

**Arbeit zur Erlangung des akademischen Grades
Bachelor of Science**

**\LaTeX-Vorlage für die Bachelorarbeit in
TU-Farben**

Katharina Frantzen
geboren in Castrop-Rauxel

2014

Lehrstuhl für Experimentelle Physik V
Fakultät Physik
Technische Universität Dortmund

Erstgutachter:
Zweitgutachter:
Abgabedatum:

Prof. Dr. Erstgutachter
Prof. Dr. Zweitgutachter
11. Juli 2014

Inhaltsverzeichnis

1 Monte-Carlo-Simulation	1
1.1 MAGIC	2
1.2 Schauersimulation mit CORSIKA	3
1.3 Simulation des Reflektors mit Reflector	6
1.4 Simulation von Kamera und Elektronik mit Camera	7
1.5 Kalibration	10
1.6 Star - Bildbereinigung und Bildparametrisierung	12
1.7 Superstar - Stereoskopische Rekonstruktion der Schauer	16
1.8 Automatische MC-Produktionskette an der TU Dortmund	17
2 Analyse der AGN Mrk 421 mit MARS	23
2.1 Signal-Untergrund-Trennung und Energieschätzung	23
2.2 Berechnung der Lichtkurve	25
2.3 Entfaltung des Energiespektrums	27
2.4 Mrk 421-Analyse	29
2.5 Zusammenfassende Ergebnisse und Vergleich der Datensets	46
3 MWL	48
3.1 Teilnehmer an der MWL-Kampagne	48
3.2 Lichtkurven	50
3.3 Variabilitätsuntersuchung	52
Literatur	55

1 Monte-Carlo-Simulation

Ein großes Ziel in der Astroteilchenphysik ist es, Aussagen über die Energiespektren von astrophysikalischen Quellen zu treffen.

In dieser Arbeit werden Daten analysiert, die von den beiden MAGIC-Teleskopen [3] aufgenommen wurden, die in Abschnitt 1.1 kurz beschrieben werden.

Aufgrund einer fehlenden Gamma-Kalibrationsquelle sind in der Datenanalyse Monte Carlo (MC)-Simulations-Daten von grundlegender Bedeutung. Für die Rekonstruktion eines Energiespektrums einer Gamma-Quelle müssen zunächst Signalereignisse, welche aus der Quelle stammen, von den Untergrund-Ereignissen getrennt werden. Hierbei ist das Verhältnis von Signal- zu Untergrundereignissen etwa 1:1000, was eine Trennung schwierig macht. Die Trennung geschieht heutzutage mit Klassifikationsalgorithmen, die auf wohlbekannten Beispieldaten, den MC-Daten, trainiert werden. Auch für die Methode der Entfaltung des Energiespektrums, die in Abschnitt 2.3 beschrieben wird, werden MC-Daten benötigt.

Die gesamte Produktion der Gamma-MC-Daten für das MAGIC Experiment wurde im Rahmen dieser Doktorarbeit durchgeführt und wird in diesem Kapitel detailliert beschrieben.

Zunächst wird ein Einblick über die Programme gegeben, die in der MAGIC MC - Simulationskette genutzt werden. Angefangen mit der Simulation der Luftschauder mit *CORSIKA* [13] (Abschnitt 1.2) über die Reflektor-Simulation [4] (Abschnitt 1.3) wird bis hin zur Kamera-Simulation [7] (Abschnitt 1.4) in diesem Kapitel alles beschrieben. Dabei bauen die Simulationsschritte aufeinander auf, sodass jedes simulierte *Corsika*-Ereignis alle Simulations- und Kalibrationsschritte durchläuft.

Für die Simulationsprogramme (*CORSIKA*, *Reflector* und *Camera*) wird jeweils eine Übersicht über einige wichtige Eingabeparameter gegeben. Diese Eingabeparameter werden den Programmen als Textdateien, sogenannten Inputcards, übergeben. Nach Abschluss der Simulationskette liegen dann die MC Daten in der gleichen Form vor wie die aufgenommenen Daten der Teleskope.

Die anschließenden Schritte der Kalibrationskette (*Sorcerer*, *Star* und *Superstar*), enthalten in *MARS* (MAGIC Analysis and Reconstruction Software) [19], von der Signalextraktion und Ankunftszeitbestimmung bis zur Berechnung der Stereo-Bildparameter der Ereignisse werden in den Abschnitt 1.5 - Abbildung 1.8 beschrieben. Diese Kalibration wird im MAGIC Datenzentrum ebenso mit den real aufgenommenen Daten durchgeführt, sodass am Ende alle Daten (reale und simulierte) im gleichen Format vorliegen.

Nachdem alle Programme zur Simulation und Kalibration erklärt worden sind, wird auf die automatische Produktionsstruktur auf dem Rechencluster LiDO an der TU Dortmund eingegangen (Abschnitt 1.8).

1.1 MAGIC

Die MAGIC-Teleskope bestehen aus zwei Imaging Air Cherenkov Telescopes (IACT) mit einem Spiegeldurchmesser von 17m, die sich auf dem Roque de los Muchachos auf der kanarischen Insel La Palma befinden (siehe Abb.1.1). Diese Teleskope werden im Folgenden MAGIC-I und MAGIC-II genannt.



Abbildung 1.1: MAGIC Teleskope auf dem Roque. Von links nach rechts sind MAGIC-I, MAGIC-II und das Counting-Haus zu sehen.[31]

Das Teleskop MAGIC I ist im Jahr 2004 in Betrieb gegangen und MAGIC II fünf Jahre später, im Jahr 2009. In den Jahren 2011/2012 wurde ein großes Upgrade des Systems durchgeführt und die Hardware von MAGIC I durch neuere ersetzt.

Die beiden großen Ziele des Experimentes sind das Erreichen einer niedrigen Energieschwelle und eine schnelle Ausrichtung der Teleskope auf eine transiente Quelle. Hierbei wird mit Hilfe der beiden Teleskope eine Energieschwelle von 50GeV-60GeV vor dem Upgrade, welches 2012 stattfand, erreicht [3]. Die niedrige Energieschwelle

wird durch die große Spiegelfläche, die große Pixelanzahl in der Kamera und die schnelle Ausleseelektronik erreicht. Durch die leichte Kohlefaser-Struktur des Gerüsts und die automatische Spiegelausrichtung ist es möglich, das Teleskop schnell und genau auf eine neue Quelle auszurichten. Diese schnelle Ausrichtung dauert maximal ca 25s, wenn das komplette Teleskop um 180° im Azimuth rotiert.

Vor dem großen Kameraupgrade im Juni 2012 bestand die Kamera von MAGIC I aus 577 hexagonal angeordneten Pixeln, unterteilt in 397 innere Pixel mit einem Durchmesser von 1 Zoll und 180 äußeren Pixeln mit einem Durchmesser von 2 Zoll. Die Kamera von MAGIC II bestand aus 1039 Pixeln mit je 1 Zoll Durchmesser und einem totalen Gesichtsfeld von etwa 3.5°. Nach dem Upgrade im Juni 2012 haben beide Teleskope das MAGIC II Kameradesign. [2]

Im Zentrum der Spiegel befindet sich bei beiden Teleskopen die Calibration Box. Diese sendet sehr kurze Lichtpulse mit konstanter Intensität in Richtung der Kamera und dienen der Kalibration der einzelnen Pixel. Dies geschieht in den sogenannten Calibration Runs oder in den interleaved calibration runs, die während der Datennahme genommen werden.

Das analoge Signal, welches aus den PMTs kommt, wird über optische Fasern zum Trigger und zum Readout im Countinghouse gebracht. Vor dem Upgrade gab es verschiedene Readout-Systeme für MAGIC-I und MAGIC-II: Das Readout-System von Magic-I basierte auf dem MUX-FADC-Board, welches robust war und eine gute Performance geliefert hat, allerdings teuer und unhandlich war. Das Readout-System von Magic-II basierte auf dem DRS2 Chip, welcher unter recht hohem Rauschen litt. Nach dem Upgrade wurden beide Auslesesysteme mit dem DRS4-Chip ausgestattet, welcher sich durch wenig Rauschen, wenig Crosstalk und eine sehr kurze Totzeit auszeichnet.[2]

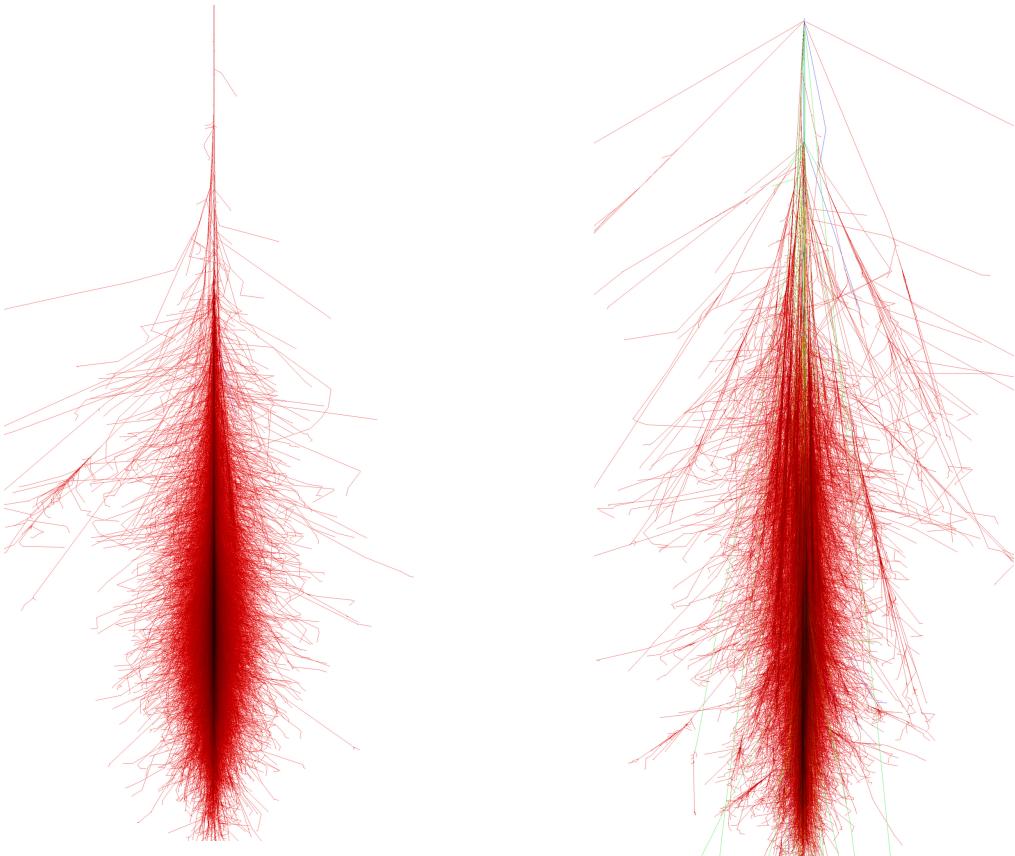
Der Trigger wird in verschiedene Level unterteilt: Der Level 0-Trigger beinhaltet einen Schwellwert (Discriminator Threshold) für jeden Pixel, der überschritten werden muss, damit ein Ereignis weiterverarbeitet wird. Es folgt ein Nächste-Nachbarn-Trigger, welcher als Level 1-Trigger bezeichnet wird. Für Stereo-Beobachtung müssen 3 nächste Nachbarpixel eines Pixels ebenfalls ein Signal detektiert haben, damit die Level 1-Triggerbedingung erfüllt ist.[18] Schließlich folgt noch der Stereo-Trigger, welcher die Ereignisse auswählt, die in beiden Teleskopen einen Trigger ausgelöst haben und ihren zeitlichen Abstand überprüft.

