Fakultät für Physik und Astronomie

Ruprecht-Karls-Universität Heidelberg

Diplomarbeit
im Studiengang Physik

vorgelegt von

Manami Sasaki
aus Tokio in Japan

1997

Kurzzeitvariabilität von Blazaren im nahen Infraroten

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

Herrn Priv.-Doz. Dr. Stefan Wagner

Zusammenfassung

Blazare, eine Untergruppe der Aktiven Galaktischen Kerne (AGN), zeichnen sich durch die starke Polarisation und Variation ihrer sich über einen großen Frequenzbereich erstreckenden Strahlung aus. Variationen sind im Radio-, optischen, Röntgen- und γ-Bereich auf verschiedenen Zeitskalen von Jahren bis hin zu wenigen Stunden beobachtet worden.

Durch Auswerten von Nah-Infrarot-Daten von Blazaren soll in dieser Diplomarbeit festgestellt werden, ob in diesem Energiebereich ebenfalls Variationen nachweisbar sind. Insbesondere werden die Daten auf sehr schnelle Variationen auf Zeitskalen von Minuten bzw. Sekunden untersucht.

Bei der Standardreduktion der Aufnahmen wird großen Wert auf die sorgfältige Wahl des Flatfields gelegt, um einen möglichst kleinen photometrischen Fehler zu erhalten. Anhand von Flatfields werden multiplikative Störeffekte beseitigt, die durch Pixel-zu-Pixel-Schwankungen der Detektorempfindlichkeit verursacht werden. Außerdem wird eine neue "Badpixel-Karte" aus den Aufnahmen erstellt.

Die Ergebnisse zeigen, daß die Flüsse der untersuchten Blazare im nahen Infraroten sowohl auf Zeitskalen von Tagen als auch auf Zeitskalen von Minuten variieren. Das Objekt S5 0716+714 zeigt sogar eine Tendenz zur Flußänderung innerhalb einer Minute.

Die Untersuchung von Variationen der Blazare liefert neue Erkenntnisse über die Strahlungsprozesse der AGN. Aus der Kurzzeitvariabilität resultieren für die Strahlungsmechanismen Bedingungen, die nur schwer mit den heute diskutierten Modellen zu vereinbaren sind.

Abstract

Blazars form a subgroup of Active Galactic Nuclei. They are characterized by strong polarization and variation of their flux covering a wide frequency range. Variations on timescales of days or even on timescales of hours are detected in radio, optical, X-ray or γ frequencies. In this diploma thesis near-infrared data of blazars is studied to investigate variability in this energy range. Especially short-time variability on timescales of minutes or seconds is of great interest.

In the course of data reduction inhomogeneities in the frames which are caused by pixel-to-pixel-variations of the detector-material are eliminated by using a flatfield. It is crucial to select the right flatfield to minimize the photometric errors. A bad-pixel-map for correcting insensitive pixels is also made from the frames.

Variations on timescales of both days and minutes are found. The blazar S5 0716+714 even shows the tendency to change its flux density in tens of seconds.

Observing flux density variations of blazars leads to a better understanding of the radiation mechanisms encountered in AGNs. Short-time variability of blazars is hard to explain in the framework of current AGN models.

Für meine Großväter

Inhaltsverzeichnis

Kapitel 1

Theoretische Grundlagen

1.1 Prolog

Wie die meisten Gebiete der Physik beschäftigt sich auch die Astronomie mit dem Aufbau der Materie und ihrer Wechselwirkung mit Strahlung. In der Astronomie beschränkt sich die Untersuchung auf extraterrestrische Materie. Durch Beobachtungen von Objekten innerhalb des Sonnensystems bzw. der Milchstraße oder sogar außerhalb der Galaxis können Informationen über die Vielzahl der Himmelskörper gewonnen werden. Ein Spezialtyp der Galaxien ist die Menge der sogenannten Aktiven Galaktischen Kerne (im Englischen: **A**ctive **G**alactic **N**uclei, AGN).

AGN zeichnen sich durch ihre hohe Energieproduktion über einen großen Spektralbereich, d. h. vom Radio- bis γ-Bereich, aus. Die Blazare, eine Unterklasse der AGN, zeigen insbesondere eine starke Variation ihres Strahlungsflusses, deren bisher beobachtete, kürzeste Zeitskalen bei wenigen Tagen oder Stunden liegen. Aus Kausalitätsgründen können aus den Zeitskalen typische Dimensionen der emittierenden Regionen der AGN bestimmt werden. Die gemessene Strahlung und ihre spektrale Verteilung sowie die aus den Variabilitätsuntersuchungen gewonnenen Größenskalen tragen dazu bei, daß Modelle entwickelt und verbessert werden können, die die Physik der AGN zu erklären versuchen.

Um qualitative und quantitative Aussagen über die Energieproduktion von astronomischen Objekten machen zu können, bedient man sich in der Astronomie photometrischer Beobachtungen. Der Energiefluß, der mittels der Photometrie bestimmt wird, kann getrennt nach verschiedenen Energiebereichen und zeitlich aufgelöst gemessen werden. Trägt man den Fluß in Abhängigkeit von der Zeit in einem Diagramm auf, so ergibt sich aus der Messung eine Lichtkurve. Eine Fluß-Variation in der Lichtkurve ist ein Anzeichen für zeitlich veränderliche Prozesse im Objekt oder auf der Strecke zum Beobachter.

In dieser Diplomarbeit wird die Methode der Photometrie auf die Blazare angewandt, um neue Erkenntnisse aus den Beobachtungen im nahen Infraroten zu gewinnen. Es soll überprüft werden, ob die Variationen, die im Radio- oder optischen Wellenlängenbereichen entdeckt wurden, auch im nahen Infraroten existieren. Außerdem kann durch neue Beobachtungen die zeitliche Auflösung vergrößert werden.

1.2 Aktive Galaktische Kerne

1.2.1 Klassifikation

AKTIVE GALAKTISCHE KERNE (AGN) bilden eine Klasse von Objekten, die mit Galaxien bzw. Kernbereichen von Galaxien identifiziert werden und sich von normalen Galaxien dadurch unterscheiden, daß ihre hohe Energieproduktion nicht allein durch stellare Prozesse erklärt werden kann. Ihr nichtthermisches Spektrum reicht vom Radiobereich ($\nu \simeq 10^9$Hz) bis in den Gamma-Bereich ($\nu \simeq 10^{26}$Hz).

Nach bestimmten Merkmalen werden die AGN in mehrere Unterklassen unterteilt. Die Kriterien sind u. a. die Leuchtkraft der Zentralquelle, der Radio-Fluß und die Form des Radiospektrums sowie die Linienstärke und -breite der erlaubten und verbotenen Emissionslinien im optischen Spektrum. Es existieren folgende AGN-Arten (Woltjer, 1990; Urry & Padovani, 1995):

- RADIO-GALAXIEN:
  Radio-Galaxien zeigen eine starke Radio-Emission. Ihre Radiostrahlung stammt aus den sogenannten **Radio Lobes**, einer großflächigen Struktur, die in Radio-Aufnahmen dieser AGN dominiert. Im Zentrum existiert ein sternartiger Kern, der im Radio-Bereich erst bei höheren Frequenzen sichtbar wird.
  Radio-Galaxien werden mit elliptischen Galaxien assoziiert.

- QUASARE:
  Quasare sind Objekte mit hoher Leuchtkraft und sternartigem Bild im Optischen. In ihrem Spektrum erkennt man allgemein einen Überschuß an Strahlung im Blauen und im Ultravioletten (UV). Im optischen Teil des Spektrums sind starke, breite Emissionslinien vorhanden.
  Die Quasare werden nach ihrer Radio-Leuchtkraft in RADIOLEISE und RADIOLAUTE QUASARE unterteilt. Bei radioleisen Quasaren ist die Radio-Strahlung sehr schwach. Die radiolauten Quasare haben eine sehr hohe Radio-Leuchtkraft, und es gibt folgende Untergruppen mit besonderen Eigenschaften:
  CORE-DOMINATED QUASARS (kern-dominierte Quasare, CDQs), FLAT-SPECTRUM-RADIO-QUASARS (Flach-Spektrum-Radio-Quasare, FSRQs), OPTICALLY VIOLENT VARIABLES (Optisch stark variierende Quasare, OVVs), HIGHLY POLARIZED QUASARS (Hochpolarisierte Quasare, HPQs).
  CDQs zeichnen sich durch ihren hellen, kompakten Kern aus. FSRQs sind radiolaute Quasare mit einem flachen Spektrum; d. h. sie haben einen Spektralindex von $\alpha > -0.5$ für $S_\nu \propto \nu^\alpha$, wobei S_ν der Fluß bei der Frequenz ν ist. Da ein kompakter Kern und ein flaches Spektrum sich gegenseitig bedingen, können CDQs und FSRQs zu einer Untergruppe zusammengefaßt werden.
  OVVs und HPQs sind Quasare mit besonders hoher Aktivität. OVVs zeigen eine besonders starke Fluß-Variation im Optischen, HPQs sind charakterisiert durch hohe Polarisation ihres Lichtes.

Die unterschiedlichen Bezeichnungen sind empirisch und stammen von den dominierenden Eigenschaften dieser Objekte, die sich somit nicht explizit unterscheiden. Da im Grunde alle radiolauten Quasare mit hoher Polarisation sowie starker Helligkeits- und Polarisationsvariabilität einen kompakten Kern und ein flaches Spektrum im Radio-Bereich besitzen, können sie zusammen als FSRQs bezeichnet werden.

- BL LAC OBJEKTE:
  BL Lac Objekte haben Eigenschaften wie Radio-Quasare, jedoch beobachtet man keine optischen, breiten Emissionslinien. Sie sind stark variabel in den bisher beobachteten Wellenlängenbereichen.
  Der Hauptvertreter dieser Objekte ist BL Lac, von welchem der Name dieser Objekte stammt. BL Lac Objekte bilden zusammen mit den FSRQs die Gruppe der BLAZARE.

- SEYFERT 1-, SEYFERT 2-GALAXIEN:
  Seyfert-Galaxien haben eine schwache Radioemission und besitzen wie Quasare einen hellen, kompakten Kern, der in Spiralgalaxien eingebettet ist. Ihre Leuchtkraft ist insgesamt geringer als bei den übrigen AGN.
  Während Seyfert 1-Galaxien breite erlaubte und schmale verbotene Emissionslinien in ihrem Spektrum zeigen, sind bei Seyfert 2-Galaxien sowohl die erlaubten als auch die verbotenen Emissionslinien schmal.

- LOW IONISATION NUCLEAR EMISSION LINE REGIONS (LINERS):
  In ihrem Spektrum existieren starke Linien von schwach ionisierten Elementen. Bei LINERS scheint die Schockionisation die Ursache für die Linienanregung zu sein, bei Seyfert-Galaxien hingegen überwiegt die Strahlungsionisation.

- STARBURST GALAXIEN:
  In diesen Galaxien beobachtet man eine hohe Sternentstehungsrate, die sich durch Farben bzw. Spektren junger Sterne und starke Infrarot-Strahlung bemerkbar macht.

1.2.2 Modelle

Aus der Variabilität auf kurzen Zeitskalen Δt von einigen Wochen bzw. Tagen kann auf die Ausdehnung d der emittierenden Gebiete im AGN aus der Relation $d \leq c \cdot \Delta t$ geschlossen werden, die 10 bis 100 Milli-Parsec (mpc) beträgt. Da jedoch, wie die Beobachtungen zeigen, die freigesetzte Energie des kompakten Objektes sehr groß sein muß, reichen als Ursache für die Strahlung thermonukleare Prozesse in Sternen nicht aus. Daher wird angenommen, daß bei der Energieproduktion der AGN die Gravitation die größte Rolle spielt.

Aus den bisherigen Beobachtungen kann man schließen, daß ein AGN axialsymmetrisch aufgebaut ist. Man nimmt an, daß sich im Zentrum des AGN ein supermassives **Schwarzes Loch** mit einer Masse von $10^6 - 10^{10}\,M_\odot$ befindet, das von einer Gasscheibe

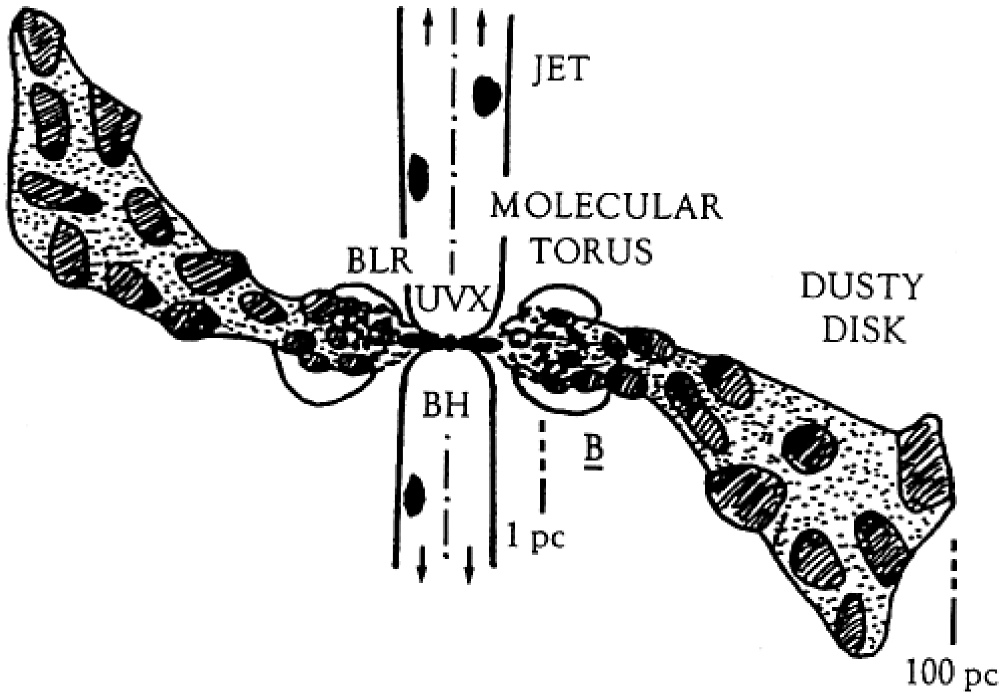


Abbildung 1.1: AGN in schematischer Darstellung; aus Camenzind, 1995.

umrandet wird. In dieser inneren **Akkretionsscheibe** mit einer Temperatur von etwa 10^5K strömt Plasma auf das Schwarze Loch zu.

Das Schwarze Loch und die innere Scheibe sind wiederum eingebettet in eine turbulente Gasscheibe aus Molekülwolken mit einem Radius von bis zu 100 pc. Die Dicke dieser äußeren Scheibe ist in den inneren Regionen (einige pc) etwas größer als am Rand, weil hier die Rotationsgeschwindigkeit der Scheibe und die Turbulenzgeschwindigkeit des Gases von etwa gleicher Größenordnung sind. (Abb. 1.1)

Die innere Akkretionsscheibe emittiert das thermische Spektrum, das im UV- und weichen Röntgen-Bereich sichtbar ist und **Blue Bump** genannt wird. Vom Rand dieser inneren Scheibe und aus den Wolken über der Akkretionsscheibe stammen die breiten Emissionslinien (**Broad Line Region**, BLR).

Die äußeren Gaswolken emittieren die thermische Staub-Strahlung im Infraroten. Die schmalen Emissionslinien werden in den äußersten Wolken der äußeren Scheibe gebildet (**Narrow Line Region**, NLR).

In Abb. 1.2 (Wagner, 1993) sind die einzelnen Gebiete mit ihren zugehörigen Komponenten im Spektrum dargestellt.

Das auf das Schwarze Loch einfallende Gas wird zum Teil zu einem magnetischen Wind kollimiert und bildet einen **Jet** senkrecht zur Akkretionsscheibe. Aufgrund der Gyration von relativistischen Elektronen im magnetisierten Plasma wird Synchrotron-Stahlung

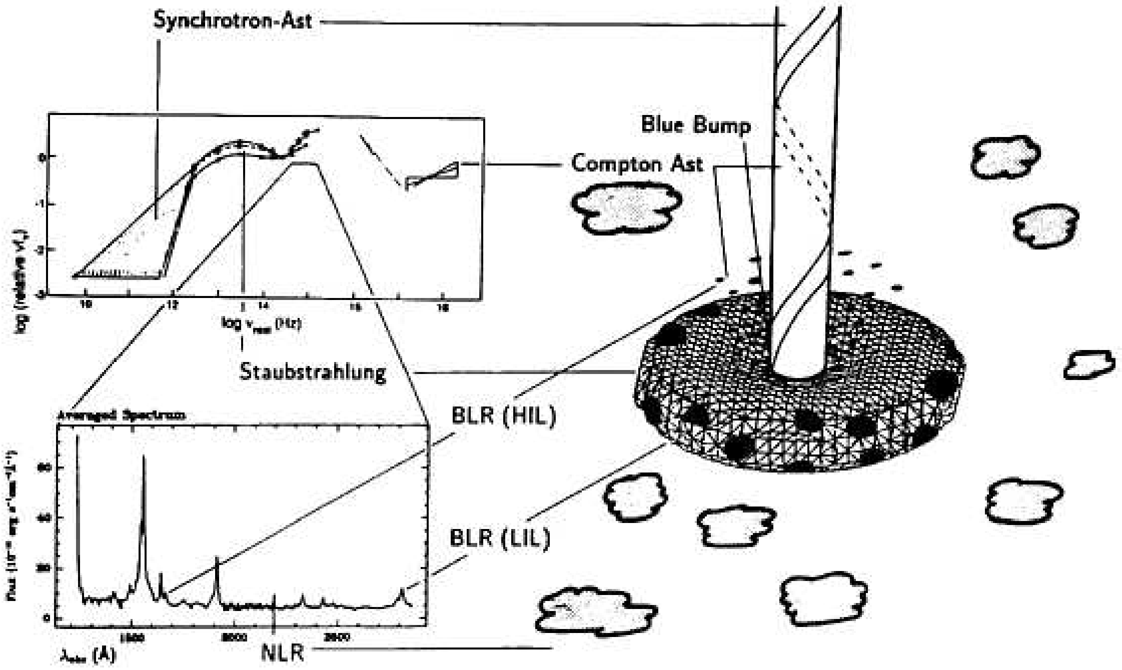


Abbildung 1.2: Eine schematische Darstellung der zentralen Regionen eines radiolauten AGN. Die auffallenden Charakteristika im Spektrum werden einzelnen Gebieten des AGN zugeordnet. Aus Wagner, 1993.

abgestrahlt. Die Photonen der Synchrotron-Stahlung können durch inverse Compton-Streuung an relativistischen Elektronen auf Energien im Röntgen- oder γ-Bereich beschleunigt werden.

Durch Radio-Interferometrie mit sehr großen Abständen (**V**ery **L**arge **B**aseline **I**nterferometry, VLBI), bei der Radioteleskope in verschiedenen Ländern simultan eingesetzt werden, können hochaufgelöste Aufnahmen von radiolauten AGN gemacht werden (siehe z. B. Kellermann & Owen, 1988). Diese zeigen sich schnell bewegende Strukturen in den Jets, die sogenannten **VLBI-Knoten**. Die VLBI-Knoten bewegen sich mit scheinbaren Geschwindigkeiten größer als die Lichtgeschwindigkeit, die durch relativistische Effekte verursacht werden.

1.2.3 Vereinheitlichende Theorien

Die oben genannten Modelle liefern eine allgemeine Beschreibung der AGN. Die Unterschiede zwischen den verschiedenen AGN-Typen, die wiederum oft große Ähnlichkeiten aufweisen, können nach Meinung vieler Autoren auf die unterschiedlichen Inklinationswinkel zwischen der Sichtlinie des Beobachters und der Symmetrieachse der AGN zurückgeführt werden (Woltjer, 1990).

Bei Seyfert 1-Galaxien beispielsweise nimmt man an, daß der Winkel klein ist, so daß man auf die inneren Regionen der AGN schauen kann, die Strahlung mit breiten Linien emittieren, während bei Seyfert 2-Galaxien aufgrund des größeren Inklinationswinkels die Sicht zum Zentralbereich durch den äußeren Gastorus versperrt ist.

Auf ähnliche Art und Weise kann eine Verbindung zwischen den Blazaren, Radio-Quasaren und den Radio-Galaxien hergestellt werden. Die Blazare sind AGN, die einen äußerst kleinen Inklinationswinkel aufweisen, der Winkel bei Radio-Quasaren ist etwas größer, bei Radio-Galaxien schließlich stehen die Symmetrieachse und die Sichtlinie fast senkrecht zueinander, wodurch man Aufnahmen mit ausgedehnten Radiokomponenten erhält. Durch diese Annahmen lassen sich außerdem die hohe Aktivität und Variabilität der Blazare erklären.

1.3 Blazare

Die BLAZARE bilden eine Untergruppe der AGN; zu ihnen gehören die BL Lac Objekte und die Flach-Spektrum-Radio-Quasare. Das Spektrum von Blazaren wird im allgemeinen von nichtthermischer Strahlung dominiert. (siehe z. B. Camenzind, 1995; Robson, 1996)

Die Blazare zeigen eine starke Radio-Emission und haben ein flaches Radio-Spektrum. Anhand von VLBI-Aufnahmen kann eine scheinbare Überlichtexpansion in den Radio-Strukturen entdeckt werden. Im Optischen wird ihr Bild von einem hellen, kompakten Kern dominiert, der variiert und eine hohe lineare Polarisation ($> 3\%$) aufweist. Im Infraroten (IR) und Radio-Bereich wird ebenfalls lineare Polarisation beobachtet. Die häufig starke Variation beobachtet man auch im Radio-, Röntgen oder γ-Bereich und scheint oft in den verschiedenen Wellenlängen zu korrelieren (Wagner et al., 1995; Wagner & Witzel, 1995).

Während das optische Spektrum von Quasaren breite Emissionslinien zeigt, fehlen diese bei den BL Lac Objekten gänzlich. Außerdem ist die thermische Strahlung der Akkretionsscheibe, die sich sonst im Spektrum als Exzeß der Strahlungsleistung vom Blauen bis in den Röntgenbereich bemerkbar macht, in den Spektren der Blazare nicht sichtbar. Man nimmt an, daß die nichtthermische Komponente der Strahlung die Eigenschaften, die durch die thermischen Prozesse bedingt sind, vollständig überdecken.

Die Abbildung 1.3 zeigt schematisch die typische spektrale Energieverteilung, oft ebenfalls als Spektrum bezeichnet, von Blazaren allgemein. Es ist der Verlauf von jeweils zwei Komponenten des Spektrums für die verschiedenen Klassen von BL Lac Objekten und den FSRQs dargestellt. Die BL Lac Objekte werden je nach Frequenz des Maximums der niederfrequenten Komponente als HIGH-FREQUENCY PEAKED BL LAC OBJECT (HBL) mit einem Maximum bei verhältnismäßig hohen Frequenzen oder als LOW-FREQUENCY PEAKED BL LAC OBJECT (LBL), dessen Maximum bei niedrigeren Frequenzen auftritt, bezeichnet (Sambruna et al., 1996). Das Spektrum der FSRQs ähnelt dem der LBLs.

Die erste Komponente des Spektrums bei Frequenzen von 10^{10}Hz bis etwa 10^{17}Hz

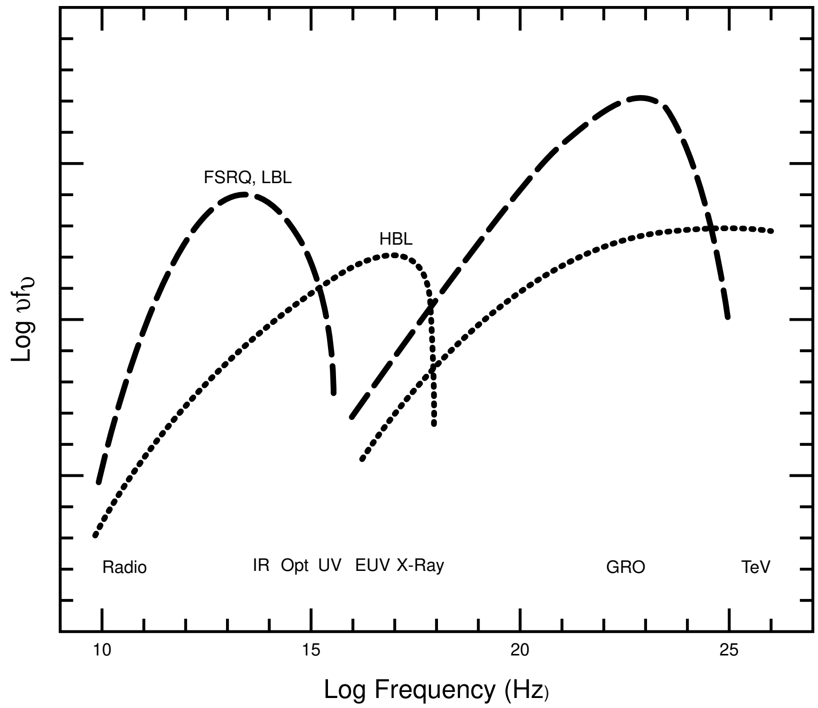


Abbildung 1.3: Spektrale Energieverteilung von Blazaren vom Radio- bis γ-Bereich. Die gepunkteten Linien stellen die Energieverteilung von HBL, den BL Lac Objekten mit einem Maximum bei relativ hohen Frequenzen, dar, die gestrichelten von LBL, den BL Lac Objekten mit einem Maximum bei relativ niedrigen Frequenzen, und den Flach-Spektrum-Radio-Quasaren. Aus Urry, 1996.

stammt höchstwahrscheinlich von Synchrotron-Strahlung; die höherenergetische Komponente kann mit großer Wahrscheinlichkeit auf inverse Compton-Streuung von niederenergetischen Photonen zurückgeführt werden.

Aus mehreren Gründen kann man vermuten, daß Blazare Objekte sind, die von Jets dominiert werden. Sowohl die starke Radio-Emission als auch die Überlichtexpansion, die schnelle Variabilität des Lichts, die Polarisation und schließlich die hohe Helligkeit im TeV-γ-Bereich deuten darauf hin, daß das Licht von Blazaren hauptsächlich in einem kollimierten Jet mit relativistischen Geschwindigkeiten der Konstituenten entsteht. Im Gegensatz zu anderen AGN-Typen schaut der Beobachter bei Blazaren in den Jet hinein und erhält somit Informationen über die als Jet vom Zentrum der AGN herausgeschleuderte Materie. Auf diese Weise gewährt ihm ein Blazar außerdem Einblick in die physikalischen Prozesse in den zentralen Regionen um das Schwarze Loch.

Indem man nun das nichtthermische Spektrum verschiedener Blazare analysiert, versucht man, Erkenntnisse über die Struktur der einzelnen Regionen und ihre Emissionsmechanismen sowie über die Dynamik in AGN zu gewinnen (Bregman, 1992).

1.4 Kurzzeitvariabilität

Blazare sind bereits mehrmals im Radio-, optischen, Röntgen- und γ-Wellenlängenbereich beobachtet worden. In all diesen Energiebereichen ist Variabilität auf Zeitskalen bis hin zu wenigen Tagen bzw. Stunden nachgewiesen worden, die abgekürzt IDV (aus dem Englischen: **I**ntra-**D**ay-**V**ariability) genannt wird (Heidt & Wagner, 1995; Heeschen et al., 1987). Solche kurzzeitigen Variationen beschränken die Dimensionen der Quelle der Strahlung in AGN auf Skalen kleiner als ein Parsec und beeinflussen dadurch die Modelle der AGN. Die Variationseigenschaften von Blazaren sind in Wagner & Witzel, 1995 zusammengefaßt. Häufig wurde festgestellt, daß die Variationen in Radio- und optischen Wellenlängenbereichen korreliert sind. Es stellt sich die Frage, ob im Infraroten ebenfalls eine Variabilität des Flusses existiert und eine Korrelation zu Variationen in anderen Wellenlängen gefunden werden kann.

Im nahen Infraroten (NIR) sind jedoch noch keine intensiven Beobachtungen der Blazare durchgeführt worden. Es existiert somit eine spektrale Lücke aufgrund mangelnder Daten. In der Vergangenheit wurden auch im NIR Variationen innerhalb einer Nacht beobachtet (Takalo et al., 1992; De Diego et al., 1997), jedoch beschränken sich diese Beobachtungen auf wenige Objekte und beschäftigen sich nicht vorrangig mit Flußvariation. Eine etwas ältere Publikation von Wolstencroft et al., 1982, berichtet von kurzen Variationen von OJ 287 im NIR in einem Zeitraum von einigen Minuten. Es werden aber keine Aussagen über den Fehler gemacht, so daß man hier nicht von einer signifikanten Variation von OJ 287 auf Minuten-Zeitskalen sprechen kann. Außerdem konnte diese Variation nicht durch weitere Beobachtungen bestätigt werden. Mit Hilfe von neuen Beobachtungen mehrerer Blazare im NIR kann festgestellt werden, ob in diesem Energiebereich ebenfalls IDV vorhanden ist.

Die kürzesten, bisher beobachteten Zeitskalen der IDV liegen bei einigen Stunden. Die Limitierung der zeitlichen Auflösung ist durch die technischen Parameter der Detektoren gegeben. Während im Optischen die zeitliche Auflösung bei astronomischen Beobachtungen aufgrund von langen Auslesezeiten des Detektors auf mehrere Sekunden oder Minuten beschränkt war, können seit einigen Jahren durch die Entwicklung von neuen Detektoren Beobachtungen im Infraroten mit größerer zeitlicher Auflösung durchgeführt werden. Somit sind Zeitserien-Analysen auf Zeitskalen von Sekunden möglich, die neue Einblicke in die Physik der AGN schaffen können.

In dieser Diplomarbeit soll eine Auswahl von Blazaren, die im NIR aufgenommen wurden, auf IDV überprüft werden. Außerdem sind die Daten aufgrund ihrer kurzen Integrationszeit von einer Sekunde zur Untersuchung von Variabilität auf noch kürzeren Zeitskalen geeignet. Ein weiteres, mit der Kurzzeitvariabilität verbundene Ziel ist es, typische Variationszeitskalen zu finden, die wiederum Aufschluß über die Dimensionen der abstrahlenden Regionen in AGN geben können.

Kapitel 2

Beobachtung und Datenauswertung

2.1 Beobachtung

Die Daten, die in dieser Diplomarbeit ausgewertet werden, sind von 08. bis 15. August 1995 mit dem 2,2m-Teleskop des Deutsch-Spanischen Astronomischen Zentrums auf Calar Alto, Spanien, gewonnen worden. Dr. S. Wagner und Hr. M. Kümmel beobachteten mit Hilfe der **M**PI für **A**stronomie **G**eneral-Purpose **I**nfrared **C**amera (MAGIC), die vom Max Planck Institut für Astronomie für Infrarot-Beobachtungen entwickelt worden war, in den Wellenlängenbereichen J $(1,13 - 1,37\mu$m), H $(1,50 - 1,80\mu$m) und K′ $(1,94 - 2,30\mu$m). Neben 27 Blazaren wurde eine Vielzahl von anderen Objekten beobachtet, deren Aufnahmen sich bei dieser Arbeit für die Standardreduktion als sehr wichtig erwiesen haben.

Speziell werden in dieser Arbeit Blazar-Aufnahmen im K′-Band analysiert. Die Integrationszeit beträgt jeweils eine Sekunde. Die Aufnahmen bilden jeweils Serien aus beispielsweise 67 oder 70 Bilder. Die Blazare wurden in mehreren Serien aufgenommen, zwischen den Serien wurde das Teleskop um mehrere Bogensekunden verfahren, damit die Objekte nicht immer auf derselben Position des Detektors registriert wurden. Dadurch wurde der Effekt des Nachleuchtens verringert (siehe Kapitel 4.2.1).

Im nahen Infraroten ist der Beitrag des Himmels am gemessenen Fluß sehr groß (Kapitel 2.3.3). Die Helligkeit beträgt ca. 12 mag, und die Strahlung von der Atmosphäre nimmt z. B. bei K′-Aufnahmen mit einer Sekunde Integrationszeit etwa ein Drittel des dynamischen Bereichs des Detektors ein, in dem der Detektor linear auf die einfallende Strahlung reagiert. Die Objekte sind nur um 1 oder 2 mag heller. Sie werden als Punkte mit einem Durchmesser von wenigen Pixel registriert.

AGN	Klassifikation
Mkn 573	Seyfert 2
PKS 0202+149	Quasar
0218+357	BL Lac Objekt
0219+42	BL Lac Objekt
B 0417+1509	FS-Radioquelle*
B 0418+1452	FS-Radioquelle*
B 0419+1526	FS-Radioquelle*
B 0430+28	Quasar
B 0432+2527	FS-Radioquelle*
B 0437+1432	FS-Radioquelle*
PKS 0446+112	FS-Radioquelle*
0457+024	Quasar
PKS 0500+019	Quasar
0518+165	Quasar

AGN	Klassifikation
B 0525+1954	FS-Radioquelle*
0527+18	FS-Radioquelle*
PKS 0528+134	Quasar
PMN J0532+0732	Quasar
B 0537+3914	FS-Radioquelle*
0552+398	Quasar
B 0615+2249	FS-Radioquelle*
S5 0716+714	BL Lac Objekt
1600+434	Quasar
PKS 1622-297	Quasar
1633+382	Quasar
3C 345	Quasar
3C 390.3	Quasar

* *Flach-Spektrum-Radioquelle*

Tabelle 2.1: Klassifikation aller beobachteten AGN.

2.2 Detektoren für Infrarot-Aufnahmen

2.2.1 Allgemeiner Aufbau

Infrarot-Detektoren sind prinzipiell wie optische **C**harge **C**oupled **D**evices (CCDs) aufgebaut. Wie bei einem CCD dient ein Halbleiter als das eigentliche Detektormaterial.

In Metallen, Halbleitern und Isolatoren sind die Atome in einem Kristallgitter angeordnet. Ihre Potentiale bilden mehrere Energiebänder, in denen sich die Elektronen aufhalten können. Die Valenzelektronen, die in Form von Bindungselektronenpaaren an den Atomrümpfen gebunden sind, befinden sich im sogenannten Valenzband. Im Gegensatz zu den Metallen, bei denen die Elektronen von den Atomen losgelöst sind und ein Elektronengas bilden, ist bei Halbleitern oder Isolatoren das Leitungsband, in dem sich die Elektronen frei bewegen könnten, vom Valenzband durch eine verbotene Energiezone getrennt. Bei Halbleitern ist die Energielücke zwischen dem Valenz- und dem Leitungsband nicht sehr groß, so daß durch Anregung Elektronen aus dem Valenzband in das Leitungsband gelangen können. Durch Auftreffen von Photonen werden Elektronen aus den Atomen gelöst und können dadurch frei beweglich werden. Die integrierte Ladung ist proportional zur Elektronen- und somit zur Photonenanzahl.

Während für optische CCDs allgemein Silizium mit einer Energielücke von $1,1$ eV benutzt wird, das durch Dotierung eine Energielücke entsprechend dem Wellenlängenbereich von etwa 300 bis 1000 nm erhält, nimmt man für Infrarot-Detektoren beispielsweise Indium-Antimonid (InSb), dotiertes Silizium oder Quecksilber-Cadmium-Tellurid (HgCdTe) mit einer kleineren Energielücke, weil energieärmere Photonen gemessen werden sollen. Hier liegt die Breite der Energielücke zwischen $0,05$ und $0,5$ eV und hängt von dem Mischungsverhältnis bzw. der Dotierung ab.

Elektronen im Valenzband können nicht nur durch Lichteinstrahlung, sondern auch durch thermische Anregung in das Leitungsband gebracht werden. Deswegen ist es wichtig, das Detektormaterial auf eine Temperatur zu bringen, bei der die Anregung durch Wärme vernachlässigbar wird. Bei HgCdTe mit einer Energielücke von $0,5$ eV, die einer Wellenlänge von $2,5\mu$m entspricht, liegt diese Temperatur z. B. bei 77 K. Da die Wärmestrahlung der Umgebung bei Wellenlängen größer als $1,5\mu$m merklich zunimmt, muß der Halbleiter bei Beobachtung vor Wärmeeinstrahlung geschützt werden. Dies führt dazu, daß Infrarot-Detektoren mit den zugehörigen Instrumenten wie Filter oder Gitter in einem Kühlsystem untergebracht ist, das nur eine kleine Öffnung auf der optischen Achse besitzt.

2.2.2 Die MAGIC-Kamera

Aufbau

Für die MAGIC-Kamera wurde die Legierung HgCdTe als Detektormaterial benutzt, das durch einzelne, voneinander getrennte Indium-Kontakte mit dem Verstärker verbunden ist. Diese Einheit wird als ein **Chip** bezeichnet, die Indium-Punkte bilden die Bildelemente (**Pixel**). So wird verhindert, daß bei Überbelichtung die Ladung auf benachbarte Pixel übertragen wird, was man bei optischen CCDs oft als von sehr hellen Objekten ausgehende Linien erkennt.

Der Detektor umfaßt 256 x 256 Pixel und kann für Aufnahmen in einem Wellenlängenbereich von $1,0$ bis $2,5\mu$m eingesetzt werden. In der Abbildung 2.1 ist ein Ausschnitt aus dem Chip schematisch dargestellt.

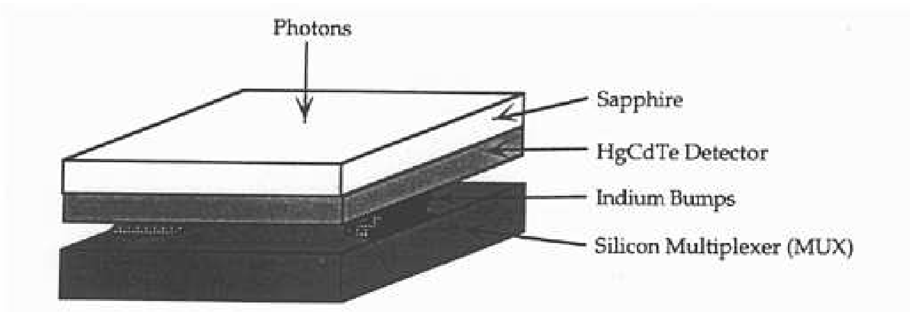


Abbildung 2.1: Aufbau des Detektor-Chips der MAGIC-Kamera; aus Herbst, 1994.

Auslese-Modus

Während der Integrationszeit werden die Elektronen an den Pixel, die als Kapazitäten wirken und einen Potentialtopf bilden, gesammelt. Beim Auslesen wird die anliegende Spannung an den einzelnen Pixel gemessen, die proportional zu der gesammelten Ladung ist. An dem Detektor liegt zunächst eine Vorspannung an, die man **Bias** nennt. Zu Beginn der Aufnahme nimmt die Spannung um einen bestimmten Wert zu, der proportional zur Temperatur und der Kapazität ist und von der thermischen Schwankung der Kapazität herrührt. Auf diesen Wert, der KTC-Rauschen genannt wird, wird die Spannung der aufintegrierten Elektronen-Ladung aufsummiert.

