.5785 | 18.5822 | 17.5696 | 17.5578 | 17.5847 | 16.3715 | 16.3574 | 16.3743 | 15.6578 | 15.6490 | 15.6637 | 15.1074 | 15.0969 | 15.1276 | 18.5839 | 17.5707 | 16.3677 | 15.6568 | 15.1106 | 0.165 | 0.011 | 0.035 | 0.040 | 0.029 |

# Anhang B

# Quanteneffizienz- und Filtertransmissionskurven

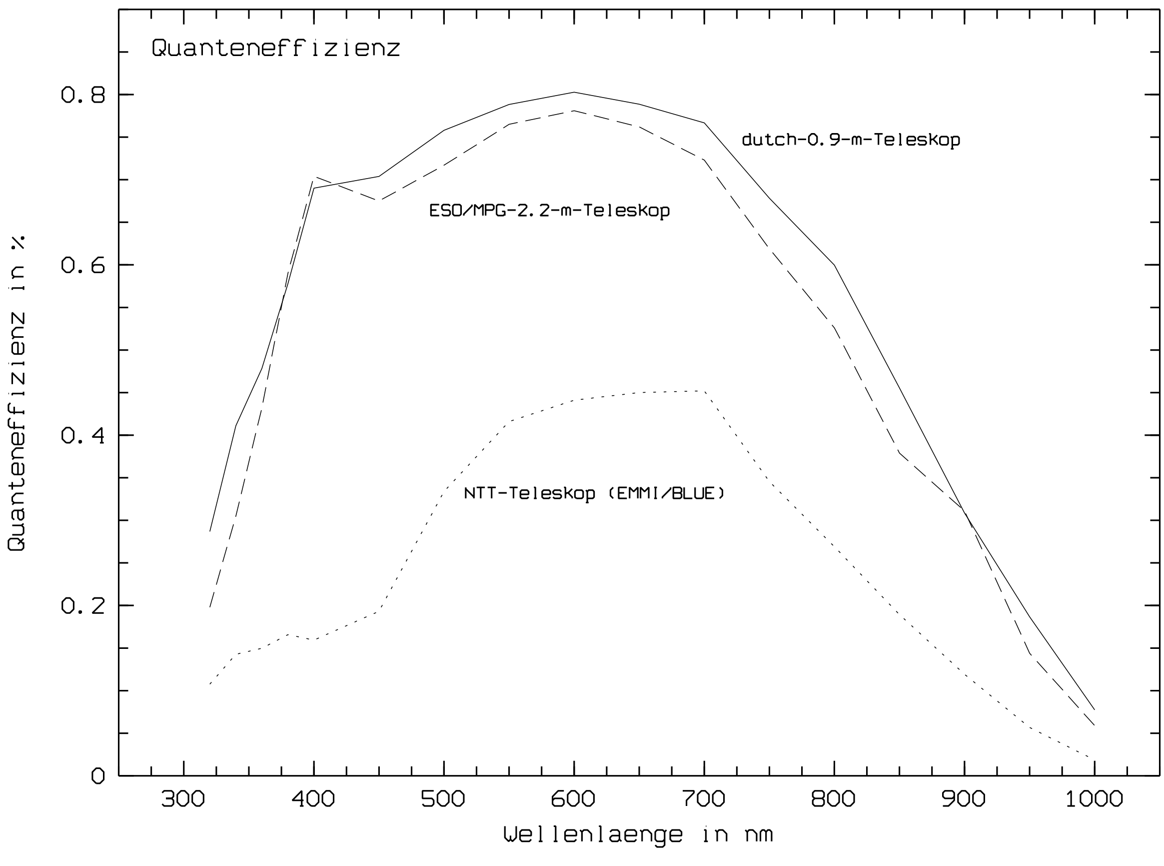


Abbildung B.1: Quanteneffizienz der verwendeten CCDs. Vom dänischen Teleskop liegen keine Daten vor.