1.2 Schauersimulation mit CORSIKA

Die Software CORSIKA [13] wurde am Forschungszentrum Karlsruhe ursprünglich für das KASCADE-Experiment entwickelt und wird heute in vielen Astroteilchenexperimenten eingesetzt. Mit *CORSIKA* werden ausgedehnte Luftschauder, ausgelöst von kosmischer Strahlung simuliert.

1 Monte-Carlo-Simulation

Hierbei können verschiedene Primärteilchen wie Protonen, schwere Kerne oder Photonen als Primärteilchen simuliert werden. Diese Primärteilchen werden durch die Atmosphäre propagiert, wo sie Wechselwirkungen mit den Atomen der Luft eingehen und Schauer produzieren oder aber zerfallen. Die entstandenen Schauer werden dann bis zum Teleskop simuliert.



(a) Simulation eines Schauers mit einem 1TeV-Photon als Primärteilchen.

(b) Simulation eines Schauers mit einem 1TeV-Proton als Primärteilchen.

Abbildung 1.2: Schauersimulation mit CORSIKA von 1TeV Primärteilchen.[25]

In Abb.1.2 sind zwei Schauer für ein hochenergetisches Photon und Proton dargestellt: Hadronische Schauer haben einen größeren Querschnitt und sind weniger kompakt verglichen mit elektromagnetischen.

In *CORSIKA* sind verschiedene Modelle für die hadronische Wechselwirkung bei hohen und niedrigen Energien implementiert. Für die MAGIC MC-Simulation

werden QGSJET II für die hadronische Wechselwirkung bei hohen Energien und FLUKA für die Wechselwirkung bei niedrigen Energien genutzt. Elektromagnetische Prozesse werden durch das EGS4-Modell beschrieben. Eine Simulation der Cherenkovphotonen, die von den geladenen Teilchen produziert werden und durch die Luft propagieren, erfolgt außerdem.

1.2.1 Mmc's

Eine speziell für das MAGIC-Teleskop adaptierte Version von *CORSIKA* wird in der Standardsimulation genutzt. In dieser Version wurde der Einfluss des Magnetfeldes vor der ersten Wechselwirkung auf das Primärteilchen vernachlässigt um zu verhindern, dass es zu weit vom Teleskop abgelenkt wird. Außerdem ist die Simulation der Cherenkovwellenlänge eingebaut und alle Informationen über das Primärteilchen werden gespeichert.

1.2.2 Inputcards

Die Inputcard stellt das Kernstück der Simulation dar. Sie enthält Informationen über den Teleskopstandort, die simulierten Schauer und über das Magnetfeld am Standort.

Zunächst werden allgemeine Angaben zur Anzahl der simulierten Ereignisse gemacht. So erhält jeder *CORSIKA*-Run eine eigene Runnummer und die Anzahl der Schauer pro Run wird durch den Parameter **NSHOW** angegeben.

Außerdem erfolgen noch Einstellungen über die Eigenschaften der Schauer. Der Parameter **PRMPAR** gibt die Art des Primärteilchens an und **ERANGE** beschreibt den Energiebereich, in dem die Primärteilchen simuliert werden. Die Steigung des Energiespektrums wird mit dem Parameter **NSLOPE** eingestellt. Zusätzlich lassen sich Zenit- und Azimutbereich, in dem die Schauer simuliert werden durch **THETAP** und **PHIP** angeben.

Zudem werden in *CORSIKA* noch Standortangaben zur Geographie des Teleskopstandortes gemacht. So wird die Höhe über NN im Parameter **OBSLEV** angegeben und eine Angabe über die horizontale, bzw. vertikale Komponente des Magnetfeldes im Parameter **MAGNET** festgelegt. Der Parameter **ATMOSPHERE** gibt an, welche Parametrisierung der Atmosphäre genutzt wird.[12]

Abgesehen von diesen allgemeinen Angaben gibt es in der Inputcard noch einige Parameter, die dediziert für die Simulation der Cherenkovphotonen sind. Der Wellenlängenbereich, in welchem Cherenkovphotonen simuliert werden, wird mit **CWAVLG** angegeben. Der Impact-Parameter, gibt an, in welcher Entfernung (projiziert auf den Boden) der Schauer vom Teleskop auftreffen kann und wird mit **CSCAT** angegeben. Der Parameter **CERTEL** beinhaltet Standort und Größe der Teleskope,

die man simuliert und mit der Option **CERFIL** wird angegeben, ob der Output über die Cherenkovphotonen in eine zusätzliche Datei geschrieben wird.

1.3 Simulation des Reflektors mit Reflector

Im Programm *Reflector*[4] wird vor allem der Reflektor simuliert, allerdings wurde das Programm noch um weitere Funktionen erweitert.

Mit *Reflector* wird zuerst die atmosphärische Absorption der Cherenkovstrahlung in der Luft simuliert. Dabei werden Rayleigh-Streuung, Mie-Streuung und die Absorption an Ozon simuliert. Nachfolgend wird mit Hilfe von Ray-Tracing simuliert, ob die Cherenkovphotonen die Spiegeloberfläche treffen. Für die auftreffenden Photonen wird die Absorption der Aluminium-, bzw. Glasspiegel berücksichtigt und die Photonen reflektiert. Nach der Reflexion am Spiegel wird nacheinander überprüft, ob die Photonen die Kamera treffen und letztendlich die Ankunftszeiten in der Kamera bestimmt.

1.3.1 Inputcards

Für diese Simulationsschritte werden bestimmte Inputparameter, bzw. Inputdateien benötigt, die die Eigenschaften des Reflektors beschreiben. Die wichtigsten werden im Folgenden kurz erklärt.

Teleskopstandort und Wobble Position müssen angegeben werden.

Pro Teleskop wird ein **mirror_definition_file** für die verschiedenen Spiegel (Glas und Aluminium) benötigt. In dieser Datei sind grundlegende Eigenschaften des Teleskops wie zum Beispiel der Abstand zwischen Spiegel und Kamera festgelegt. Des Weiteren wird der Kameraradius angegeben und die Anzahl der Spiegel mit ihrer jeweiligen Größe. Für jeden Spiegel sind einzeln ihre jeweilige ID, der Fokalabstand, die Koordinaten des Spiegelmittelpunkts und der Normalenvektor des Spiegels aufgelistet.

Im sogenannten **reflectivity_file** sind die gemessenen Reflektivitäten der einzelnen Spiegel aufgelistet und das **axisdev_file** beschreibt die Abweichung der einzelnen Spiegel von der idealen Pointing Position.

Im **measuredpsf_file** ist die gemessene PSF eingetragen.

Letztendlich muss in Reflector noch das Atmosphärenmodell, welches für die Simulation benutzt werden soll, angegeben werden. Aktuell wird das MagicWinter-Modell benutzt. Eine Parametrisierung des Modells enthält abhängig von der Höhe die Dichte, die Dicke und den Brechungsindex der Atmosphärenschichten [11].

1.4 Simulation von Kamera und Elektronik mit Camera

Das Programm *Camera*[7] simuliert das komplette Verhalten der Kamera inklusive des Rauschens, das durch den Nachthimmeluntergrundes (Nightsky Background [NSB]) entsteht. Es werden neben den Schauern auch der diffuse NSB und Sterne im Gesichtsfeld (Field of View [FoV]) simuliert. Des Weiteren simuliert Camera den Trigger und das elektronische Rauschen, sodass bei einer Änderung der Hardware der Kamer bzw. der Elektronik nicht die komplette MC Kette noch einmal durchlaufen werden muss. In Abb.1.3 befindet sich das Kamerabild eines generierten Cherenkovereignisses mit einer Energie von 3,0 TeV.

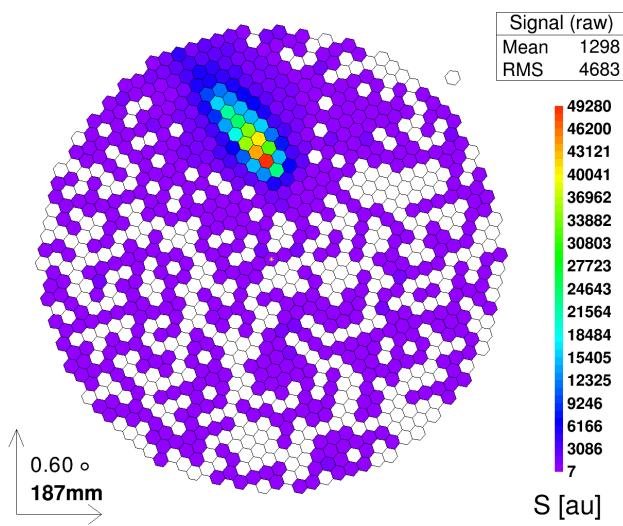


Abbildung 1.3: Darstellung eines simulierten Schauers mit einer Primärteilchenenergie von 3,0 TeV in der Kamera.

Im Folgenden wird die Simulation beschrieben, die mit zwei möglichen vorbereitenden Schritten beginnt: der Simulation des NSB und der Sterne im FoV.