Es gibt mehrere Möglichkeiten des Auslesens, wobei sie sich darin unterscheiden, wann und wie oft die Spannung während der Belichtung gemessen wird. Ein Auslesemodus, der für die meisten Aufnahmen dieser Beobachtung angewandt wurde, wird als "reset.read.read" -Modus bezeichnet und hat den folgenden Ablauf (siehe Abb. 2.2):
Zu Beginn der Belichtung wird zunächst die Spannung auf den Bias-Wert gesetzt (reset) und die Spannung gemessen (read). Nun wird die Ladung gesammelt, und am Ende der Belichtung wird die Spannung gemessen (read). Die Differenz der Spannungen liefert die aufintegrierte Ladung.

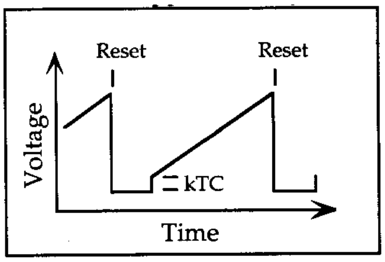


Abbildung 2.2: Schema des Auslese-Modus reset.read.read; aus Herbst, 1994.

Weitere Auslesemodi sind z. B. der Auslesemodus "reset.reset.read.read", bei dem die Spannung am Anfang zweimal heruntergesetzt wird, oder der sogenannte Multiple End Point Sampling-Modus, wobei die Spannung direkt zu Beginn der Aufnahme und am Ende mehrmals gemessen wird. Bei dem letzteren Auslesemodus kann das Ausleserauschen durch das mehrmalige Messen etwas unterdrückt werden.

Linearität

Die Anzahl der Elektronen wird linear in digitale Zählraten (Analog to Digital Unit, ADU) umgewandelt. Der Konversionsfaktor beträgt bei der MAGIC-Kamera $9,7\frac{e^-}{\mathrm{ADU}}$. Bei der Messung der einfallenden Photonen existiert ein Grenzwert; oberhalb dieses Wertes nimmt die Zählrate nicht mehr mit der Anzahl der Photonen zu, und man spricht von Saturation.

Etwas tiefer liegt die Grenze für die Linearität des Chips. Da die genaue Menge der detektierten Photonen ermittelt werden sollen, muß man bei der Belichtung darauf achten, daß die Zählrate unter dieser Grenze bleibt.

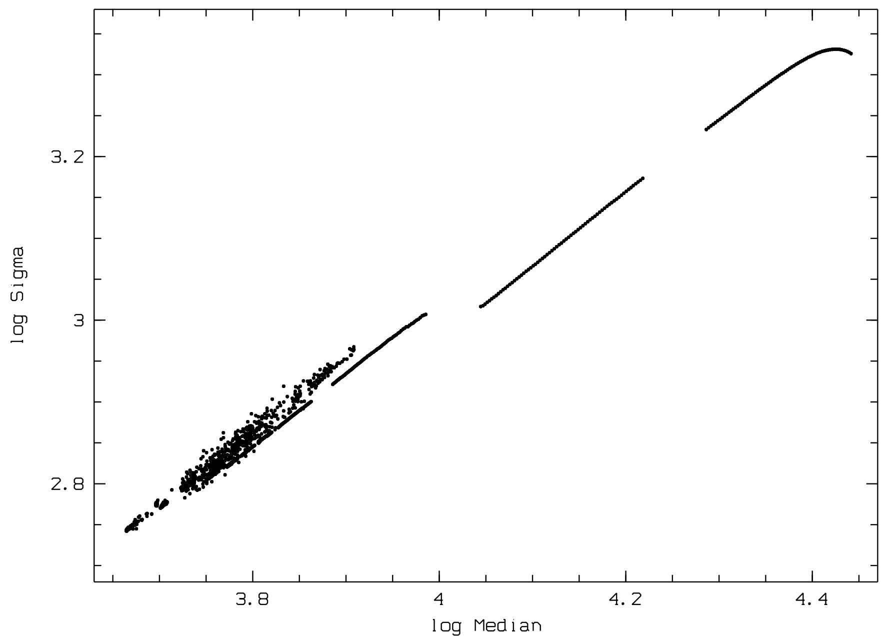


Abbildung 2.3: Die Standardabweichungen und die Median-Werte, die bei mehreren Aufnahmen einer Nacht berechnet wurden. Ein Punkt im Diagramm entspricht einer Aufnahme.

Die Grenze des Linearitätsbereichs läßt sich anhand von Aufnahmen aus der Verteilung der Pixel-Werte je nach mittlerer Helligkeit bestimmen. Dazu wird zu mehreren Aufnahmen der Median und die Standardabweichung der ADU-Werte an den Pixel berechnet und die Standardabweichung über den Median-Wert doppeltlogarithmisch aufgetragen. Da die Standardabweichung linear mit der Wurzel des Median-Wertes ansteigt, zeigt das Diagramm eine Gerade positiver Steigung. Die Nichtlinearität macht sich im Diagramm durch ein Abweichen der Datenpunkte von der Gerade bei größeren ADU-Werten bemerkbar.

Wie in der Abbildung 2.3 deutlich wird, wird bei $\mathrm{Median} = 25000$ ($log\ \mathrm{Median} = 4,4$) die Grenze des Linearitätsbereichs erreicht. Weiterhin ist bei $log\ \mathrm{Median} = 4,0$ eine Unstetigkeitsstelle der Gerade vorhanden. Die Linearität ist somit nur bis etwa 10000 ADU pro Pixel gewährleistet.

Füllfaktor der einzelnen Pixel

Alle einzelnen Pixel des Detektorchips bilden jeweils keine gleichmäßig empfindliche Fläche. Die Empfindlichkeit nimmt an den Rändern drastisch ab, so daß Photonen, die auf diese Stellen auftreffen, nicht registriert werden. Der Quotient zwischen der empfindlichen und der gesamten Fläche des Pixels wird als Füllfaktor bezeichnet.

Zur Untersuchung des Füllfaktors werden relative Flüsse von konstanten Sternen in einem Feld gemessen. Die relativen Flüsse eines Sternpaares können eine Schwankung zeigen, die dadurch bedingt ist, daß die Position eines Sterns auf die unempfindlichen

Randzonen der Pixel fällt. Die aus den Meßwerten berechnete Standardabweichung ist ein Maß für den photometrischen Fehler (siehe Kapitel 4.2.2,4.2.3), der davon beeinflußt wird, daß der Füllfaktor nicht gleich eins ist.

2.3 Standardreduktion von Infrarot-Daten

2.3.1 Dunkelstrom und Bias

Um bei der Datenreduktion den Dunkelstrom, d. h. den Elektronenfluß beim Nichtbelichten, berücksichtigen zu können, müssen zu jedem gewählten Auslesemodus passende Dunkelstrom-Aufnahmen gemacht werden. Die ADU-Werte in diesen Aufnahmen stellt die integrierte Spannung dar, die auf dem Bias-Wert überlagert ist. Durch Normierung auf eine Sekunde erhält man einen dem mittleren Dunkelstrom entsprechenden Wert.

Durch die Dunkelstrom-Aufnahmen werden trotz ihrer Bezeichnung nicht der elektrische Strom, sondern ein zur aufintegrierten Ladung proportionaler Wert angegeben. Da die Dunkelstrom-Aufnahme die Anzahl der thermisch angeregten Elektronen wiedergibt, hängt sie von der Integrationszeit ab (Abb. 2.4). Außerdem beeinflußt der Auslesemodus die anliegende Spannung und folglich die Dunkelstrom-Aufnahme. Deshalb werden zu allen Belichtungszeiten und Auslesemodi, die für die Aufnahmen gewählt wurden, Dunkelstrom-Aufnahmen gemacht.

Von jeder belichteten Aufnahme muß jeweils der über die entsprechende Integrationszeit aufintegrierte Dunkelstrom und der Bias abgezogen werden.

In jeder Nacht wurden mehrere Dunkelstrom-Aufnahmen für jeden verwendeten Auslesemodus und für die Aufnahmen gewählten Integrationszeiten gemacht. Diese werden nach Auslesemodus und Integrationszeit getrennt. Es werden jeweils Median-Bilder erstellt, die bei der Standardreduktion von den Aufnahmen subtrahiert werden.

Alle Dunkelstrom-Aufnahmen dieser Beobachtung haben negative Pixelwerte. Der negative Wert des Dunkelstroms läßt sich dadurch erklären, daß der KTC-Wert mit der Zeit abfällt, so daß man beim Auslesen als Differenz einen negativen Wert erhält.

2.3.2 Flatfield

Jede Aufnahme vom Himmel und den Objekten weist von Pixel zu Pixel Schwankungen in den Zählraten auf, die nicht allein vom einfallenden Licht stammen. Die Ursachen dafür sind Unterschiede in der Quantenausbeute an einzelnen Pixel und in der Güte bei der elektronischen Auslese. Dies führt zu einer multiplikativen Änderung des Signals von Bildelement zu Bildelement und kann bei der Auswertung der Aufnahmen dadurch rückgängig gemacht werden, daß man die Pixelwerte durch Werte dividiert, die diese Modifikationen korrigieren. Dafür wird ein Bild benötigt, das diese Störeffekte enthält und als **Flatfield** bezeichnet wird. Besonders bei Wellenlängen größer als $1,5\mu$m ist es schwierig, das passende Flatfield zu wählen, da in diesen Wellenlängenbereichen die

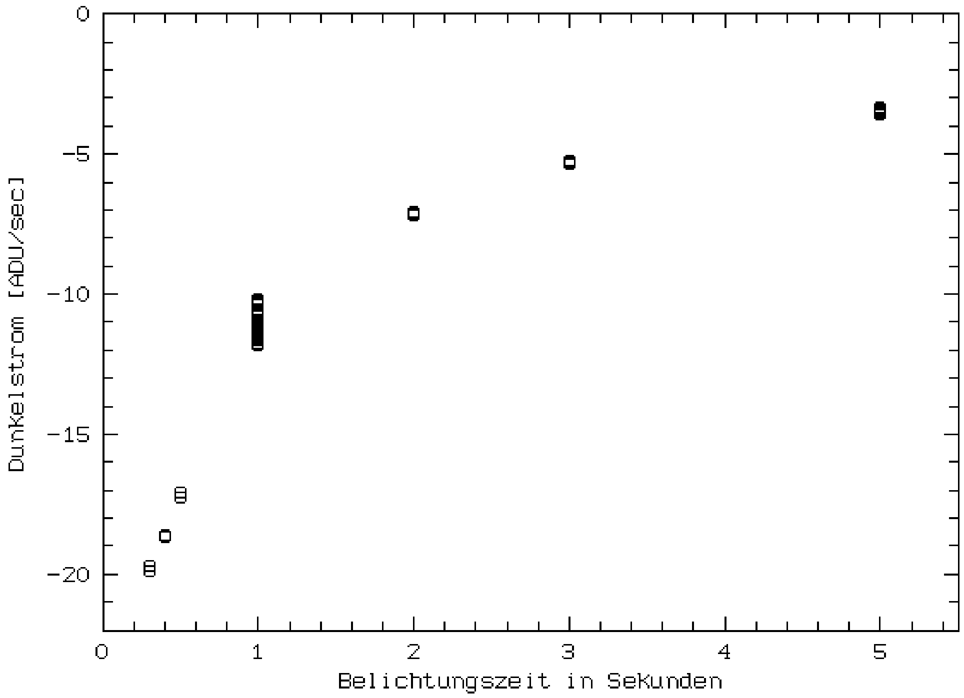


Abbildung 2.4: Dunkelstrom und Bias in $\frac{\text{ADU}}{\text{sec}}$ für den Auslesemodus "reset.read.read" in Abhängigkeit von der Belichtungszeit.

Wärmestrahlung des Teleskops und der Instrumente sowie ihrer Verschmutzung dominant werden, die das Signal zusätzlich additiv beeinflussen.

Flatfields können auf verschiedene Art und Weise erstellt werden (Joyce, 1992). Gesucht werden solche, die die Aufnahmen auf eine gleichmäßige Sensitivität des ganzen Chips korrigieren; d. h. der Hintergrund soll nach der Division keine Strukturen mehr aufweisen.

Dämmerungsflat

Bei Flatfields muß die Belichtung des optischen Feldes des Teleskops durch homogenes Licht erfolgen. Dies wird durch den Dämmerungshimmel, der eine gleichmäßige Helligkeitsverteilung aufweist, gewährleistet.

Es werden Aufnahmen mit verschiedenen Filtern und Integrationszeiten gemacht, weil es sich gezeigt hat, daß das Flatfield nicht nur vom Wellenlängenbereich, sondern auch von der Dauer der Belichtung abhängt. Bei der Datenreduktion werden die Objekt-Bilder durch ein Flatfield entsprechender Integrationszeit und gleichen Filters geteilt.

Domeflat

Aufnahmen von einer homogen beleuchteten Fläche können ebenfalls als Flatfield benutzt werden. Dafür wird zunächst in der geschlossenen Kuppel eine schwache Lichtquelle eingeschaltet, so daß eine Fläche auf der Innenseite der Kuppel schwach beleuchtet wird, und das Teleskop darauf gerichtet. Man erhält die sogenannten LAMP-ON-Aufnahmen. Da bei Infrarot-Aufnahmen hierbei die durch die Lampe erhöhte Wärmestrahlung der Instrumente registriert wird, das Flatfield jedoch nur die Reaktion des Chips auf Photoneneinfall von den astronomischen Objekten in Abwesenheit der Lampe wiedergeben soll, werden sofort danach Aufnahmen bei ausgeschalteter Lampe gemacht (sog. LAMP-OFF-Aufnahmen). Durch Differenzbildung wird in den LAMP-ON-Aufnahmen die Komponente der Wärmestrahlung beseitigt.

Himmelsflat

Das Bild des Himmels, das man aus mehreren verschiedenen Objekt-Aufnahmen erstellen kann, bietet eine homogenen Fläche, weil man davon ausgehen kann, daß die Himmelshelligkeit in dem kleinen Ausschnitt, der von dem Chip erfaßt wird (etwa $6,9'$ x $6,9'$), konstant ist. Man erreicht, daß der Himmel von allen Pixel des Chips aufgenommen wird, indem man nach jeder Serie von Belichtungen eines punktförmigen Objektes das Teleskop um einige Bogensekunden verfährt. Unter der Annahme, daß die Struktur des Himmels und der Detektorumgebung in bestimmten Helligkeitsintervallen konstant bleibt, kann man Aufnahmen von verschiedenen Objekten einer Nacht im vorgegebenen Helligkeitsintervall des Himmels zusammenfassen. Diese werden durch Median-Bestimmung gemittelt, und man erhält ein Bild des Himmels.

Objektflat

Nimmt man bei der Median-Bildung nur Aufnahmen desselben Objekts und mittelt einige aufeinanderfolgende Belichtungsserien, so ergibt dies den lokalen Himmel, der ebenfalls als Flatfield dienen kann.

2.3.3 Hintergrund

Bei Infrarot-Messungen ist neben der Wärmestrahlung des Teleskops der Anteil der Nachthimmelshelligkeit sehr hoch. Unter $2,2\mu$m dominiert die Strahlung der OH- und O_2-Moleküle am Himmel, bei größeren Wellenlängen macht sich die unmittelbare Umgebung wie die Instrumentierung des Teleskops und ebenso die Kuppel als Hintergrund bemerkbar. Bei $2,2\mu$m z. B. beträgt die Nachthimmelshelligkeit etwa 12 mag und ist somit etwa um 10 mag heller als im Optischen. Der Fluß der Objekte, die nur um 1 bis 2 mag heller als der Nachthimmel sind, wird somit nur als eine Zunahme der Intensität auf wenigen Pixel über ein hohes Niveau des Hintergrundes gemessen.

Dieser Hintergrund, vereinfacht Himmel genannt, muß bei der Bearbeitung der Daten subtrahiert werden, damit man den Fluß der Objekte erhält. Diese Subtraktion kann entweder schon bei der Datenreduktion erfolgen, wobei der Himmel als ganzes Bild von der Aufnahme abgezogen wird, oder nach der Datenreduktion bei der Durchführung der Photometrie. Bei der letzteren Methode wird nur die direkte Umgebung der Objekte betrachtet und dort der Himmel subtrahiert.

2.3.4 Datenreduktion

Die Zählrate, die an den einzelnen Pixel gemessen wird, kann man also in mehrere Komponenten aufteilen:

$$P_{x,y} = D_{x,y} + F_{x,y}(S_{x,y} + I_{x,y})$$

$P_{x,y}$	die am Pixel (x, y) registrierte Zählrate
$D_{x,y}$	Dunkelstrom mal Integrationszeit
$F_{x,y}$	auf eins normiertes Flatfield
$S_{x,y}$	Signal vom Himmel
$I_{x,y}$	Astronomisches Signal

Das Ziel der Standard-Datenreduktion ist es, das astronomische Signal aus den Aufnahmen zu gewinnen, um es wissenschaftlich auswerten zu können. Also wird von jeder Aufnahme das Dunkelstrom-Bild mit passender Integrationszeit und passendem Auslesemodus subtrahiert, woraufhin sie durch das Flatfield ebenfalls mit gleicher Integrationszeit, gleichem Auslesemodus und gleichem Filter geteilt wird, das auf den Wert eins normiert wurde. So erhält man das Signal des Himmels und der astronomischen Objekte, wobei die Objekte einen Durchmesser von etwa 1 bis 5 Pixel haben.

$$S_{x,y} + I_{x,y} = \frac{P_{x,y} - D_{x,y}}{F_{x,y}}$$

Die Bilder, die sich daraus ergeben, müssen noch auf schlechte Pixel (im Englischen: bad pixel) korrigiert werden. Dabei bedient man sich eines Bildes, in dem nur solche Pixel markiert sind, die als schlecht identifiziert worden sind (Badpixel-Karte), und ersetzt in den Aufnahmen den ADU-Wert dieser Pixel jeweils durch einen Median-Wert der umliegenden Pixel. Der Anteil der Zählrate, der vom Himmel stammt, wird in dieser Arbeit erst in der Photometrie-Routine subtrahiert.

Im nächsten Kapitel wird auf die zwei wichtigsten Aspekte der Standardreduktion, das Flatfield und die Badpixel-Karte, näher eingegangen.

Kapitel 3

Flatfield und Badpixel-Karte

3.1 Flatfield

Bei klassischen Methoden der Standardreduktion im nahen Infraroten wird der Hintergrund von den Bildern subtrahiert, wodurch man auch trotz schlechter Wahl des Flatfields einen flachen Hintergrund erhält. An solchen Bildern kann man jedoch nicht erkennen, ob das Flatfield gut gewählt war oder ob noch Strukturen im Hintergrund existieren, die durch die inhomogene Sensitivität des Chips bedingt sind und den Fluß der Objekte verfälschen können.

Da es für die Photometrie sehr wichtig ist, daß die Pixel-Werte auf die homogene Empfindlichkeit der Detektorfläche korrigiert wird, damit man den Fluß der Objekte genau messen kann, muß bei der Standardreduktion das optimalste Flatfield benutzt werden. Deshalb soll im folgenden untersucht werden, welche Flatfield-Methode für die Reduktion von Infrarot-Aufnahmen am geeignetsten ist.

3.1.1 Vergleich zwischen verschiedenen Flatfields an einem Kalibrationsstern

Um die Flatfield-Arten untereinander zu vergleichen, wird eine Auswahl von Aufnahmen mit unterschiedlichen Flatfields standardreduziert. Die Flüsse der Sterne werden daraufhin gemessen. Verwendet wird dafür das Bildverarbeitungssystem ESO-MIDAS (**E**uropean **S**outhern **O**bservatory **M**unich **I**mage **D**ata **A**nalysis **S**ystem), insbesondere die Prozedur MAGNITUDE/RECTANGLE für Helligkeitsmessung. Die Funktionsweise dieser Prozedur wird im Kapitel 4.1.1 erläutert. Es werden immer dieselben Aufnahmen benutzt, um die Ergebnisse miteinander vergleichen zu können.

Bei der Erstellung von Flatfields werden verschiedene Aufnahmen gemittelt. Dabei wird nicht das arithmetische Mittel, sondern zu jedem Pixel der Median-Wert aus den Pixel-Werten in den Aufnahmen bestimmt.

- **Dämmerungsflat**

  Bei der Beobachtung wurden sowohl Aufnahmen für Dämmerungsflat als auch für Domeflat gemacht. Anhand der Dämmerungsaufnahmen lassen sich zwei Arten von Dämmerungsflats erstellen.

  Das erste Dämmerungsflat ist das Median-Bild aller Aufnahmen des Himmels in der Dämmerung. Nachdem von den Dämmerungsaufnahmen der Dunkelstrom abgezogen worden ist, werden die Bilder auf ein gemeinsames Niveau normiert und gemittelt. Das sich daraus ergebende Bild wird auf eins normiert und stellt ein Flatfield dar.

  Als zweites Dämmerungsflat dient die mittlere Differenz zwischen zwei Aufnahmen in der Dämmerung. Zunächst wird von den in vier Serien aufgenommenen Bildern ebenfalls der Dunkelstrom abgezogen. Daraufhin werden sie nach Serie getrennt, innerhalb der Gruppen jeweils auf ein Niveau gebracht und gemittelt. Aus den insgesamt vier Median-Bildern werden Differenzen zwischen jeweils zwei gebildet. Diese Differenzbilder werden wieder auf ein Niveau gebracht, gemittelt und normiert.

- **Domeflat**

  Für das Domeflat werden die Lamp-on- und Lamp-off-Aufnahmen zunächst getrennt behandelt. Sie werden jeweils auf ein mittleres Niveau normiert, bevor ihre Median-Bilder errechnet werden. Aus diesen Median-Bildern wird die Differenz berechnet und normiert.

- **Himmelsflat**

  Eine weitere Art von Flatfield ist das Median-Bild von allen Aufnahmen der Nacht, die jeweils eine mittlere Himmelshelligkeit besitzen, die sich von der der zu reduzierenden Aufnahmen nicht stark unterscheidet.

  Um sich die Variation des Himmels zu veranschaulichen, wird zunächst zu jeder Aufnahme der Nacht jeweils der Median-Wert aller Pixelwerte mit der MIDAS-Prozedur STATISTICS/IMAGE ermittelt. Dieser Wert gibt die mittlere Himmelshelligkeit zum Zeitpunkt an, bei dem die Aufnahme gemacht wurde.

  Aufnahmen mit einer ähnlichen Himmelshelligkeit wie die der zu reduzierenden stellen die Ausgangsbilder bei der Flatfield-Gewinnung dar. Aus den Bildern in einem Helligkeitsbereich von 100 ADU Breite, in dem die Median-Werte der Kalibrationsaufnahmen liegen, wird, nachdem von den Bildern der Dunkelstrom abgezogen wurde und die Bilder auf ein gemeinsames Helligkeitsniveau gebracht wurden, das Median-Bild gebildet und normiert.

- **Objektflat**

  Da zur Flatfield-Untersuchung die Kalibrationsaufnahmen reduziert werden sollen, wird als letzte Variante das normierte Median-Bild von diesen, d. h. der normierte eigene Himmel, benutzt.

Für diese Untersuchung sind während der Beobachtung Aufnahmen vom Kalibrationsstern FS 30 gemacht worden. Der Stern mit einer Helligkeit von 12 mag im K-Band ($2,00 - 2,40\mu$m) gehört zu den schwachen Standardsternen (im Englischen: faint standard) im Infraroten. Das Teleskop wurde dabei nach jeder Serie, d. h. nach jeder Folge von drei aufeinander folgenden Aufnahmen, bewegt, so daß der Stern in einem 7 x 7 Gitter an insgesamt 49 verschiedenen Stellen aufgenommen worden ist, die auf dem ganzen Chip verteilt sind.

Diese Aufnahmen werden mehrmals standardreduziert, indem man unterschiedliche Flatfields verwendet. Nach der Standardreduktion wird die Helligkeit des Sterns an den verschiedenen Positionen gemessen. Anhand der Schwankungen der Helligkeit können Aussagen über die Güte des Flatfields gemacht werden.

Für FS 30 wird ein Fluß von etwa 2400 ADU gemessen. Der statistische Fehler beträgt 50 ADU, und somit kann allein durch die Statistik eine Streuung des Flusses um ± 150 ADU erwartet werden. Da aber in den Aufnahmen systematische Effekte enthalten sind, wird die Streuung größer.

Bei der Standardreduktion wird außerdem noch unterschieden, ob der Himmel von den Aufnahmen abgezogen wurde oder nicht. In beiden Fällen wird bei der Photometrie das Signal des Hintergrundes vom Signal des Sterns subtrahiert, um den Fluß des Sterns zu erhalten.

Ergebnis

Der Fluß des Sterns auf den einzelnen Aufnahmen wird mit der MIDAS-Prozedur MAGNITUDE/RECTANGLE bestimmt, nachdem mit CENTER/GAUSS seine genaue Position ermittelt worden ist. Der gemessene Fluß des Sterns wird über den Abstand des Sterns vom Bildmittelpunkt für jede Flatfield-Methode in einem Diagramm aufgetragen. Dadurch kann ein großräumiger Flatfieldfehler, der von der ungleichmäßigen Ausleuchtung des Chips stammt und die Ecken der Aufnahmen uneben erscheinen läßt, deutlich gemacht werden.

Bei Meßpunkten, die stark von der mittleren Verteilung abweichen, wird nachgeprüft, ob sich der Stern in der Nähe eines schlechten Pixel befindet, was in den meisten Fällen bestätigt werden kann. Weiterhin erkennt man auf den einzelnen reduzierten Bildern, daß sich die äußersten Ränder von wenigen Pixeln Breite und die vier Ecken in den Aufnahmen bei allen Methoden sehr schlecht korrigieren lassen und der Hintergrund heller erscheint, so daß dort die Photometrie nicht zufriedenstellend erfolgen kann. Dieser Effekt macht sich in den Diagrammen als ein starkes, partielles Abfallen des Flusses bei Radien größer als 120 Pixel bemerkbar.

Beim Vergleich der Diagramme zu den verschiedenen Flatfield-Arten werden deshalb die wegen der genannten Effekte stark abweichenden Fluß-Werte vernachlässigt und nur die mittlere Verteilung bei Radien kleiner als 120 Pixel betrachtet.

Flatfield	σ_{rel} bei Photometrie von Aufnahmen mit Himmel	σ_{rel} bei Photometrie nach Subtraktion des Himmels
Dämmerungsflat (Median)	5.2	4.0
Dämmerungsflat (Differenz)	10.7	4.3
Domeflat	4.9	3.6
Himmelsflat	4.1	4.2
Objektflat	4.3	4.2

Tabelle 3.1: Auf den mittleren Flußwert normierte Standardabweichung der Meßwerte zu verschiedenen Methoden der Standardreduktion.

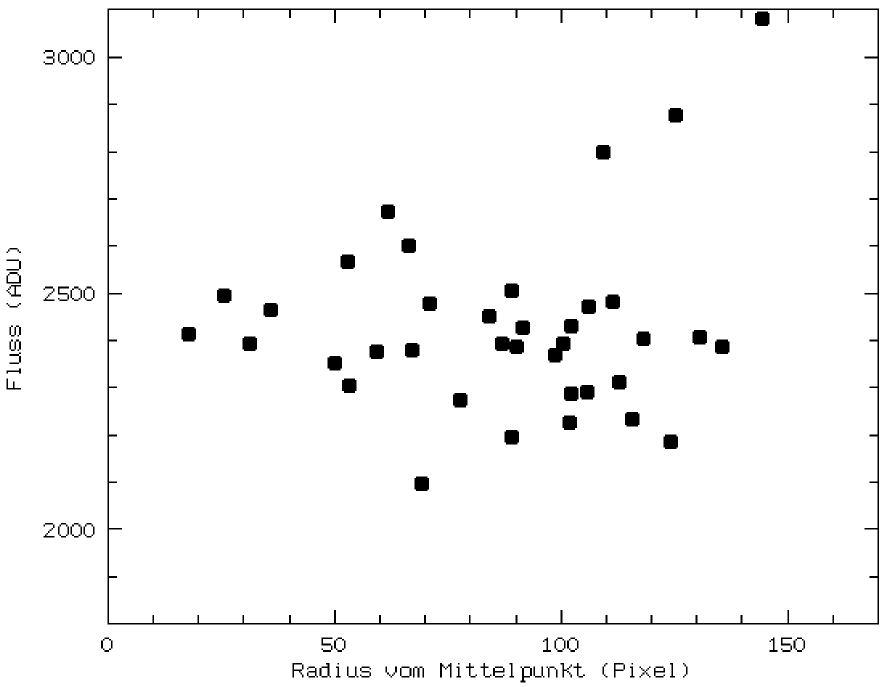
Die Streuung des Flusses zeigt, wie inhomogen die Korrektur des Bildes durch das Flatfield erfolgte. Zu den Diagrammen wurden jeweils die Standardabweichung und der Mittelwert der Meßpunkte berechnet. Die Tabelle 3.1 enthält die relativen Streuungen σ_{rel} zu den untersuchten Methoden der Standardreduktion.

Es zeigt sich, daß die Schwankungen der Flüsse bei den beiden Dämmerungsflats (Abb. 3.1, 3.2) größer als bei den restlichen Flatfields ist. Durch Dämmerungsflats können die Inhomogenitäten des Detektors nicht zufriedenstellend korrigiert werden.

Beim Objektflat sind die Schwankungen nicht sehr groß (Abb. 3.5), jedoch kann man im Flatfield mehrere, von den Objekten stammende Residuen erkennen, so daß an diesen Stellen keine Korrektur der Aufnahme erfolgen kann. Diese Residuen entstehen, weil bei der Erstellung des Flatfields nur Aufnahmen mit wenigen unterschiedlichen Positionen in die Median-Bildung eingehen und die Median-Werte von den höheren ADU-Werten der Sterne beeinflußt werden. Da die Positionen der Residuen mit den Objektpositionen zusammenfallen, wird der gemessene Fluß verfälscht.

Das Domeflat (Abb. 3.3) und das Himmelsflat (Abb. 3.4) sind deswegen gegenüber den anderen Flatfields zu bevorzugen. Diese beiden Flatfields werden in einem weiteren Test verglichen, der im nächsten Abschnitt erläutert wird. (Die Abbildung 3.6 zeigt das Ergebnis aus diesem Test. Kreuze gelten für das Domeflat, Kreise für das Himmelsflat.) Außerdem ist es vorteilhaft, von den Aufnahmen den Himmel nicht abzuziehen, da man nur so auch nach der Standardreduktion den Hintergrund sieht und mögliche Störfaktoren erkennen kann.

a)



b)

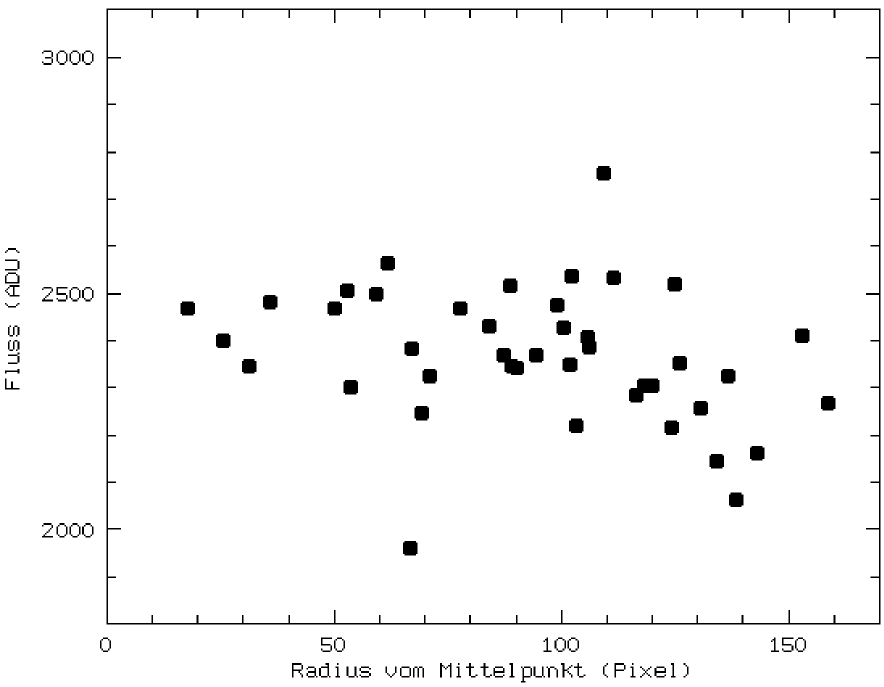
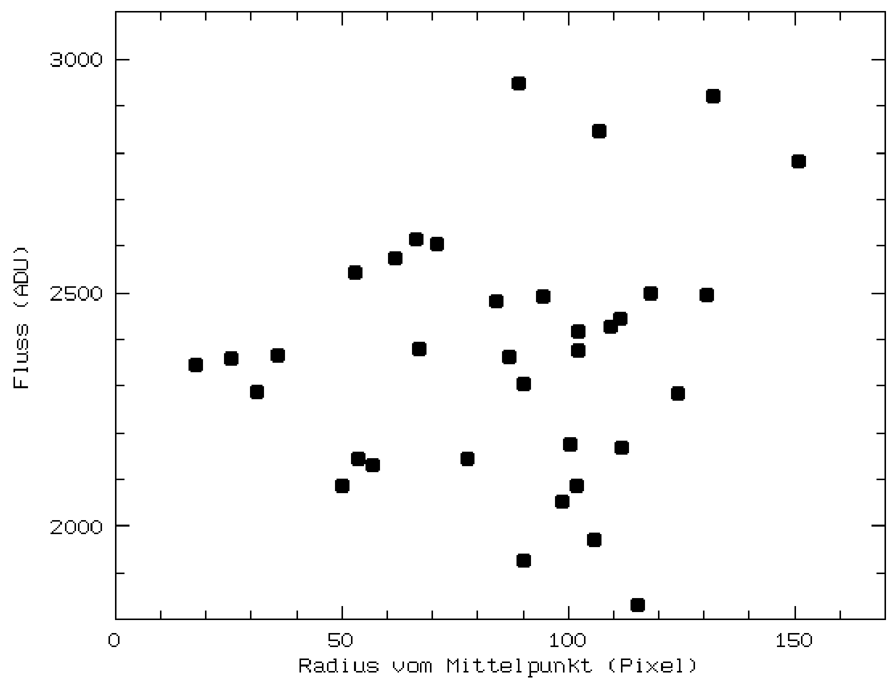


Abbildung 3.1: Fluß vom Kalibrationsstern auf den Bildern, für die die gemittelten Dämmerungsaufnahmen als Flatfield benutzt wurde, in Abhängigkeit vom Abstand der Sternposition vom Bildmittelpunkt. Bei Abbildung **a)** ist der Himmel nicht von den Bildern subtrahiert, bei Abbildung **b)** ist er nicht mehr enthalten.

a)



b)

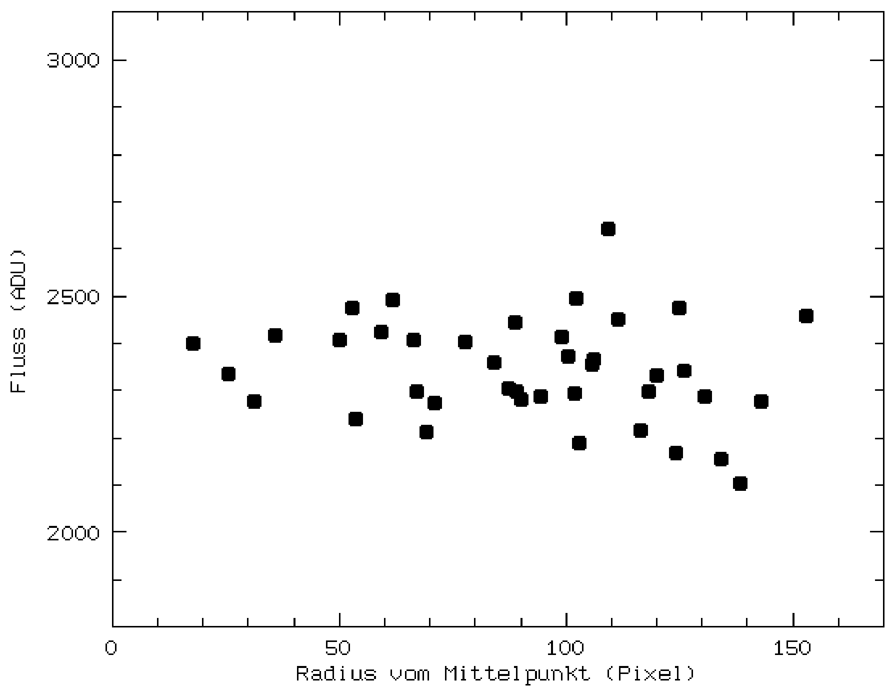
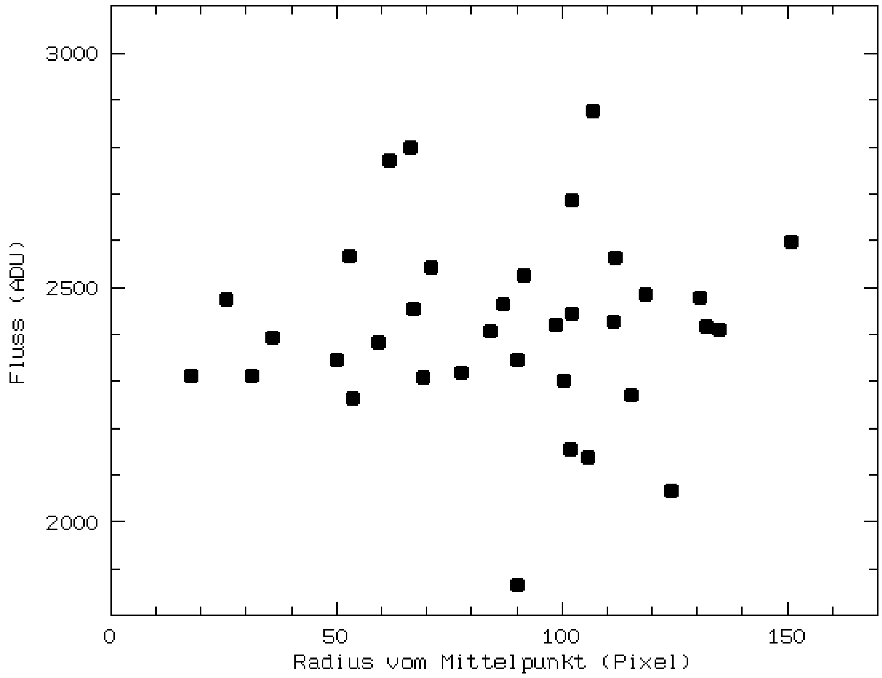


Abbildung 3.2: Fluß vom Kalibrationsstern auf Bildern mit gemittelter Differenz von Dämmerungsaufnahmen als Flatfield. Bei Abbildung **a)** ist der Himmel nicht von den Bildern subtrahiert, bei Abbildung **b)** ist er nicht mehr enthalten.

a)



b)