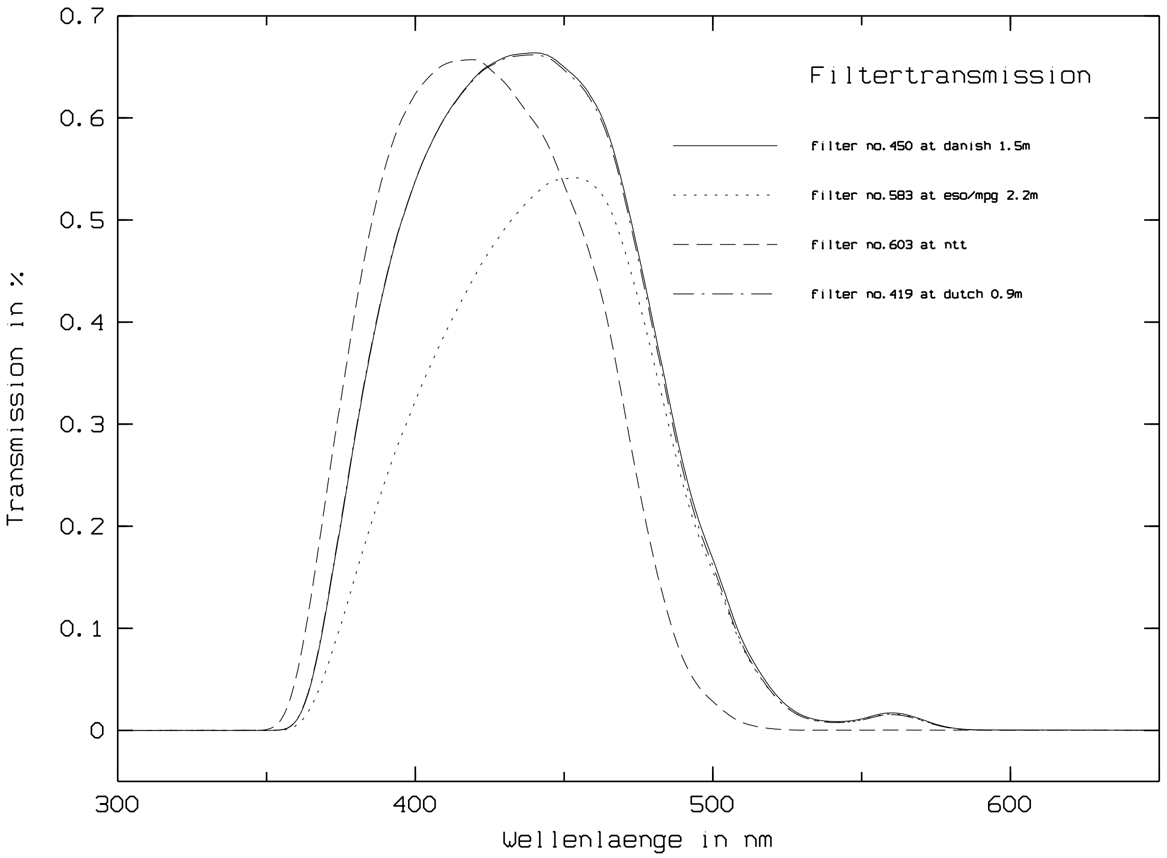


Abbildung B.2: Filtertransmissionskurven der verwendeten B-Filter.

# Anhang C

# Breitbandspektren

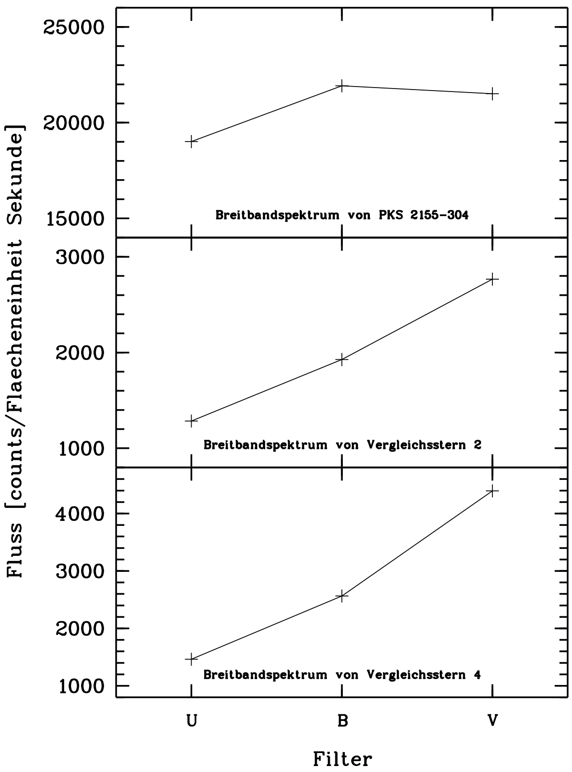


Abbildung C.1: Aus den Messungen der photometrischen Nacht wurden die Breitbandspektren für das Programmobjekt und die Vergleichssterne 2 und 4 erstellt.

Erklärung:
Ich versichere, daß ich diese Arbeit selbständig verfaßt und keine anderen als die angegebenen Quellen und Hilfsmittel benutzt habe.

Heidelberg, den ........................

....................................................
(Unterschrift)

# Ein Dankeschön an...


- Herrn Priv.-Doz. Dr. Stefan J. Wagner für die Bereitstellung des Themas der Diplomarbeit und der Betreuung derselben
- Herrn Dr. Jochen Heidt ebenfalls für die Betreuung insbesondere des BL Lac-Teils der Arbeit und der Möglichkeit Beobachtungen am Calar Alto mitzuerleben
- Herrn Prof. Dr. Immo Appenzeller für die Möglichkeit, die Arbeit an der Landessternwarte Heidelberg-Königstuhl durchführen zu können
- meinen Eltern, ohne deren Unterstützung dieses Studium nicht möglich gewesen wäre
- Herrn Dr. Kai Otterbein für die vielen fachlichen Diskussionen, in denen er nie die Hoffnung verlor, für den leckren 14-Uhr-Espresso und diversen anderen pinkfarbenen Dingen, ach, und die Mittwochabende nicht zu vergessen...
- Herrn Dr. Holger Mandel für die vielen Tips und Anregungen zu und während der Arbeit
- Herrn Dr. Matthias Dietrich, Holger Bock, Martin Kümmel und Christoph Gummersbach für Tips und Ratschläge
- Jörg Schweickhardt, Marion Pfeiffer und Martin Herter für die lustigen Stunden in der Mensa, das sichere Dahin-Kutschieren und diversen Probelesungen
- Manami Sasaki für die häufige Versorgung mit Tee und die aufheiternden Worte,
- die Bergbahn, daß sie nicht auseinander gebrochen ist
- und meinem Auto, daß widererwarten nicht beschloß kaputtzugehen.