1.4.1 StarFieldAdder und StarResponse

Da MAGIC sensitiv für Sterne bis zur Magnitude 10 ist, tragen die Sterne zum Rauschen in der Kamera bei. Das Programm *StarFieldAdder* berechnet anhand von einem Katalog, welche Sterne im FoV sind wie viele Photonen von diesen Sternen mit welcher Wellenlänge den Spiegel treffen. Der Output wird im *CORSIKA*-Format geschrieben und muss von *Reflector* verarbeitet werden, bevor er von *Camera* benutzt werden kann. Eine Simulation der Sterne im FoV wird in der Standard-MC-Simulation nicht durchgeführt, da die MC-Daten für alle Quellen in

einem bestimmten Zenitbereich benutzt werden sollen und nicht für jede Quelle eigene MC-Daten produziert werden.

Um die Simulation zu beschleunigen und damit nicht für jedes Ereignis der diffuse NSB neu berechnen werden muss, wird mit *StarResponse* eine NSB-Datenbank generiert und daraus das NSB-Rauschen berechnet, welches zusammen mit dem Cherenkovphotonensignal zum Trigger gelangt.

1.4.2 Simulation von Kamera und Elektronik

Nachdem alle Parameter aus der Inputcard eingelesen worden sind und für jeden Pixel individuell NSB simuliert wurde, erfolgt die eigentliche Verarbeitung der zuvor simulierten *Reflector*-Daten. Die Photonen aus den Schauern werden eingelesen und für jedes Photon werden folgende Werte einzeln bestimmt:

- Pixelization: In welchem Pixel kommt das Photon an
- PhE-Produktion: Unter Berücksichtigung der wellenlängenabhängigen Quanteneffizienz jedes Photomultiplier Tubes (PMT) und den sich darauf befindenden Lichtleiter (Winston Cones) wird entschieden, ob ein Photoelektron erzeugt wird.
- Channel Response: Für jedes Photoelektron, was die Photokathode verlässt, wird das Analogsignals des PMTs simuliert.

Danach werden die Signale und Ankunftszeiten aller Photonen eines Pixel superponiert. Weiterhin wird die Antwort des Triggers und FADC Systems berechnet und elektronisches Rauschen hinzugefügt. Das wird geschieht für alle Pixel und dadurch kann das analoge Signal rekonstruiert werden. Dann wird durch Subtraktion der Baseline die AC Kopplung simuliert, die zwischen dem PMT Output und dem Signal anliegt, welches in den Discriminator Trigger geht. Daraufhin erfolgt die Simulation des Triggers. Es wird überprüft, ob das analoge Signal eine bestimmte Diskriminatorschwelle überschreitet. Ist dies der Fall, wird ein digitales Output-Signal simuliert. Nun wird der “First Level Trigger” simuliert. Ob ein Ereignis triggert, beruht auf seiner Topologie und der Multiplizität. Dafür wird eine Nächste-Nachbarn-Bedingung überprüft, d.h. die minimale Anzahl an Pixeln, die einen bestimmten Photoneninhalt haben und ihre Verteilung in der Kamera. Falls diese Bedingungen erfüllt sind, wird ein First Level Trigger Signal generiert und die Ausgabe des FADC Systems, welches die digitalisierte Form des analogen Signals ist, wird gespeichert. Damit ist die Kamera- und Elektroniksimulation für ein Ereignis abgeschlossen und das nächste Ereignis kann prozessiert werden.

1.4.3 Inputcard

Im Folgenden werden einige Parameter erklärt, die in der Inputcard von *Camera* enthalten sind. Wie in jeder Inputcard müssen die Pfade zu den zu prozessierenden *Reflector*-Dateien angegeben sein sowie ein Output-Pfad. Im Folgenden werden einige Dateien angegeben, die das Programm Camera benötigt:

- **qe_file:** In dieser Datei sind die Quanteneffizienz der PMTs als Funktion ihrer Wellenlänge angegeben.
- **lightcollision.dat:** Die Lichtkollektionseffizienz der Pixel als Funktion des Winkels zwischen Photonenprojektion nach der Reflexion am Spiegel und der Kameraebene sind in dieser Datei angegeben. In diesem Wert muss die Transmisson des Plexiglasfensters der Kamera, die Reflektivität der Winston Cones (Lichtleiter) und die Kollektionseffizienz der Photoelektronen der ersten Dynode der PMTs beinhalten.
- **star_field_file:** Diese Datei enthält die Sterne im FoV.

Zudem werden einige Parameter, die den NSB betreffen hier aufgeführt. Zunächst wird definiert, ob der NSB simuliert werden soll. Dies geschieht mit dem Befehl **nsb_on**, bzw. **nsb_off**. Des Weiteren muss der Pfad zur vorher generierten NSB Datenbank gegeben werden, was mit dem Parameter **nsb_directory** geschieht. Falls die äußeren (früher größeren) Pixel einen anderen Verstärkungsfaktor haben, ist dort auch der Einfluss des NSB anders. Dies wird durch **nsb_dir_outer** angegeben.

Ein weiterer Parameter, der den NSB betrifft, ist **nsb_mean**. Die erste Zahl gibt die Amplitude des NSB in Anzahl an Photoelektronen pro ns in einem inneren Pixel an. Wenn eine andere Geometrie (größere Spiegel oder größere Pixel) oder eine andere Kamera (andere Quanteneffizienz) simuliert werden soll, wird die Photoelektronrate automatisch skaliert. Die zweite Zahl gibt an, wie groß die Anzahl der Photoelektronen eines Schauers minimal sein muss, damit NSB für diesen Schauer generiert wird. Die meisten Schauer produzieren wenige oder keine Photonen in der Kamera und werden ignoriert. Für alle Schauer mit weniger als 10 Cherenkovphotonen wird kein NSB produziert, da diese Schauer mit hoher Wahrscheinlichkeit auch nicht getriggert werden.

Der Parameter **mirror_fraction** gibt die Zahl der Spiegel an, die zur Reflexion des Lichts beiträgt. Mit Hilfe dieses Parameters können fehlende Spiegel in der Simulation berücksichtigt werden.

Der Parameter **ct_geom** gibt Aufschluss über die Kamera-Geometrie für jedes Teleskop und beinhaltet Anzahl, Größe und Position der Pixel.

Abgesehen von den oben beschriebenen Parametern gibt es noch zahlreiche weitere, die die Triggereinstellungen und die FADC-Einstellungen betreffen.

Nachdem die Verarbeitung der Ereignisse durch das Programm *Camera* abgeschlossen ist, ist die eigentliche Simulationskette beendet. Die simulierten Daten liegen im gleichen Format vor wie die real aufgenommenen Daten. Es erfolgt die gleiche Kalibration wie auch bei den echten Daten und die Einstellungen in den folgenden Programmen unterscheiden sich kaum noch.

1.5 Kalibration

Ziel der Kalibration ist es, für jeden Pixel die Ladung in Photoelektronen und die Ankunftszeit der Photonen zu bestimmen. Dafür muss der Lichtpuls extrahiert und die Baseline subtrahiert werden. Die Baseline wird mit Hilfe von Pedestal-Ereignissen bestimmt. Die sind Ereignisse mit zufälligem Trigger, welche keine Schauerpulse enthalten sollten [vgl. Abb.1.4]. Ziel der Kalibrations-Runs - Runs mit bekanntem Lichtpuls - ist es, die Konversionsfaktoren der einzelnen Pixel zu berechnen.

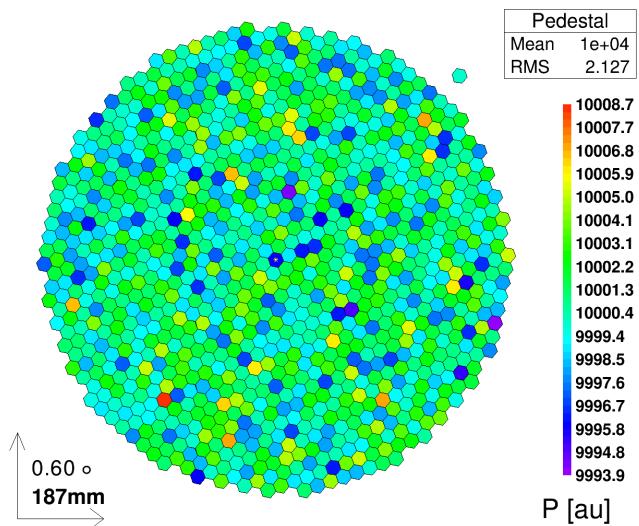


Abbildung 1.4: Darstellung eines simulierten Pedestal Ereignisses in der Kamera. Dargestellt ist der Pixelinhalt in [a.u.].

1.5.1 Signalextraktion

Ziel der Signalextraktion ist die Integration der Zählungen in der Pulsregion ohne Baseline. Dafür gibt es verschiedene Methoden:

- Fixed window: Mit dieser Methode wird an einer a priori bekannten Position, an der man den Cherenkovpuls erwartet, über eine bestimmte Länge integriert.

- Sliding window: Bei dieser Methode wird das Integrationsfenster so lange verschoben, bis man den Bereich gefunden hat, in dem das Signal am höchsten ist und integriert dort.
- Spline: Diese Methode beruht auf der Sliding Window-Methode, allerdings erfolgt die Integration mit Hilfe eines Polynoms.

Aktuell wird in MAGIC die Sliding Window Methode benutzt. Es wird in einem 60 time slice großen Bereich nach dem Pulse gesucht und dann über 6 time slices integriert (3 ns).

Nachdem man nun das Signal extrahiert hat, wird es noch von “readout counts” in Photoelektronen umgerechnet.

1.5.2 Ankunftszeitbestimmung

Die Zeitinformation über die Pulse sind in time slices gespeichert, wobei eine time slice bei einer Sampling Frequenz von 2GHz 0,5ns lang ist. Die Ankunftszeit des Pulses wird als mittlere Time slice des integrierten Fensters gewichtet mit dem enthaltenen Signal berechnet:

$$t_{arrival} = \frac{\sum i s_i}{\sum s_i}, \quad (1.1)$$

[mit i : time slice Nummer, s_i : Signal in slice i und der Summierung über 6 slices als Integrationsfenster].

Eine typische Verteilung der Ankunftszeiten für einen Cherenkovschauer in Kamera ist in Abb.1.5 zu sehen.

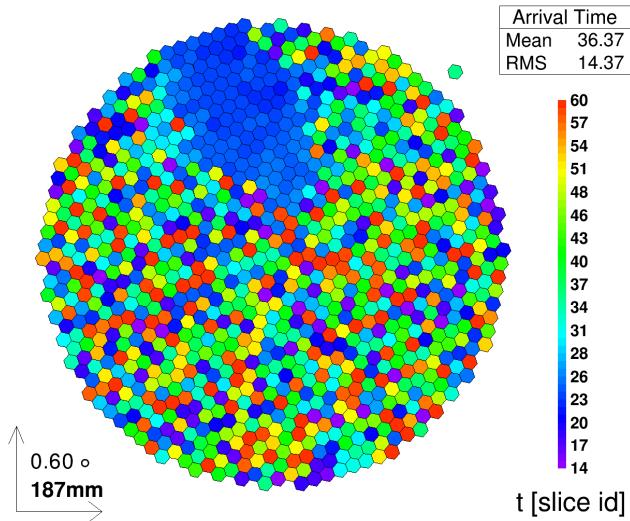


Abbildung 1.5: Darstellung der Ankunftszeiten eines Schauers in der Kamera. Dargestellt sind die Ankunftszeiten in time slices.