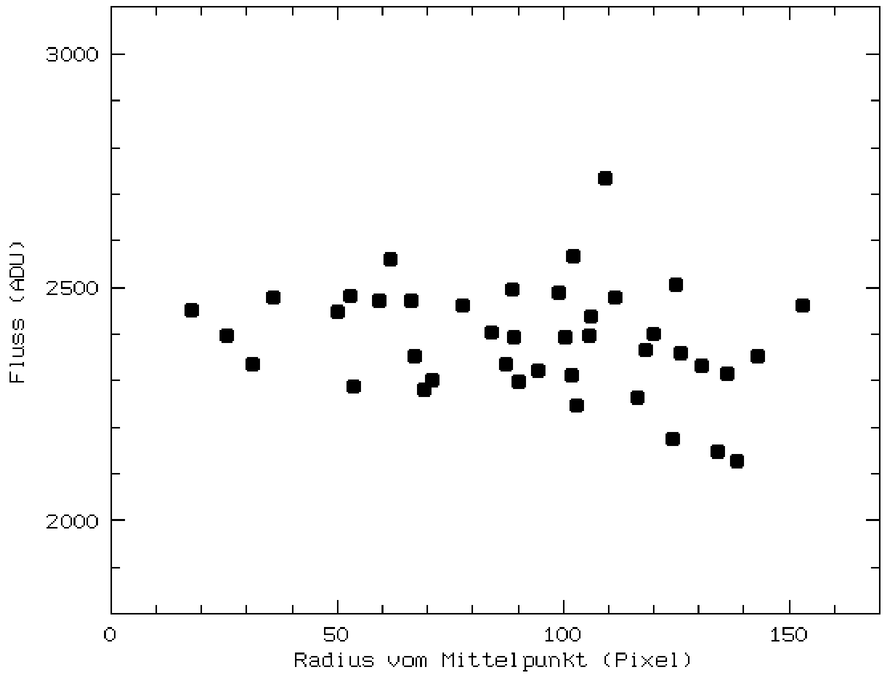
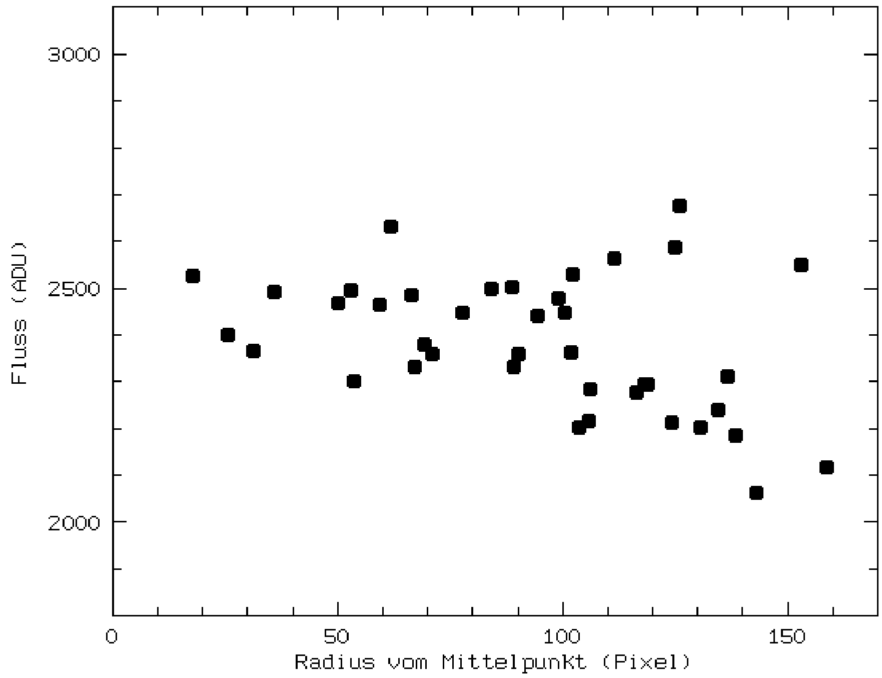


Abbildung 3.3: Domeflat als Flatfield. Bei Abbildung **a)** ist der Himmel nicht von den Bildern subtrahiert, bei Abbildung **b)** ist er nicht mehr enthalten.

a)



b)

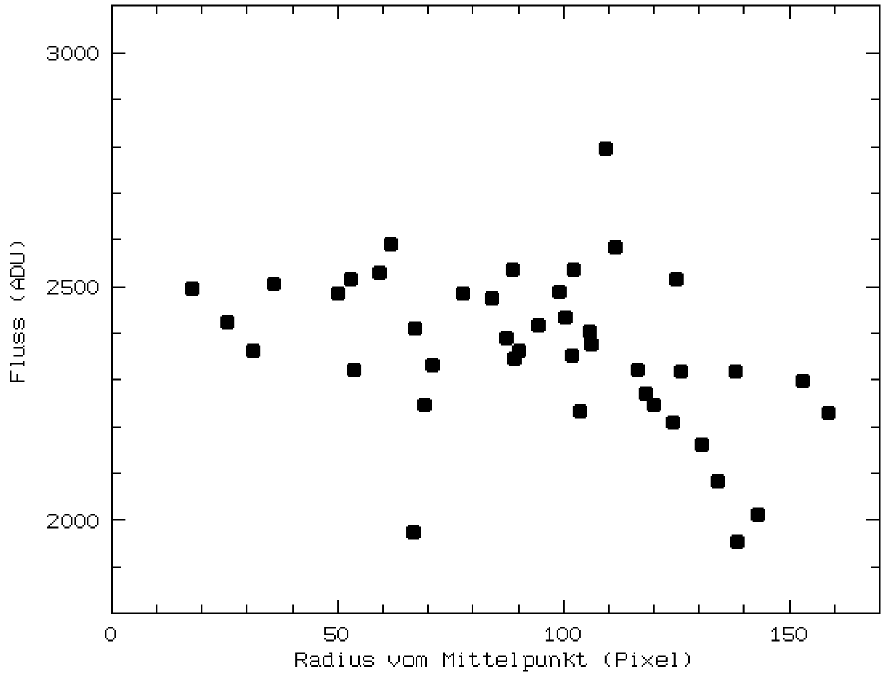
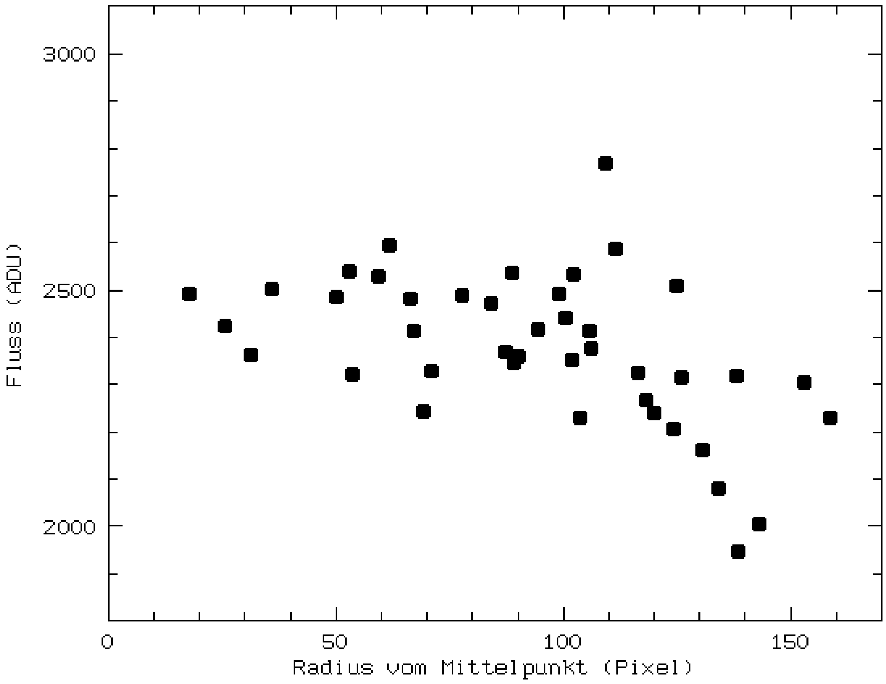


Abbildung 3.4: Das Median-Bild von mehreren Aufnahmen der Nacht wurde als Flatfield benutzt. Bei Abbildung **a)** ist der Himmel nicht von den Bildern subtrahiert, bei Abbildung **b)** ist er nicht mehr enthalten.

a)



b)

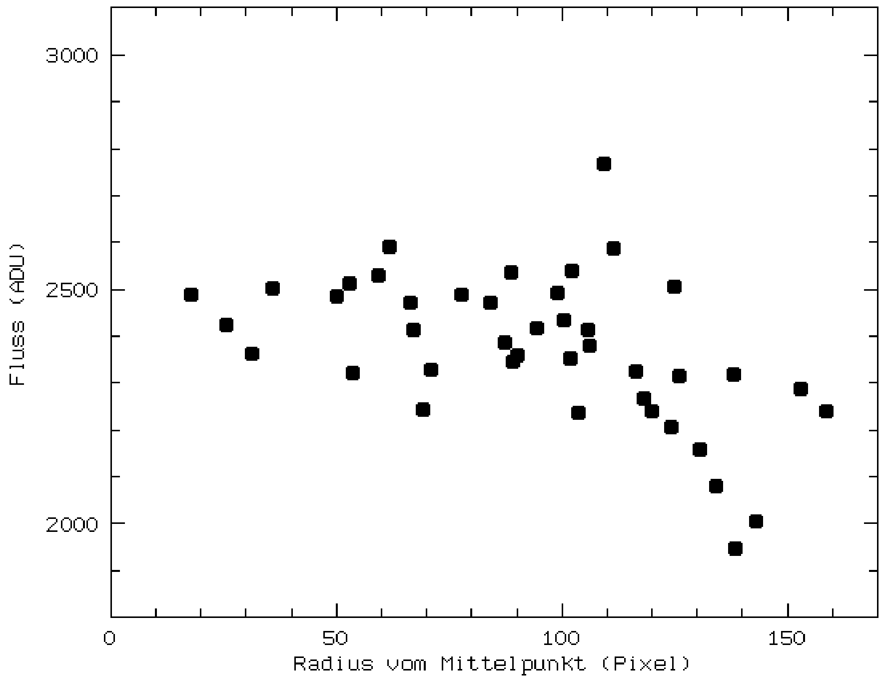


Abbildung 3.5: Flatfield ist das Median-Bild von Aufnahmen mit dem Kalibrationsstern. Bei Abbildung **a)** ist der Himmel nicht von den Bildern subtrahiert, bei Abbildung **b)** ist er nicht mehr enthalten.

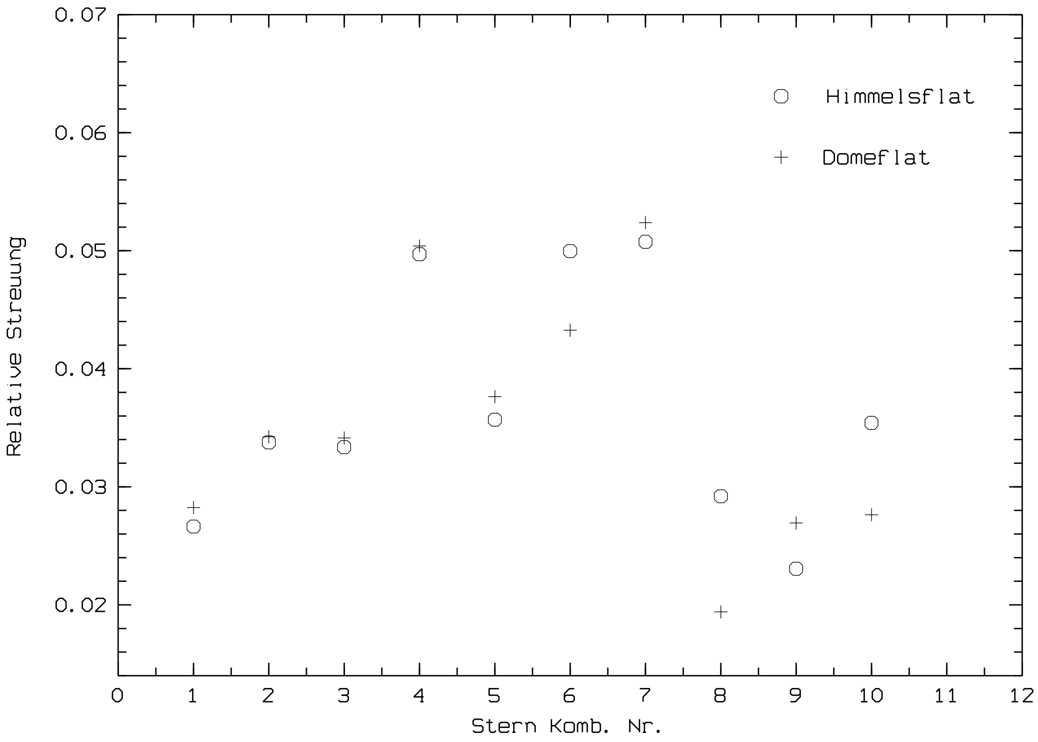


Abbildung 3.6: Vergleich der Flatfields anhand von relativen Flüssen der Sterne.

3.1.2 Vergleich anhand von relativen Flüssen

Als nächstes werden Aufnahmen von GRS 1915+105 mit Domeflat und Himmelsflat als Flatfield standardreduziert, um einen weiteren Test der Flatfields durchzuführen. Diese Aufnahmen zeigen viele Sterne, und es sollen Flüsse von möglichst vielen Sternen gemessen werden, um diese einzeln und relativ zueinander zu betrachten. Indem man die Streuung der relativen Flüsse von zwei Sternen vergleicht, die theoretisch nach der Standardreduktion immer den gleichen Wert haben müßten, kann man herausfinden, ob die Korrektur durch das verwendete Flatfield die Inhomogenitäten der Pixel aufgehoben hat.

Der Mittelwert der Streuung der relativen Flüsse von verschiedenen Sternpaaren beträgt bei Domeflat $0,0354$ und bei Himmelsflat $0,0368$ (Abb. 3.6). Somit unterscheiden sich die relativen Flüsse beim Domeflat weniger, und das Domeflat hat in diesem Fall eine homogenere Korrektur erzielt.

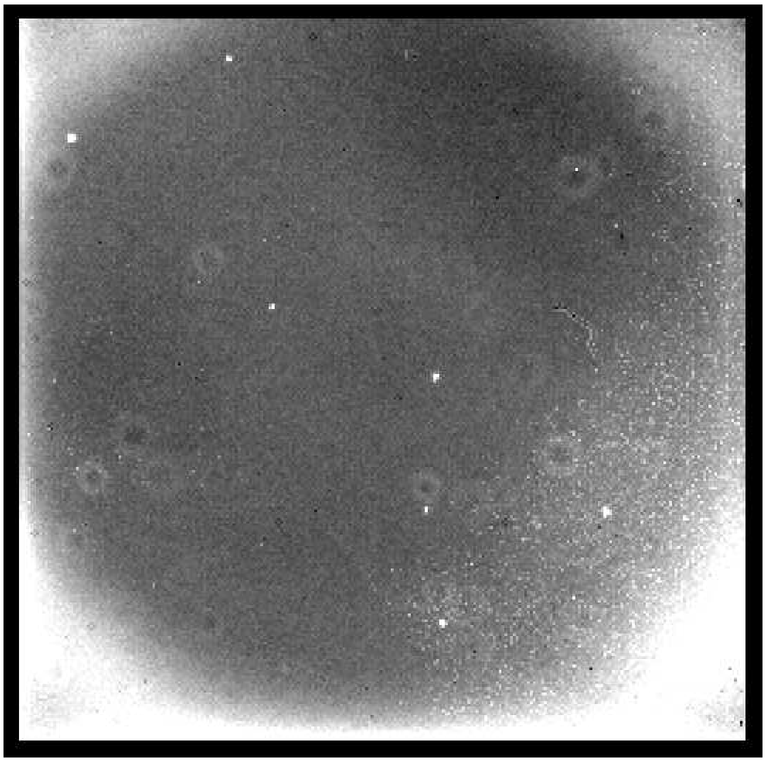


Abbildung 3.7: Ein Bild, das mit einem ungeeigneten Flatfield reduziert wurde.

3.1.3 Wahl des Flatfields

Probleme bei der Reduktion mit Domeflat

Die Untersuchungen der verschiedenen Flatfield-Möglichkeiten zeigen, daß das Domeflat und das Himmelsflat die Aufnahmen des Kalibrationssterns am homogensten korrigieren. Während für die Erzeugung des Himmelsflats die Aufnahmen von allen Nächten notwendig sind, benötigt man für ein Domeflat nur eine kleine Anzahl von Aufnahmen, so daß sich ein Domeflat leichter erstellen läßt. Da im zweiten Test gezeigt wurde, daß beim Domeflat die Streuung der relativen Flüsse geringer ist, wird die Standardreduktion von Blazar-Aufnahmen mit dem Domeflat durchgeführt.

Leider stellt es sich heraus, daß in den Blazar-Aufnahmen nach der Standardreduktion Strukturen im Hintergrund wie Schatten von Staubkörnern oder unregelmäßige Ausleuchtung existieren, die keine genaue Photometrie ermöglichen (Abb. 3.7). Diese Strukturen sind durch Verwenden eines für diese Aufnahmen ungeeigneten Flatfields verursacht.

Helligkeitsmedian als Flatfield

Der Zweck der Division einer Objekt-Aufnahme durch das Flatfield ist es, die Aufnahme so zu korrigieren, daß sie einer Belichtung des Chips mit homogener Sensitivität entspricht.

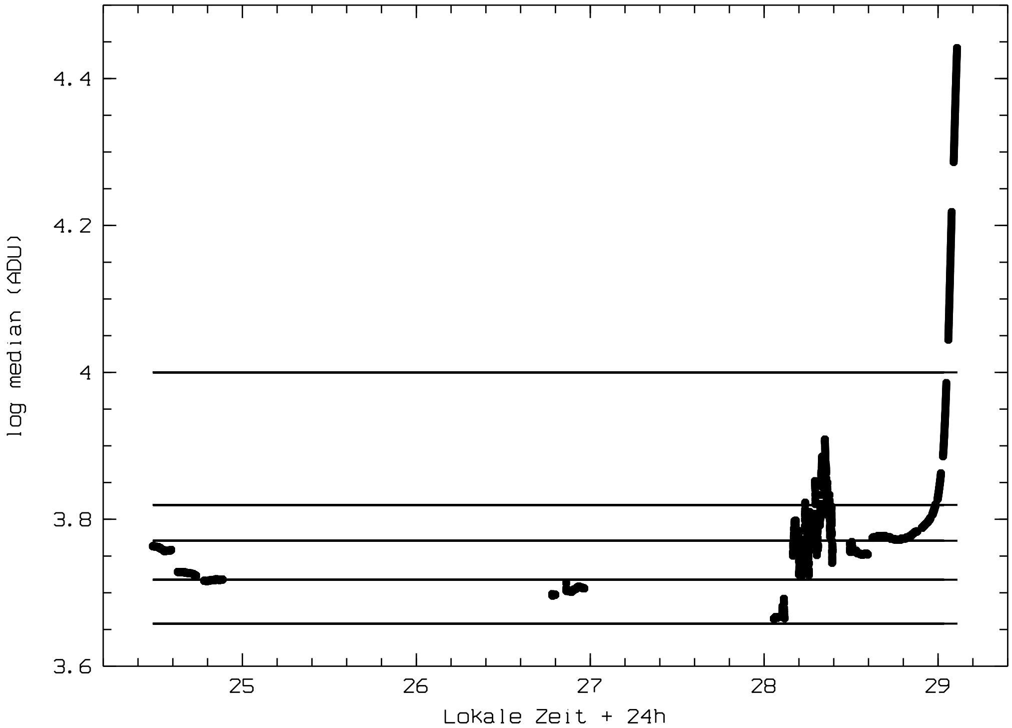


Abbildung 3.8: Die mittlere Himmelshelligkeit in der zweiten Hälfte der Nacht vom JD 2449940 ist logarithmisch über die Zeit (lokale Uhrzeit + 24 h) aufgetragen. Zu jeder Aufnahme gehört ein Datenpunkt. Die durch horizontale Linien getrennten Bereiche geben die Helligkeitsintervalle an, in denen die Bilder jeweils ein Flatfield ergeben.

Deshalb ist es für die Standardreduktion erstrebenswert, Flatfields zu verwenden, die aus Aufnahmen mit gleicher Himmelshelligkeit wie bei den Objekt-Aufnahmen entstanden sind. Durch Mittelung von Aufnahmen verschiedener Objekte in einem bestimmten Helligkeitsintervall wird verhindert, daß das Median-Bild residuelle Strukturen aufweist.

Nachdem Aufnahmen von einigen Blazaren versuchsweise mit entsprechendem Himmelsflat reduziert wurden und keine auffälligen Hintergrundstrukturen aufgewiesen haben, wird entschieden, jeweils das passende Himmelsflat anzuwenden. Für jede Nacht werden die Aufnahmen nach Filter und Belichtungszeit getrennt, nach Helligkeitsintervallen und evtl. auch nach Zeitintervallen sortiert, und daraus werden die Median-Bilder gebildet (siehe Abbildung 3.8). Normiert ergeben diese Median-Bilder die Flatfields. Die Breite des Helligkeitsintervalls beträgt außer in den Dämmerungsphasen am Ende der jeweiligen Nacht etwa 10 bis 13% der Helligkeit. Die Trennung nach Zeitintervallen ist sinnvoll, da sich einige Störkomponenten wie die Staubkörner oder die Wärmestrahlung von der Instrumentierung zeitlich ändern können, wie der Vergleich von Himmelsflats innerhalb einer Nacht gezeigt hat.

Vergleicht man die Himmelsflats gleicher Helligkeiten von verschiedenen Nächten, so erkennt man in den Bildern schwach die Residuen von den Sternen oder den Schatten der Staubkörner, jedoch liegt die Intensitätsabweichung nur im Bereich von wenigen Prozent und leistet nur einen geringen Beitrag zum photometrischen Fehler.

3.2 Badpixel-Karte

Der Chip einer Kamera hat schon direkt nach der Herstellung einige schlechte Bildelemente (**bad pixels**), die sich im Laufe der Zeit durch Alterungseffekte vermehren. Diese Pixel messen entweder keine IR-Strahlung oder geben ADU-Werte wieder, die zu klein oder zu groß für den entsprechenden Photoneneinfall sind. In den Aufnahmen erkennt man diese als sehr dunkle oder helle Punkte, die stark von den Werten der Umgebung abweichen.

Für die MAGIC-Kamera existierte bisher nur eine Badpixel-Karte, die dadurch entstand, daß auf verschiedenen Aufnahmen neu auftretende schlechte Pixel identifiziert und die Positionen gesammelt wurden. Diese wurden in eine Badpixel-Karte eingetragen, bei der die schlechten Pixel den Wert eins und die sonstigen Pixel den Wert null haben (Abb. 3.9).

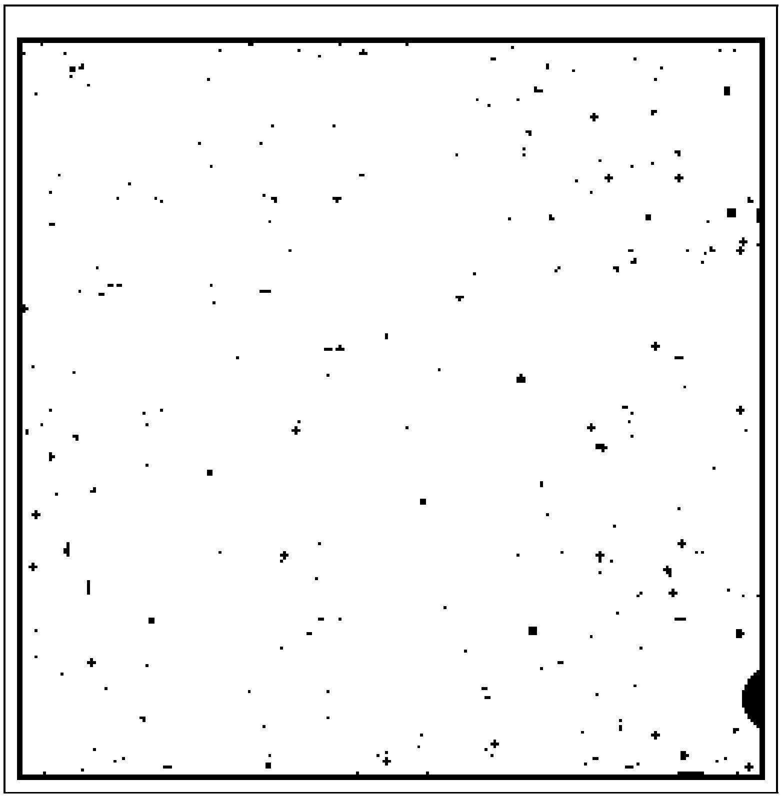


Abbildung 3.9: Badpixel-Karte, die manuell durch visuelle Identifikation erstellt wurde. Schlechte Pixel sind schwarz markiert.

Unser Ziel war es nun, eine Badpixel-Karte zu erstellen, bei der die Pixel nicht nach subjektiven Kriterien, sondern durch automatisierte Bearbeitung vorhandener Aufnahmen von der MAGIC-Kamera als schlecht erkannt werden.

3.2.1 Erstellung von Badpixel-Karten

Anhand von Aufnahmen der Beobachtung soll ein Bild erzeugt werden, in dem solche Pixel markiert werden, die in den meisten Aufnahmen eine starke Abweichung von den Werten der Umgebung zeigen.

Der erste Schritt bei dieser Prozedur besteht darin, daß bei einer großen Menge an Aufnahmen für jedes einzelne Pixel sein ADU-Wert mit dem Mittelwert seiner Umgebung verglichen wird. Zu jedem Pixel wird die Häufigkeit bestimmt, mit der der ADU-Wert an dieser Position um mehr als eine vorgegebene Schwelle vom Mittelwert abweicht. Die Häufigkeiten kann in einem Bild festgehalten werden, die die gleiche Größe wie die Aufnahmen besitzt. In diesem Bild geben die Pixelwerte die gemessene Häufigkeiten wieder.

Während der Fluß von astronomischen Objekten nur bei einer begrenzten Anzahl von Aufnahmen eine große Abweichung des Pixelwerte von seiner Umgebung verursacht, tritt bei schlechten Pixel in den meisten Fällen eine Abweichung auf. Die schlechten Pixel können von den von Objekten beleuchteten Pixel unterschieden werden, indem man alle Pixel aussortiert, deren Häufigkeit der Abweichung gering ist. Die Badpixel-Karte ist ein Bild, in dem der Pixelwert an den meisten Positionen null beträgt und an den Stellen, die in dem im ersten Schritt erzeugten Häufigkeiten-Bild einen über einer Schwelle liegenden Wert besitzen, den Wert eins hat.

Für die beschriebene Prozedur müssen insgesamt zwei verschiedene Schwellen gefunden werden, mit denen eine optimale Badpixel-Karte erstellt werden kann.

Es wird anhand von drei verschiedenen Methoden getestet, wie die Schwellen am besten festgelegt werden können. Hierfür werden Aufnahmen benötigt, auf denen möglichst wenig Sterne abgebildet sind, da Sterne mit der im Vergleich zum Himmel höheren Helligkeit hohe Pixelwerte bewirken und als schlechte Pixel identifiziert werden könnten. Sie haben in der Regel einen Durchmesser von wenigen Pixel.

Nach der Standardreduktion sind in optimalsten Fällen die schlechten Pixel nicht mehr auf den Aufnahmen vorhanden, weil das Flatfield die Empfindlichkeit der Pixel homogenisiert haben muß. Auch wenn das Flatfield in der Praxis nicht alle schlechten Pixel korrigiert, sollte eine Badpixel-Karte trotzdem aus Rohbildern, von denen nur die Dunkelstrom-Aufnahme subtrahiert wurde, gewonnen werden, damit alle schlechten Pixel erfaßt werden. Deshalb werden die folgenden Methoden auf eine große Anzahl von Rohbildern angewandt.

Erste Methode: Die Standardabweichung des ganzen Bildes als Schwelle

Zunächst bedient man sich der MIDAS-Prozedur FILTER/MEDIAN, durch den einzelne Pixel im Bild durch den Median-Wert der in seiner Umgebung liegenden Pixel ersetzt wird, wenn die Abweichung des Pixelwertes vom Median über einen Schwellenwert liegt. Die Schwelle und die Größe der Umgebung kann man selbst bestimmen. Es stellt sich heraus, daß eine Umgebung von 7×7 Pixel Größe am geeignetsten ist.

Zu jedem Bild wird die Standardabweichung (σ) der Pixelwerte gebildet und ein Vielfaches ($\kappa\sigma$) davon als Schwellenwert benutzt. Das durch FILTER/MEDIAN entstandene Bild wird mit dem Ausgangsbild verglichen. Bei allen Pixel, bei denen ein Unterschied in den beiden Bildern zu erkennen ist, wird in einem Extrabild, das am Anfang überall den Wert null hatte, der Wert um eins erhöht.

Schließlich erhält man ein Bild, in dem es Pixel mit Werten zwischen eins und der Anzahl der in die Routine eingegangenen Bilder gibt und die sonstigen Pixel den Wert null tragen. Dieses Zwischenergebnis wird daraufhin danach überprüft, wie viele Pixel häufig genug zu hohe oder zu niedrige Werte zeigen, indem man wiederum eine Schwelle (α) relativ zur Anzahl der Bilder setzt; d. h. setzt man z. B. die Schwelle auf 50% ($\alpha = 0,50$), so werden solche Pixel als schlecht erklärt, die in diesem Bild einen Wert größer als 0,5 mal Anzahl der Bilder haben, was wiederum bedeutet, daß diese Pixel in mehr als 50% der eingegangenen Bilder einen schlechten Wert haben. Es wird dadurch gesichert, daß die Sterne, die nicht in allen Aufnahmen dieselbe Position haben, aussortiert werden.

Mit $\kappa = 1$ und $\alpha = 0,50$ erhält man eine Badpixel-Karte, die sich nicht sehr stark von der schon vorhandenen unterscheidet (Abb. 3.10).

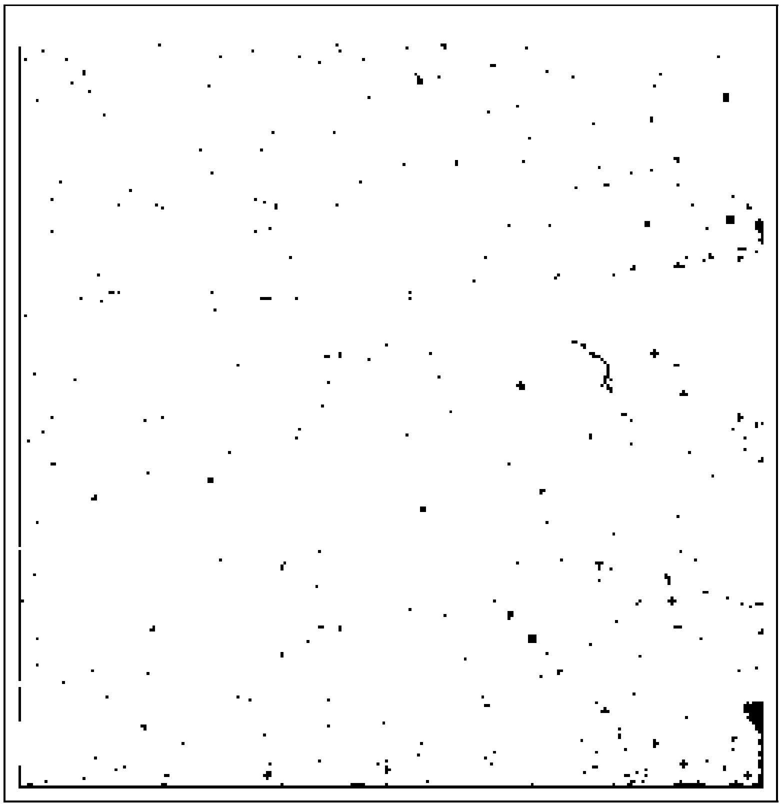


Abbildung 3.10: Badpixel-Karte, die anhand der Aufnahmen durch FILTER/MEDIAN erzeugt wurde.

Zweite Methode: Statistischer Fehler aufgrund vom Photonenrauschen als Schwelle

Bei der zweiten Methode wird ebenfalls FILTER/MEDIAN benutzt, wobei eine andere Option gewählt wird, um die erste Schwelle festzusetzen:

$$\mathrm{Schwelle} = a + b \cdot \sqrt{\mathrm{median}}$$

Die Werte a und b können frei gewählt werden.

Dabei läßt sich a aus dem Ausleserauschen bestimmen. Der Wert beträgt 0.41 und ist somit klein im Vergleich zu dem zweiten Term, der dem Photonenrauschen entspricht, da die Pixelwerte meistens zwischen 4000 und 7000 ADU liegen. Auf diese Art und Weise wird die Schwelle allein von der statistischen Verteilung der Pixelwerte in einer 7 x 7 Pixel-Umgebung um das zu betrachtende Pixel bestimmt.

Die restlichen Schritte erfolgen analog zu der ersten Methode, und man sieht für alle Werte b, daß in einem bestimmten Quadranten des Chips auffallend viele Pixel existieren, die oft von einem normalen Wert abweichen, wie in der Abbildung 3.11 zu erkennen ist. Dies muß auf einen Fehler des Chips zurückzuführen sein und stellt die systematische Komponente der Abweichung dar.

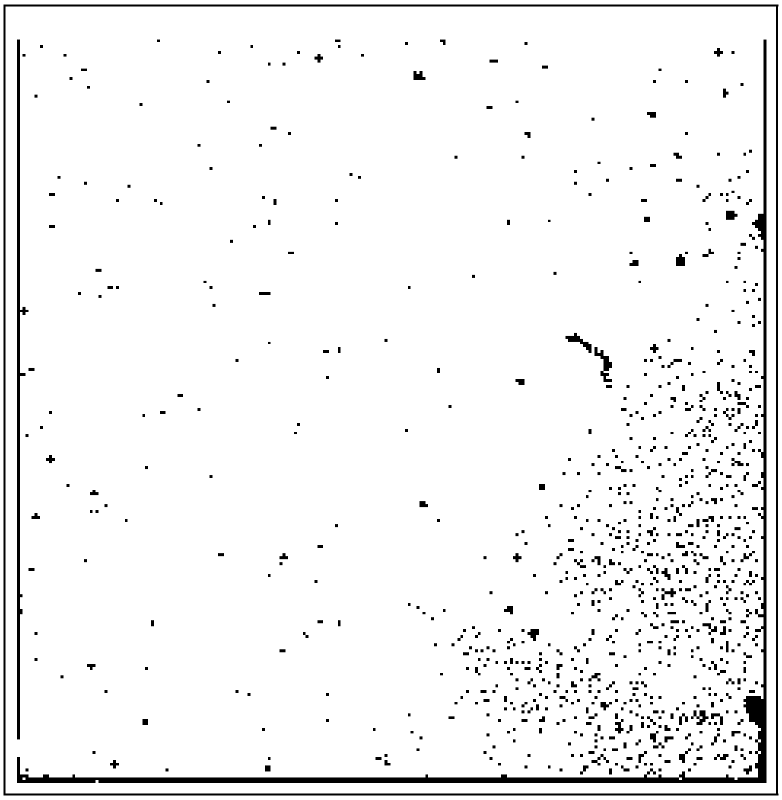


Abbildung 3.11: Badpixel-Karte mit signifikant vielen markierten Pixeln im vierten Quadranten

Dritte Methode: Standardabweichung einer kleiner Umgebung als Schwelle

Um die Standardabweichung der Verteilung von Pixelwerten als Schwelle nehmen zu können, wird das Fortran-Programm SIGMA.FOR (Anhang C.1) benutzt. Es berechnet für jedes Bild und zu jedem Pixel in einer Umgebung von 7×7 Pixel den Median und die Standardabweichung nach der Formel:

$$\sigma = \sqrt{\frac{1}{n-1} \left| \sum p(i)^2 - \frac{(\sum p(i))^2}{n} \right|}$$

Man erhält zu jedem Bild jeweils ein neues Bild mit den Pixelwerten eins oder null, je nachdem ob ein Pixel mehr als ein Faktor κ mal σ vom Median abweicht oder nicht. Diese Bilder werden aufaddiert, und nur solche Pixel werden als schlechte Pixel in eine Badpixel-Karte markiert, deren Wert größer als ein Faktor α mal Anzahl der Bilder ist. Auch in dieser Badpixel-Karte sieht man wieder eine große Menge an schlechten Pixeln im vierten Quadranten. In diesem Quadranten scheint es also viele Pixel zu geben, die zwar nicht so schlecht sind, daß man sie als wahre schlechte Pixel mit extrem hohen oder niedrigen Werten erkennen würde, aber stark von den mittleren Werten abweichen.

3.2.2 Anwendung der Badpixel-Karte

Da die erste Methode die Positionen der existierenden schlechten Pixel am besten wiedergab, wird durch sie aus einer Auswahl von Rohbildern eine Badpixel-Karte erstellt. Diese Badpixel-Karte wird bei der Reduktion für alle Bilder dieser Beobachtung verwendet.

Am Schluß der Reduktion werden in allen Bildern solche Pixel durch den Median-Wert der Pixel in der 7×7 Pixel-Umgebung ersetzt, die auf der Badpixel-Karte als schlechte Pixel gekennzeichnet sind. Nun kann an diesen Bildern die Helligkeitsmessung der einzelnen Objekte durchgeführt werden.

Kapitel 4

Relative Photometrie

Zu den Blazaren, die im nahen IR beobachtet wurden, werden Lichtkurven erstellt. Dabei wird der Fluß des Blazars relativ zu den Vergleichssternen gemessen.

4.1 Bestimmung von Helligkeiten

4.1.1 MAGNITUDE/RECTANGLE

Mit der Routine MAGNITUDE/RECTANGLE kann in MIDAS die Helligkeit der punktförmigen Objekte ermittelt werden. Um ein Objekt werden dabei drei gleich orientierte, verschieden große Quadrate gelegt, in deren Mittelpunkte sich das Objekt befindet (siehe Abb. 4.1). Die Kantenlängen der Quadrate werden eingegeben.

Im innersten Quadrat werden die Pixelwerte aufsummiert, wodurch der Fluß des Objektes wiedergegeben wird. Im Bereich außerhalb des mittleren und innerhalb des äußeren Quadrates werden ebenfalls die Pixelwerte aufsummiert und auf die Fläche des inneren Quadrates normiert. So erhält man das Signal des Himmels, das vom gemessenen Fluß subtrahiert wird. Der Bereich zwischen dem innersten und dem mittleren Quadrat dient dazu, den Bereich für die Himmelsmessung vom Objekt so weit zu entfernen, daß kein Fluß von den Randbereichen des Objektes in die Rechnung miteinbezogen werden.

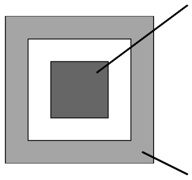


Abbildung 4.1: Bereiche, in denen durch MAGNITUDE/RECTANGLE die ADU-Werte aufsummiert werden.

4.1.2 Die Photometrie-Routine

Nachdem alle Bilder standardreduziert wurden, kann man nun damit beginnen, Helligkeiten des Blazars und einiger Vergleichsterne zu ermitteln. Dafür wird das Programm PHOTO.PRG (Anhang C.2) benutzt. Bei diesem Programm wird unter anderem eine Tabelle eingegeben, die die Namen der Kataloge, in denen die Aufnahmen aufgelistet sind, und der Tabellen mit den Positionen des Referenzobjektes (siehe unten) enthalten. Es werden mehrere Programme, von welchen manche ihrerseits Fortran-Programme aufrufen, gestartet und neben der Helligkeitsbestimmung die Korrektur nach schlechten Pixel ausgeführt.

1. Durch BPRED.PRG werden zunächst die schlechten Pixel in den Bildern korrigiert, wobei der Pixelwert durch den Medianwert der Pixel in der Umgebung ersetzt wird. So wird die genaue Positionsbestimmung der Objekte in den Aufnahmen gewährleistet.

2. In COORD.PRG werden die Relativkoordinaten der Objekte zu einem Referenzobjekt, meistens dem hellsten Stern im Feld, in einem speziellen Bild berechnet. Mit Hilfe dieser Relativkoordinaten werden aus den Koordinaten des Referenzobjektes, die in Eingabetabellen notiert sind, in allen Bildern die restlichen Positionen ermittelt. Die genauen Positionen des Referenzobjektes in jedem Bild werden mit dem MIDAS-Befehl CENTER/MOMENT bestimmt.

3. An diesen Positionen wird daraufhin in MAGNI.PRG mit dem Befehl MAGNITUDE/ RECTANGLE der Fluß ermittelt und in eine Tabelle geschrieben.

4. Außerdem wird in BADPOS.PRG überprüft, ob die Objekte in der Nähe von schlechten Pixel liegen. Bei der späteren Auswertung sind von den einzelnen Aufnahmen nur solche Flüsse von Bedeutung, die von Objekten stammen, in deren Nähe keine schlechten Pixel in der Aufnahme existierten.

5. Diese Schritte werden für alle Aufnahmen-Kataloge, die in der Eingabetabelle genannt sind, durchgeführt. Die Ergebnisse werden in einem Verzeichnis gesammelt und weiterverarbeitet. Wenn alle Flußtabellen und die Tabellen mit anderen Informationen wie Beobachtungszeit oder der Nummer der Aufnahme in den einzelnen Serien unter einem Verzeichnis abgespeichert sind, werden diese Tabellen jeweils zusammengefaßt.

6. Im Programm BPREL.PRG wird eine Tabelle erzeugt, aus der entnommen werden kann, bei welchen Objektpaaren schlechte Pixel in der Nähe waren, so daß sie nicht für die Photometrie benutzt werden können.

7. Das Programm INVERTTAB.PRG liefert eine Tabelle mit allen gemessenen Flüssen zu den Objekten und den Objektpositionen. Durch ALLCOMP.PRG schließlich erhält man eine Tabelle mit den relativen Flüssen zwischen je zwei Objekten und

weiteren Informationen zu der Beobachtung. Da nicht die absoluten Werte, sondern nur die Variationen des relativen Flusses vom Interesse sind, werden die relativen Flüsse jeweils auf eins normiert.

4.1.3 Überprüfung der Photometrie-Routine und erste Abschätzungen des Fehlers

Für den Test der oben beschriebenen Photometrie-Routine werden Aufnahmen von dem Kalibrationsstern FS 30 mit einer konstanten Helligkeit benutzt, die auch schon für die Untersuchung des Flatfields verwendet wurden. Es gehen 30 Serien mit verschiedenen Positionen in den Test ein; zu jeder Serie gehören jeweils drei Aufnahmen. Neben dem Kalibrationsstern werden drei weitere Objekte als Vergleichssterne der Photometrie-Routine unterzogen.

Der Fluß des Kalibrationssterns schwankt um einen Mittelwert mit einer Standardabweichung von etwa 5%. Faßt man die Flüsse von jeweils drei Bildern einer Serie zu einem Meßpunkt zusammen, so beträgt die Standardabweichung ca. 3%. Die Schwankungen der relativen Flüsse sind größer und liegen bei 8%.

Der Fehler der relativen Photometrie liegt hier somit bei etwa 8%. Außerdem kann man aus den Ergebnissen schließen, daß bei diesen Aufnahmen die Schwankung der Transparenz der Atmosphäre keine große Rolle spielt; denn würde sie dominieren, müßte sich dieser Anteil des Fehlers bei den Relativflüssen wegheben, und man würde einen kleineren Fehler erwarten.

4.2 Fehlerbetrachtung

4.2.1 Remanenz

Nach jeder Aufnahme werden die Ladungen auf den Pixel des Chips einzeln ausgelesen und liefern die Signale. Werden an einem Pixel durch das Auftreffen von verhältnismäßig vielen Photonen viele Elektronen freigesetzt, so kann es passieren, daß nach der Auslese an dem Pixel trotzdem noch Restladung vorhanden ist. Dieser Effekt des Nachleuchtens wird Remanenz genannt.

Die Remanenz führt dazu, daß sich der gemessene Fluß bei helleren Sternen mit der Zeit ändert, obwohl er in Wirklichkeit konstant bleibt. Insbesondere nimmt der Meßwert am Anfang einer Aufnahme-Serie zu, bis er einen konstanten Wert erreicht hat. Da die Aufnahmen, welche eine Serie von mehreren zeitlich aufeinanderfolgenden Bildern ergeben, durchnumeriert werden, kann die Remanenz anhand der eventuellen Abhängigkeit des Meßwertes von der Aufnahme-Nummer verdeutlicht werden.

Dazu wird zu möglichst vielen Sternen jeweils in einem Diagramm der Fluß als Funktion der Aufnahmenummer dargestellt. Dies liefert eine Verteilung des Flusses um einen Mittelwert als Funktion der Aufnahme-Nummer, deren Verhalten eine Aussage

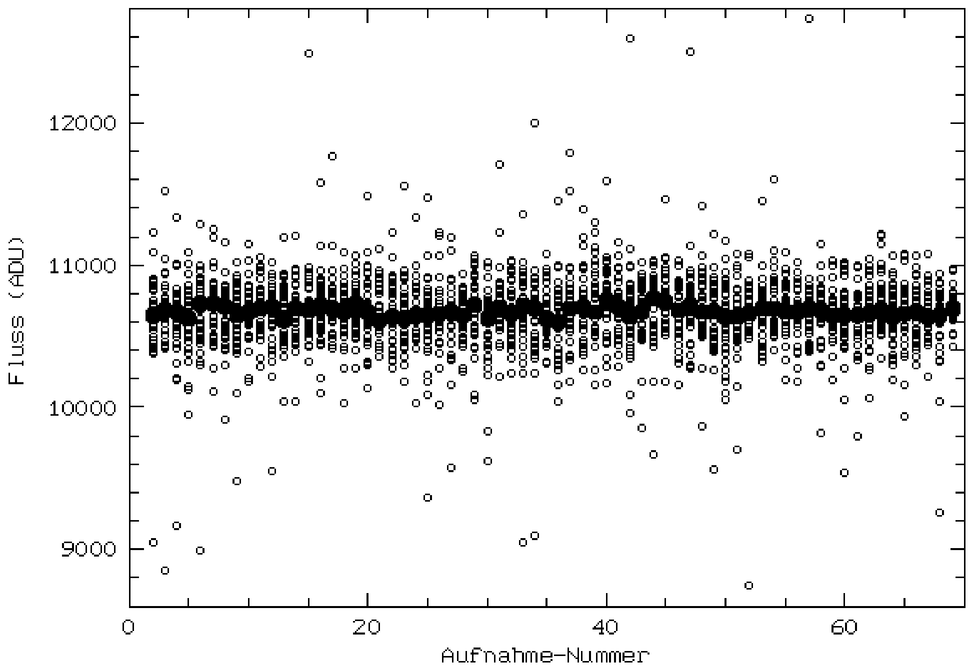


Abbildung 4.2: Der gemessene Fluß eines hellen Sterns in Abhängigkeit von der Aufnahme-Nummer. Die großen Punkte geben den Median-Wert des Flusses je nach Aufnahme-Nummer wieder.

über die Remanenz ermöglicht. Die Abbildung 4.2 zeigt ein Beispiel anhand eines hellen Sterns.

Die maximale Schwankung des Medians der Flüsse bei verschiedenen Aufnahme-Nummern beträgt bei allen Sternen etwa 1%. Es ist keine Zunahme des Flusses am Anfang der Serie zu erkennen. Somit zeigen die Aufnahmen keinen oder nur einen vernachlässigbaren Remanenz-Effekt, und die gemessenen Werte bedürfen keiner Korrektur.

4.2.2 Abhängigkeit der Schwankung der relativen Fluß-Meßwerte vom mittleren Fluß

Wie die Flußmessung am Kalibrationsstern gezeigt hat, erfolgt die Photometrie mit einer Ungenauigkeit von wenigen Prozent. Die Ursache ist neben dem Fehler, der bei der Routine MAGNITUDE/RECTANGLE auftritt, das Photonenrauschen des astronomischen Objektes, das Rauschen des Himmels im Hintergrund sowie die Inhomogenität der Pixelempfindlichkeit, die aus dem in den seltensten Fällen optimalen Flatfield resultieren. Während der Anteil des Photonenrauschens oder der Meßungenauigkeit bei MAGNITUDE/RECTANGLE leicht ermittelt werden kann, bildet die Transparenz der Atmosphäre eine Komponente, die von Aufnahme zu Aufnahme verschieden ist und sich nicht allge-

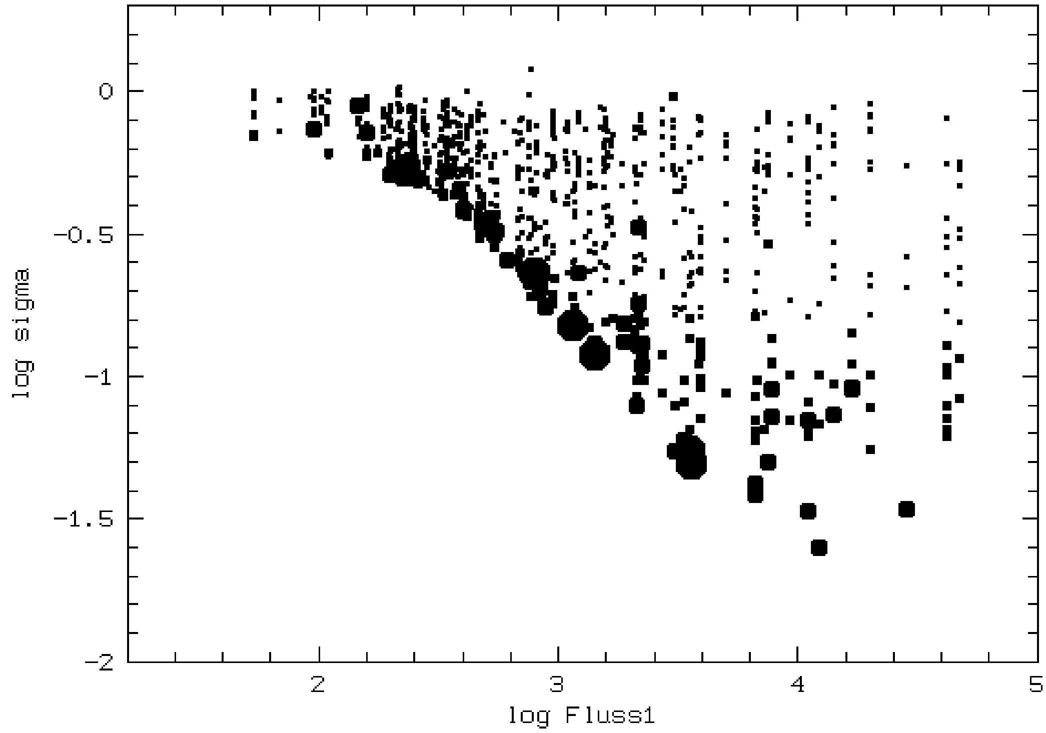


Abbildung 4.3: Der Logarithmus der Standardabweichung von den relativen Flüssen ist in Abhängigkeit vom Logarithmus vom mittleren, absoluten Fluß (ADU) der Sterne, deren relativer Fluß bestimmt wurde, aufgetragen. Die Größen der Punkte im Diagramm geben die Höhe des mittleren Flusses des normierenden Sterns im Nenner wieder. Bei den kleinsten Punkten gilt Fluß2 ≤ 1000 ADU, bei den nächsten Größen $1000 <$ Fluß2 ≤ 5000, $5000 <$ Fluß2 ≤ 25000 und Fluß2 > 25000 ADU.

mein bestimmen läßt. Deshalb ist eine genaue Bestimmung des Fehlers je nach Aufnahme und nach Objekt unerläßlich. Der Fehler der Photometrie pflanzt sich fort, wenn man aus den absoluten Flüssen die relativen Werte berechnet, und unterscheidet sich je nach Fluß.

Als erste Methode der Fehlerberechnung werden möglichst viele Objektkombinationen betrachtet und jeweils sowohl die mittleren Flüsse der beiden Objekte als auch die Standardabweichung des auf eins normierten, relativen Flusses ermittelt. Um ein statistisch zuverlässiges Ergebnis zu erhalten, werden bei allen Flußtabellen von den 1-Sekunden-Blazar-Aufnahmen zu jeder Objektkombination diese drei Werte berechnet. Da eine nicht-statistische Verteilung, die z. B. durch Fluß-Variation des Blazars verursacht werden kann, falsche Werte für die Standardabweichung des relativen Flusses liefert, werden bei der Berechnung der Standardabweichung solche Werte der relativen Flüsse ausgeschlossen, die außerhalb der 3σ-Umgebung des Mittelwertes liegen. Man erhält die Standardabweichung des normierten, relativen Flusses als eine von den mittleren Flüssen der beiden Objekte abhängige Variable (siehe Abb. 4.3). Durch lineare Regression in zwei Dimensionen wird der Logarithmus der Standardabweichung des relativen Flusses durch eine Funktion der Logarithmen der mittleren Flüsse angenähert:

$$\log\sigma = a_0 + a_1\log F_1 + a_2\log F_2 + a_3\log F_1\log F_2$$

Die Koeffizienten werden benutzt, um anschließend die Standardabweichung analog für alle Objektkombinationen in den einzelnen Bildern zu berechnen. Für die Blazar-Daten haben die Koeffizienten folgende Werte:

$$\begin{aligned} a_0 &= -1.223, & a_1 &= 0.659, \\ a_2 &= 0.533, & a_3 &= -0.312. \end{aligned}$$

Z. B. beträgt der Fehler, der aus der oberen Relation berechnet wird, bei einem Stern mit einem Fluß von 3000 ADU relativ zu einem Stern mit 10000 ADU ca. 7%.

4.2.3 Abschätzung des photometrischen Fehlers anhand von konstanten Sternen

Die zuletzt erläuterte Methode ergibt in manchen Fällen für den relativen Fluß einen photometrischen Fehler, der kleiner als die Streuung des relativen Flusses von zwei konstanten Sternen ist. Dies bedeutet, daß diese allgemeine Abschätzung des Fehlers in diesen Fällen nicht optimal ist und der photometrische Fehler größer sein muß.

Als Konsequenz werden für die konstanten Sterne im Feld von den einzelnen Blazaren die Schwankungen der relativen Flüsse, die auf eins normiert sind, getrennt nach Beobachtungsnächten betrachtet. So kann der Fehler je nach Blazar und Beobachtungsnacht einzeln bestimmt werden.

Der hellste Stern im Blazarfeld wird als Vergleichstern ausgesucht, weil dessen photometrischer Fehler am kleinsten ist. Die Standardabweichungen der relativen Flüsse von Sternen zu diesem Vergleichsstern werden für jede Nacht berechnet. Der Logarithmus der Standardabweichung wird als lineare Funktion der Logarithmen der absoluten Flüsse der schwächeren Sterne dargestellt (Abb. 4.4). Durch Inter- bzw. Extrapolation kann die Abweichung für das Blazar ermittelt werden.

Die doppeltlogarithmische Darstellung der Fluß-Schwankung in den einzelnen Nächten als lineare Funktion von den Stern-Flüssen ist mit einem Fehler als einen breiten Streifen um die optimale Anpassungsgerade behaftet, der bewirkt, daß für einen bestimmten Mittelwert des Blazar-Flusses ein endliches Intervall für den Fehler und somit auch für die möglichen Fluß-Werte resultiert. Ist das Fluß-Intervall für den Blazar kleiner als seine scheinbare absolute Variationsamplitude, so gibt die allgemein berechnete Schwankung des Flusses den Fehler wieder. Ist jedoch das Intervall größer als die Amplitude, wie es bei den meisten Blazaren der Fall ist, so stellt die Schwankung des Flusses der konstanten Sterne der entsprechenden Nacht den photometrischen Fehler dar.

Um zu überprüfen, ob durch diese Methode die Fehler richtig berechnet werden, werden bei einigen Blazaren die relativen Flüsse von konstanten Sternen mit ihren Fehlern betrachtet. Für diese Lichtkurven der konstanten Sterne wird jeweils ein χ^2-Test durchgeführt und die Wahrscheinlichkeit bestimmt, mit der die Daten mit einem konstanten Wert

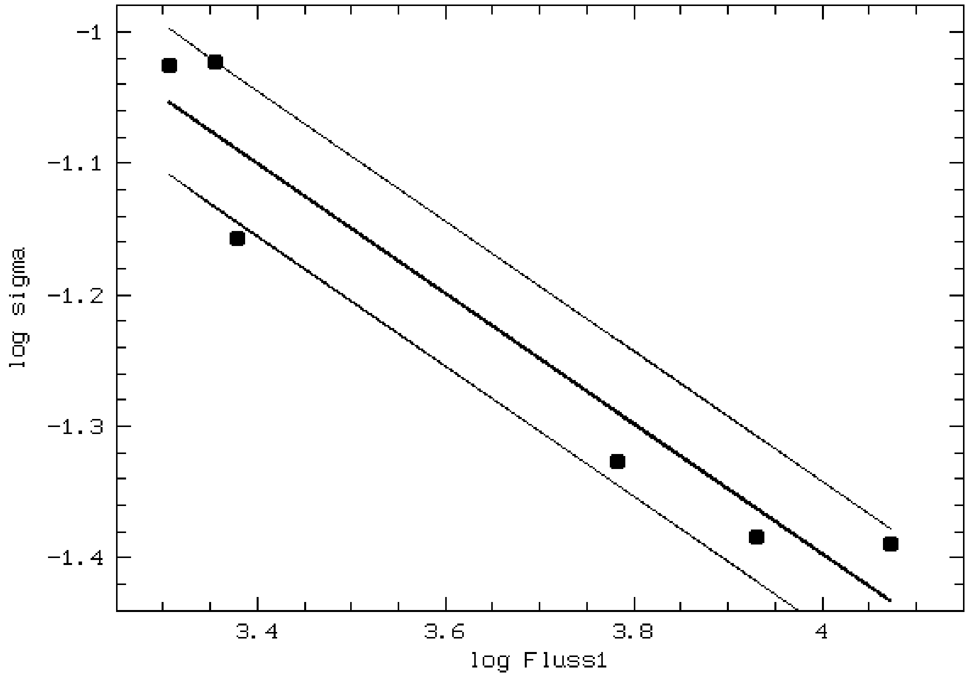


Abbildung 4.4: Die Standardabweichung des relativen Flusses von Sternen im Feld von S5 0716+714 - normiert anhand des hellsten Sterns - ist für eine Beobachtungsnacht in Abhängigkeit von ihrem mittleren Fluß doppeltlogarithmisch aufgetragen. Eine Gerade wurde an die Punkte angepaßt, um die Standardabweichung als Funktion des Flusses darzustellen.

verträglich sind. Das reduzierte χ^2 liegt zwischen 0.6 und 1.1, entsprechend einer Wahrscheinlichkeit von 50 bis 100% für eine statistische Verteilung um einen konstanten Wert. Somit wird bestätigt, daß der Fehler aus den gemessenen, scheinbaren Flußschwankungen der konstanten Sterne berechnet werden kann.

4.3 Erstellung von Lichtkurven

Die Photometrie-Routine wird zunächst für die meisten Blazare jeweils auf sämtliche Einzelbilder angewandt. Die Aufnahmen bilden Serien aus meist 67 oder 70 Bildern und haben jeweils eine Integrationszeit von einer Sekunde. Man erhält Lichtkurven, die auf Variationen im Sekunden-Bereich überprüft werden können.

4.3.1 Aufsummation und Mittelung von Bildern bei schwachen Blazaren

Nicht jeder Blazar ist so hell, daß es auf einer 1-Sekunden-Aufnahme sichtbar wird. Schwache Blazare heben sich nicht stark von Himmel ab, weshalb die Messung des Flusses nicht in jedem Bild durchgeführt werden kann. Bei solchen Blazaren ist es angebracht, mehrere Aufnahmen zusammenzufassen und arithmetisch zu mitteln. Dadurch wird ein tieferes Bild erstellt, in dem die schwachen Blazare deutlicher werden, da durch das Mitteln mehrerer Bilder das Rauschen des Himmels unterdrückt wird. Bei der Mittelung werden jeweils Aufnahmen einer Serie zusammengefaßt, weil sie sich zeitlich nicht stark unterscheiden und die Positionen der Blazare in den Aufnahmen gleich sind. Dies wird mit dem Programm REBIN.PRG erreicht.

Die Photometrie dieser tiefen Bilder liefert eine Lichtkurve mit Meßwerten, die das Verhalten im Minuten-Bereich verdeutlichen. Hierbei werden die ersten zwei Bilder einer Serie nicht einbezogen, da oft noch elektronische Fehler bei der Auslese, die sich beispielsweise durch vertikale Streifen in den Aufnahmen bemerkbar machen, zu erkennen sind.

Außerdem werden die Serien in zwei Hälften bzw. in vier Viertel geteilt und gemittelt, um jeweils zwei oder vier tiefe Bilder zu jeder Serie zu erhalten. Diese Bilder gehen somit aus etwa 32 bzw. 16 Bildern hervor und liefern Lichtkurven mit einer Auflösung von mehreren Sekunden.

4.3.2 Mittelung von Meßwerten aus den Einzelbildern

Eine weitere Möglichkeit zur Mittelung von Fluß-Werten, um die Trends in den Lichtkurven aus den Einzelaufnahmen deutlicher darstellen zu können, bietet das Programm AVETABREL.PRG.

Die Meßwerte der 1-Sekunden-Aufnahmen in der Photometrietabelle werden innerhalb einer Serie in Gruppen zusammengefaßt und arithmetisch gemittelt, wobei Werte, die um mehr als die dreifache Standart-Abweichung vom Mittelwert entfernt liegen, in die Mittelung nicht eingehen. Die Anzahl der Werte, die zu einem Wert zusammengefaßt werden sollen, kann frei gewählt werden.

Die neuen Lichtkurven stellen wegen der Selektion bei der Mittelung kein arithmetisches Mittel der Originaldaten dar, sondern sollen lediglich die Tendenz der Flußänderungen in den Einzelaufnahmen wiedergeben.

Blazar	Beobachtungsnächte	Anzahl der Aufnahmen	Bewölkte Nächte
Mkn 573 ($\alpha(2000) = 01^h43^m58^s$, $\delta(2000) = +02°20'57''$)	11.08.95 (JD 2449940)	268	
PKS 0202+149	08.08.95 - 14.08.95 (JD 2449937 - 43)	1809	08., 09. und 12.08.95
0218+357	09.08.95 - 15.08.95 (JD 2449938 - 44)	1742	
0219+42	12.08.95 - 15.08.95 (JD 2449941 - 44)	1434	
B 0417+1509	12.08.95 (JD 2449941)	268	
B 0418+1452	14.08.95 (JD 2449943)	134	
B 0419+1526	14.08.95 (JD 2449943)	134	
B 0430+28	13.08.95 - 15.08.95 (JD 2449942 - 44)	536	
B 0432+2527	13.08.95 (JD 2449942)	268	
B 0437+1432	15.08.95 (JD 2449944)	134	
PKS 0446+112	10.08.95, 12.08.95 - 15.08.95 (JD 2449939, 41 - 44)	1072	
0457+024	10.08.95 (JD 2449939)	268	
PKS 0500+019	10.08.95 (JD 2449939)	268	
0518+165	11.08.95 (JD 2449940)	268	
B 0525+1954	15.08.95 (JD 2449944)	134	
0527+18	15.08.95 (JD 2449944)	134	
PKS 0528+134	08.08.95 - 15.08.95 (JD 2449937 - 44)	2023	08. und 11.08.95
PMN J0532+0732	10.08.95 (JD 2449939)	268	
B 0537+3914	11.08.95 (JD 2449940)	268	
0552+398	10.08.95 (JD 2449939)	268	
B 0615+2249	15.08.95 (JD 2449944)	134	
S5 0716+714	08.08.95 - 15.08.95 (JD 2449937 - 44)	4373	08. und 09.08.95
1600+434	10.08.95 - 12.08.95 (JD 2449939 - 41)	938	
PKS 1622-297	12.08.95 (JD 2449941)	134	
1633+382	14.08.95 (JD 2449943)	127	
3C 345 ($\alpha(2000) = 16^h42^m59^s$, $\delta(2000) = +39°48'37''$)	13.08.95 - 15.08.95 (JD 2449942 - 44)	548	
3C 390.3 ($\alpha(2000) = 18^h42^m09^s$, $\delta(2000) = +79°46'17''$)	13.08.95, 14.08.95 (JD 2449942, 43)	338	

Tabelle 4.1: Tabelle aller beobachteten Blazare.

Kapitel 5

Diskussion

5.1 Ergebnisse

Die in dieser Arbeit analysierten Aufnahmen umfassen insgesamt 27 Blazare. 10 Blazare sind an mehreren Nächten beobachtet worden, zu den restlichen existieren nur Aufnahmen von jeweils einer Nacht. Während die Standardreduktion bei allen Objekten durchgeführt wurde, kann die Photometrie-Routine nicht auf Blazare, die sehr schwach sind und sogar auf gemittelten, tiefen Bildern nicht zu erkennen sind, angewandt werden. Folglich erhält man Lichtkurven nur bei hellen Blazaren. Die Tabelle 5.4 am Ende dieses Kapitels liefert einen Überblick über die Ergebnisse der Photometrie.

Die verschiedenen Lichtkurven, die aus den standardreduzierten Daten gewonnen wurden, werden je nach Zeitskala auf Variationen untersucht. Zunächst wird überprüft, ob die Blazare im nahen Infraroten Flußvariationen in einem Zeitraum von wenigen Tagen zeigen, die der bisher in anderen Wellenlängenbereichen beobachteten entsprechen. Deshalb werden bei solchen, die in mehreren Nächten beobachtet wurden, Lichtkurven auf Zeitskalen von Tagen erstellt.

Anschließend wird bei allen Blazaren, an denen der Fluß gemessen worden ist, nach deutlichen Variationen auf Zeitskalen von Minuten gesucht. Bei den hellsten Blazaren können die Daten auf Zeitskalen von Sekunden analysiert werden.

Bei allen Lichtkurven wird ein χ^2-Test durchgeführt und die Wahrscheinlichkeit bestimmt, mit der die Daten eine statistische Fluktuation um einen konstanten Wert wiedergeben. So kann festgestellt werden, ob die einzelnen Lichtkurven Variabilität oder Konstanz der Daten widerspiegeln (Brandt, 1992; McLaughlin et al., 1996).

Die Lichtkurven, die in den folgenden Abschnitten besprochen werden, sind im Anhang B aufgeführt.

5.1.1 Variationen auf einer Zeitskala von Tagen

Um festzustellen, ob Blazare im nahen Infraroten Fluß-Variationen aufweisen, werden die Meßpunkte je nach Beobachtungsnacht zusammengefaßt. Folgende Blazare sind an mehreren Nächten beobachtet worden und können zur Untersuchung von Variabilität auf Zeitskalen von Tagen verwendet werden:

PKS 0202+149,

0218+357,

0219+42,

B 0430+28,

PKS 0446+112,

PKS 0528+134,

S5 0716+714,

3C 345,

und 3C 390.3.

In der Tabelle 5.1 sind die Blazare mit den Ergebnissen aus dem χ^2-Test aufgelistet.
PKS 0202+149 zeigt in den ersten drei Nächten einen Anstieg vom Fluß von etwa 20%, scheint in den folgenden Nächten langsam schwächer zu werden und ist am JD 2449943 wieder um etwa 20% heller als am JD 2449942.
Der Fluß von *0218+357* variiert nicht stark.
Bei *0219+42* ist über die erste beobachtete Nacht wegen des großen Fehlers keine Aussage möglich. Hingegen zeigt es vom JD 2449942 auf den JD 2449944 eine leichte Flußabnahme.
Bei *B 0430+28* ist am JD 2449944 der Fehler sehr groß. In den ersten beiden Beobachtungsnächten fällt der Fluß um ca. 5%.
PKS 0446+112 wird vom JD 2449939 zum JD 2449942 um 200% heller, erreicht am JD 2449942 das Maximum und nimmt in den darauf folgenden Nächten wieder an Helligkeit ab.
PKS 0528+134 hat am JD 2449941 ein Minimum, das um 40% tiefer als das konstante Niveau liegt. In den nächsten zwei Nächten nimmt der Fluß wieder konstant zu.
S5 0716+714 zeigt ebenfalls Variationen in den acht Beobachtungsnächten. Hier ist jedoch die Amplitude kleiner und beträgt 5 bis 10%.
3C 345 zeigt keine Flußänderung, so auch *3C 390.3*. Bei diesen beiden Blazaren ist keine eindeutige Aussage über Variabilität auf Zeitskalen von Tagen möglich, weil sie nur an zwei bzw. drei Tagen beobachtet wurden und die Fehler verhältnismäßig groß sind.

5.1.2 Variationen auf einer Zeitskala von Sekunden bis Minuten

Die Ergebnisse im letzten Abschnitt bestätigen, daß auch im nahen Infraroten bei Blazaren Variationen auf Zeitskalen von Tagen existieren, wie es im optischen oder Radio-Bereich der Fall ist (Heeschen et al., 1987; Quirrenbach et al., 1992; Heidt & Wagner, 1996).

Bei einigen Objekten wie z. B. S5 0716+714 oder S4 0954+658 sind mehrere intensive Beobachtungen durchgeführt worden, um Erkenntnisse über die Eigenschaften der Variationen zu gewinnen und die typischen Zeitskalen herauszufinden. Die Flußvariation kann

Blazar	reduziertes χ^2	signifikante Variation?
PKS 0202+149	3.45	ja
0218+357	0.39	nein
0219+42	1.47	nein
B 0430+28	15.32	ja
PKS 0446+112	203.36	ja
PKS 0528+134	12.21	ja
S5 0716+714	418.29	ja
3C 345	0.90	nein
3C 390.3	0.01	nein

Tabelle 5.1: Reduzierte χ^2-Werte für die Lichtkurven auf Zeitskalen von Tagen.

anhand von statistischen Methoden untersucht werden (Heidt, 1994; Heidt & Wagner, 1996; Wagner et al., 1996), indem man zu jeder Lichtkurve eine Strukturfunktion oder eine Autokorrelationsfunktion errechnet. Aus diesen Funktionen können die typischen Zeitskalen bestimmt werden. Kreuzkorrelationsfunktion, angewandt auf Lichtkurven verschiedener Wellenlängen, ermöglicht Aussagen über die Variationszeitskalen.

Sowohl S5 0716+714 als auch S4 0954+658 zeigen in verschiedenen Beobachtungen signifikante Variationen auf Zeitskalen von 1 bis 3 Tagen. Eine Variation auf Zeitskalen von Stunden ist bei S5 0716+714 im Optischen gefunden worden (Bock, 1994).

Im folgenden soll festgestellt werden, ob bei Blazaren Variabilität auf noch kürzeren Zeitskalen nachgewiesen werden kann.

Variationen auf einer Zeitskala von Minuten

Die Lichtkurven, die aus der Helligkeitsmessung von Blazaren an gemittelten Bildern gewonnen wurden, liefern Informationen über die Variabilität der Blazare auf Zeitskalen von mehreren Sekunden bis wenigen Minuten (Tabelle 5.2).

S5 0716+714 zeigt bei einer Zeitauflösung von ca. einer Minute Variationen mit Amplituden unter 10%. Beispielsweise variiert der Fluß in den Nächten vom JD 2449939 oder JD 2449943 mit Amplituden zwischen 1 und 4%, am JD 2449940 existiert zusätzlich zu der kleinen Variation ein Minimum, bei dem der Blazar um 8% schwächer ist.

Bei einer Zeitauflösung von etwa 30 Sekunden erkennt man bei *PKS 0202+149* und *0218+357* eine Tendenz zur Flußänderung. Am JD 2449941 nimmt der Fluß von *0218+357* innerhalb von 6 Minuten um 10 bis 20% zu, am JD 2449943 ist ebenfalls eine Zunahme von etwa 10% in 3 Minuten zu erkennen.

Blazar	Beobachtungs-nacht	Größe des Zeit-intervalls der Lichtkurve [s]	Anzahl der gemittelten Meßwerte	reduzier-tes χ^2	signifikante Variation?
Mkn 573	JD 2449940	400	16	141.17	ja
PKS 0202+149	JD 2449943	300	32	2.25	ja
0218+357	JD 2449939	400	32	1.41	nein
	JD 2449941	400	32	2.68	ja
	JD 2449942	400	32	0.80	nein
	JD 2449943	400	32	6.22	ja
	JD 2449944	400	32	3.27	ja
0219+42	JD 2449942	1000	65	1.96	nein
B 0417+1509	JD 2449941	400	16	0.78	nein
B 0430+28	JD 2449942	400	16	3.32	ja
	JD 2449943	400	16	1.02	nein
	JD 2449944	400	16	1.54	nein
B 0437+1432	JD 2449944	70	16	0.82	nein
PKS 0446+112	JD 2449941	400	16	1.22	nein
	JD 2449942	400	16	3.15	ja
0457+024	JD 2449939	400	32	1.09	nein
PKS 0500+019	JD 2449939	400	16	0.82	nein
B 0525+1954	JD 2449944	200	16	0.33	nein
PKS 0528+134	JD 2449938	400	32	0.64	nein
	JD 2449939	400	32	0.94	nein
	JD 2449941	400	32	1.31	nein
	JD 2449942	400	32	2.45	ja
	JD 2449944	400	32	1.87	nein
PMN J0532+0732	JD 2449939	400	32	0.49	nein
0552+398	JD 2449939	400	16	4.11	ja
B 0615+2249	JD 2449944	200	16	0.91	nein
S5 0716+714	JD 2449939	1500	65	271.18	ja
	JD 2449940	1100	65	727.25	ja
	JD 2449941	800	65	195.14	ja
	JD 2449943	700	65	100.35	ja
PKS 1622-297	JD 2449941	70	16	0.10	nein
1633+382	JD 2449943	120	15	8.18	ja
3C 345	JD 2449942	500	32	1.31	nein
	JD 2449944	500	32	0.37	nein
3C 390.3	JD 2449942	400	65	0.55	nein

Tabelle 5.2: Reduzierte χ^2-Werte für die Lichtkurven auf Zeitskalen von mehreren Sekunden oder Minuten je nach betrachtetem Zeitintervall.

Die Blazare *B 0430+28*, *PKS 0446+112*, *0552+398* und *1633+382* zeigen Variationen in Lichtkurven mit einer Auflösung von etwa 15 Sekunden. *B 0430+28* variiert mit Amplituden von 5 bis 12%, bei *0552+398* und *1633+382* sind die Amplituden größer und liegen zwischen 20 und 40%.

PKS 0446+112 zeigt in der Nacht, in der es den höchsten Fluß erreicht (JD 2449942) einen interessanten Verlauf der Lichtkurve, während sich der Fluß in den übrigen Nächten, wie z. B. am JD 2449941, nicht auffällig ändert. Am JD 2449942 bleibt der Fluß in den ersten Minuten annähernd konstant, steigt etwa in der dritten Minute der Beobachtung plötzlich um 30%, und zeigt daraufhin wieder eine Tendenz zur Abnahme.

Mkn 573 ist als eine Seyfert 2-Galaxie klassifiziert worden, zeigt jedoch im Radio-Bereich Eigenschaften wie Blazare und ist somit ein Übergangsobjekt. In seinen Lichtkurven findet man ebenfalls Variationen mit Amplituden von 5 bis 12%.

Variationen auf sehr kurzen Zeitskalen

Helle Blazare, deren Fluß auf den Einzel-Aufnahmen bestimmt werden kann, werden je nach Beobachtungsnacht auf Variationen auf Zeitskalen von Sekunden untersucht. Der einzige Blazar von den vier hellen, der auf diesen Zeitskalen eine Änderung des Flusses zeigt, ist *S5 0716+714*.

In der Nacht vom JD 2449941, in der das Objekt am hellsten war, sind Strukturen in der Lichtkurve vorhanden, die sich innerhalb einer Serie, also etwa einer Minute, ändern. In der ersten Serie scheint der Fluß zunächst konstant zu bleiben, nimmt jedoch plötzlich ab und zeigt eine steigende Tendenz. In der zweiten Serie steigt der Fluß kontinuierlich um etwa 7% weiter und fällt daraufhin auf einen um etwa 4% tieferen Wert.

Am JD 2449944 mit drei Aufnahme-Serien zeigt die erste Serie einen abfallenden Trend. In der zweiten Serie erreicht der Fluß ein Minimum, das um ca. 5% tiefer als der Anfangswert liegt, und nimmt schließlich in der dritten Serie mit einer etwas größeren absoluten Steigung als in der ersten Serie wieder zu. Dieser Verlauf ist ein Anzeichen für eine Variation auf einer Zeitskala von wenigen Minuten.

Aus der Tabelle 5.3 kann die reduzierten χ^2-Werte zu den beiden Lichtkurven entnommen werden.

Blazar	Beobachtungs-nacht	Größe des Zeit-intervalls der Lichtkurve [s]	Anzahl der gemittelten Meßwerte	reduzier-tes χ^2	signifikante Variation?
S5 0716+714	JD 2449941	300	5	2.05	ja
	JD 2449944	300	5	3.47	ja

Tabelle 5.3: Reduzierte χ^2-Werte für die Lichtkurven von S5 0716+714 mit einer Zeitauflösung von 5 Sekunden.

5.2 Vergleich mit den Modellen

Zur Erklärung von Intra-Day-Variability, die bei vielen Blazaren beobachtet werden, sind viele verschiedene Modelle entwickelt worden. Sie basieren entweder auf intrinsischen Effekten, d. h. auf physikalischen Prozessen, die in den Blazaren ablaufen, oder auf extrinsischen, die durch die Materie auf dem Weg vom Blazar zum Beobachter verursacht werden.