1.6 Star - Bildbereinigung und Bildparametrisierung

1.6.1 Bildbereinigung

Wird ein Ereignis getriggert, werden die Signale der einzelnen Pixel gespeichert. Sowohl Night Sky Background (NSB) als auch elektrisches Rauschen sind dann noch in dem Ereignisbild enthalten (siehe Abb.1.3). Ziel der Bildbereinigung ist es, das Bild von allem Untergrund zu bereinigen, sodass nur noch das Signal vom eigentlichen Schauer überbleibt und eine robuste und stabile Parametrisierung dieses Schauerbildes durchgeführt werden kann. Einerseits können Pixel, die nicht zum eigentlichen Schauer gehören und das Image Cleaning überleben, zu einer falschen Rekonstruktion führen, andererseits ist es zu vermeiden, dass zu viele Pixel im Cleaning wegfallen. Dies führt zu einem Signalverlust, welcher ebenfalls zu einer schlechteren Rekonstruktion führt. Diese komplexe Problemstellung erfordert das Anwenden von fortschrittlichen Algorithmen.

Das Programm *Star* übernimmt die Bildbereinigung und die Parametrisierung des Schauerbildes.

Der einfachste und älteste Algorithmus ist das “Absolute Image Cleaning”. Dabei wird nur die Photonenladung in den einzelnen Pixeln benutzt. Es werden zwei Schwellwerte definiert für die Kern- (Q_{Core}) und die Nachbar-Pixel ($Q_{boundary}$). Nun werden alle Pixel mit einer Photonenladung, die größer als Q_{Core} ist, ausgewählt. Ein Pixel ist dann ein Kernpixel, wenn er noch einen Nachbarn hat, welcher ebenfalls

eine Photonenladung hat, die dieses Limit überschreitet. Im zweiten Schritt werden alle Pixel mit direkten Nachbarn, die den vorherigen Schritt überlebt haben und eine Ladung größer als $Q_{boundary}$ haben, als Nachbar-Pixel markiert. Alle anderen Pixel werden nicht gewertet. Dieser Bildbereinigungsalgorithmus benutzt keine Zeitinformation und es wird damit keine niedrige Energieschwelle erreicht. Die verschiedenen Rauschlevel zwischen den Pixeln werden auch nicht berücksichtigt.

Eine Weiterentwicklung dieses Algorithmus, welcher auch die Zeitinformationen benutzt, ist das “Time Constrained Absolute Image Cleaning”. Es funktioniert so wie das “Absolute Image Cleaning”, allerdings wird die Ankunftszeit der Photonen zusätzlich berücksichtigt. So wie vorher werden die Kernpixel gesucht. Danach wird die mittlere Ankunftszeit der Pixel berechnet, die die Hauptinsel bilden. Die Kernpixel, deren Ankunftszeit nicht innerhalb einer bestimmten Zeit um die mittlere Ankunftszeit der Pixel der Hauptinsel liegen, werden verworfen. Für die Nachbarpixel gilt: Die Ankunftszeit zwischen einem Nachbarpixel und dem Kernpixel darf ebenfalls eine bestimmte Schwelle nicht überschreiten.

Eine weitere Entwicklung ist das “Sum Image Cleaning”, welches folgendermaßen funktioniert: Es wird eine Zweier-, Dreier- oder Vierer-Kombination von Nachbarpixeln gesucht und deren Signale aufsummiert. Ist das aufsummierte Signal über einer bestimmten Schwelle, werden die Ankunftszeiten in der Gruppe untereinander verglichen. Liegen diese nahe genug zusammen, werden die Pixel berücksichtigt, ansonsten verworfen. Anschließend werden Nachbarpixel gesucht und deren Pixelinhalt und Ankunftszeiten betrachtet.

Beim “Dynamic Sum Cleaning” wird zusätzlich noch die Size, der Gesamtphotoneninhalt, eines Ereignisses berücksichtigt.

1.6.2 Bildparametrisierung

Die Bildparameter basieren auf den Hillas Parametern [14] und berücksichtigen die Verteilung der Photonen in den Pixeln, die zum bereinigten Ereignis gehören. Abb.1.6 zeigt ein bereinigtes MC-Ereignis in der Kamera.

Im Folgenden werden einige wichtige Bildparameter aufgelistet und beschrieben (vgl. Abb.1.7):

- **size:** Die Gesamtzahl der Photoelektronen in einem Ereignis wird als **size** bezeichnet. Für feste Zenitwinkel und Impactparameter ist diese Größe proportional zur gesuchten Primärteilchenenergie.
- **CoG** (Center of Gravity): Das Center of Gravity des Schauers bezeichnet die Position des gewichteten mittleren Signals entlang der X- und Y-Achse in der Kamera. X und Y sind die ersten Momente der Ladungsverteilung und werden **MeanX**, bzw. **MeanY** genannt.

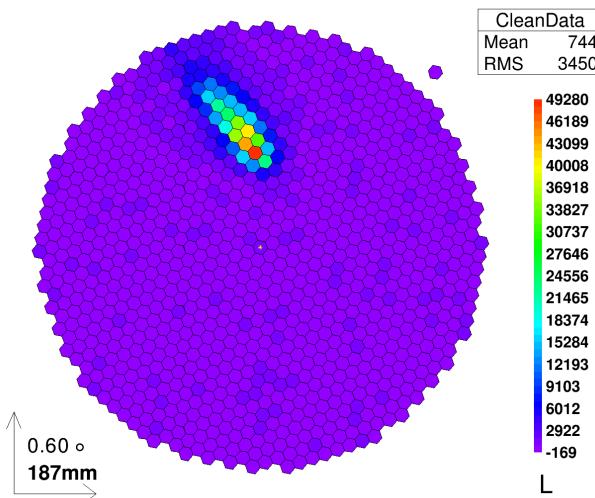


Abbildung 1.6: Darstellung des bereinigten Ereignisses in der Kamera.

- **Width:** Die halbe Breite der kleinen Halbachse der Schauerellipse wird als **Width** bezeichnet. Mit Hilfe dieses Parameters lassen sich Aussagen über die transversale Ausbreitung des Schauers und damit auch über den Ursprung des Schauers (hadronisch oder elektromagnetisch) treffen. Dieser Parameter ist somit ein guter Trennparameter.
- **Length:** Die halbe Länge der großen Halbachse wird mit dem Parameter **Length** bezeichnet. Dieser Parameter trifft eine Aussage über die longitudinale Entwicklung des Schauers und ist im Allgemeinen größer für hadroninduzierte Schauer als für gammainduzierte Schauer.
- **Conc-n:** Der Anteil der Photoelektronen, welche in den n hellsten Pixeln enthalten sind, wird als **Conc-n** bezeichnet. Damit ist es möglich, die Kompaktheit des Schauermaximums zu beschreiben. Bei Gamma-Schauern ist die Region sehr kompakt.
- **Leakage:** Dieser Parameter beschreibt den Anteil des Signals im äußeren Kameraring im Vergleich zur totalen **size**. Es ist möglich mit diesem Parameter den Signalverlust zu beschreiben und zu entscheiden, ob der Schauer noch rekonstruiert werden kann.
- **M3Long:** Dieser Parameter ist das dritte Moment entlang der großen Halbachse und beschreibt die Asymmetrie des Schauers. Es lässt sich damit auf

die Herkunftsrichtung des Schauers schließen. **M3Long** ist positiv wenn der Schauerschwerpunkt in Richtung des Kamerazentrums liegt, ansonsten negativ.

- **Number_of_Islands:** Dieser Parameter bezeichnet die Anzahl der Inseln, die nach der Bildbereinigung übergeblieben sind. Je größer dieser Wert ist, umso mehr Inseln sind noch vorhanden und umso wahrscheinlicher ist der Schauer hadronischen Ursprungs.

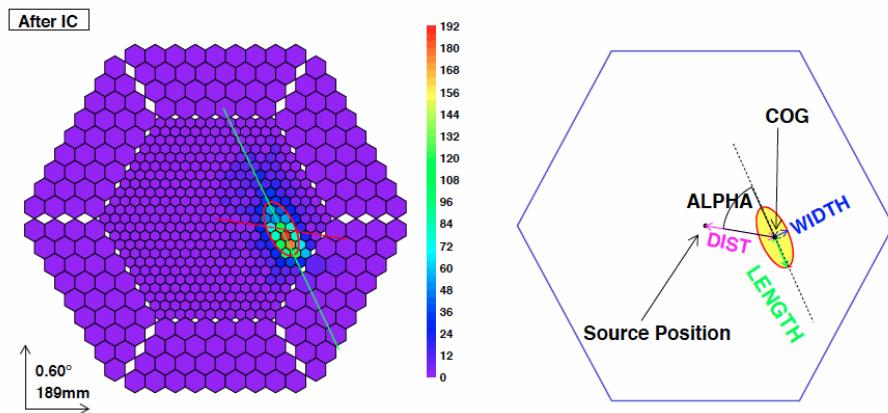


Abbildung 1.7: Beispielhafte Darstellung eines bereinigten Bildes und einiger Bildparameter in der alten MAGIC-Kamera.

Abgesehen von diesen Bildparametern gibt es auch noch Parameter, die zu einem bestimmten Referenzpunkt, z.B. der Quellposition, in der Kamera berechnet werden.

- **Alpha:** Alpha bezeichnet den Winkel zwischen der großen Halbachse der Ellipse und der Linie vom CoG zum Referenzpunkt. Dieser Parameter beinhaltet eine große Gamma-Hadron-Trennkraft, da gamma-induzierte Schauer zur Quellposition in der Kamera zeigen und somit Alpha klein ist. Hadroninduzierte Schauer sind isotrop in der Kamera verteilt.
- **Dist:** Dist ist der Abstand vom CoG zum Referenzpunkt und bietet Informationen über den Abstand von Schauermaximum zur Teleskopachse.

Außerdem gibt es noch einige Parameter, die die Zeitinformationen der Cherenkovphotonen berücksichtigen, wie z.B.:

- **TimeGradient:** Der TimeGradient bietet ein Zeitprofil eines Ereignisses. Die Pixel werden auf die Hauptachse projiziert. Dann wird ein Graph der Ankunftszeiten der einzelnen Pixel erstellt und mit einer linearen Funktion gefittet. Die Steigung dieser gefitteten Geraden wird dann als Time Gradient bezeichnet.

- **TimeRMS:** So wird der “Arrivaltime Spread” der Cherenkovphotonen in den Bildpixeln bezeichnet:

$$Time - RMS = \sqrt{\sum_{i=1}^k (t_i - t_{mean})^2} \quad (1.2)$$

mit k:Anzahl der Pixel, t_i : Ankunftszeit im i-ten Pixel und t_{mean} :mittlere Ankunftszeit

Mit Hilfe dieser Bildparameter und der stereoskopischen Bildparameter kann dann die Gamma-Hadron-Separation durchgeführt werden.

1.7 Superstar - Stereoskopische Rekonstruktion der Schauer

Mit Hilfe des Programms *Superstar* geschieht die stereoskopische Rekonstruktion der Schauerparameter.

Der Kreuzungspunkt der beiden Hauptachsen der projizierten Bilder des Schauers in den beiden MAGIC-Kameras erlaubt einen Rückschluss auf die Ursprungsrichtung des Schauers. Anhand geometrischer Überlegungen können die Schauerachse und der Core Impact Punkt auf der Erde, sowie die beiden individuellen Impaktparameter der Teleskope bestimmt werden (siehe Abb.1.8).

Auch die Höhe des Schauermaximums wird in *Superstar* bestimmt.

Des Weiteren werden noch der Cherenkov-Radius und die Cherenkovlichtdichte bestimmt.

Der Cherenkovradius ist der Radius am Boden, der von einem 86MeV Elektron, welches in Schauerrichtung fliegt, in der Höhe des Schauermaximums produziert wird.

Die Cherenkovlichtdichte ist die Lichtdichte am Boden, die von einer 1m langen Spur eines 86MeV Elektrons im Schauermaximum produziert wird, welches ebenfalls in Schauerrichtung fliegt.

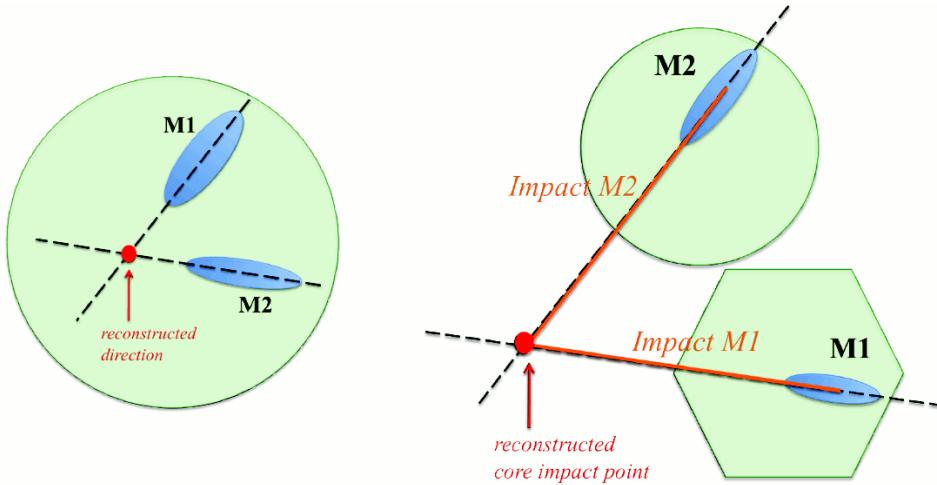


Abbildung 1.8: Rekonstruierte Richtung und rekonstruierter Core Impact Punkt [16]

1.8 Automatische MC-Produktionskette an der TU Dortmund

Die Monte Carlo Produktion an der TU Dortmund geschieht automatisiert mit Hilfe von `bash`-Skripten und einer `mysql`-Datenbank (siehe 1.9).

Bei einer neuen Anfrage für MC Daten werden mit Hilfe des `mcinsertintodb`-Skripts die für die gewünschte Produktion benötigten Inputcard-Parameter in die Datenbank geschrieben. Im Hintergrund läuft die ganze Zeit das `jobmanager`-Skript, welches überprüft, ob in der Datenbank ein neuer Auftrag (Job) eingegangen sind. Falls dies der Fall ist, startet das `jobmanager`-Skript automatisch das `runcorsika`-Skript, welches wiederum Corsika für diesen neuen Job mit den gewählten Einstellungen startet. Sobald Corsika beendet ist, wird dies in die Datenbank geschrieben, sodass das nächste Programm in der Monte Carlo-Kette gestartet werden kann. Für das nächste Programm in der Kette sind alle benötigten Parameter schon bei der Inauftraggabe des Jobs in der Datenbank gespeichert worden. Also wird `Reflector` mit Hilfe des `runreflector`-Skripts gestartet und nach Beendigung und Eintragen in die Datenbank auch `Camera`.

Nach dem erfolgreichen Durchlauf eines kompletten Jobs bestehend aus 1000-2000 Runs mit je 1000 Ereignissen werden die generierten MC Daten nach jedem Programmdurchlauf auf dem Cluster gespeichert. Sobald die Simulationskette für einen Job beendet wurde, wird dies wiederum in die Datenbank eingetragen.

Die Kalibrationskette, die aus den Programmen Sorcerer, Star und Superstar

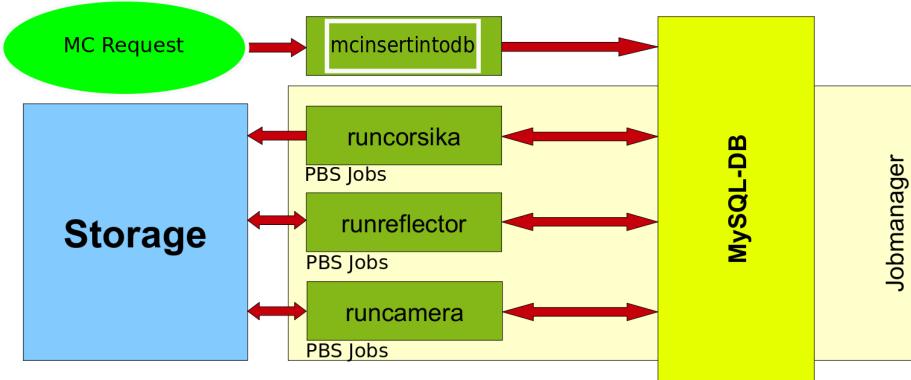


Abbildung 1.9: Schematische Darstellung der automatischen MC Produktionskette.

besteht wird analog durchgeführt: Mit Hilfe der run-Skripte werden die Programme gestartet und nach erfolgreichem Durchlauf die Daten gespeichert.

1.8.1 Überblick über die Datenbank

Wie oben beschrieben, werden die wichtigsten Inputparameter und die Pfade zu den MCs in einer mysql-Datenbank gespeichert. Diese Datenbank beinhaltet die Tabellen in Tab.1.1.

Die Tabelle MCJobs bietet eine Übersicht über alle Jobs. Enthalten sind in dieser Tabelle u.a. die JobID, die jedem Job individuell zugewiesen wird, die erste und letzte RunNumber eines Jobs, wann der Job gestartet wurde, wann Camera und Star beendet wurden und den Pfad zu den Daten.

Die Tabellen M1CalibrationProcessStatus und M2CalibrationProcessStatus enthalten ebenfalls die JobID, und die Zeitpunkte wann Camera, Calibration und Star beendet worden. Des Weiteren kann man den Startzeitpunkt und den Zeitpunkt eines Abbruchs des Jobs, sowie den zugehörigen Fehlercode sehen, der Rückschlüsse über die Ursache des Fehlers bietet.

In den Tabellen MCCorsikaRunData, MCReflectorRunData und MCCameraRunData kann man die wichtigsten Inputparameter für die jeweiligen Programme sehen.

Die Tabelle MCRunData bietet eine Übersicht über die RunNumbers, die innerhalb der einzelnen Programme verteilt wurden. So gehört zu jeder RunNumber eine CorsikaRunNumber, eine ReflectorRunNumber und eine CameraRunNumber. Also bietet ein Job mit 2000 x 1000 Ereignissen Platz für 2000 RunNummern pro Programm.

Tabelle 1.1: Auflistung der Tabellen, die in der Datenbank existieren.

Tabellen
AtmosphericModel
AzimuthBinning
FADCType
M1CalibrationProcessStatus
M1CameraCopytoGridStatus
M1StarCopytoGridStatus
M2CalibrationProcessStatus
M2CameraCopytoGridStatus
M2StarCopytoGridStatus
MCCalibrationRuns
MCCameraRunData
MCCorsikaRunData
MCJobs
MCPedestalRuns
MCReflectorRunData
MCRunData
MCRunProcessStatus
MCStatistics
MCSuperstarProcessStatus
MCUserID
MarsVersion
ObservationMode
ParticleType
Source
ZenithBinning

Die Tabelle MCRunProcessStatus ist eine Übersichtstabelle über die Zeitpunkte zu denen die jeweiligen Inputcards geschrieben und die Programme Corsika, Reflector und Camera beendet wurden.

Die gleiche Tabelle gibt es auch noch für Superstar.

1.8.2 Einblick in den Linux Cluster DOrtmund - LiDO

Die Monte Carlo-Produktion wird an der TU Dortmund vorwiegend auf dem LiDo-Cluster (Linux Cluster Dortmund) durchgeführt. Für die gesamte MAGIC Kollaboration werden hier die Gamma-MCs produziert und gespeichert.

Dafür stehen insgesamt 3328 CPUs und 215TB Speicher auf dem LiDO zur

1 Monte-Carlo-Simulation

Verfügung. Die Struktur des Clusters lässt sich Abb.1.10 entnehmen.