Als extrinsische Effekte werden die interstellare Szintillation, die Streuung des Lichtes vom Blazar am interstellaren Medium (Fiedler et al., 1987), und der Gravitationslinsen-Effekt an kleinen astronomischen Objekten wie Sternen oder Planeten, sog. Microlensing (Chang & Refsdal, 1979; Nottale, 1986), diskutiert. Die interstellare Szintillation ist jedoch wellenlängenabhängig und kann somit die im Radio-, optischen oder Röntgen-Bereich korrelierten Variationen nicht erklären. Auch bei Microlensing wird ausgeschlossen, daß dies die Hauptursache der Variationen von Blazaren sei, da die hohe Rate, mit der IDV bei Blazaren beobachtet wird, nicht mit der im Vergleich dazu kleinen Wahrscheinlichkeit für Microlensing zu vereinbaren ist.

Für intrinsische Effekte werden als Entstehungsorte der Strahlung folgenden Gebiete im Blazar in Betracht gezogen: Der Jet und die Akkretionsscheibe.

5.2.1 Relativistische Jets

Bei den Modellen, die die Variation des Flusses auf Strahlungsmechanismen im Jet zurückführen, wird angenommen, daß relativistische Bewegungen im Jet existieren, die die Zeitskalen der Variation nach $\Delta t_{beob} = \Delta t \Gamma$ verkürzen, wobei Γ der Lorentzfaktor des relativistischen Jets ist. Die Hauptvertreter sind das Shock-in-Jet-Modell (Marscher & Gear, 1985; Marscher et al., 1992) und das Leuchtturm-Modell (Camenzind & Krockenberger, 1992). Im Shock-in-Jet-Modell läuft ein planarer Schock entlang eines turbulenten, relativistischen Jets und bewirkt Fluktuationen der im Jet emittierten, inkohärenten Synchrotron-Strahlung. Im Leuchtturm-Modell bewegen sich Plasma-Regionen mit hoher Emission (Knoten) mit relativistischen Geschwindigkeiten im magnetisierten Jet. Da das Plasma einen Drehimpuls trägt, rotiert ein solcher Knoten um die Jetachse, während er sich vom zentralen schwarzen Loch wegbewegt, so daß seine Bahn insgesamt eine Helix bildet. Aufgrund seiner relativistischen Geschwindigkeit ist die Abstrahlung räumlich beschränkt und bildet einen Strahlungskegel. Die zeitliche Änderung der Richtung des Strahlungskegels verursacht die beobachtete Flußvariation.

Diese Modelle des relativistischen Jets können Variationen auf Zeitskalen von Tagen und größer erklären, bei kleineren Zeitskalen stößen sie jedoch auf ihre Grenzen (Sikora et al., 1994; Begelman et al., 1994).

Kurze Variationszeiten bedeuten, daß die Ausdehnung der emittierenden Gebiete sehr klein sind; d. h. bei Zeitskalen von Minuten beispielsweise würde die Größe nur etwa eine astronomische Einheit betragen. Die Konsequenz der starken Kompaktheit dieser Quellen ist eine sehr hohe Strahlungstemperatur, die den kritischen Wert der inkohärenten Synchrotron-Strahlung, die in den AGN-Modellen vorausgesetzt wird, überschreitet.

Durch Annahme eines sehr hohen Wertes für den Lorentzfaktor des relativistischen Jets ($30 < \Gamma < 100$) läßt sich die Ausdehnung aufgrund der Relation $d \leq c\Delta t\Gamma$ vergrößern, jedoch wird bei großem Γ die Produktion von Synchrotron-Strahlung ineffizient: Im hochrelativistischen Jet werden die Teilchendichte und die magnetische Felddichte klein, und somit auch die Energie, die als inkohärente Synchrotron-Strahlung freigesetzt wird, wie es aus der folgenden Relation ersichtlich wird (Kollgaard, 1994):

$$\frac{d}{dt}E_s = \frac{4}{3}\sigma_{Th}c\gamma^2\beta_e^2U_B$$

$\frac{d}{dt}E_s$: freigesetzte Energie pro Zeiteinheit
σ_{Th}: Thompson-Wirkungsquerschnitt
γ: Lorentz-Faktor von Elektronen
β_e: Elektronengeschwindigkeit in Einheiten von c
U_B: Energiedichte des magnetischen Feldes

Außerdem wäre Γ in diesem Fall größer als die Werte, die aus Beobachtungen von Überlichtexpansionen im Radio-Bereich ermittelt werden.

5.2.2 Instabilitäten in der Akkretionsscheibe

Ein weiteres Modell zur Erklärung von IDV basiert auf sog. Hot Spots oder Ausbrüchen in der Akkretionsscheibe (Wiita et al., 1992; Mangalam & Wiita, 1993). Als Ursache kommen Masseninhomogenitäten, Instabilitäten der magnetischen Felder oder hydrodynamische Wirbel in Frage. Die schnelle Variation kann auf die Dopplerverschiebung aufgrund der Rotation der Akkretionsscheibe und der Gravitation, sowie auf die Bewegung der emittierenden Regionen innerhalb der Akkretionsscheibe und die intrinsische Flußvariation der Hot Spots oder der Ausbrüche zurückgeführt werden.

Durch dieses Modell werden heute ebenfalls nur Variationen auf Zeitskalen von Tagen oder Stunden erklärt. Außerdem ist im Spektrum von Blazaren der Anteil der Strahlung von der Akkretionsscheibe nicht sichtbar, der bei den übrigen AGN als ein Buckel im UV und Röntgen-Bereich existiert. Daraus kann man schließen, daß die Prozesse auf der Akkretionsscheibe nicht die dominierende Ursache der allgemein bei den Blazaren beobachteten Variabilität sind.

5.2.3 Kollektive Emission

Die Konsequenz der kurzen Variationszeitskalen ist die hohe Strahlungstemperatur T_B der Quellen, die mit den klassischen Modellen, die inkohärente Synchrotron-Strahlung als Emissionsprozeß zugrunde legen, in Konflikt gerät. Bei einer Strahlungstemperatur größer als $T_{krit} \approx 10^{12}\,\mathrm{K}$ würde die sogenannte inverse Comptonkatastrophe (Kellermann & Pauliny-Toth, 1969) eintreten. Hierbei würde die Strahlungstemperatur im Radio-Bereich durch die sich spontan einsetzende inverse Compton-Streuung der Synchrotron-Photonen reduziert, die Leuchtkraft im Röntgen-Bereich allerdings auf einen mit der Beobachtung nicht übereinstimmenden Wert erhöht werden.

So wird alternativ die Erklärung der Variabilität anhand einer kollektiven Emission von Synchrotron-Strahlung durch relativistische Elektronen (Benford, 1992; Lesch & Pohl, 1992) in Betracht gezogen. Diese Annahme beruht auf Laborexperimenten, in denen gezeigt werden konnte, daß ein Strahl von relativistischen Elektronen kohärent Photonen emittiert, wenn er auf elektrostatische Plasma-Wellen trifft. Solche Plasma-Wellen können in dem Plasma der IDV-Quellen aufgrund von Instabilitäten auftreten.

Dieses Modell findet seinen Ursprung in der Notwendigkeit, schnelle Variationen im Radio-Bereich zu erklären. Es ist jedoch nicht geklärt, inwieweit die korrelierte Variationen zwischen Radio- und optischem Bereich und die Kurzzeitvariationen in noch höheren Energiebereichen beschrieben werden können.

5.3 Übersicht der Ergebnisse der Auswertung

Objekt	Anzahl der Aufnahmen, die gemittelt wurden	Ergebnisse
Mkn 573	1, 16, 32, 65	Mkn 573 selbst ist sehr hell; es existieren jedoch nur wenige, schwache Feldsterne, die oft in der Nähe von schlechten Pixeln liegen und keine Meßwerte liefern. Mkn 573 zeigt eine leichte Flußvariation.
PKS 0202+149	1, 16, 32, 65	Für Photometrie an Einzelaufnahmen ist PKS 0202+149 zu schwach. Auch durch das Erstellen von tiefen, gemittelten Bildern aus 16 Bildern wird der Blazar oft nicht hell genug. Auf einer Zeitskala von Tagen erkennt man eine Variation um etwa 20%, auf kleineren Zeitskalen jedoch nur eine Tendenz zur Variabilität.
0218+357	1, 16, 32, 65	Für Photometrie an Einzelaufnahmen ist 0218+357 zu schwach. Während man bei einer Zeitauflösung von einem Tag keine Variation erkennt, ändert sich der Fluß auf Zeitskalen von Minuten um 10 bis 20%.
0219+42	16, 32, 65	0219+42 zeigt innerhalb der Fehlergrenzen auf allen Zeitskalen keine Variation.

Objekt	Anzahl der Aufnahmen, die gemittelt wurden	Ergebnisse
B 0417+1509	1, 5, 16	B 0417+1509 zeigt ebenfalls innerhalb der Fehlergrenzen keine Variation.
B 0418+1452		B 0418+1452 ist für die Variabilitätsuntersuchung zu schwach.
B 0419+1526		B 0419+1526 ist für die Variabilitätsuntersuchung zu schwach.
B 0430+28	1, 16, 32, 65	Für Photometrie an Einzelaufnahmen ist B 0430+28 zu schwach. Der Fluß zeigt Variationen mit Amplituden von 5 bis 10%.
B 0432+2527		B 0432+2527 ist für die Variabilitätsuntersuchung zu schwach.
B 0437+1432	1, 16, 32, 65	B 0437+1432 wurde in 2 Serien aufgenommen und liegt in der ersten Serie neben einem schlechten Pixel, so daß effektiv nur eine Serie zur Helligkeitsbestimmung zur Verfügung steht. Für Photometrie an Einzelbildern ist das Objekt zu schwach, die aus 32 gemittelten Bilder zeigen einen konstanten Fluß.
PKS 0446+112	16, 32, 65	PKS 0446+112 zeigt bei einer Zeitauflösung von einem Tag eine Flußzunahme von 200%. In der Nacht mit dem maximalen Fluß sieht man auf Zeitskalen von mehreren Sekunden eine Flußänderung um ca. 30%.
0457+024	1, 16, 32, 65	Für Photometrie an Einzelaufnahmen ist 0457+024 zu schwach. Es ist keine signifikante Variabilität zu erkennen.
PKS 0500+019	16	Bei PKS 0500+019 ist ebenfalls keine Variation vorhanden.
0518+165		0518+165 ist für die Variabilitätsuntersuchung zu schwach.
B 0525+1954	16	Es ist keine Variation vorhanden.
0527+18	16	0527+18 ist für die Variabilitätsuntersuchung zu schwach.
PKS 0528+134	1, 16, 32, 65	Für Photometrie an Einzelaufnahmen ist PKS 0528+134 zu schwach. Auf einer Zeitskala von Tagen ist eine Variation vorhanden. Der Fluß erreicht am JD 2449941 ein Minimum. Auf der Minutenskala ist eine Tendenz zur Flußänderung vorhanden, aber keine signifikante Variabilität.

Objekt	Anzahl der Aufnahmen, die gemittelt wurden	Ergebnisse
PMN J0532+0732	1, 16, 32	Für Photometrie an Einzelaufnahmen ist PMN J0532+0732 zu schwach. Auf Zeitskalen von mehreren Sekunden bleibt der Fluß innerhalb der Fehlergrenzen konstant.
B 0537+3914		B 0537+3914 ist für die Variabilitätsuntersuchung zu schwach.
0552+398	16	0552+398 variiert mit einer Amplitude von 20 bis 40%.
B 0615+2249	1, 16	B 0615+2249 ist innerhalb der Fehlergrenzen konstant.
S5 0716+714	1, 5, 9, 65	S5 0716+714 ist der hellste Blazar, der beobachtet wurde. In der Lichtkurve mit einer Auflösung von einem Tag variiert der Fluß mit einer Amplitude von 5 bis 10%. Bei einer Auflösung von etwa einer Minute zeigt S5 0716+714 Variationen mit Amplituden kleiner als 5%. Außerdem sind Anzeichen für eine Flußänderung auf Zeitskalen von einigen Sekunden vorhanden.
1600+434		1600+434 ist für die Variabilitätsuntersuchung zu schwach.
PKS 1622-297	1, 5, 16	In der zweiten Serie liegt das Objekt, das nur in zwei Serien aufgenommen wurde, neben einem schlechten Pixel, so daß die Lichtkurve nur aus einer Serie besteht. PKS 1622-297 ist hell genug für Photometrie an Einzelaufnahmen, zeigt jedoch keine auffällige Flußänderung.
1633+382	1, 15, 31	Für Photometrie an Einzelaufnahmen ist 1633+382 zu schwach. In der Lichtkurve existieren zwei Minima innerhalb von zwei Minuten mit einer Amplitude von etwa 20%.
3C 345	1, 16, 32, 65	Für Photometrie an Einzelaufnahmen ist 3C 345 zu schwach. Am JD 2449942 zeigt der Blazar auf einer Zeitskala von wenigen Minuten ein nicht statistisch signifikantes Minimum mit einer Amplitude von 10%. In den restlichen Nächten kann keine Variation nachgewiesen werden.
3C 390.3	1, 5, 32, 65	3C 390.3 besitzt sowohl auf einer Zeitskala von Tagen als auch auf kleineren Zeitskalen einen innerhalb der Fehlergrenzen konstanten Fluß.

Tabelle 5.4: Die Ergebnisse der relativen Photometrie.

Kapitel 6

Epilog

Zusammenfassung der Ergebnisse

Es sind Aufnahmen von 27 Blazaren im K′-Band aus insgesamt acht Beobachtungsnächten ausgewertet worden. Diese Daten wurden auf Fluß-Variationen auf kurzen Zeitskalen untersucht; das Hauptziel war der Nachweis von Variationen auf Zeitskalen von Minuten bzw. Sekunden. Wegen der niedrigen Helligkeit waren einige Blazare nicht für die Untersuchung ihres Flusses geeignet, jedoch konnten bei vielen Objekten Variationen auf verschiedenen Zeitskalen festgestellt werden.

Über 50% der an mehreren Nächten beobachteten Blazare zeigen eine signifikante Variation auf Zeitskalen von Tagen. Diese Variation entspricht den Eigenschaften, die in anderen Wellenlängenbereichen beobachtet wurden (IDV).

Vergrößert man die zeitliche Auflösung, so entdeckt man ebenfalls Variationen bei vielen Objekten. Signifikante Variationen auf Zeitskalen von Minuten konnten bei folgenden Objekten nachgewiesen werden:

Mkn 573,

PKS 0202+149,

0218+357,

B 0430+28,

PKS 0446+112,

0552+398,

S5 0716+714,

und 1633+382.

Insbesondere zeigen die Blazare S5 0716+714 und PKS 0446+112 einen interessanten Verlauf ihrer Lichtkurve. PKS 0446+112, das in seiner Lichtkurve mit einer Auflösung von einem Tag eine stetige Flußzunahme von 200% aufweist, ändert seinen Fluß in der Nacht des Maximums um 30% innerhalb einer Minute. Bei S5 0716+714 sind in fast allen Nächten Variationen auf Zeitskalen von Minuten vorhanden. Außerdem zeigt der Fluß am JD 2449941 eine Tendenz zur Variation auf noch kürzeren Zeitskalen.

Durch Beobachtung der Kurzzeitvariabilität von Blazaren können Rückschlüsse auf die kompakten Emitter der Strahlung und somit auf den Aufbau der AGN geschlossen werden. Für die heute diskutierten Modelle, die die Strahlungsprozesse in AGN erklären, stellt die beobachtete Kurzzeitvariabilität der Blazare eine große Einschränkung dar.

Ausblick

Neben den K$'$-Daten, die hier analysiert wurden, existieren kleinere Datensätze von Blazar-Aufnahmen im J- (1.25μm) und H-Band (1.65μm). Anhand dieser Daten kann überprüft werden, ob auch bei kürzeren Wellenlängen im nahen Infraroten Variationen analog zu den Minuten-Variationen im K$'$-Band zu sehen sind. Zur Untermauerung der Ergebnisse dieser Diplomarbeit sollten weitere photometrische Beobachtungen im nahen Infraroten durchgeführt werden, die speziell auf eine Auswahl von interessanten Objekten ausgerichtet sind und sich über einen längeren Zeitraum als nur wenige Minuten pro Nacht erstrecken sollte.

Weiterhin wäre es interessant, im Optischen oder im Röntgenbereich nach analogen schnellen Variationen zu suchen. Variationen auf Zeitskalen von Stunden sind schon in der Vergangenheit bei Objekten wie OJ 287 oder BL Lac (Carini et al., 1992; Gonzáles-Pérez et al., 1996) nachgewiesen worden. Größere Zeitauflösung kann bei einem optischen CCD, das nicht an jedem einzelnen Pixel, sondern sequenziell ausgelesen wird, erreicht werden, indem man die Ladung auf dem Chip während der Belichtung verschiebt (Driftverfahren). So kann eine Zeitserie analog zu einer Mehrfachbelichtung auf eine Aufnahme festgehalten werden, ohne das Teleskop zu bewegen. Bei einer Röntgenbeobachtung ist die Auflösung hauptsächlich durch die Photonenzahl aus der Quelle beschränkt. Da jedoch ein großer Teil der Blazare im Röntgen-Bereich eine hohe Leuchtkraft besitzt, ist auch in diesem Wellenlängenbereich eine Untersuchung möglich.

Literaturverzeichnis

Begelman M. C., Rees M. J., Sikora M., 1994, ApJL 429, L57

Benford G., 1992, ApJL 391, L59

Bock H., 1994, Diplomarbeit, Universität Heidelberg

Brandt S., 1992, *Datenanalyse*, BI-Wissenschaftsverlag

Bregman J. N., 1992 in: Duschel W. J., Wagner S. J. (eds), *Physics of Active Galactic Nuclei*, Springer, p. 699

Camenzind M., Krockenberger M., 1992, A&A 255, 59

Camenzind M., 1995, *Aktive Galaktische Kerne*, Vorlesungsskript

Carini M. T., Miller H. R., Noble J. C., Goodrich B. D., 1992, AJ 104, 15

Chang K., Refsdal S., 1979, Nature, 282, 561

Dermer C. D., Sturner S. J., Schlickeiser R., 1997, ApJS 109, 103

De Diego J. A., Kidger M. R., Gonzáles-Pérez J. N., Lehto H. J., 1997, A&A 318, 331

Fiedler R. L., Dennison B., Johnston K. J., Hewish A., 1987, Nature, 326, 675

Gonzáles-Pérez J. N., Kidger M. R., De Diego J. A., 1996, A&A 311, 57

Heeschen D. S., Kriechbaum T. P., Schalinski C. J., Witzel A., 1987, AJ 94, 1493

Heidt J., 1994, Doktorarbeit, Universität Heidelberg

Heidt J., Wagner S. J., 1996, A&A 305, 42

Herbst T. M., 1994, MAGIC Observer's Guide

Joyce R. R., 1992, in: S. B. Howell (ed), *Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques*, ASP Conference Series, 23, p. 258

Kellermann K. I., Pauliny-Toth I. I. K., 1969, ApJL 155, L71

Kellermann K. I., Owen F. N., 1988 in: Verschuur G. L., Kellermann K. I. (eds), *Galactic and Extragalactic Radio Astronomy*, Springer, p. 563

Kollgaard R. I., 1994, Vistas in Astronomy, 38, 29

Lesch H., Pohl M., 1992, A&A 254, 29

Mangalam A. V., Wiita P. J., 1993, ApJ 406, 420

Marscher A. P., Gear W. K., 1985, ApJ 298, 114

Marscher A. P., Gear W. K., Travis J .P., 1992 in: Valataoja E., Valtonen M. (eds.), *Variability of Blazars*, Cambridge University Press, p. 85

McLaughlin M. A., Mattox J. R., Cordes J. M., Thompson D. J., 1996, ApJ 473, 763

Nottale L., 1986, A&A 157, 383

Quirrenbach A., Witzel A., Krichbaum T. P. et al., 1992, A&A 258, 279

Robson I., 1996, *Active Galactic Nuclei*, John Wiley & Sons

Sambruna R. M., Maraschi L., Urry C. M., 1996, ApJ 463, 444

Sikora M., Begelman M. C., Rees M. J., 1994, ApJ 421, 153

Urry C. M., Padovani P., 1995, PASP 107, 803

Urry C. M., 1996, STScI preprint No. 1086

Takalo L. O., Kidger M. R., De Diego J. A., Sillanpää A., Nilsson K., 1992, AJ 104 40

Wagner S. J., 1993, in: Borgeest U., Schramm K. J., von Linde J. (eds.), Proc. 1st Megaphot Workshop, Hamburg

Wagner S. J., Witzel A., 1995, ARA&A 33, 163

Wagner S. J., Witzel A., Heidt J. et al., 1996, AJ 111, 2187

Wiita P. J., Miller H. R., Gupta N., Chakrabarti S. K., 1992 in: Vlataoja E., Valtonen M. (eds.), *Variability of Blazars*, Cambridge University Press, p. 311

Wolstencroft R. D., Gilmore G., Williams P. M., 1982, MNRAS 201, 479

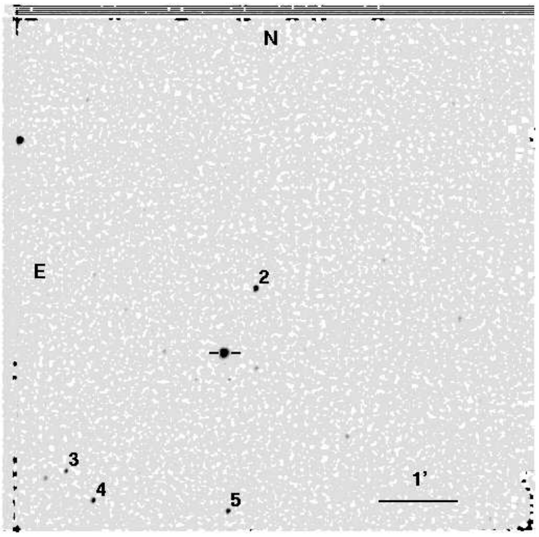
Woltjer L., 1990 in: Blandford R. D., Netzer H., Woltjer L. (eds.), *Active Galactic Nuclei*, Springer, p. 1

Anhang A

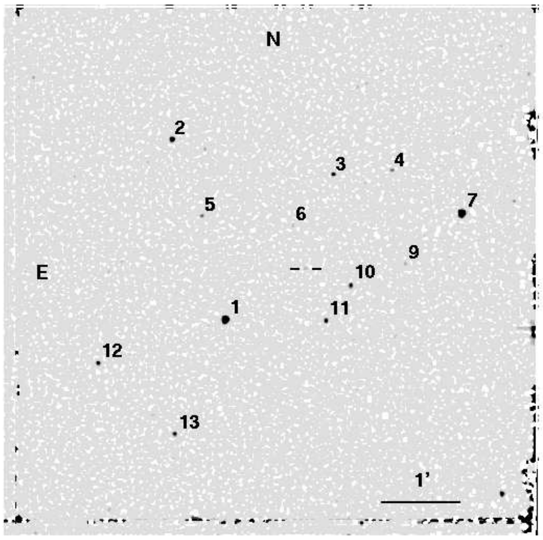
Aufnahmen von den beobachteten Blazaren

In diesem Teil des Anhangs sind die gemittelten K′-Aufnahmen im Feld von den Blazaren aufgeführt. Die in den Aufnahmen sichtbaren Blazare sind durch Balken gekennzeichnet. Bei Blazaren, die zu schwach sind und deren exakte Position nicht bekannt ist, wird die Position durch einen Kreis dargestellt. Vergleichsterne tragen die Nummer, die bei der Photometrie verwendet wurden.

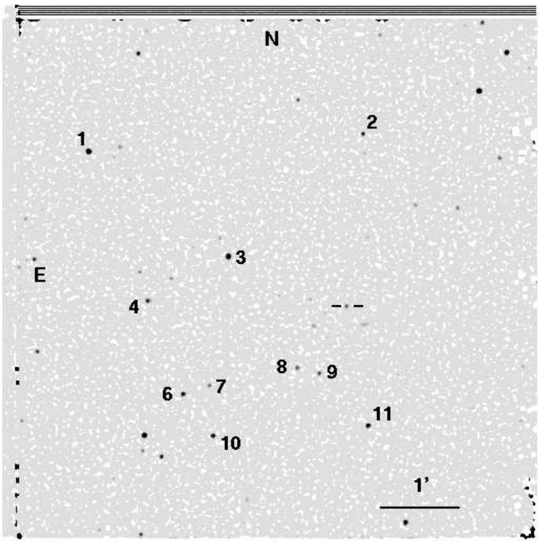
Streifen an den Rändern oder andere Strukturen nahe am Rand sind dadurch entstanden, daß bei der Mittelung mehrere Aufnahmen mit verschiedenen Positionen gegeneinander verschoben wurden, um die Objekte zu überlagern. Außerdem sind in den Bildern die schlechten Pixel nicht vollständig korrigiert.