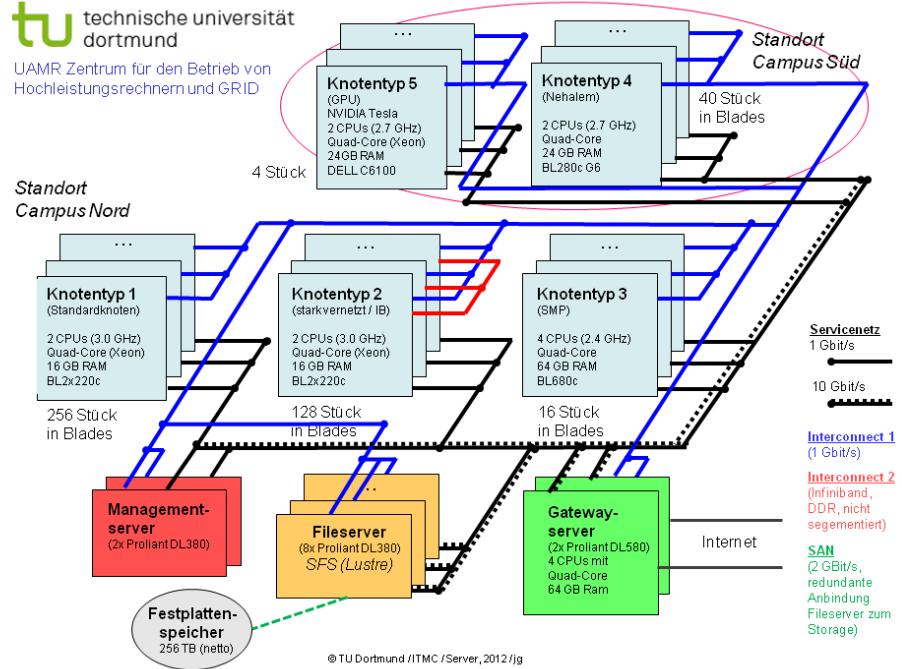


Abbildung 1.10: Schematische Darstellung des Rechenclusters LiDO.[26]

Über die beiden Gateway-Server erhält man Zugriff auf die Rechenknoten und den Speicher. Wie in Abb.1.10 zu sehen ist, gibt es verschiedene Knotentypen, die sich in der Zahl der maximalen Jobs pro Queue und Nutzer unterscheiden und über ein Queueingsystem erreichbar sind:

- Die ib-Knoten sind untereinander stark vernetzt und für parallele Jobs reserviert
- eth-Knoten: Auf diesen Knoten werden serielle und parallele Jobs gerechnet, die die GigabitEthernet Connection nutzen
- quad-Knoten: Für Anforderungen an viel Speicher oder parallele OpenMP/Shared Memory Jobs werden die quad Knoten genutzt
- GPU: Rechnungen auf Graphikkarten finden hier statt
- nehalem: neue Testknoten mit mehr Arbeitsspeicher als die eth-Knoten.

Die meisten Knoten haben drei verschiedene Queues, die sich in ihrer maximal zur Verfügung stehenden Walltime, das heißt der Zeit, die einem Job zur Verfügung steht, unterscheiden. Es gibt als die short Queues (eth, ib, quad) mit einer maximalen Walltime von 1h, die medium Queues (eth, eth_nhm, ib, quad) mit einer Walltime von 8h und die long Queues mit einer maximalen Walltime von 48h. Falls es doch mal länger dauern sollte, gibt es noch die ultralong Queue (eth) mit einer maximalen Walltime von 2688h. Um also einen Job zu starten, gibt man den benötigten Speicher und eine maximale Walltime an und verschickt den Job an das Queueingsystem.

Für die MAGIC MC Produktion werden die eth-Knoten benutzt und pro Run 1000 Corsika Ereignissen produziert und weiter prozessiert. Ein Standardjob von 2Mio Corsika Ereignisse wird also in 2000 Runs mit je 1000 Ereignissen darin aufgeteilt und somit 2000 Runs nacheinander an das Queueingsystem verschickt.

Tabelle 1.2 zeigt das Speichervolumen, welches im Moment auf dem LiDO für die Daten nach den verschiedenen Programmen genutzt wird.

Tabelle 1.2: Belegtes Speichervolumen auf dem LiDo für MC-Daten

Programm	Corsika	Reflector	Camera	Sorcerer	Star	Superstar
Speichervolumen [TB]	49	36	9	1.3	0.5	0.5

Alternativ kann auch noch der PhiDo Cluster für Testproduktionen, bzw. früher für dezidierte Protonsimulationen benutzt werden. Dieser Cluster stellt 1200 CPUs und 200TB(ZAHLEN NACHGUCKEN)Speicher zur Verfügung, hat allerdings auch eine größere Auslastung, was dazu führt, dass eine komplette Produktion wesentlich länger dauert.

Zahlen

1.8.3 Verfügbarkeit der produzierten MC-Daten

Sobald eine Produktion von MCs fertig simuliert ist, werden die Daten ins Grid kopiert. Das heißt im Moment werden sie zum PIC, auf Computer im Rechenzentrum in Spanien, kopiert, welche zum Grid gehören und dort gespeichert, sodass sie immer über eine Internetseite erreichbar sind. Die Struktur, in der die MCs gespeichert sind, ist so aufgebaut:

MonteCarlo / Chipsatz der beiden Teloskope / PSF und Mirror fraction / Teilchentyp / Zenitbereich / Observationsart / Standart der Software / Level der Prozessierung / Versionsnummer

Über die folgende URL sind die Daten jederzeit für alle Kollaborationsmitglieder verfügbar:

1 Monte-Carlo-Simulation

http://data.magic.pic.es/Data/MonteCarlo_Stereo/M1_DRs4_1039_M2_DRs4_1039/M1_PSF10.1_MF0.60_M2_PSF8.6_MF0.66/gammas/za05to35/ringwobble/std20140317/superstar/mc_v07/.

Eine genaue Auflistung über die verschiedenen Produktionen befindet sich hier und wird ebenfalls nach Fertigstellung einer Produktion upgedated:

http://wiki.magic.pic.es/index.php/Recommended_Stereo_MC_productions.

2 Analyse der AGN Mrk 421 mit *MARS*

Sowohl die Programme zur Kalibration, als auch die Standard-Analyseprogramme sind im *MARS* (MAGIC Analysis and Reconstruction Software)-Paket enthalten. Dieses Softwarepaket ist eine Sammlung an ROOT-Skripten und Macros.[19]

In den folgenden Kapiteln werden die wichtigsten Programme zur Gamma-Hadron-Separation (Abschnitt 2.1), Lichtkurven-Berechnung (Abschnitt 2.2) und Spektrumsrekonstruktion (Abschnitt 2.3) kurz erklärt. Danach wird die Analyse der AGN Mrk 421 durchgeführt (siehe Abschnitt 2.4). Der Datensatz des gesamten Jahres 2012 wird auf Grund von Änderungen der PSF und Hardwareänderungen in vier Teile geteilt und einzeln analysiert. In Abschnitt 2.5 werden dann alle Ergebnisse zu einer gesamten Lichtkurve zusammengefasst.

2.1 Signal-Untergrund-Trennung und Energieschätzung

2.1.1 GH Separation

Da das Signal-Untergrund-Verhältnis zwischen Gamma-Schauern aus der Quelle und hadronischen Schauern kleiner als 1:1000 ist (sogar für helle Quellen), werden gute Verfahren benötigt, um das Signal vom Untergrund zu trennen. In der Standard-MAGIC-Analysekette übernehmen die Programme *Coach* und *Melibea* diese Aufgabe. Es wird zu diesem Zweck ein Random Forest (RF) genutzt. [1] Dieser RF basiert auf einem Ensemble an Entscheidungsbäumen mit zufällig ausgewählten Parametern in ihren Knoten. Um einen solchen RF zu trainieren, wird ein Trainingsset aus MCs und Untergrunddaten benötigt, von denen die Klassenzugehörigkeit (Signal oder Untergrund) genau bekannt ist.

Jedes Ereignis wird durch die in Abschnitt 1.6 beschriebenen Bildparameter charakterisiert. Im Ausgangsknoten eines jeden Entscheidungsbaumes befindet sich das komplette Sample mit allen Bildparametern. Dieser Knoten wird dann in zwei Nachfolgeknoten geteilt, indem in einem Bildparameter geschnitten wird. Bei diesem Splittingprozess werden die Parameter für den Schnitt zufällig aus einer vorher begrenzten Menge gezogen und der Parameter mit dem minimalen Gini-Index zum Schneiden benutzt.

Mit Hilfe des Gini-Index kann die Ungleichheit der beiden Verteilungen als Funktion des Schnittes angegeben werden, der gerade angewendet wurde. Ist der Gini-Index von einem Knoten null, so ist in diesem Knoten nur noch eine Klasse vorhanden.

Dieses Schneiden geschieht so lange bis die Anzahl der Ereignisse in einem Knoten zu gering wird, oder in einem Knoten nur noch eine Klasse vertreten ist. In diesen Endknoten (Terminal Nodes) werden dann die Ereignisse mit einem Label (Gamma oder Hadron) versehen. Befindet sich in einem Endknoten noch eine Mischung beider Klassen, wird ein Mittelwert vergeben. So folgt jedes Ereignis einem Pfad durch die i verschiedenen Bäume und wird von allen klassifiziert. Danach wird ihm ein finales Label, die hadroness, zugewiesen:

$$h(\text{Ereignis}) = \frac{\sum_{i=1}^{n_{\text{Bäume}}} l_i(\text{Ereignis})}{n_{\text{Bäume}}} \quad (2.1)$$

Es ist möglich, in *Coach* alle Variablen auszuwählen, die zum Training der RFs für die GH-Separation, aber auch für die Disp-Bestimmung sowie zum Bauen der Look-Up-Tables zur Energierekonstruktion benötigt werden. Bei der GH-Separation sind dies elf verschiedene Variablen wie zum Beispiel `width` oder `length`. Des Weiteren ist es möglich, die Anzahl der Bäume auszuwählen, sowie den Zenitbereich, in dem diese trainiert werden sollen.

2.1.2 Energierekonstruktion mit Hilfe von Look-Up-Tables

Die Energie der Primärteilchen ist proportional zur Anzahl der Cherenkovphotonen im Schauer und so zum Parameter `size`. Allerdings ist `size` abhängig vom Zenitwinkel, der Lage des Schauers in der Kamera, dem Impakt-Parameter und der Höhe des Schauermaximums.

Beruhend auf dieser Tatsache wird nun eine Tabelle erstellt. Das MC Trainingsset wird in Bins für jeden Parameter, der für die Energierekonstruktion benutzt werden soll, aufgeteilt. So wird eine mehrdimensionale Tabelle mit der gemittelten Energie der MC-Ereignisse, die zu jedem Bin gehört, erstellt. Den realen Daten wird dann anhand ihrer Parameter das passende Energiebin in der Tabelle zugeteilt und so eine geschätzte Energie (Estimated Energy) zugeordnet.

Für Mono-Daten geschieht die Energierekonstruktion im Gegensatz dazu auch mit Hilfe eines RFs.