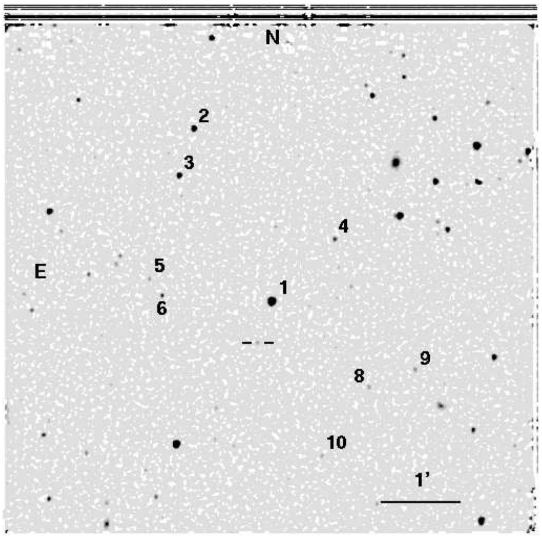
Mkn 573



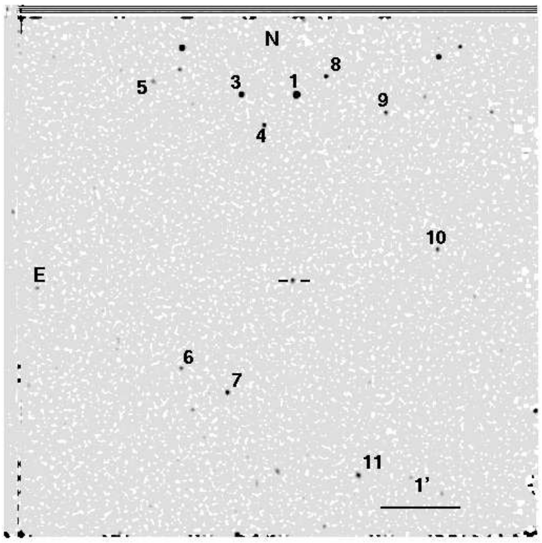
PKS 0202+149



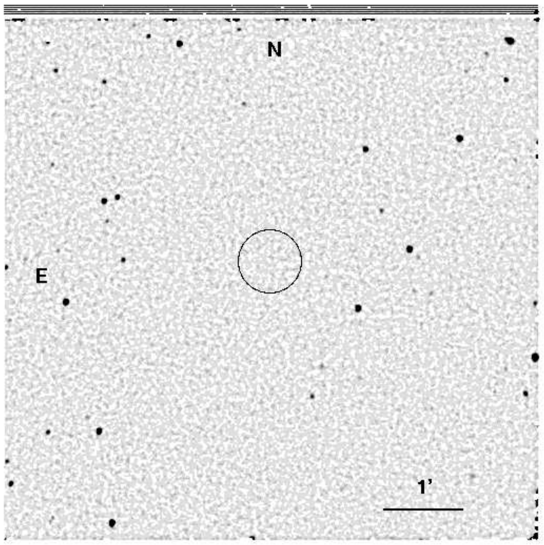
0218+357



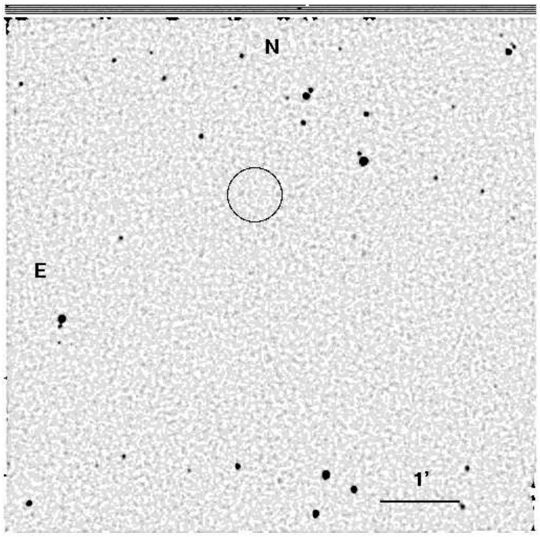
0219+42



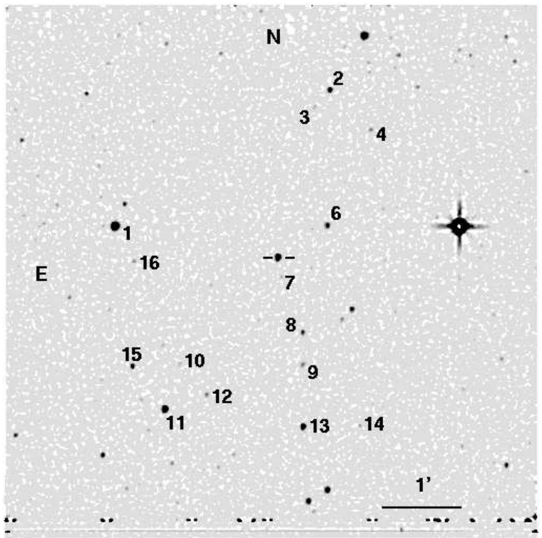
B 0417+1509



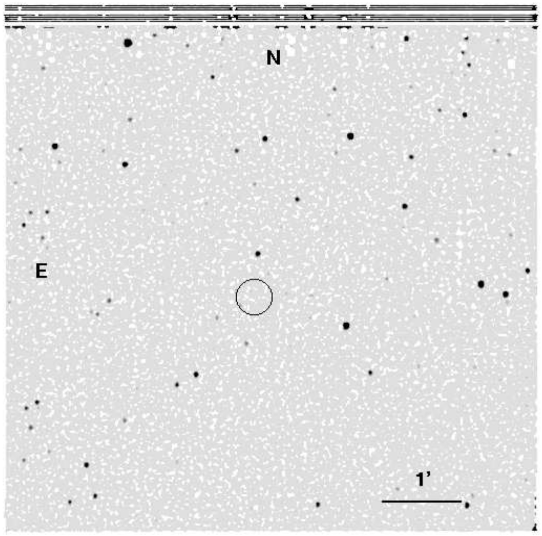
B 0418+1452



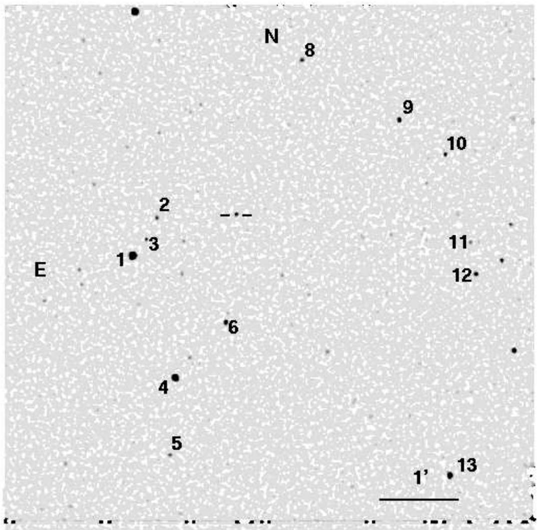
B 0419+1526



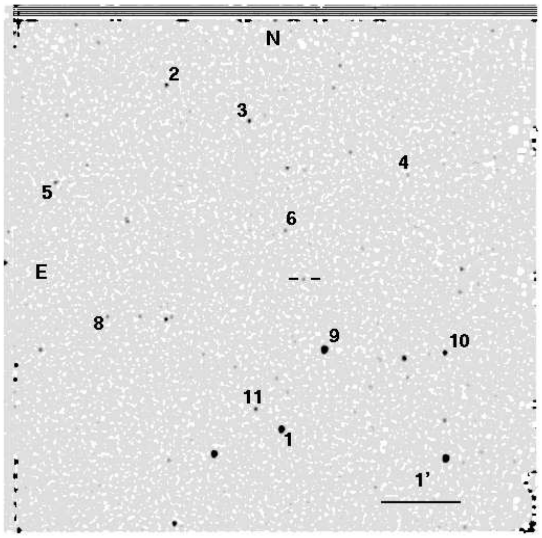
B 0430+28



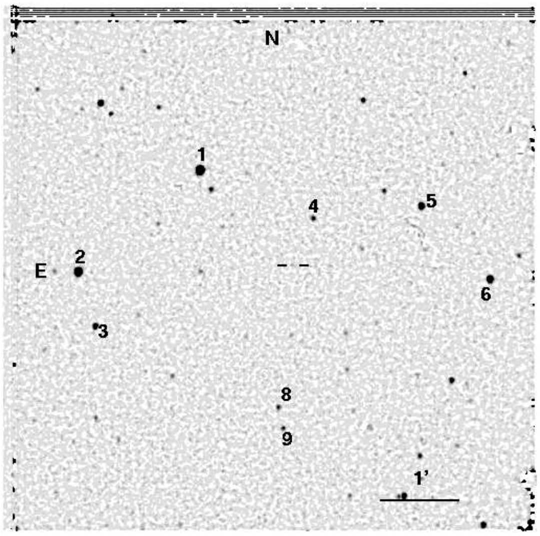
B 0432+2527



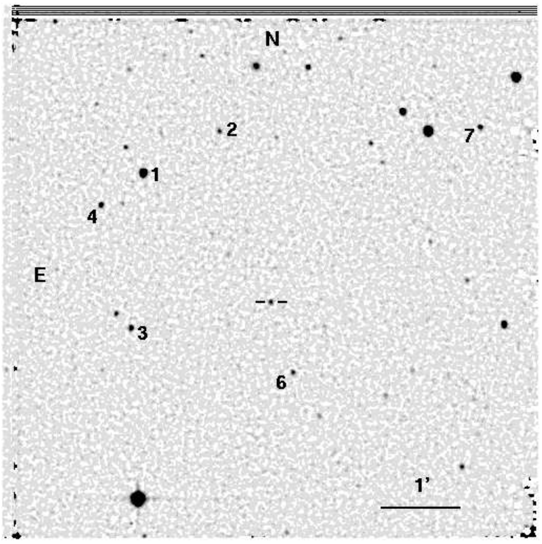
B 0437+1432



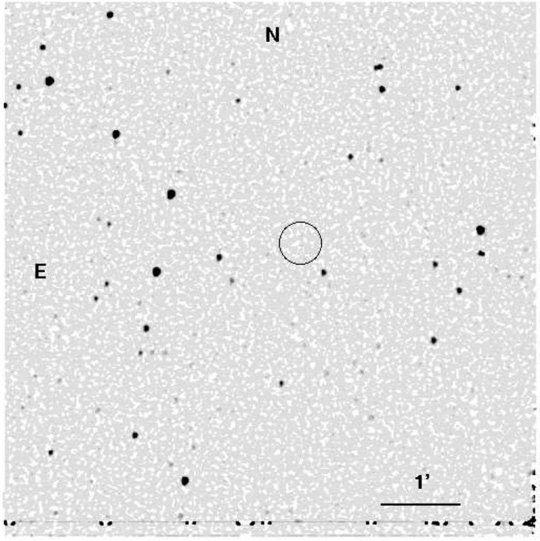
PKS 0446+112



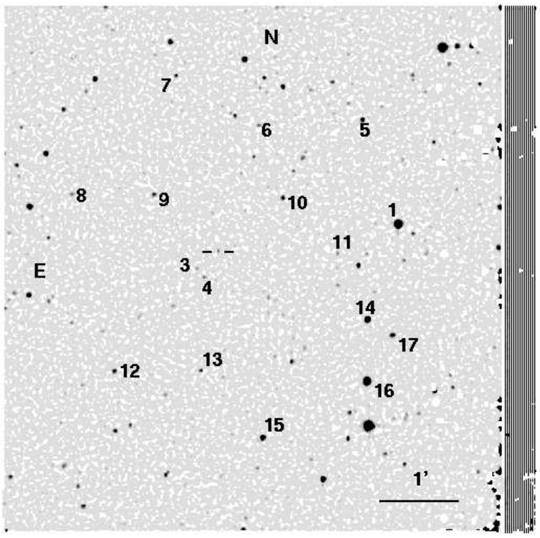
0457+024



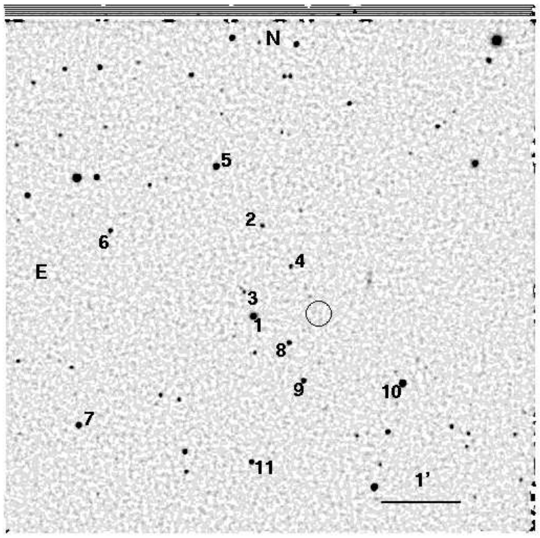
PKS 0500+019



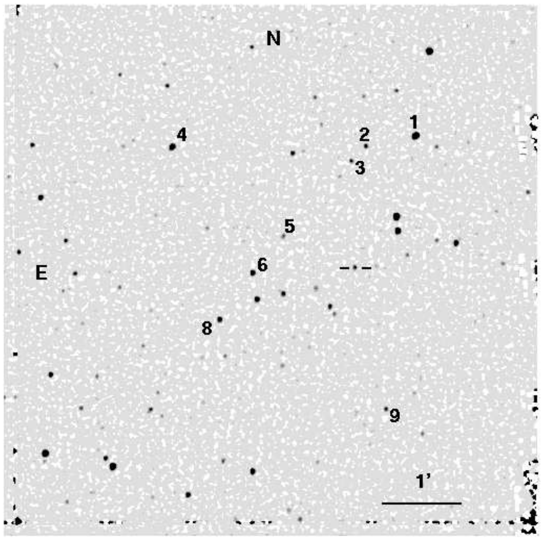
0518+165



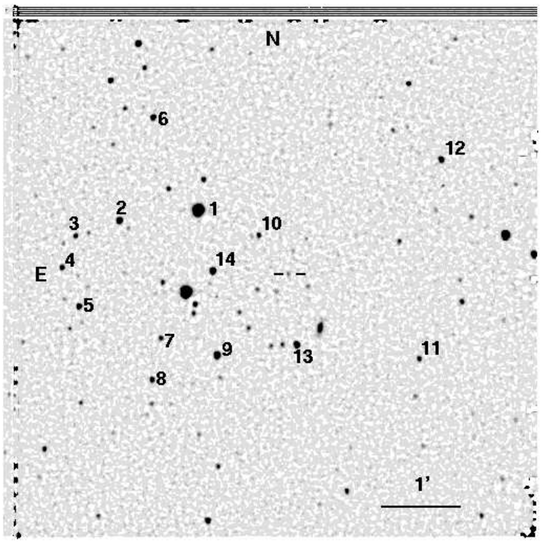
B 0525+1954



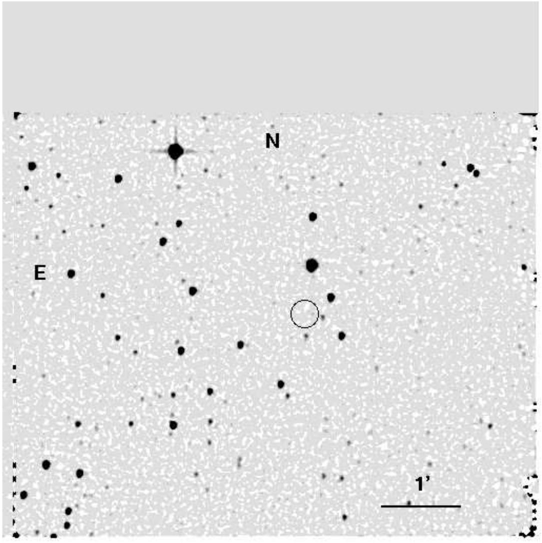
0527+18



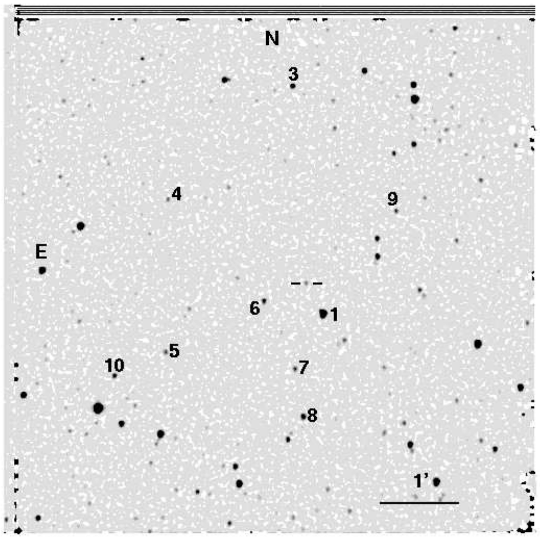
PKS 0528+134



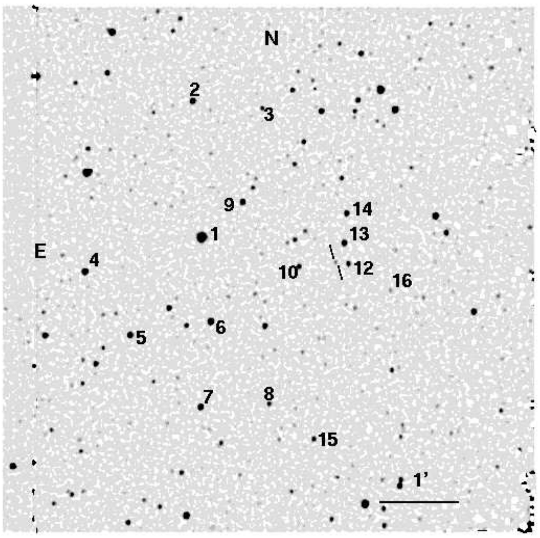
PMN J0532+0732



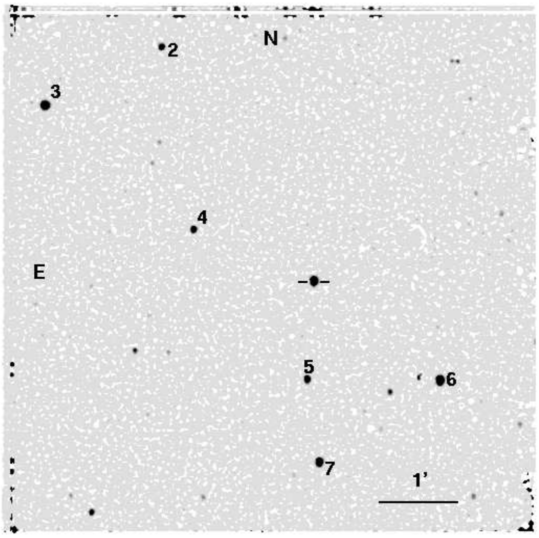
B 0537+3914



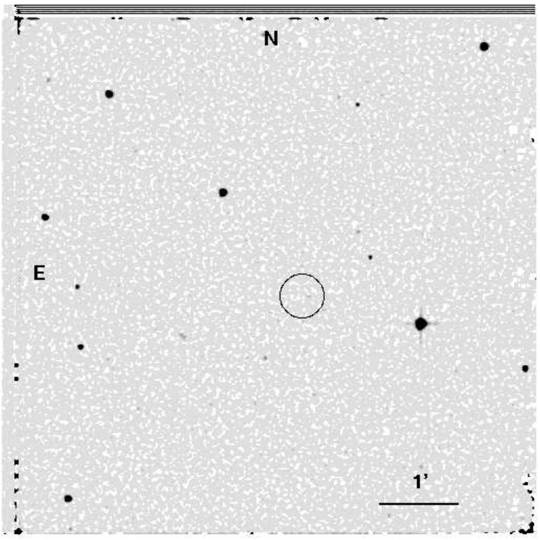
0552+398



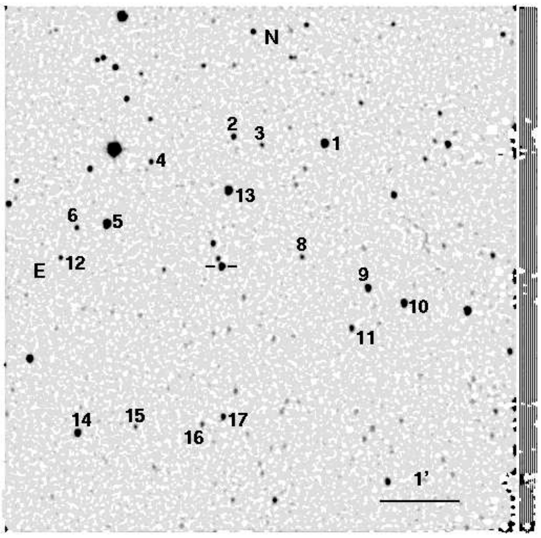
B 0615+2249



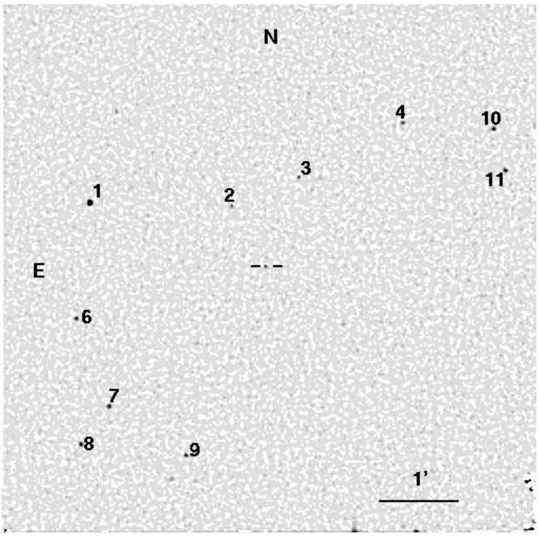
S5 0716+714



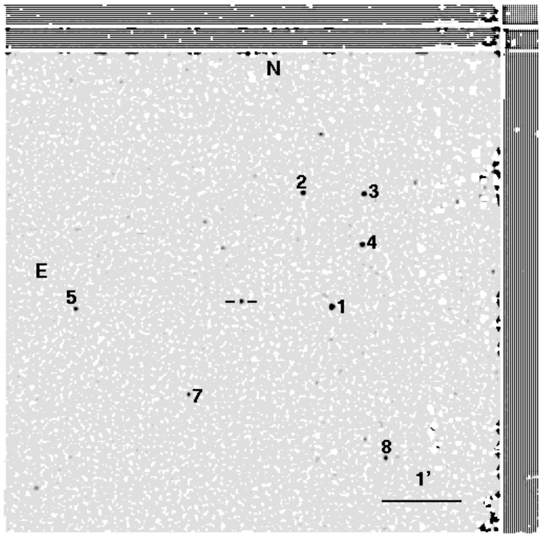
1600+434



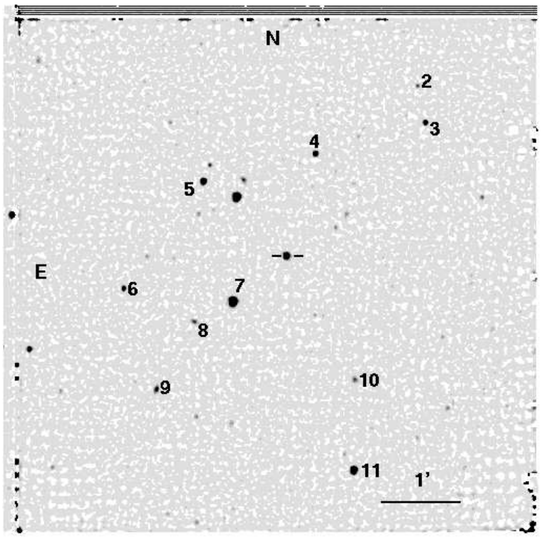
PKS 1622-297



1633+382



3C 345



3C 390.3

Anhang B

Lichtkurven

Im Anhang B sind die Lichtkurven, die im Kapitel 5.1 diskutiert werden, getrennt nach zeitlicher Auflösung dargestellt. Zunächst sind die Lichtkurven mit einer Zeitauflösung von einem Tag aufgelistet, gefolgt von den Lichtkurven mit Auflösungen von etwa einer Minute bis wenigen Sekunden.

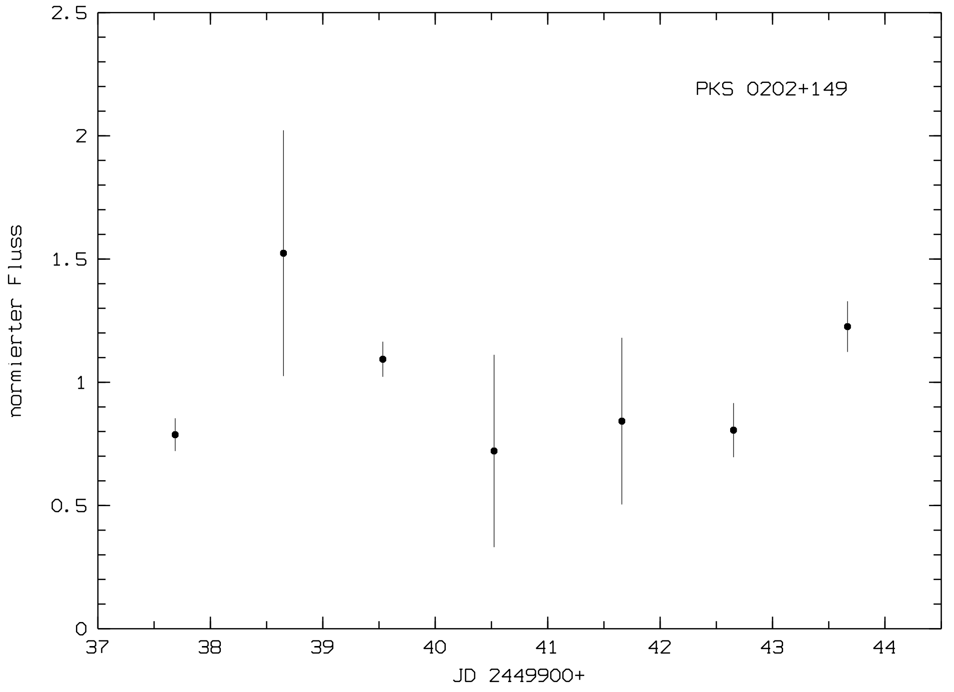
Die Lichtkurven sind nach der Rektaszension der Objekte geordnet. Eine Ausnahme bildet die Abbildung B.8 (0219+42) im Abschnitt B.2, bei der die Lichtkurve von 0219+42 nach den Lichtkurven von S5 0716+714 erscheint. Bei einigen Objekten, die an mehreren Nächten beobachtet wurden, sind Lichtkurven zu verschiedenen Nächten vorhanden, die jeweils nach Beobachtungsdatum geordnet sind.

Die Fehlerbalken in der y-Richtung geben den 1σ-Fehler des relativen Flusses wieder. Die Fehlerbalken in der x-Richtung hingegen stellen keine Unsicherheit in der Zeit dar, d. h. sie entsprechen keinem zeitlichen Fehler. Durch sie werden die Zeitintervalle angegeben, für die die einzelnen, aus Mittelung hervorgegangenen Meßpunkte gelten.

In den Lichtkurven mit einer zeitlichen Auflösung von einem Tag existieren Meßpunkte, die nicht mit Fehlerbalken versehen sind. Bei solchen Punkten ist der Fehler kleiner als die Symbol-Größe und ist somit in den Diagrammen nicht sichtbar.

B.1 Zeitliche Auflösung von einem Tag

a)



b)

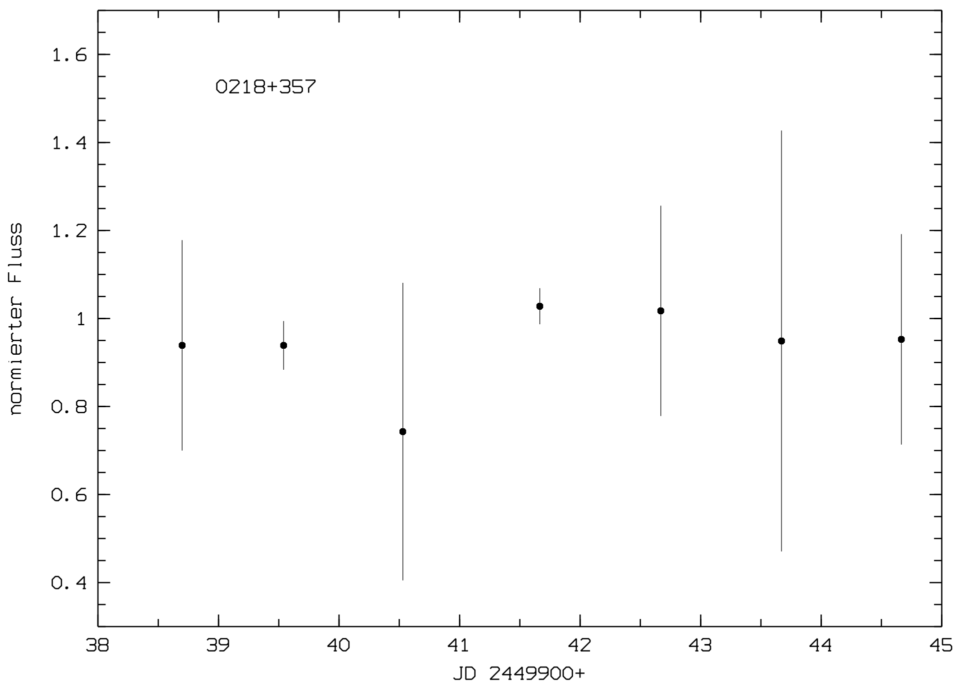
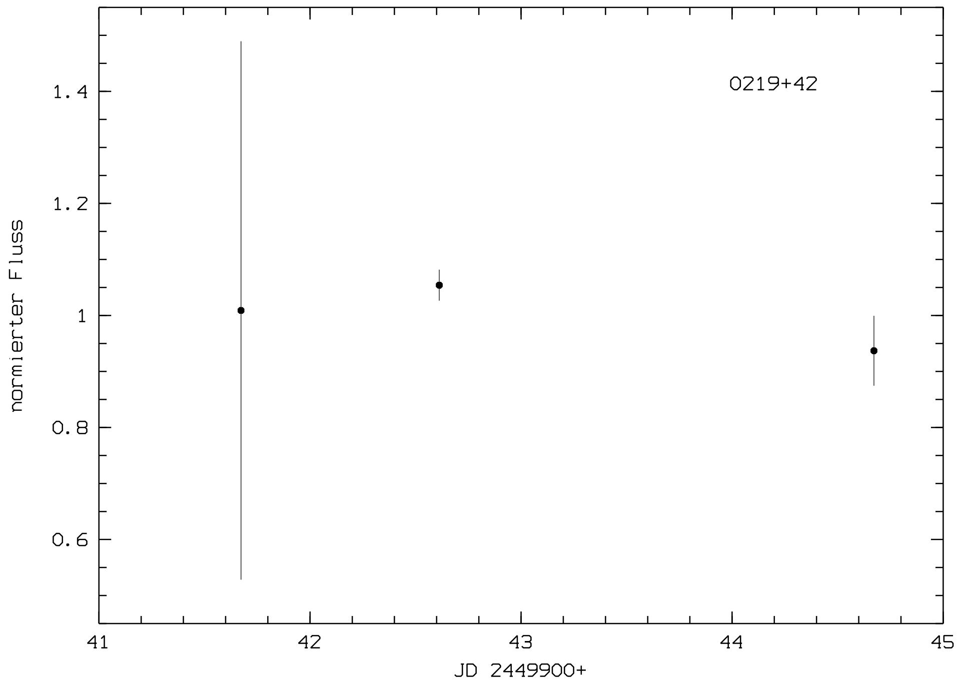


Abbildung B.1: a) PKS 0202+149; b) 0218+357

a)



b)

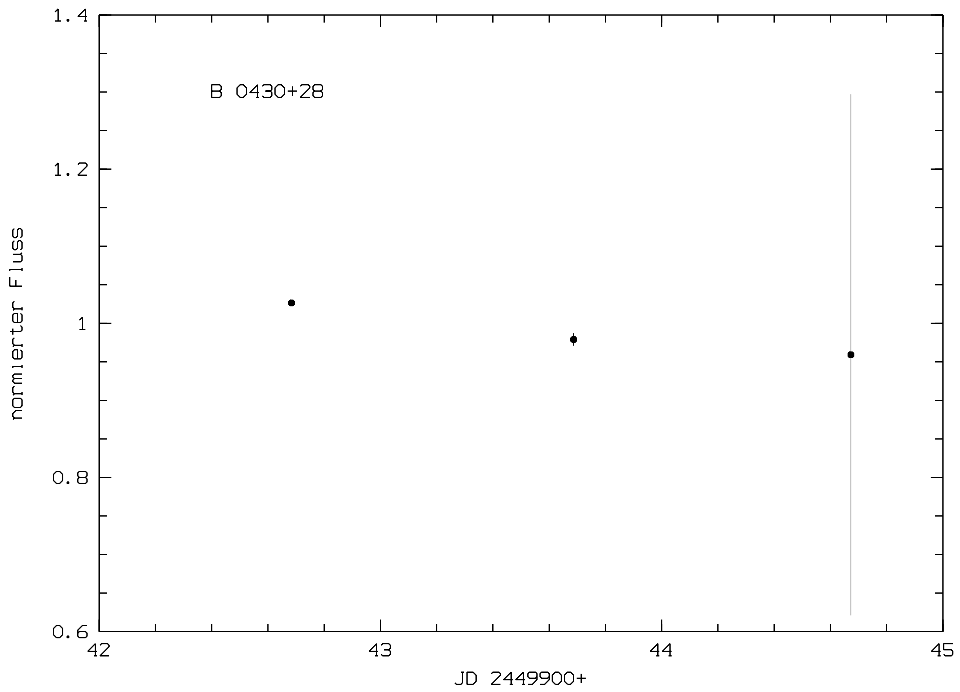
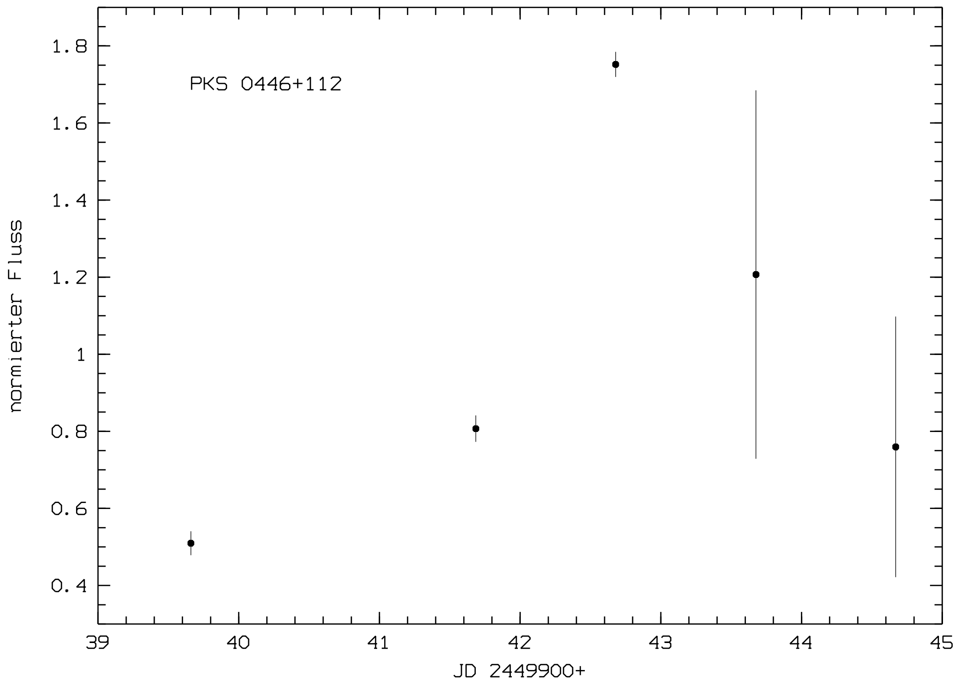


Abbildung B.2: a) 0219+42; b) B 0430+28

a)



b)

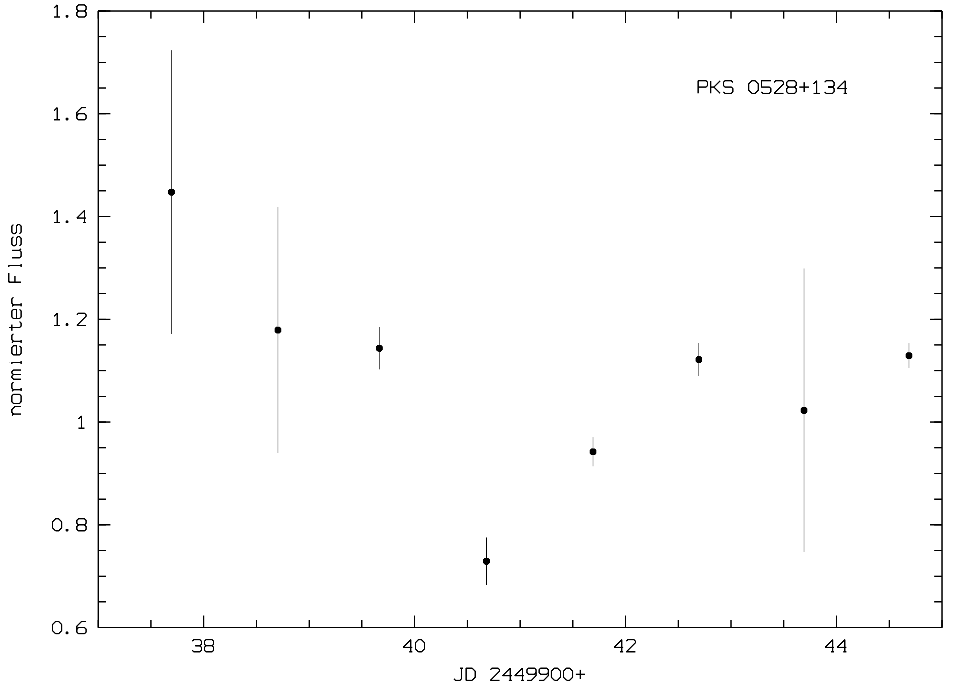
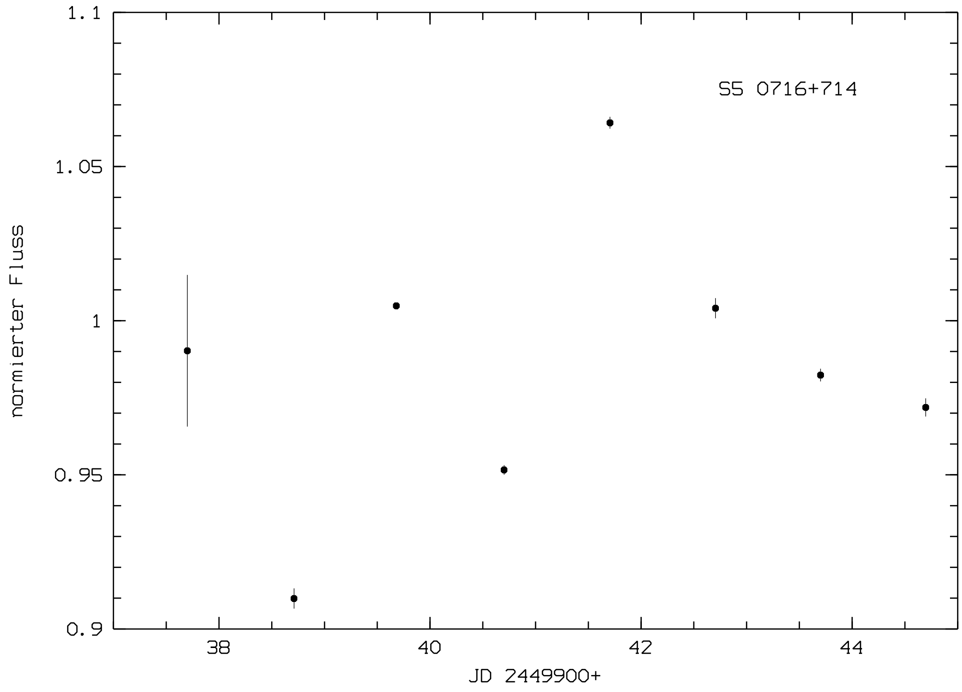


Abbildung B.3: a) PKS 0446+112; b) PKS 0528+134

a)



b)

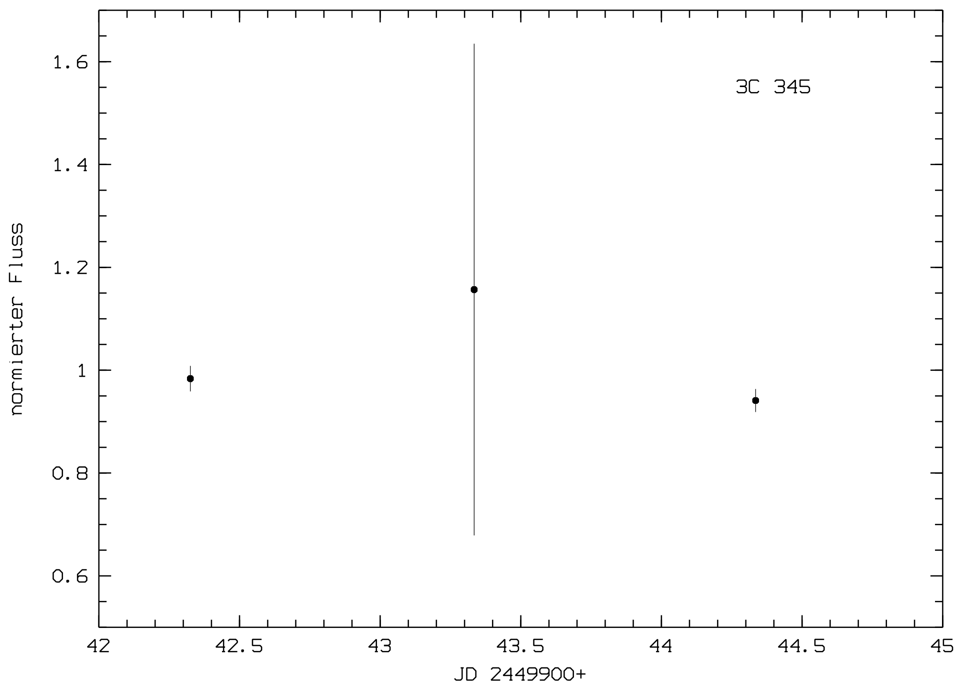


Abbildung B.4: a) S5 0716+714; b) 3C 345

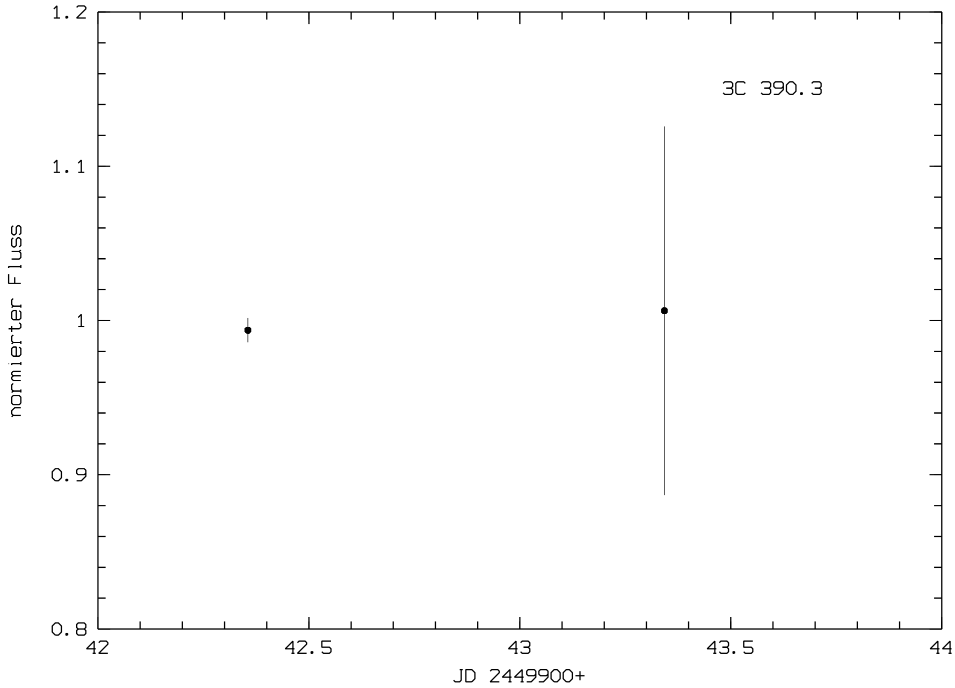
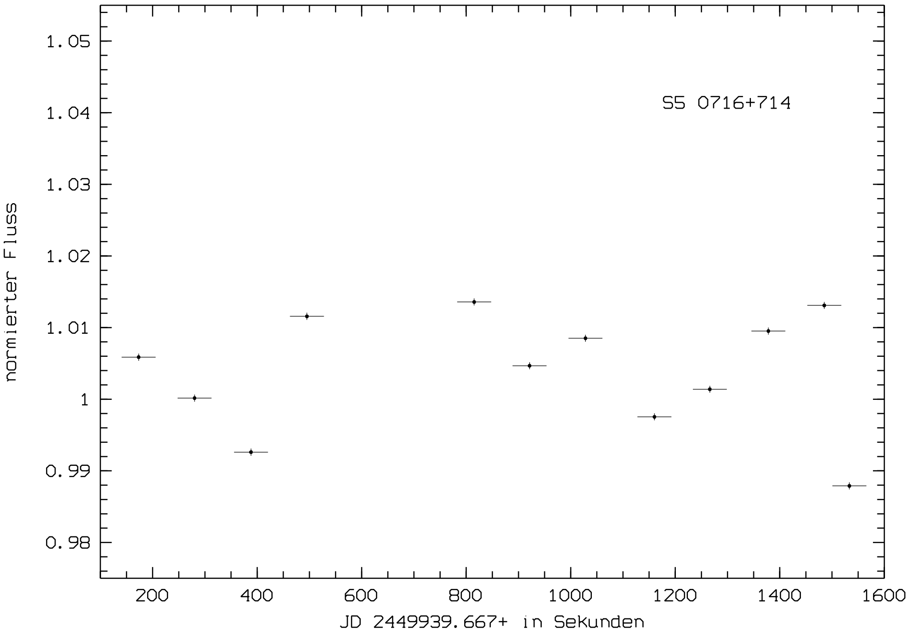


Abbildung B.5: 3C 390.3

B.2 Zeitliche Auflösung von mehreren Sekunden

B.2.1 Lichtkurven mit einer zeitlichen Auflösung von ca. einer Minute

a)



b)

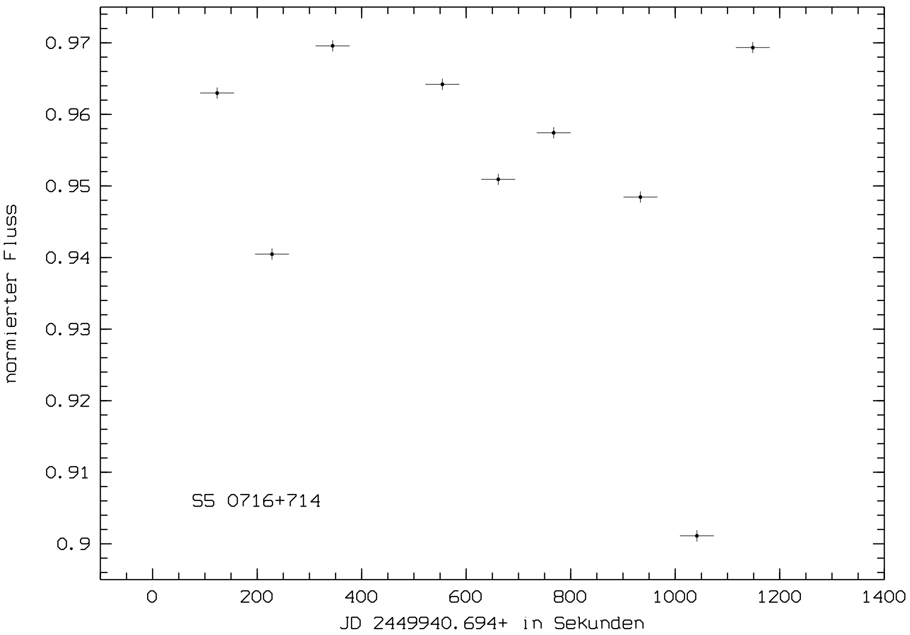
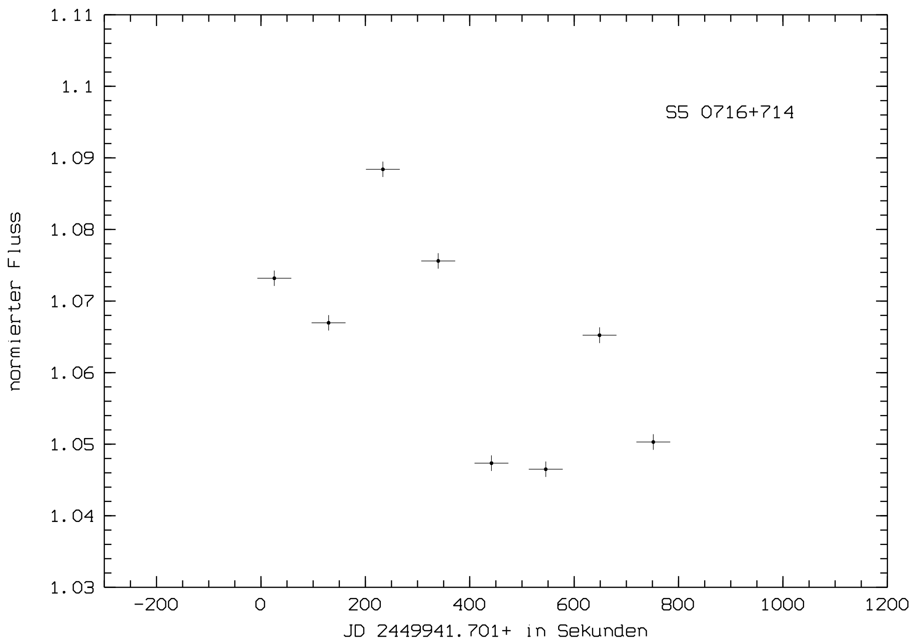


Abbildung B.6: S5 0716+714

a)



b)

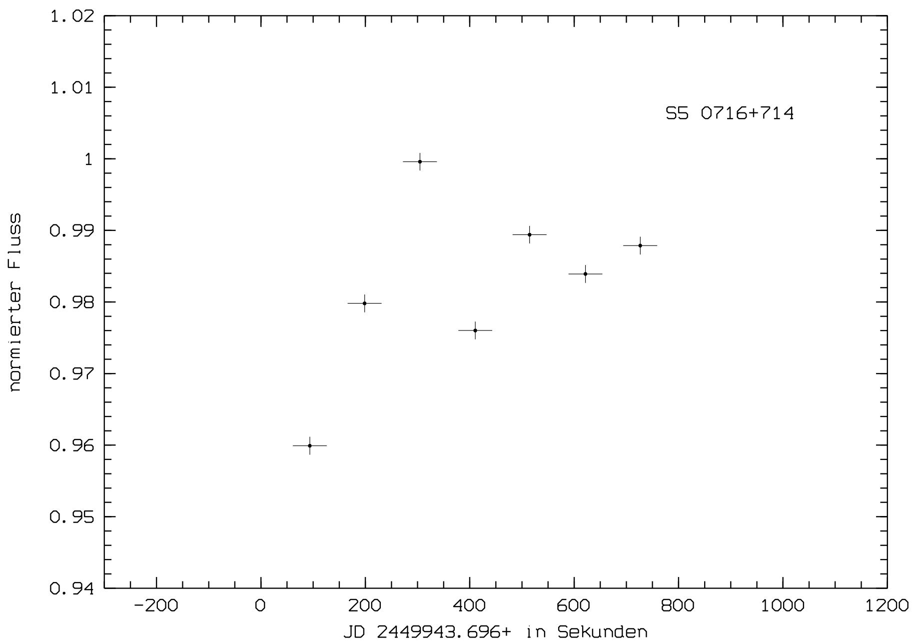
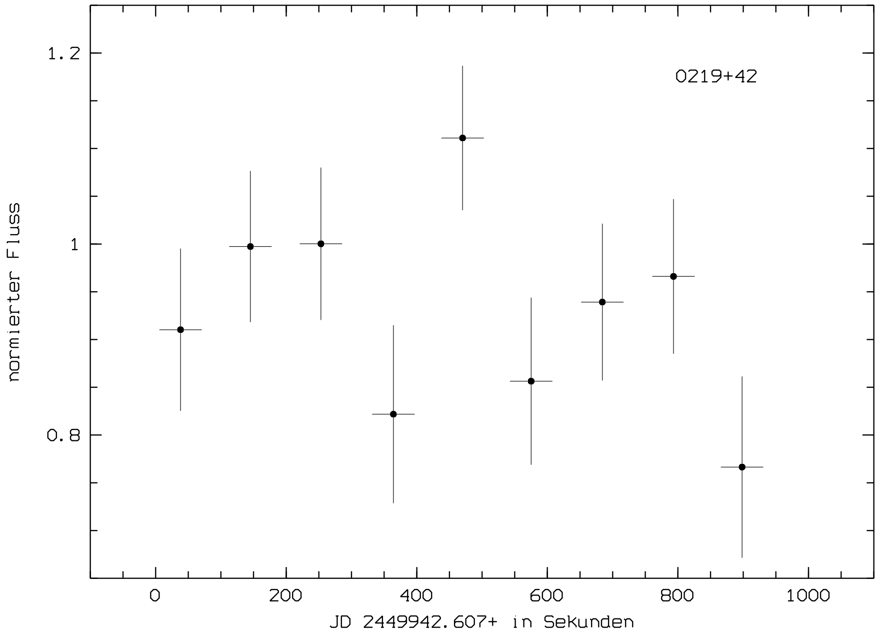