2.1.3 Rekonstruktion der Quellposition

Ziel ist es, die Herkunft des Primärteilchens zu rekonstruieren. Der Abstand zwischen dem Schauerschwerpunkt und der Quellposition auf der Hauptachse in der Kamera wird mit dem Parameter `Disp` bezeichnet. Es gibt zwei Möglichkeiten, diesen Parameter zu rekonstruieren: Zum Einen sind dies Ghostbusting-Methoden, die die Asymmetrie des Schauers charakterisieren oder aber ein RF.

Bei den Ghost-Busting-Methoden wird die Asymmetrie zwischen Schaueranfang und Schauerende in der Kamera berücksichtigt. Mit Hilfe des zeitlichen Verlaufs

oder des dritten Moments entlang der Hauptachse wird entschieden, aus welcher Richtung der Schauer kommt.

Wird mit zwei Teleskopen observiert, ist die Disp-Rekonstruktion einfacher. Wie in Abb.2.2 zu sehen ist, ist perfektes Ghost-Busting möglich.

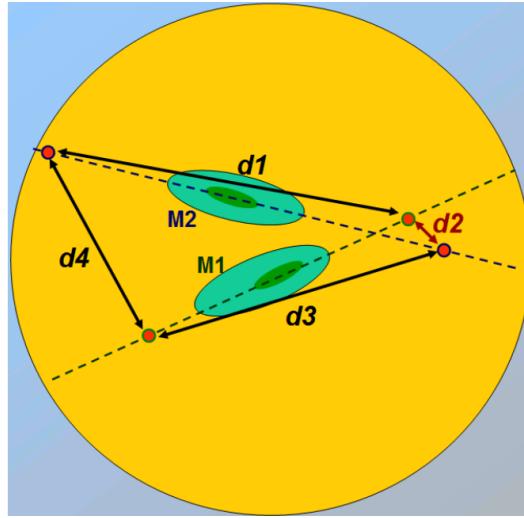


Abbildung 2.1: Rekonstruktion des Parameters Disp. Dank der stereoskopischen Beobachtung, kann entschieden werden, welche Herkunftsrichtung für den Schauer am wahrscheinlichsten ist.[15]

Nur eine der beiden möglichen Quellpositionen des einen Teleskops ist kompatibel mit einer der rekonstruierten Quellpositionen des anderen Teleskops. Die bevorzugte Position der Quelle ist die, die näher am Schnittpunkt der beiden Hauptachsen liegt und bestimmt Disp für beide Teleskope eindeutig. Letztendlich wird der gewichtete Mittelwert der beiden wahrscheinlichsten rekonstruierten Quellpositionen genommen. Ereignisse mit einer zu großen Differenz der beiden rekonstruierten Quellpositionen zueinander werden verworfen.

2.2 Berechnung der Lichtkurve

Der Gammafluss, d.h. die Rate der Gammateilchen $\frac{dN}{dt}$ pro Einheitsfläche ist Ausgangsgröße für die Lichtkurve:

$$\Phi = \frac{d^2N}{dSdt} \quad (2.2)$$

mit N : Anzahl der Teilchen, S : Fläche und t : Zeit.

Dafür wird die Anzahl der detektierten Gammas, die effektive Observationszeit und die effektive Fläche des Detektors benötigt. Nach der Energie differenziert ist diese Größe der differentielle Fluss pro Energie:

$$\frac{d\Phi}{dE} = \frac{d^3 N}{dS dt dE}, \quad (2.3)$$

bzw. der integrale Fluss:

$$\Phi_{E>500\text{GeV}} = \int_{500\text{ GeV}}^{\infty} \frac{d\Phi}{dE} dE. \quad (2.4)$$

Die zeitliche Entwicklung des integralen Flusses wird nun Lichtkurve genannt.

2.2.1 Anzahl der Signalgammas

Um die Anzahl der Gammateilchen aus der Quelle zu bestimmen, wird ein θ^2 -Histogramm benutzt. Dies ist ein Histogramm der quadrierten Entferungen zwischen der rekonstruierten Quellposition und der nominalen Quellposition. Gammas aus der Quelle haben ein kleineres θ während der Background eine annähernd isotrope Verteilung liefert.

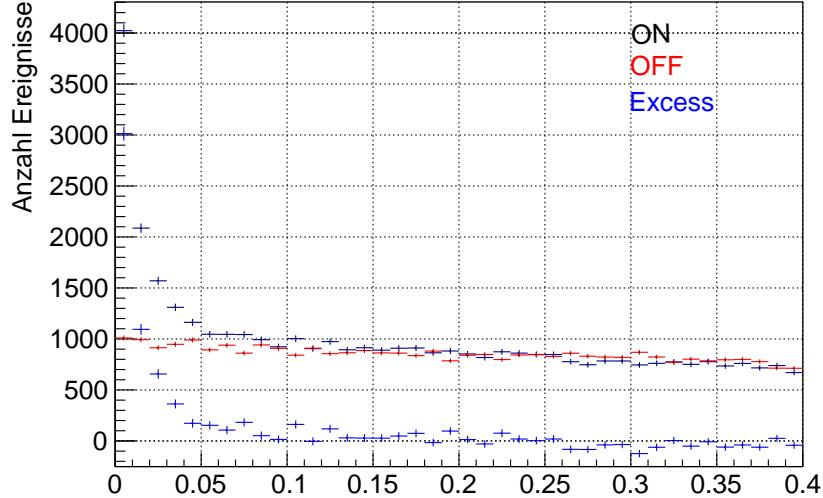


Abbildung 2.2: θ^2 -Verteilung von Crab-Datendes aus dem Datenset 2. Es ist zu sehen, dass die On- (Signal-) und die Off- (Background-) Daten für $\theta^2 > 0,1$ sehr gut aufeinander liegen.

Um die Anzahl der realen Signal-Ereignisse zu ermitteln, müssen von den Ereignissen aus der Quellrichtung noch die Background Ereignisse abgezogen werden und ein Schnitt in θ^2 angewendet werden.

Dank der “Wobble-Beobachtung“ ist eine simultane Datennahme von Signal- und Hintergrund möglich, d.h. das Teleskop ist nicht direkt auf die Quelle ausgerichtet, sondern die Quellposition ist 0.4° vom Kamerazentrum entfernt. Wegen der Alt-Azimutalen Montierung rotiert die Quelle um das Zentrum in der Kamera und es ist möglich einen Punkt gegenüber der Quelle als Off-Position zu benutzen. Es muss gewährleistet werden, dass die Off-Positionen symmetrisch verteilt sind, um Kamerainhomogenitäten entgegenzuwirken. Allerdings tauchen bei dieser Methode die Quellgammas auch in der Off- θ^2 -Verteilung auf, haben aber ein großes θ^2 . Eine Off-Position, die zu nahe an der Quelle ist, ist nicht zu empfehlen.

2.2.2 Effektive Beobachtungszeit

Die effektive Beobachtungszeit berücksichtigt die Totzeit in der Datennahme. Nach dem Aufnehmen eines Ereignisses ist die Elektronik mit der Verarbeitung der Daten beschäftigt und neue Ereignisse können nicht detektiert werden. Die Totzeit ist abhängig vom Chip und beträgt bei den aktuellen DRS4-Chips $\approx 26\mu s$.

Quelle

2.2.3 Effektive Fläche

Als effektive Fläche wird die Fläche am Boden bezeichnet, die orthogonal zur Herkunftsrichtung der Schauerteilchen ist. Die Größe dieser effektiven Fläche ist abhängig von der Energie und dem Zenitwinkel des Schauers. In *MARS* wird diese Größe mit Hilfe von MCs folgendermaßen berechnet:

$$A_{eff}(E) = \frac{N_{\gamma,final}}{N_{\gamma,simulated}} A_{MC,total} \quad (2.5)$$

Dafür wird eine bestimmte Anzahl an Gammas ($N_{\gamma,simulated}$) auf einer uniformen Fläche $A_{MC,total}$ simuliert. Die Größe $N_{\gamma,final}$ ist die Anzahl der Gammas, die alle Analyseschnitte überlebt hat.

2.3 Entfaltung des Energiespektrums

Bei der Messung mit IACTs handelt es sich um eine indirekte Messung. Die Energie des Schauer-auslösenden Teilchens ist nicht direkt messbar. Die Bildparameter und damit auch die geschätzte Energie E_{est} haben eine begrenzte Auflösung und erfordern die Methode der Entfaltung.

Die Probleme, die bei der Messung auftreten, sind:

- Begrenzte Akzeptanz: Nicht alle Schauer, die Teilchen auslösen, können vom Teleskop detektiert werden.
- Indirekte Messung: Da eine direkte Messung nicht möglich ist, wird anhand von gemessenen Parametern, wie z.B. der Größe des Schauers in der Kamera, mit Hilfe eines RF die Energie geschätzt. Die Voraussetzung dafür ist, dass diese real gemessenen Parameter stark mit der Energie korreliert sind.
- Begrenzte Auflösung: Es ist nur möglich mit begrenzter Genauigkeit aus den Bildparametern die Energie zu rekonstruieren, d.h. es existiert eine Migration von Ereignissen. Wird die geschätzte Energie gegen die reale Energie aufgetragen, erhält man eine verschmierte Diagonale (siehe Abb.2.3)

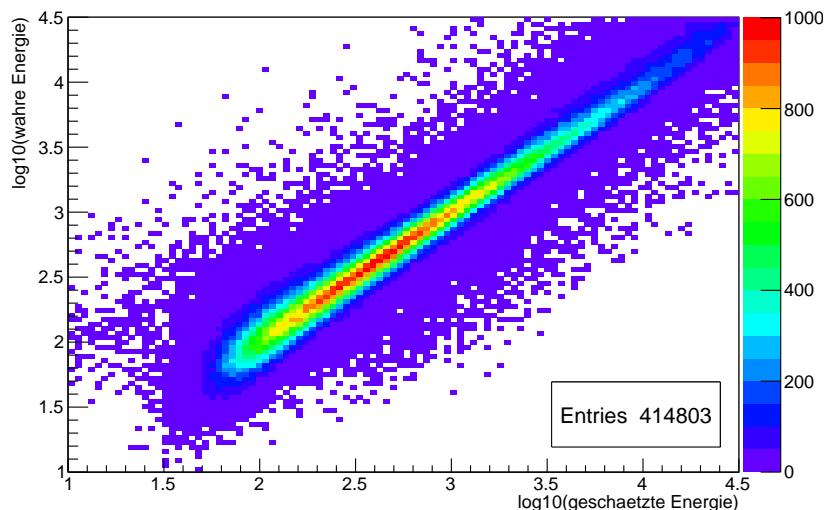


Abbildung 2.3: Geschätzte Energie gegen wahre Energie. Es ist erkennbar, dass keine perfekte Energierekonstruktion existiert.