Abbildung B.7: S5 0716+714

a)



b)

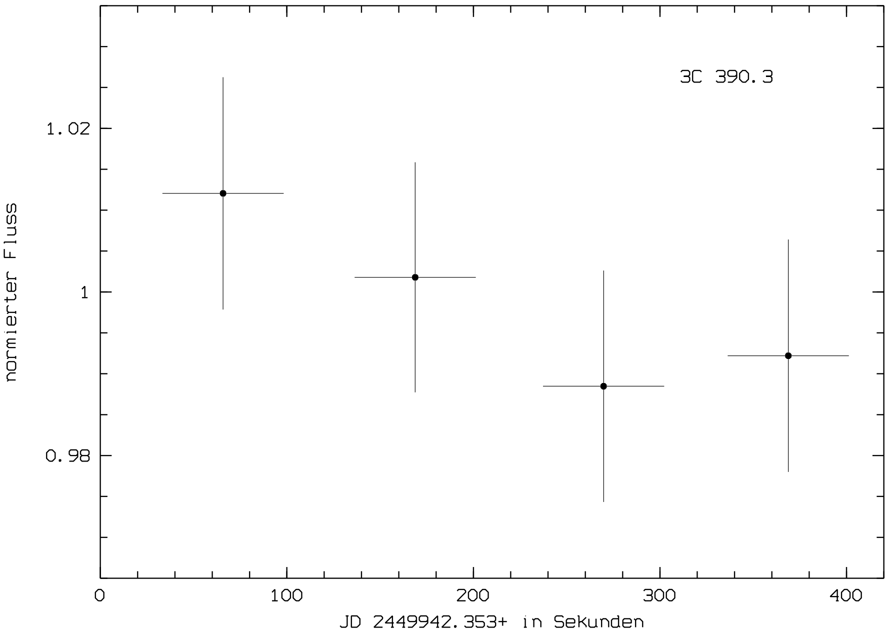
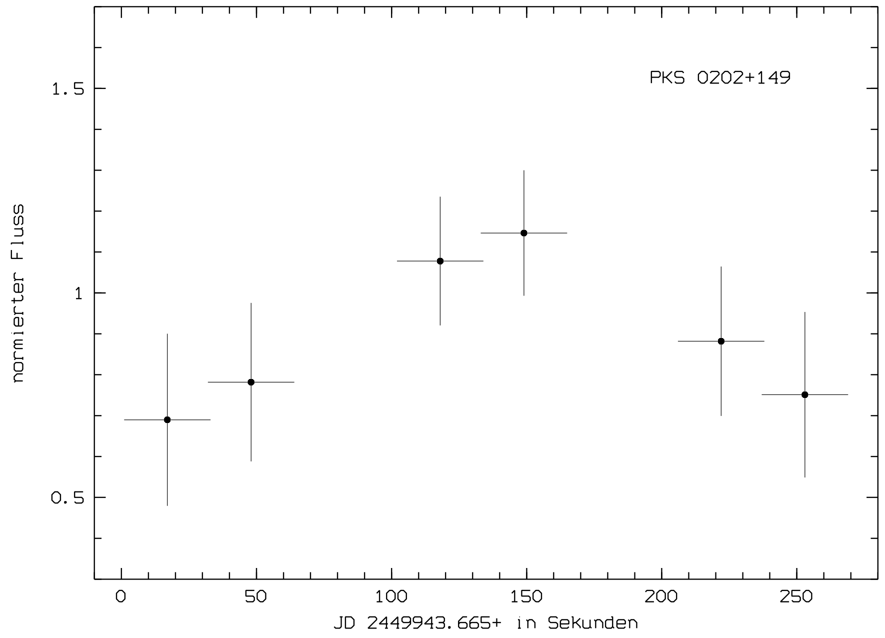


Abbildung B.8: a) 0219+42; b) 3C 390.3

B.2.2 Lichtkurven mit einer zeitlichen Auflösung von ca. 30 Sekunden

a)



b)

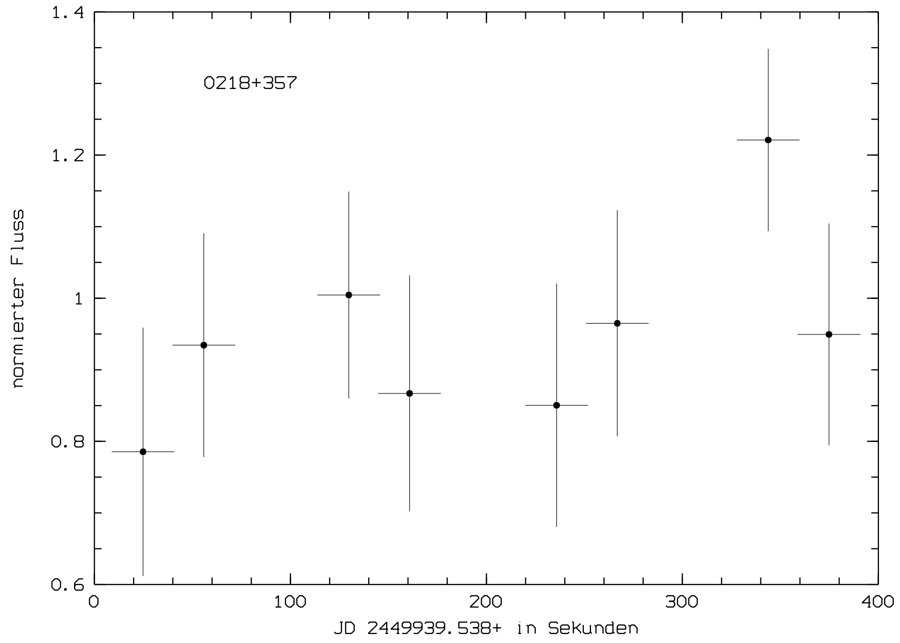
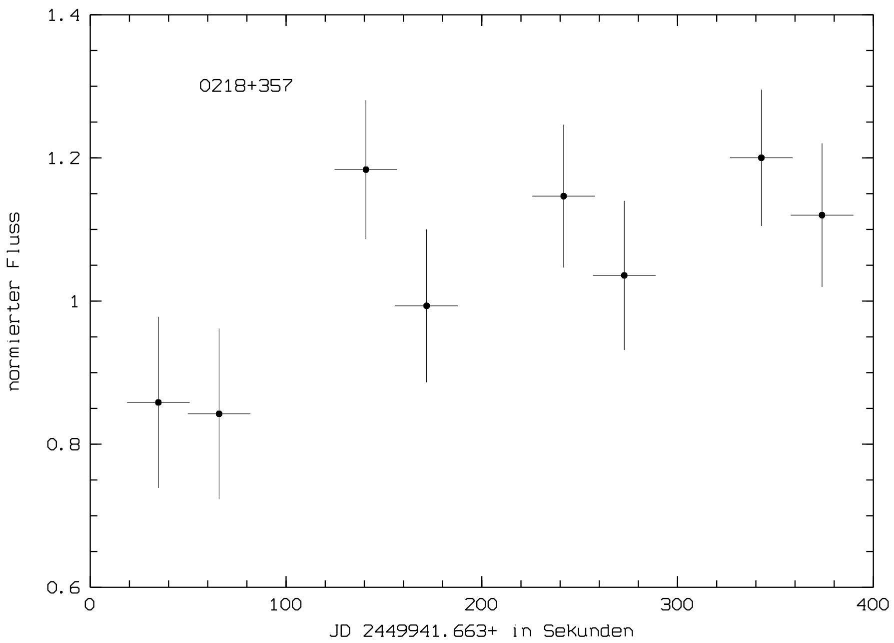


Abbildung B.9: a) PKS 0202+149; b) 0218+357

a)



b)

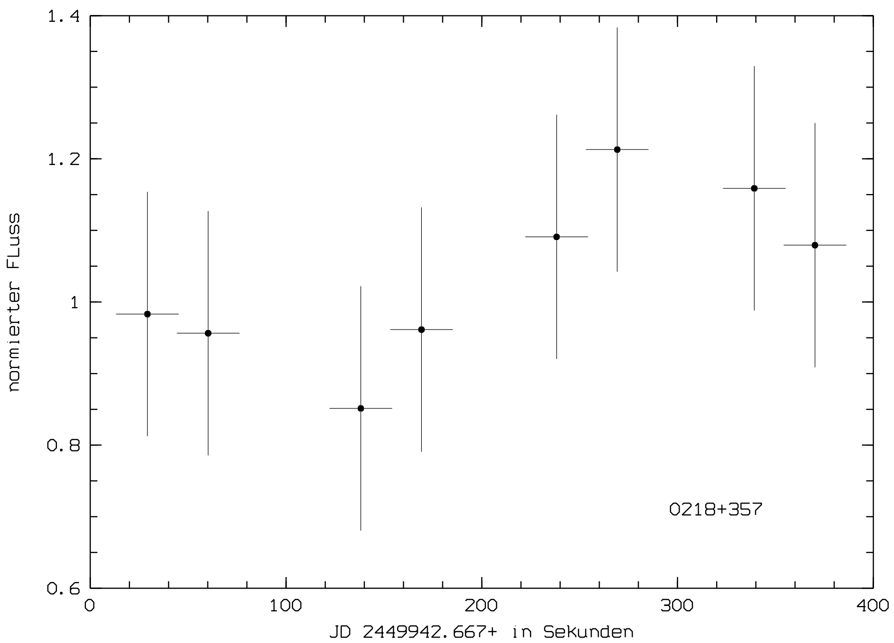
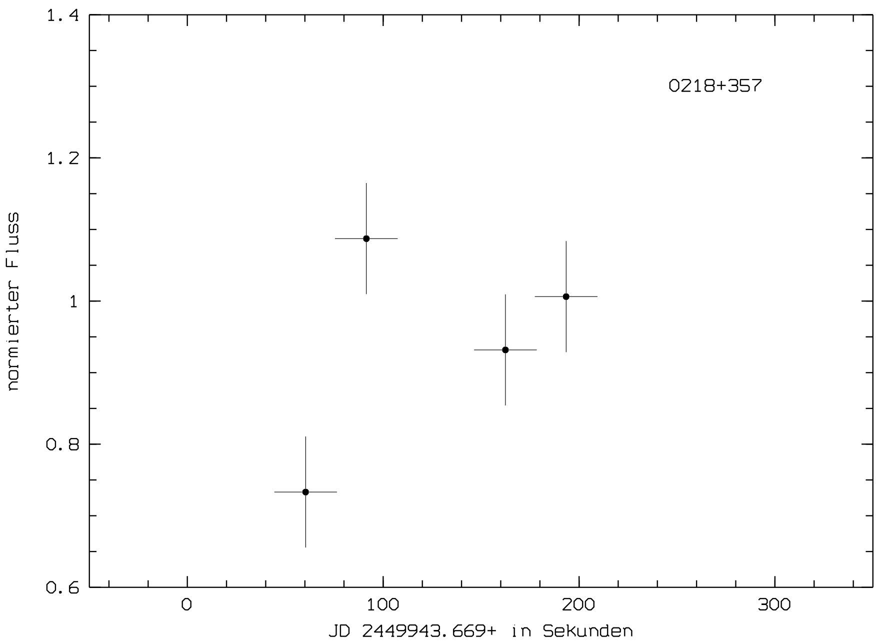


Abbildung B.10: 0218+357

a)



b)

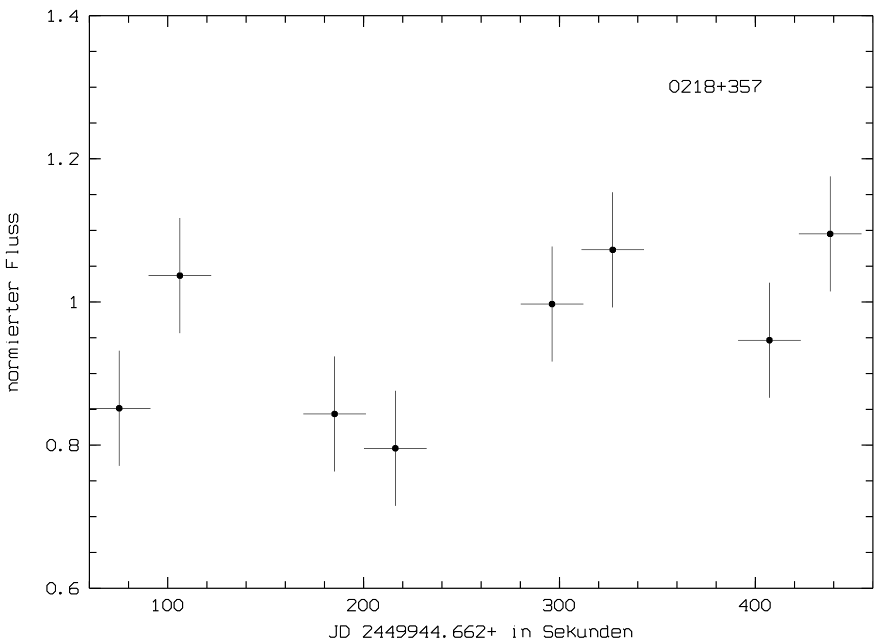
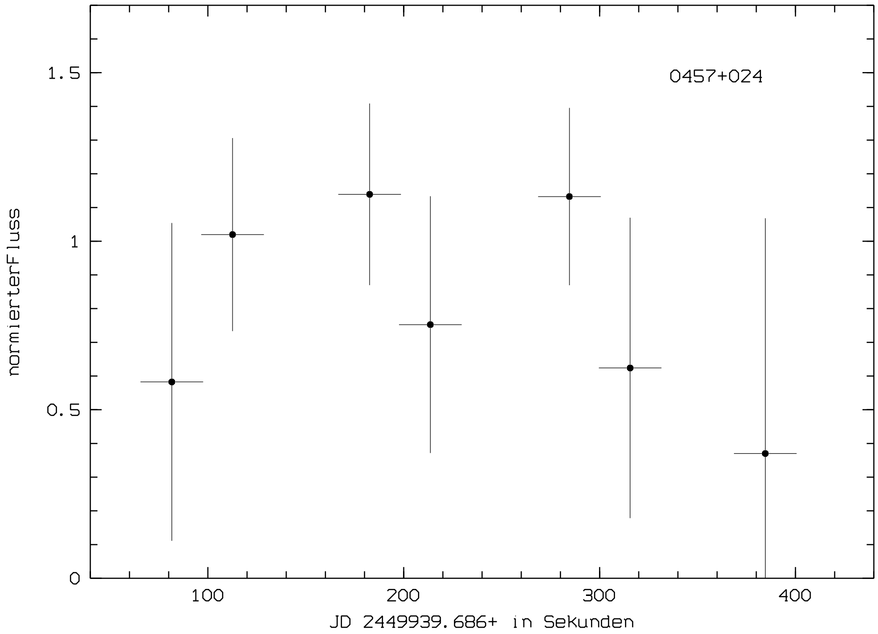


Abbildung B.11: 0218+357

a)



b)

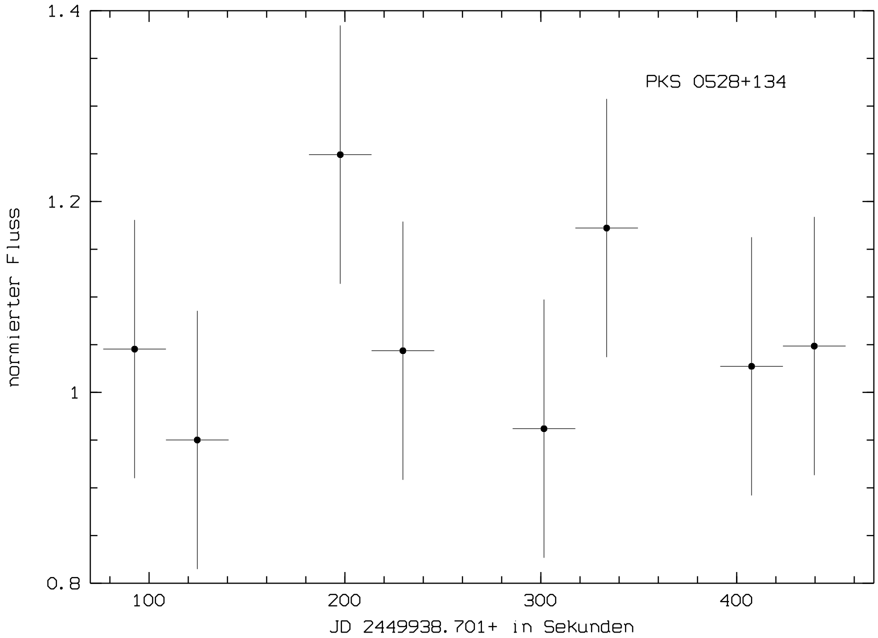
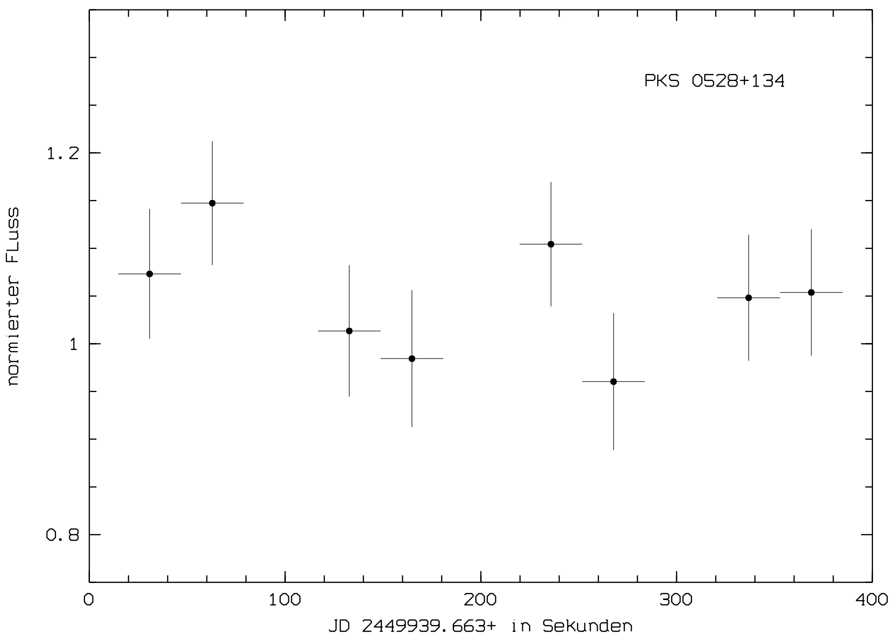


Abbildung B.12: a) 0457+024; b) PKS 0528+134

a)



b)

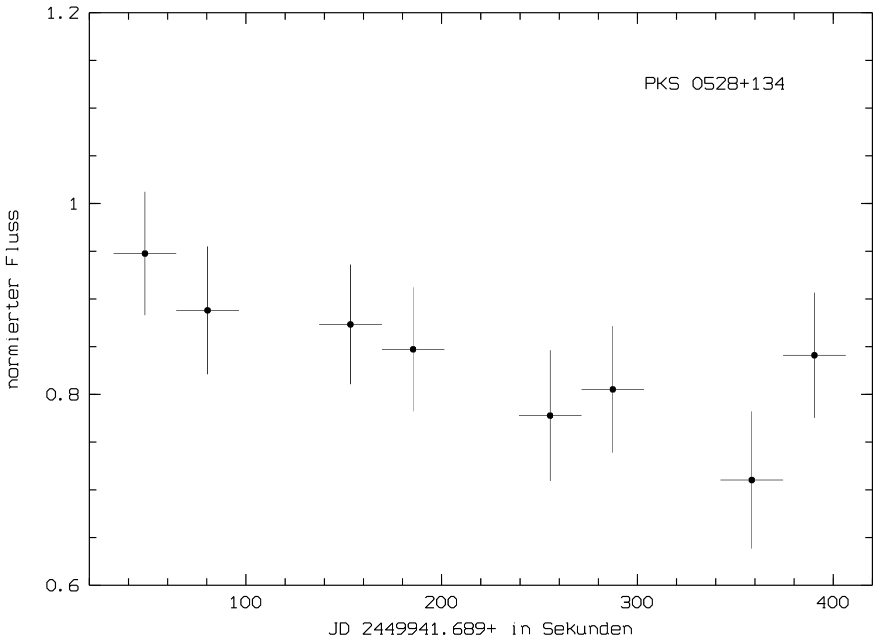
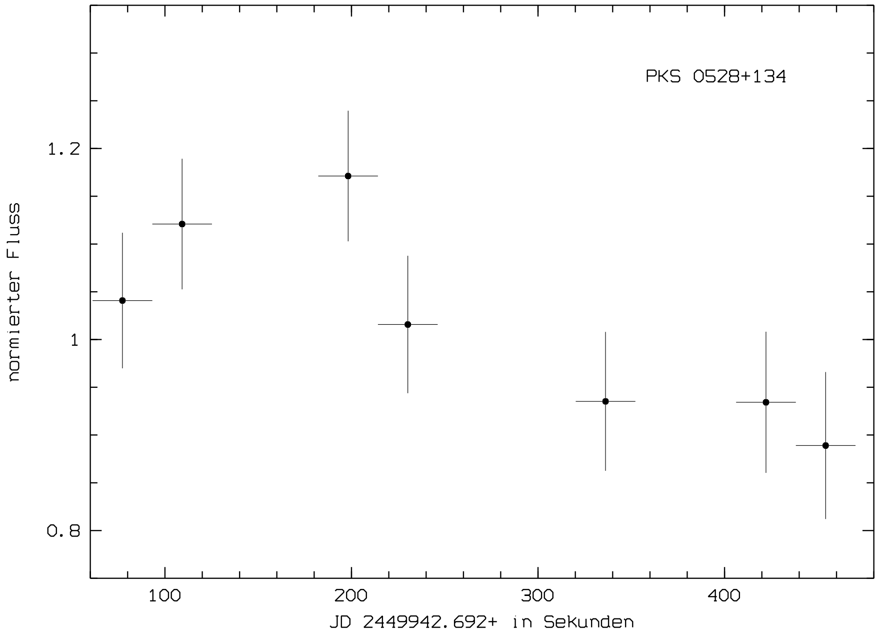


Abbildung B.13: PKS 0528+134

a)



b)

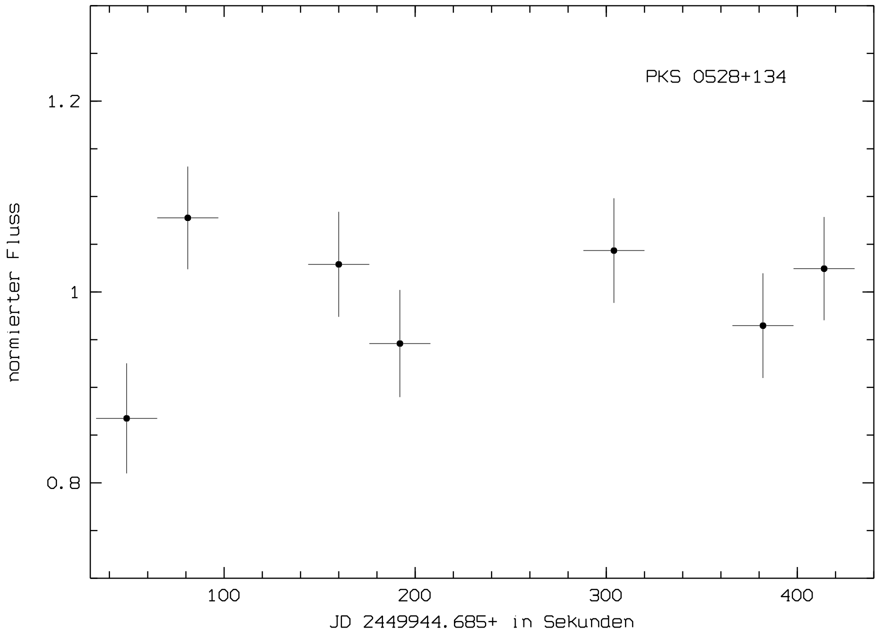


Abbildung B.14: PKS 0528+134

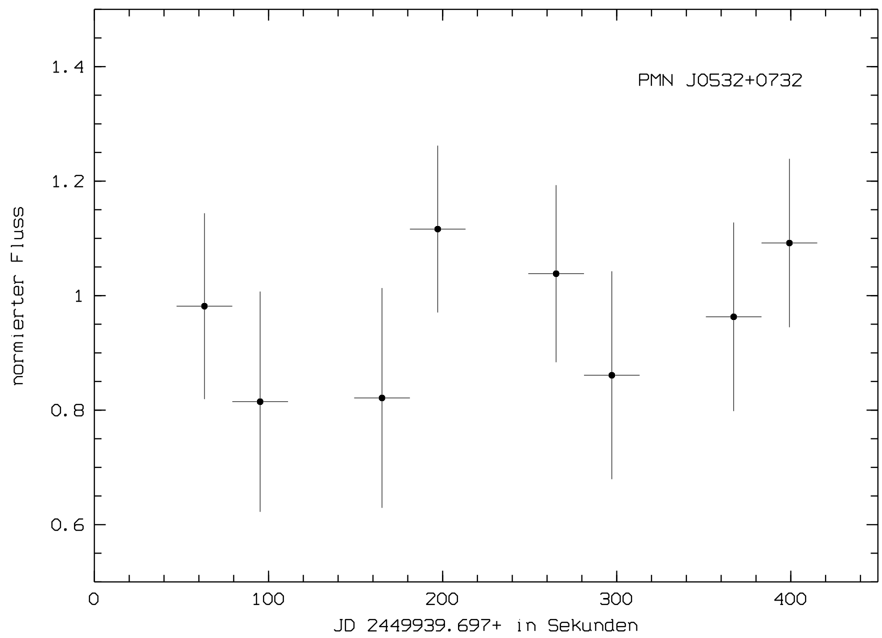
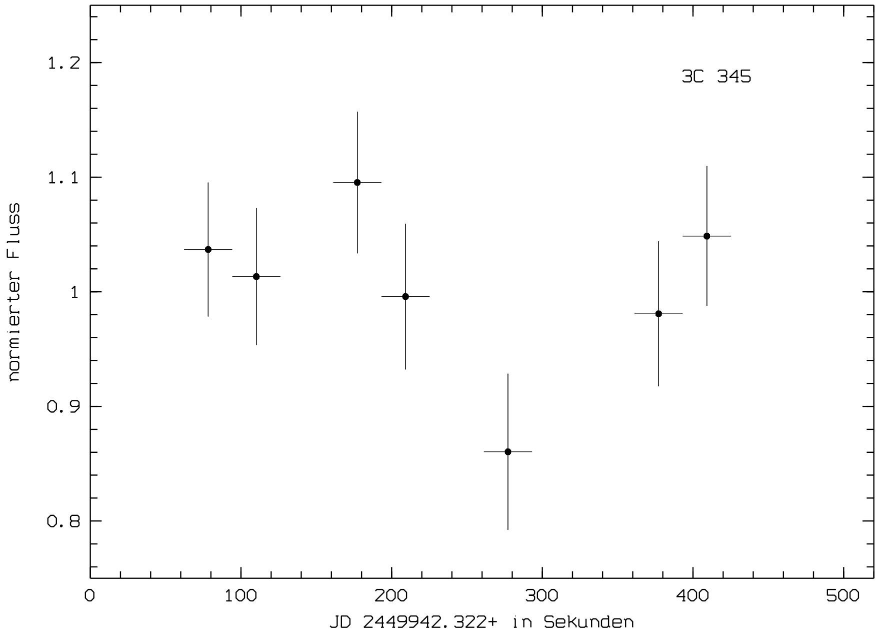


Abbildung B.15: PMN J0532+0732

a)



b)

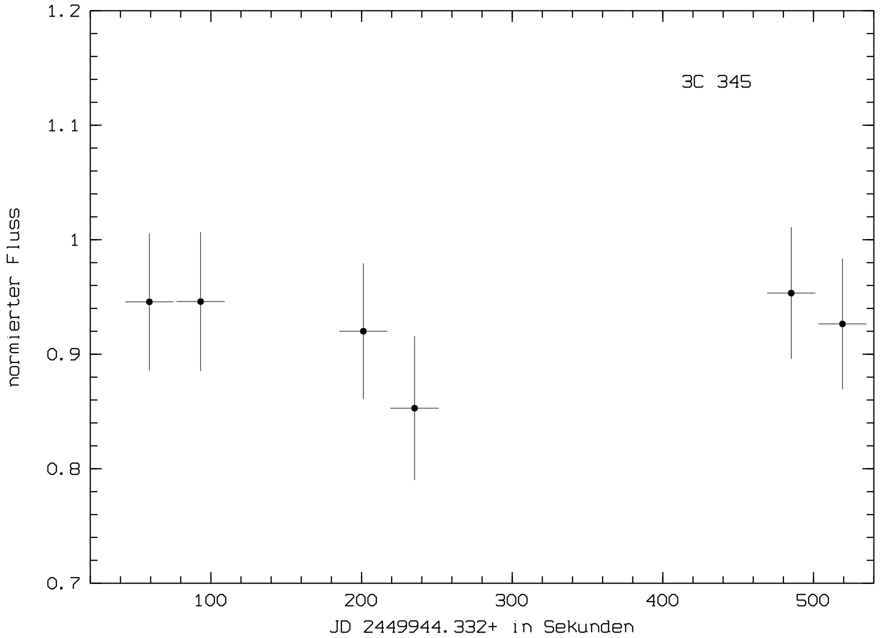
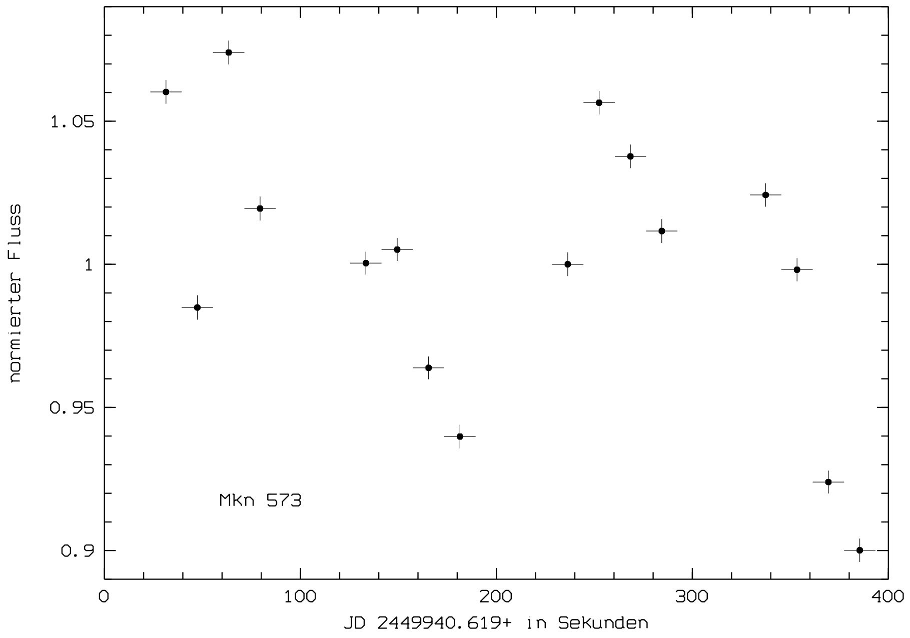


Abbildung B.16: 3C 345

B.2.3 Lichtkurven mit einer zeitlichen Auflösung von ca. 15 Sekunden

a)



b)

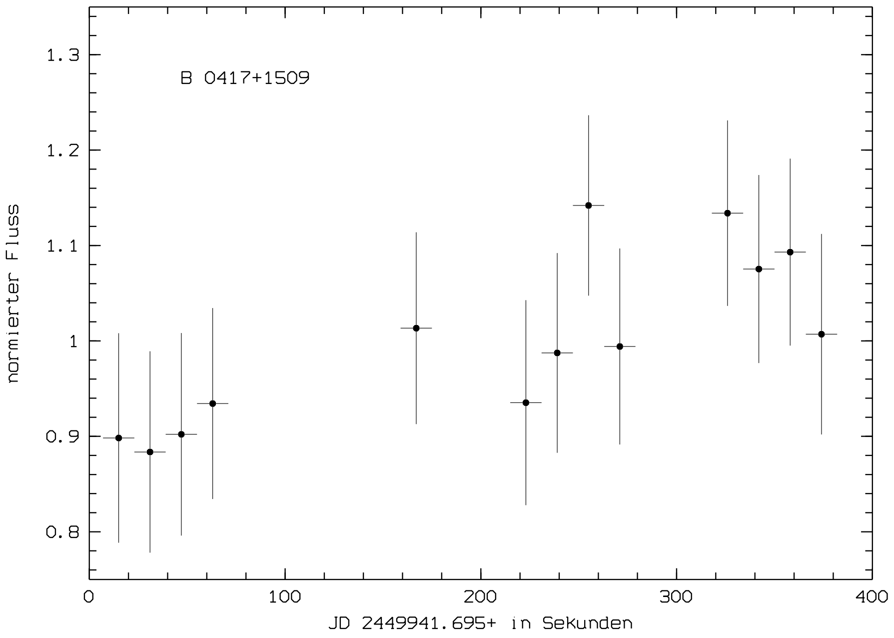
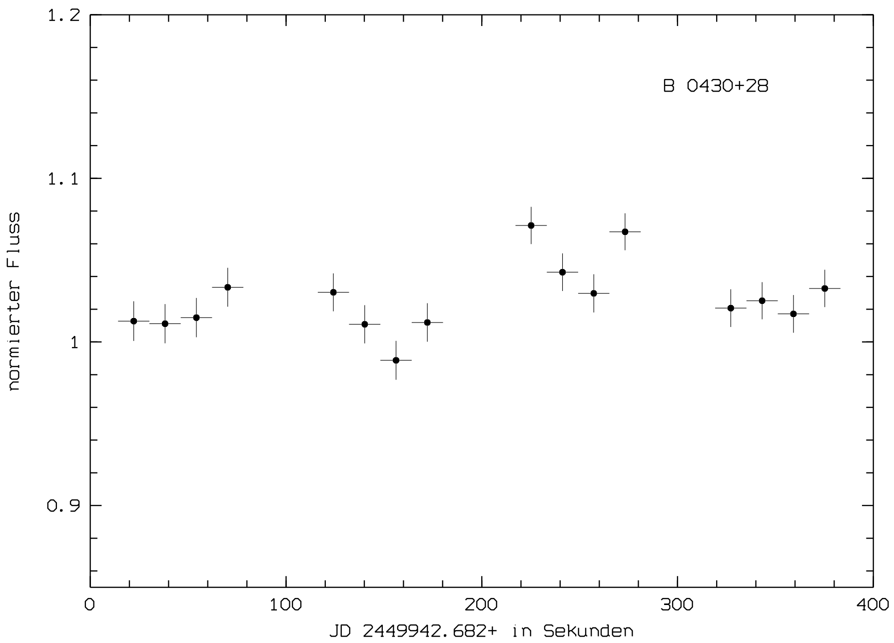


Abbildung B.17: a) Mkn 573; b) B 0417+1509

a)



b)

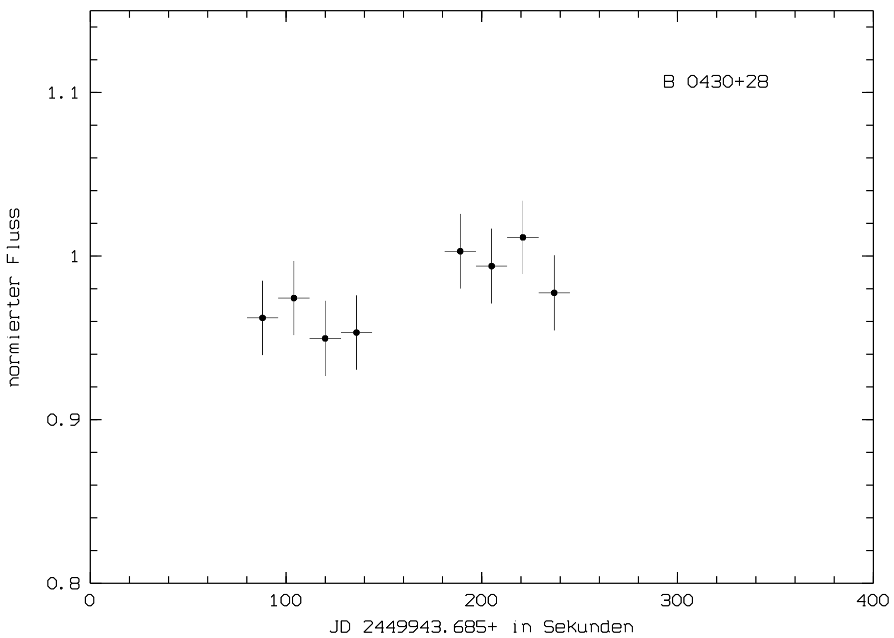
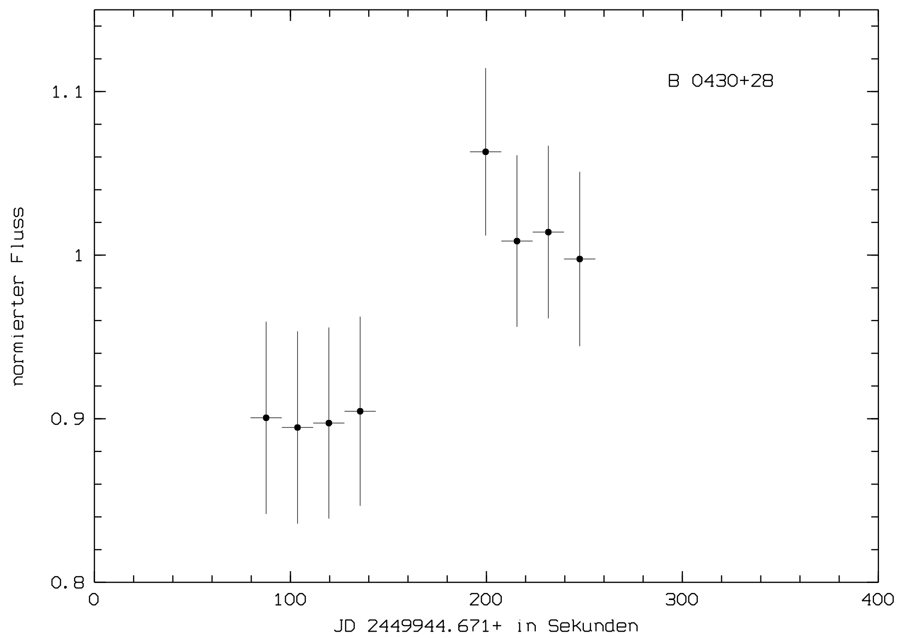


Abbildung B.18: B 0430+28

a)



b)

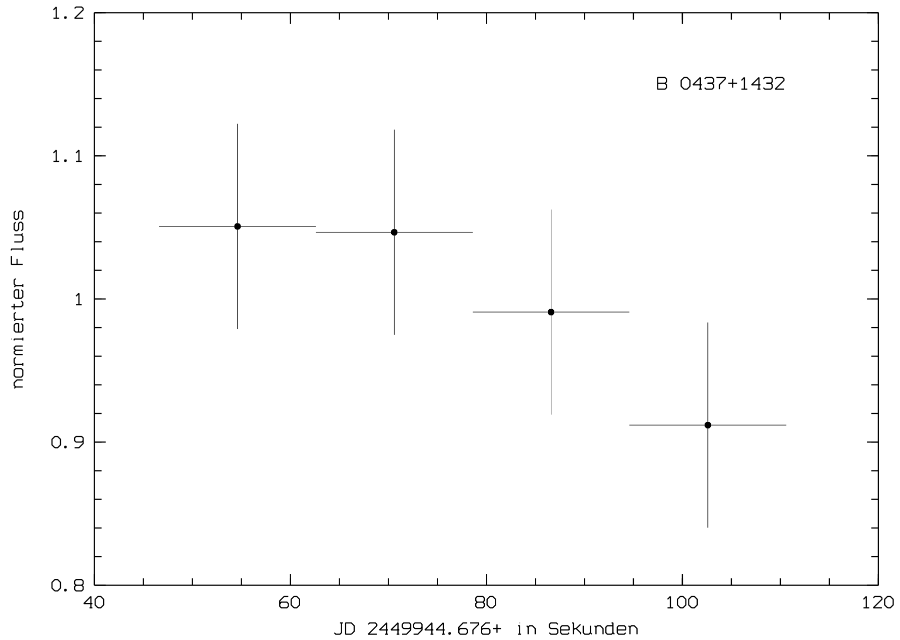
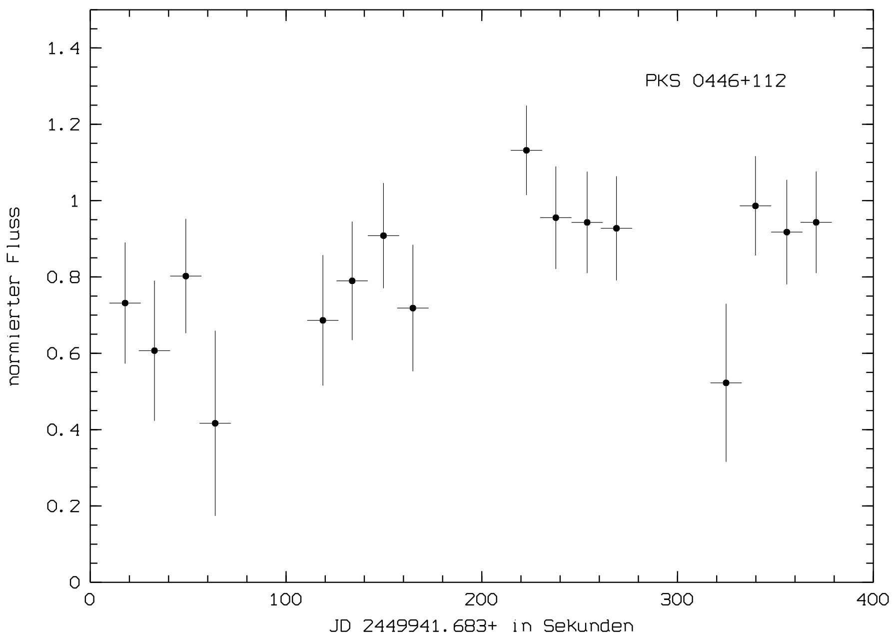


Abbildung B.19: a) B 0430+28; b) B 0437+1432

a)



b)

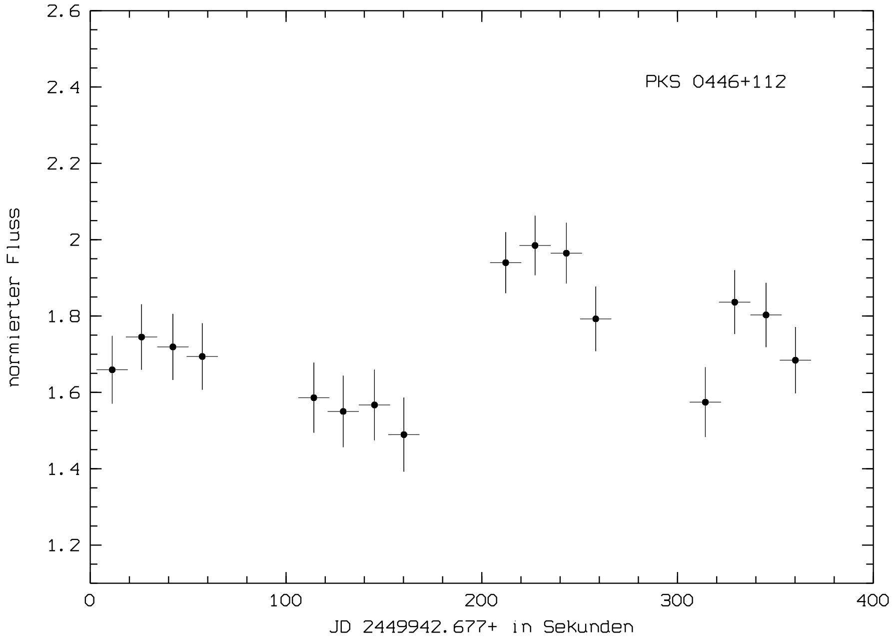
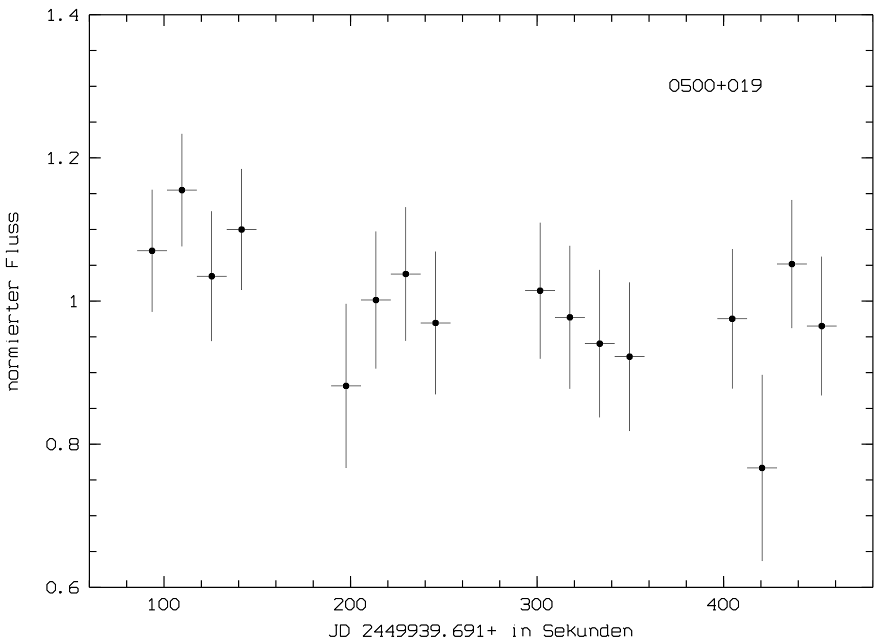


Abbildung B.20: PKS 0446+112

a)



b)

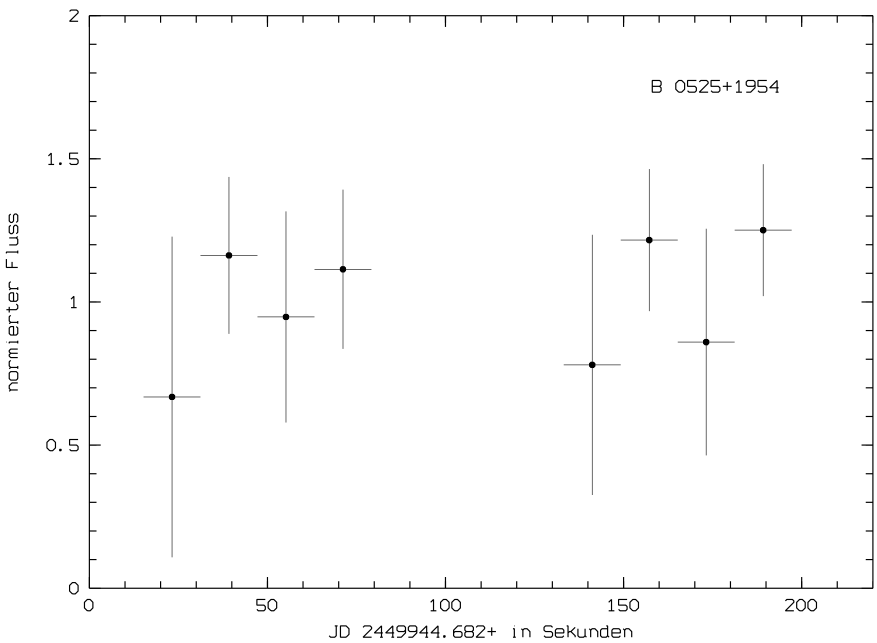
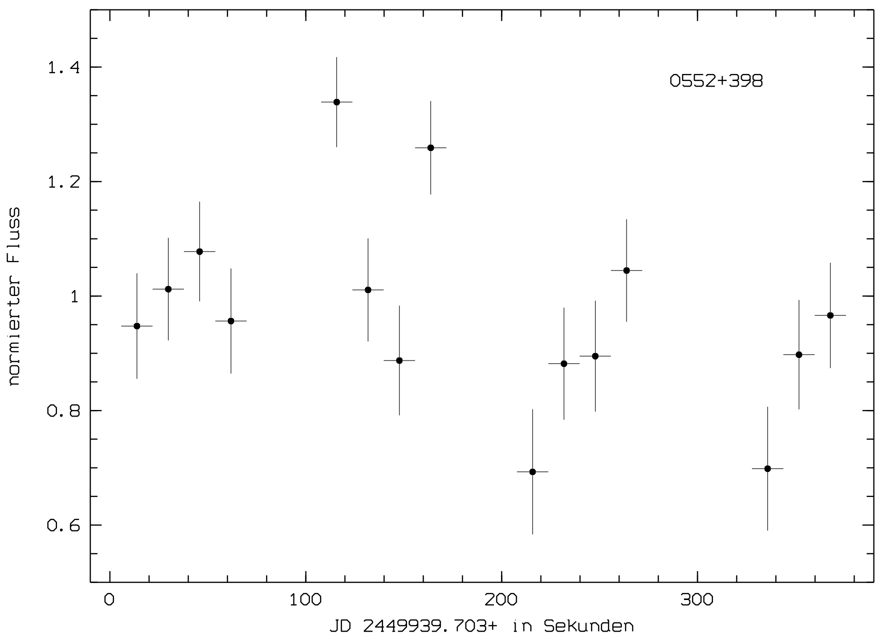


Abbildung B.21: a) PKS 0500+019; b) B 0525+1954

a)



b)

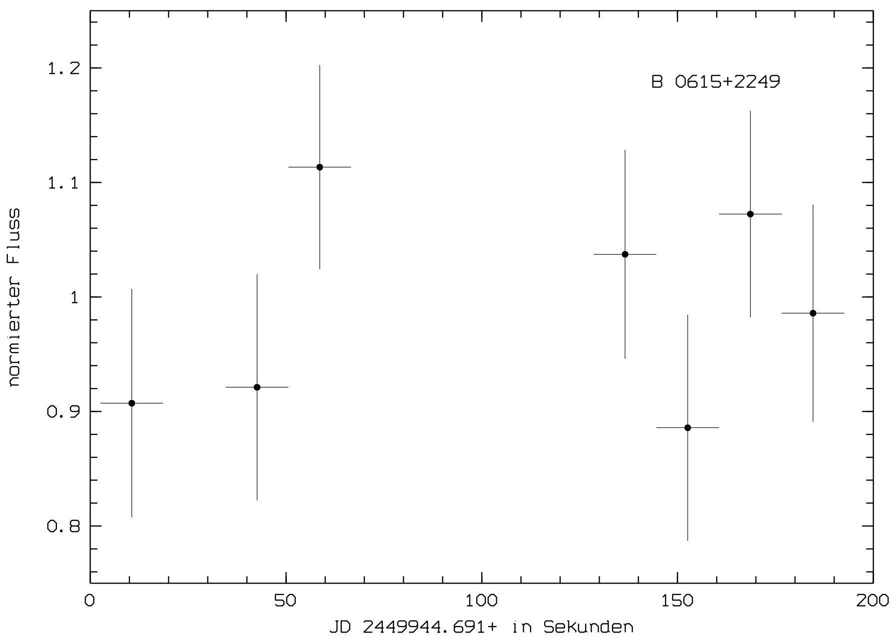
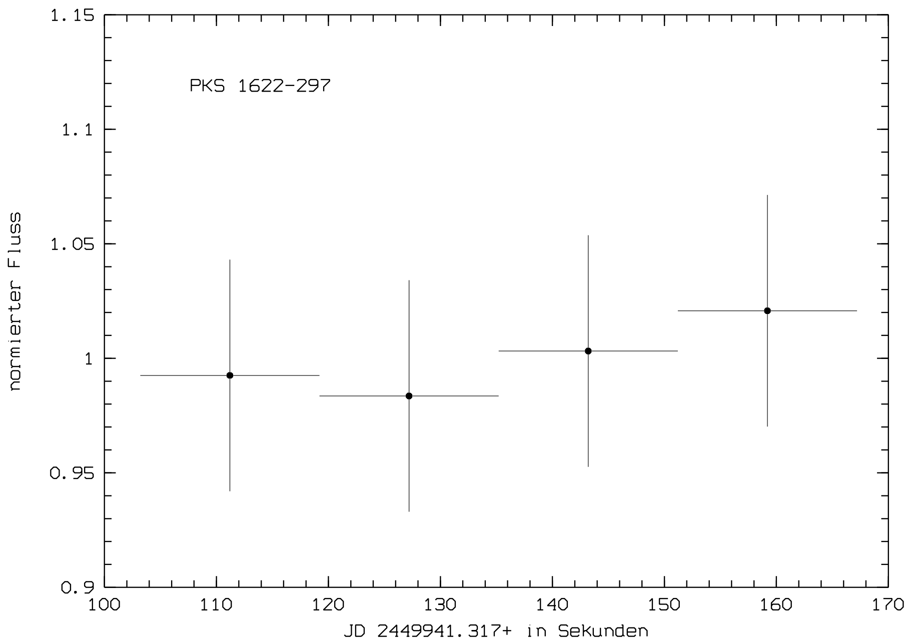


Abbildung B.22: a) 0552+398; b) B 0615+2249

a)



b)

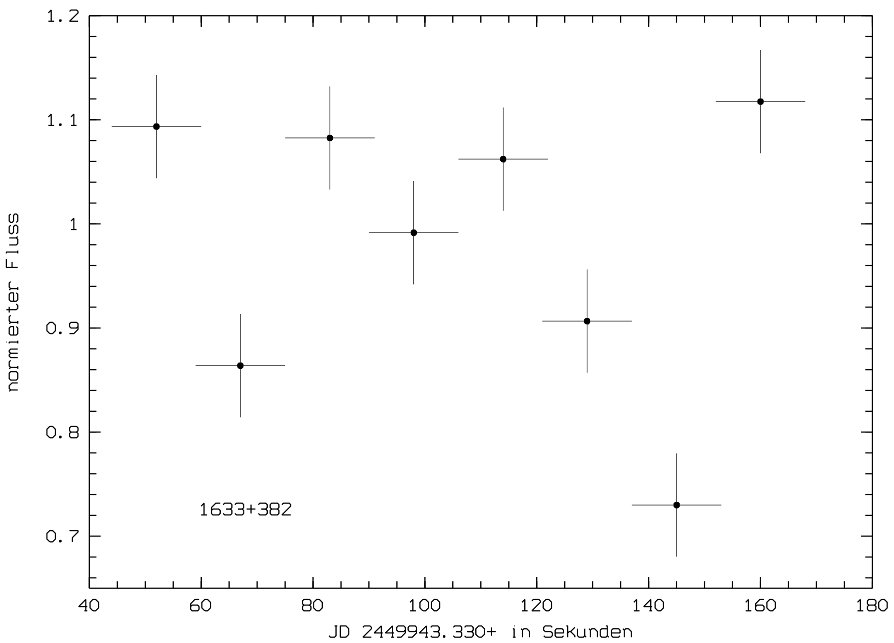
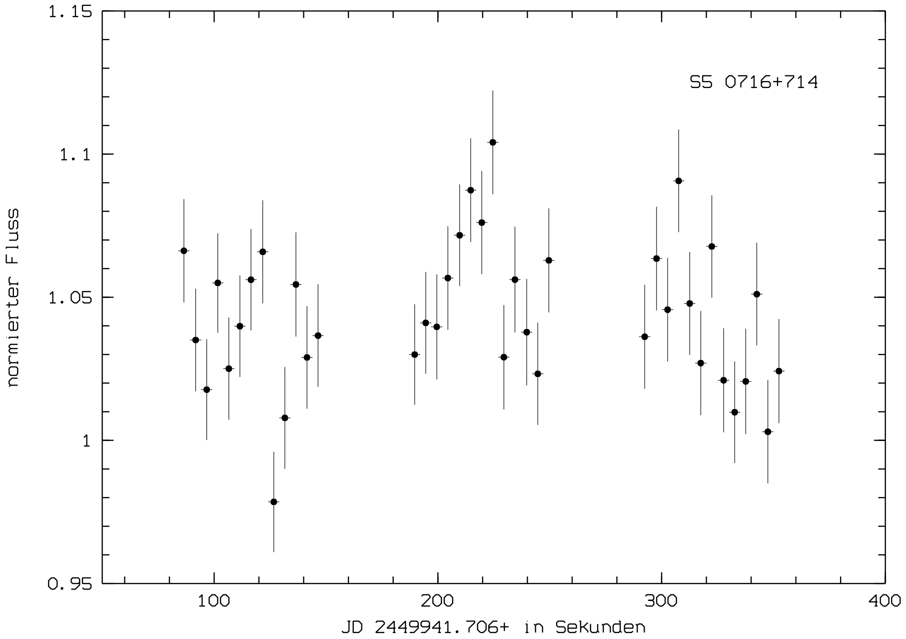


Abbildung B.23: a) PKS 1622-297; b) 1633+382

B.3 Zeitliche Auflösung von wenigen Sekunden

a)



b)

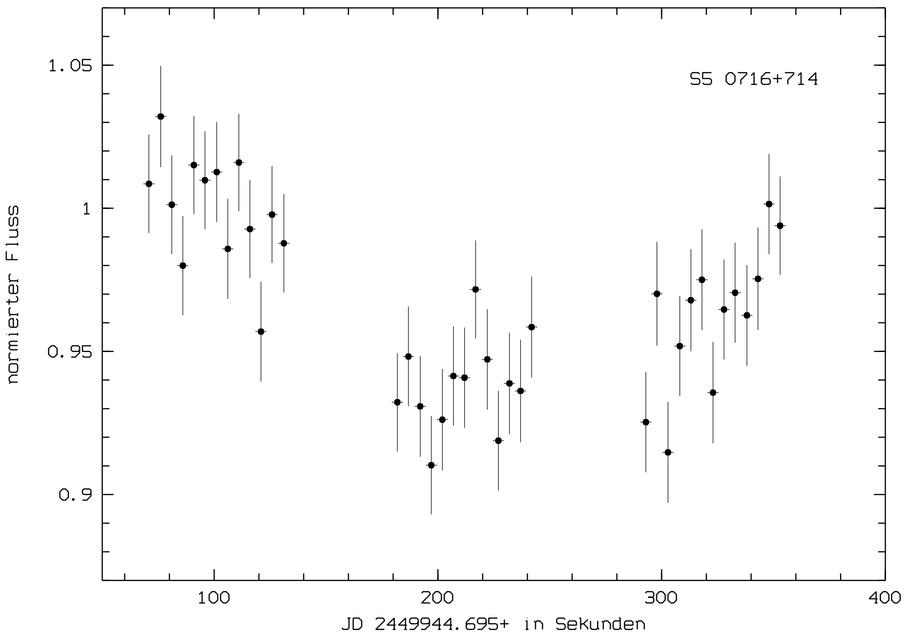


Abbildung B.24: S5 0716+714

Anhang C

MIDAS- und Fortran-Programme

Im diesem Abschnitt sind MIDAS- und Fortran-Programme aufgeführt. SIGMA.FOR wurde zur Erstellung von Badpixel-Karten verwendet. PHOTO.PRG führt die Helligkeitsmessung an den Aufnahmen durch.

C.1 SIGMA.FOR

```
C----------------------------------------------------------------------
C
               PROGRAM SIGMA
C  M. Sasaki
C----------------------------------------------------------------------
C
C
      IMPLICIT NONE
C
      CHARACTER     IDENT*72,CUNIT*64
      CHARACTER     INA*33,BPA*32
      CHARACTER*30  CAT,FNAME
      CHARACTER     PREFIX*3,BPPRE*2
      INTEGER       KNULL,KUNIT(1)
      INTEGER*4     JI,ANZAHL,L,IA,IE,F
      INTEGER*4     N(2),IACT,IDUN,IDNUL,NN,IAV,IND,NAXIS
      INTEGER*4     PNTRA,STAT,IMNOA,IMNOB
      INTEGER*4     IMANO,A,M,PNTRB
      REAL*4        IM(300,300),INBUF(100000)
      REAL*4        OUTBUFA(300,300),OUTBUFB(300,300)
      REAL*8        START(2),STEP(2)
C
      COMMON /VMR/ INBUF,OUTBUFA,OUTBUFB
C
      INCLUDE 'MID_INCLUDE:ST_DEF.INC'
      INCLUDE 'MID_INCLUDE:ST_DAT.INC'
C
      CALL STSPRO('sigma')
C
C   MIDAS CATALOG DER INPUT FILES
      CALL STKRDC ('CATALOG',1,1,60,IAV,CAT,KUNIT,KNULL,STAT)
C
C   PREFIX FUER OUTPUT FILE
      CALL STKRDC ('PREF',1,1,3,IAV,PREFIX,KUNIT,KNULL,STAT)
C
C   PREFIX FUER BP-BILD
```

```
      CALL STKRDC ('BPPRE',1,1,2,IAV,BPPRE,KUNIT,KNULL,STAT)
C
C   FAKTOR VOR SIGMA FUER SCHWELLE
      CALL STKRDI ('SIGF',1,1,IAV,F,KUNIT,KNULL,STAT)
C
C   ANZAHL : EINTRAEGE IM KATALOG
      CALL STCSHO (CAT,ANZAHL,L,STAT)
C   1. BILD IM KATALOG
      CALL STCFND (CAT,1,FNAME,STAT)
C   N(i) : ANZAHL DER PIXEL IN EINER SPALTE BZW. ZEILE
      IMANO = 1
      CALL STFOPN (FNAME,D_R4_FORMAT,0,F_IMA_TYPE,IMANO,STAT)
      CALL STDRDI (IMANO,'NPIX',1,2,IACT,N,IDUN,IDNUL,STAT)
      NN = N(1) * N(2)
C
      IA = 1
      IE = NN
      JI = 0
C
      NAXIS = 2
      START(1) = 1
      START(2) = 1
      STEP(1) = 1
      STEP(2) = 1
C
C   SCHLEIFE !!!
C
1111    CONTINUE
C
      JI = JI + 1
      IND = JI
C
C   BILD IM KATALOG, IND : BILD NR. IM KATALOG
      CALL STCFND (CAT,IND,FNAME,STAT)
      CALL STFOPN (FNAME,D_R4_FORMAT,0,F_IMA_TYPE,IMANO,STAT)
      CALL STFGET (IMANO,IA,IE,IACT,INBUF,STAT)
      CALL STFCLO (IMANO,STAT)
C
C   GEFILTERTES BILD ANLEGEN
      WRITE(*,*) FNAME
      INA = PREFIX // FNAME
      BPA = BPPRE // FNAME
      CALL STIPUT (INA,D_R4_FORMAT,F_O_MODE,F_IMA_TYPE,NAXIS,
     *   N,START,STEP,IDENT,CUNIT,PNTRA,IMNOA,STAT)
      CALL STIPUT (BPA,D_R4_FORMAT,F_O_MODE,F_IMA_TYPE,NAXIS,
     *   N,START,STEP,IDENT,CUNIT,PNTRB,IMNOB,STAT)
C
      CALL MATRIX (INBUF,NN,IM,FNAME,N(1),N(2))
C
      M = 7
      A = M**2
      CALL FILTER (IM,INBUF,M,A,N,OUTBUFA,OUTBUFB,F)
C
      CALL FRAME (OUTBUFA,N(1),N(2),NN,INBUF(PNTRA))
      CALL FRAME (OUTBUFB,N(1),N(2),NN,INBUF(PNTRB))
C
      CALL STFCLO (IMNOA,STAT)
      CALL STFCLO (IMNOB,STAT)
C
      IF (JI.LT.ANZAHL) GOTO 1111       ! SCHLEIFE ZUM BILDER EINLESEN
C
      CALL STSEPI
C
      STOP
      END
```

```
C
C
C
          SUBROUTINE MATRIX (BUF,NN,IM,FNAME,NPX,NPY)
C
        CHARACTER*30 FNAME
        INTEGER*4    NPX,NPY,I,J,K
        REAL*4       BUF(NN)
        REAL*4       IM(NPX,NPY)
C
        K = 0
        DO J=1,NPX
           DO I=1,NPY
              K = K + 1
              IM(I,J) = BUF(K)
              IF (ABS(IM(I,J)).GE.1E25) THEN
                 WRITE(6,1124) FNAME
1124             FORMAT(2X,'FEHLERHAFTES BILD : ', A20)
              ENDIF
           ENDDO
           I = 0
        ENDDO
C
        RETURN
        END
C
C
C
      SUBROUTINE FILTER (MAT,BUF,M,A,N,OUTA,OUTB,F)
C
      IMPLICIT NONE
C
      INTEGER*4 N(2)
      INTEGER*4 X,Y,XB,YB
      INTEGER*4 OX,OY,M
      INTEGER*4 F,Z
      INTEGER*4 A,Z2,IB,M2
      REAL*4    MAT(N(1),N(2))
      REAL*4    BUF(A)
      REAL*4    ME(N(1),N(2)),SIG(N(1),N(2))
      REAL*4    RES,OUTA(N(1),N(2)),OUTB(N(1),N(2))
      REAL*4    SUM,SUM2,SUMN
      REAL*4    DIF(N(1),N(2)),THR(N(1),N(2))
C
C
      M2 = (M-1) / 2
C
      DO X=1,N(1)
         DO Y=1,N(2)
            OX = X+M2
            OY = Y+M2
            IB = 0
            Z = A
C
            SUM = 0.
            SUM2 = 0.
C
            XB = X-M2
 001        CONTINUE
C
               YB = Y-M2
 002           CONTINUE
C
                  IF (XB.LT.1) THEN
                     Z = Z-1
```

```
                  GOTO 007
               ELSEIF (XB.GT.256) THEN
                  Z = Z-1
                  GOTO 007
               ELSEIF (YB.LT.1) THEN
                  Z = Z-1
                  GOTO 007
               ELSEIF (YB.GT.256) THEN
                  Z = Z-1
                  GOTO 007
               ENDIF
               IB = IB+1
               BUF(IB) = MAT(XB,YB)
               SUM = SUM + MAT(XB,YB)
               SUM2 = SUM2 + (MAT(XB,YB)*MAT(XB,YB))
 007           CONTINUE
               YB = YB+1
            IF (YB.LE.OY) GOTO 002
C
            XB = XB+1
         IF (XB.LE.OX) GOTO 001
C
         Z2 = (Z+1)/2
         SUMN = SUM / Z
         SIG(X,Y) = SQRT(ABS(SUM2 - SUMN*SUM) / (Z-1)) ! STANDARTAB-
C     WEICHUNG
         CALL HPSORT(Z,BUF)
         IF (MOD(Z,2).EQ.0) THEN
            RES = 0.5*BUF(Z2)+0.5*BUF(Z2+1)
         ELSE
            RES = BUF(Z2)
         ENDIF
         ME(X,Y) = RES
         DIF(X,Y) = ABS(ME(X,Y)-MAT(X,Y))
         THR(X,Y) = SIG(X,Y)*F
         IF (DIF(X,Y).GT.THR(X,Y)) THEN
            OUTA(X,Y) = ME(X,Y)
            OUTB(X,Y) = 1
         ELSE
            OUTA(X,Y) = MAT(X,Y)
            OUTB(X,Y) = 0
         ENDIF
       ENDDO
      ENDDO
C
 999  RETURN
      END
C
C
C
      SUBROUTINE hpsort(n,ra)
C
      INTEGER n
      REAL ra(n)
      INTEGER i,ir,j,l
      REAL rra
      if (n.lt.2) return
      l=n/2+1
      ir=n
10    continue
        if(l.gt.1)then
          l=l-1
          rra=ra(l)
        else
          rra=ra(ir)
```

```
          ra(ir)=ra(1)
          ir=ir-1
          if(ir.eq.1)then
            ra(1)=rra
            return
          endif
        endif
        i=l
        j=l+l
20      if(j.le.ir)then
          if(j.lt.ir)then
            if(ra(j).lt.ra(j+1))j=j+1
          endif
          if(rra.lt.ra(j))then
            ra(i)=ra(j)
            i=j
            j=j+j
          else
            j=ir+1
          endif
        goto 20
        endif
        ra(i)=rra
      goto 10
      END
C
C
C
          SUBROUTINE FRAME (BUF,NPX,NPY,NN,OUT)
C
        INTEGER*4    NPX,NPY,I,J,K
        REAL*4       BUF(NPX,NPY)
        REAL*4       OUT(NN)
C
        K = 0
        DO I=1,NPX
           DO J=1,NPY
              K = K + 1
              OUT(K) = BUF(J,I)
           ENDDO
           J = 0
        ENDDO
C
        RETURN
        END
C
C----------------------------------------------------------------------
```

C.2 PHOTO.PRG

```
!---------------------------------------------------------------------
!
!               photo.prg
!  M. Sasaki
!---------------------------------------------------------------------
!
define/par p1 ? c "input-table"
define/par p2 ? c "object-name"
define/par p3 ? c "badpixel-map"
define/par p4 ? c "frame with all objects"
define/par p5 ? c "table with coordinates of all objects"
define/par p6 ? c "number of objects"
!
define/local name/c/1/20 " " all
define/local intab/c/1/20 " " all
define/local bpmap/c/1/20 " " all
define/local objfra/c/1/20 " " all
define/local objpos/c/1/20 " " all
define/local catname/c/1/30 " " all
define/local dir/c/1/30 " " all
define/local qsotab/c/1/20 " " all
define/local table/c/1/30 " " all
define/local tabnam/c/1/30 " " all
define/local stars/i/1/1 0
define/local n/i/1/1 0
define/local no/i/1/1 0
define/local i/i/1/1 0
define/local j/i/1/1 0
define/local row/i/1/1 0
define/local x/i/1/1 0
define/local y/i/1/1 0
define/local catal/i/1/1 0
!
write/key intab {p1}
write/key name {p2}
write/key bpmap {p3}
write/key objfra {p4}
write/key objpos {p5}
write/key n {p6}
!
ch/dir /diva-hp/usr1/gast1/reduc
show/table {intab} >>aa.tmp
row = {outputi(2)}
write/out "row: {row}"
!
$mkdir {name}
!
!
loop1:
if {y} .ge. {row} goto finish1
!
x = {x}+1
y = {y}+1
!
ch/dir /diva-hp/usr1/gast1/reduc
!
catname = "{{intab},:catname,@{y}}"
dir = "{{intab},:dir,@{y}}"
qsotab = "{{intab},:firstpos,@{y}}"
!
ch/dir {dir}
!
```

```
$cp /diva-hp/usr1/gast1/reduc/{objpos}.tbl .
$cp /diva-hp/usr1/gast1/reduc/{objfra}.bdf .
$cp /diva-hp/usr1/gast1/reduc/{bpmap}.bdf .
!
show/icat {catname} >>phot.log
i = {outputi(1)}
!
crea/tcat tab{catname} www >>phot.log
!
stars = {n}-1
!
! **********************************************
! *** Korrigiert die Bilder nach Bad Pixels: ***
! **********************************************
!
@@ prg:bpred {catname} {bpmap}
!
! ********************************************
! *** Bestimmt die Koordinaten der Sterne: ***
! ********************************************
!
@@ prg:coord {catname} {objpos} {qsotab} {n} {objfra} {i} >>phot.log
write/out "coord ok"
!
! ************************************************************
! *** Bestimmt die Fluesse der Sterne und schreibt die Werte ***
! *** in eine Tabellle:                                      ***
! ************************************************************
!
@@ prg:magni {catname} {n} flux{catname} {x} >>phot.log
write/out "magni ok"
!
! *************************************************
! *** Schaut nach, welche Sterne in der Naehe von ***
! *** Bad Pixels liegen:                          ***
! *************************************************
!
@@ prg:badpos tab{catname} {n} bad{x} {bpmap}
write/out "badpos ok"
!
!
$mv -f bad{x}.tbl /diva-hp/usr1/gast1/reduc/{name}
$mv -f flux{catname}.tbl /diva-hp/usr1/gast1/reduc/{name}
$cp -f {catname}.cat /diva-hp/usr1/gast1/reduc/{name}/n{catname}.cat
$mv -f info{x}.tbl /diva-hp/usr1/gast1/reduc/{name}
!
goto loop1
!
finish1:
x = 0
y = 0
$rm -f phot.log
!
!
! *************************************************************
! *** Nun werden alle Tabellen jeweils zusammengefasst, damit ***
! *** man eine Tabelle mit allen gemessenen Fluessen und eine ***
! *** Tabelle mit den relativen Fluessen erhaelt:             ***
! *************************************************************
!
ch/dir /diva-hp/usr1/gast1/reduc/{name}
!
!
!
$rm -f badpos.tbl
```

```
$rm -f badtab.tbl
!
crea/tcat bppostab bad*.tbl
!
! ****************************************************************
! *** Schreibt in eine Tabelle, welche Sternkombinationen wegen  ***
! *** der Bad Pixels nicht fuer die Photometrie gebraucht werden ***
! *** koennen:                                                   ***
! ****************************************************************
!
@@ prg:bprel bppostab badpos {n} >>phot.log
write/out "bprel ok"
!
!
$rm -f flux.tbl
$rm -f fluxtab.tbl
crea/tcat fluxtab flux*.tbl
show/tcat fluxtab >>phot.log
no = {outputi(1)}
!
!
loop2:
!
y = {y}+1
if {y} .gt. {no} goto finish2
!
if {y} .eq. 1 then
copy/table info{y} tabi1
else
merge/tab tabi1 info{y} tabi2
copy/table tabi2 tabi1
endif
!
goto loop2
!
finish2:
$mv tabi1.tbl info.tbl
!
!
crea/tab fluxtab {no} 1 null
crea/col fluxtab :table  a20 c*20
!
! *********************************************************
! *** Erzeugt eine Tabelle aus den ganzen Fluss-Tabellen: ***
! *********************************************************
!
loop3:
!
store/frame tabnam fluxtab.cat 1 finish3
!
j = m$index(tabnam,".tbl")-1
write/key table {tabnam(1:{j})}
!
write/tab fluxtab :table @{catal} "{table}"
!
goto loop3
!
finish3:
catal = 0
!
@@ prg:mergecc fluxtab flux {n} >>phot.log
write/out "mergecc ok"
!
show/tab flux >>phot.log
i = {outputi(1)}
```

```
!
! *******************************************************************
! *** Erzeugt eine Tabelle mit Fluessen von den Sternen in jeweils ***
! *** einer Spalte:                                                ***
! *******************************************************************
!
@@ prg:inverttab flux fl{name} {n} bppostab >>phot.log
comp/tab fl{name} :num = seq
!
! (ja: bp in der Naehe, nein: nicht)
!
! ********************************************************************
! *** Bestimmt die relativen Fluesse und schaut nach, ob Bad Pixels ***
! *** in der Naehe sind:                                            ***
! ********************************************************************
!
@@ prg:allcomp flux {i} {n} info badpos {name} >>phot.log
write/out "allcomp ok"
!
comp/table {name} :jd_2449900 = :jd-2449900
sort/table {name} :jd_2449900
copy/tt {name} :framenum fl{name} :framenum
!
write/desc {name}.tbl starno/i/1/1 {n}
write/desc fl{name}.tbl starno/i/1/1 {n}
!
$rm -f phot.log
!
!----------------------------------------------------------------------
```

An dieser Stelle möchte ich allen Leuten, die mir während der Diplomarbeit eine große Hilfe waren, einen herzlichen Dank aussprechen, insbesondere:

- Herrn Priv.-Doz. Dr. Stefan Wagner für das interessante Thema der Diplomarbeit und vor allem für die intensive, lehrreiche Betreuung,
- Herrn Prof. Dr. Immo Appenzeller für das Zweitgutachten und die Möglichkeit, die Diplomarbeit an der Landessternwarte durchzuführen,
- Herrn Martin Kümmel für die Einführung in die Grundlagen der astronomischen Datenauswertung und den Umgang mit MIDAS sowie für viele weitere Tricks, die mir während der Diplomarbeit weitergeholfen haben,
- Herrn Dr. Kai Otterbein sowohl für die Diskussionen über astronomische Probleme, für Erläuterungen und Ratschläge als auch für die nette Unterhaltung zwischendurch,
- Frau Monika Darr und Herrn Dr. Otmar Stahl für ihre Hilfe bei so vielen Problemen am Rechner,
- Herrn Dr. Andreas Kaufer für die interessanten Gespräche und witzigen Bemerkungen am Arbeitsplatz,
- Herrn Dr. Matthias Dietrich für die Einführung in die Bedienung des 70cm-Teleskops und die Erläuterungen zur Korrelationsrechnung,
- meinen Eltern für ihr Verständnis in vielen Dingen und ihre finanzielle Unterstützung,
- Thomas Seitz für die häufige Versorgung mit Schokolade und die aufheiternden Worte,
- Claudia Haarmann für die lustigen Unternehmungen, aus denen ich immer wieder Energie schöpfen konnte,
- Bernhard Thimmel für das Korrekturlesen der Diplomarbeit,
- Thomas Nunnemann für die schönen Stunden in der Freizeit, für die wichtigen Anmerkungen zur Diplomarbeit und dafür, daß ich sein Auto immer wieder benutzen durfte.

Erklärung:

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

Heidelberg, den ....
(Unterschrift)