Durch die Methode der Entfaltung können diese Probleme berücksichtigt werden. Das Problem lässt sich mit einer Fredholmschen Integralgleichung darstellen:

$$g(y) = \int_c^d M(x, y) f(x) dx + b(y) \quad (2.6)$$

mit $g(y)$: gemessene Verteilung, $f(x)$: gesuchte Verteilung, $M(x,y)$: Migrationsmatrix bestimmt auf MCs, $b(y)$: Background-Verteilung

Diese Gleichung lässt sich auch diskretisiert darstellen:

$$g_i = \sum_j M_{ij} f_j + b_i, \quad (2.7)$$

wobei M_{ij} die Migrationsmatrix ist und damit die Wahrscheinlichkeit beschreibt, dass ein Ereignis in bin j in bin i gezählt wird.

Das Ziel der Entfaltung ist die wahre Verteilung f zu finden. Die Kovarianzmatrix der gesuchten Verteilung ergibt sich dann mit der Kovarianzmatrix der gemessenen Verteilung zu:

$$\mathbf{V}[\vec{f}] = \mathbf{M}^{-1} \mathbf{V}[\vec{g}] (\mathbf{M}^{-1})^T \quad (2.8)$$

Da die Invertierung der Migrationsmatrix oft zu oszillierenden Lösungen führt, versucht man die Methode der kleinsten Quadrate.

$$\chi_0^2 = (\vec{g} - \mathbf{M}\vec{f})^T \mathbf{V}^{-1} [\vec{g}] (\vec{g} - \mathbf{M}\vec{f}). \quad (2.9)$$

Dies gilt nur für Gaußverteilte Daten, also nicht für Bins mit kleinen Ereigniszahlen. Für diese muss nun die Poisson-Statistik benutzt werden und der Log-Likelihood-Ausdruck minimiert werden:

$$L_0(a) = \sum_i (g_i(a) - g_{i,m} \cdot \ln g_i(a)). \quad (2.10)$$

Außerdem ist es nötig, eine Regularisierung einzuführen, um die kleinen Ausdrücke in der Migrationsmatrix, die während der Entfaltung verstärkt werden, zu unterdrücken. Durch Einführung eines Regularisierungsterms werden Anforderungen an die Lösung gestellt, bei zu starker Regularisierung aber auch ein Bias eingeführt.

Im Allgemeinen wird Regularisierung durch Addition eines Regularisierungsterms gemacht, sodass:

$$\chi^2 = \chi_0^2 + \frac{\tau}{2} \text{Reg}(f). \quad (2.11)$$

Verschiedene Arten der Regularisierung können in der Analyse gewählt werden. Es ist auch möglich, eine Vorwärtsfaltung durchzuführen, wobei ein bestimmtes Modell als Annahme gewählt wird und freie Parameter dieses Modells bestimmt werden. Zum Testen ist dies eine gute Alternative, allerdings keine richtige Entfaltung, da das Ergebnis modellabhängig bleibt und physikalische Phänomene verborgen bleiben.

2.4 Mrk 421-Analyse

In diesem Abschnitt wird die Analyse der Daten beschrieben, wobei für jede der vier Dateneepochen sowohl Lichtkurve als auch Spektrum gezeigt werden. Dabei wird die Analyse des Datensatz 2 der Daten exemplarisch für die Stereo-Analyse

erklärt (Unterabschnitt 2.4.2), während die anderen Zeitabschnitte des Jahres mit stereoskopischer Beobachtung (Unterabschnitt 2.4.3 und Unterabschnitt 2.4.4) analog ausgewertet werden. Auf die Mono-Datenanalyse wird in Unterabschnitt 2.4.5 eingegangen. Zusammenfassend wird noch eine Lichtkurve aller Daten gezeigt.

2.4.1 Überblick über die Daten

Die Daten, die für diese Analyse zur Verfügung standen, sind Daten der Quelle Mrk 421, die 2012 genommen wurden. Die Daten gliedern sich folgendermaßen:

- Datenset 1: 2012-02-25 - 2012-02-29
- Datenset 2: 2012-03-18 - 2012-04-27
- Datenset 3: 2012-05-23 - 2012-06-19 (Mono)
- Datenset 4: 2012-12-11 - 2012-12-23

Datenset 1 und Datenset 2 sind beides Stereobeobachtungen. Die beiden Datensets unterscheiden sich in ihrer PSF (Point Spread Function), weswegen zwei verschiedene MC-Sets in der Analyse verwendet werden. Die PSF beschreibt die Abbildungsqualität der Spiegel, bzw. wie gut sie ausgerichtet sind. Je größer die PSF ist, umso schlechter sind die Abbildungseigenschaften und um so verschmierter ist die Reflexion einer Punktquelle.

Beim 3. Datenset handelt es sich um Mono-Daten. Aufgrund der defekten MAGIC-I-Kamera und der geplanten Upgrade-Pause, wurde nur MAGIC-II betrieben.

Im 4. Datenset war das Upgrade abgeschlossen, die alte MAGIC-I-Kamera durch eine neue Kamera ersetzt und es wurden wieder Stereo-Beobachtungen durchgeführt. Aufgrund der Hardware-Veränderungen und einer anderen PSF wurden wieder neue MCs produziert.

Die Analyse des ersten Datensets befindet sich in Unterabschnitt 2.4.3 und die des zweiten Datensets in Unterabschnitt 2.4.2. Danach erfolgt die dritte Analyseperiode mit Stereobeobachtungen in Unterabschnitt 2.4.4. Die Mono-Analyse wird zuletzt in Unterabschnitt 2.4.5 beschrieben.

2.4.2 Datenset 2

Anhand der genommenen Mrk 421-Daten, zehn Tage zwischen dem 18.3.2012 (MJD: 56004.1) und dem 27.4.2012 (MJD: 56042.0), wird nun die Stereo-Analyse erklärt.

Diese Daten wurden in einem Zenitwinkelbereich zwischen 12° und 30° genommen (siehe Abb.2.4).

Da dieser Datensatz die meisten Daten beinhaltet, wird die Analyse exemplarisch hiermit durchgeführt.

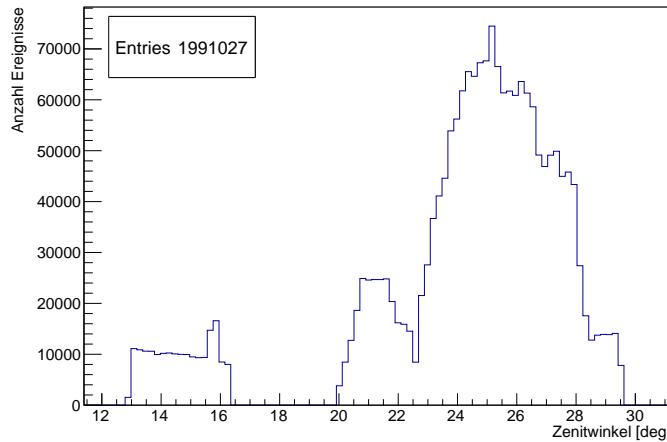


Abbildung 2.4: Zenitverteilung der genommenen Mrk 421-Daten zwischen dem 18.3.2012 und dem 27.4.2012.

Als Off-Daten dienen Daten anderer Quellen, welche in der gleichen Zeitspanne wie die zu analysierende liegen. Dadurch wird gewährleistet, dass das Teleskop die gleichen Eigenschaften, wie z.B. PSF, hat wie bei der Datennahme der zu analysierenden Quelle.

Mit Hilfe von Crab-Daten werden die Einstellungen für die Lichtkurvenbestimmung gesucht, da Crab als Standardkerze dient und einen bekannten stabilen Fluss hat.

Daten-Auswahl und Qualitätchecks

Zunächst werden die auf *Superstar*-Level prozessierten Daten einem Datencheck unterzogen, um die Daten herauszufiltern, die bei guten Bedingungen genommen wurden. Gute Bedingungen sind durch dunkle Nächte, wenig Störlicht durch z.B. Autoscheinwerfer und keine Hardware- oder Softwareprobleme gekennzeichnet.

Um dunkle Bedingungen zu gewährleisten wurde zunächst ein Cut im Direct Current (DC) ($MI < 500\text{nA}$, $MII < 800\text{nA}$) durchgeführt. Danach wurden mit Hilfe des *MARS Macros Quate* alle Daten mit einem Zenitwinkel $< 35^\circ$ ausgewählt, Runs mit einer Länge unter 10s und Runs mit einer Abweichung des Pointings von 15arcmin verworfen. Außerdem wurden die Mittelwerte der Rate, der Parameter *Number of Islands*, *Concentration*, *Width* und *Length* gebildet und ebenfalls Ausreißer aussortiert um eine gute Qualität der Daten zu gewährleisten.

Diese Kriterien für den Datencheck wurden für die Mrk 421-Daten, die Crab-Daten und die Off-Daten angewendet.

In der Tabelle 2.1 ist aufgelistet, an welchen Tagen Mrk 421-Daten nach dem

Datencheck für die Analyse zur Verfügung stehen.

Tabelle 2.1: Diese Tabelle zeigt, für welche Tage Mrk 421-Daten nach dem Datencheck zur Analyse zur Verfügung stehen.

Monat	Tage
März	18., 22., 28.
April	11., 13., 15., 19., 21., 23., 25.

Tabelle 2.2 zeigt wieviele Minuten Daten, Background-Daten und Crab-Daten den Datencheck überstanden haben. Auf eine tageweise Auflistung der Background- und Crab-Daten wird verzichtet.

Tabelle 2.2: Diese Tabelle zeigt eine Übersicht über die Menge an Mrk 421-, Crab- und Background-Daten nach dem Datencheck.

Quelle	Observationszeit
Mrk 421	272min
Crab	161min
0FGLJ0631	77min
1ES1011	492min
1ES1426	424min
PG1553	971min
PKS1222	247min
SegueJ	3252min

Für diesen Teil der Analyse werden die in Dortmund produzierten Standard-MC-Daten im Zenitbereich 5° - 35° genommen, in denen die alte MAGIC-I Kamera simuliert wurde. Die PSF für MAGIC-I beträgt hierbei 10.5mm und die Mirror Fraction 0.58, während diese Werte für MAGIC-II 10.2mm für die PSF und 0.70 für die Mirror Fraction sind.

Es ist zu beachten, dass für alle Daten (Mrk 421/Crab/Off) und die MCs das gleiche Cleaning benutzt wird, da zu dieser Zeit zwei verschiedene Cleaning-Schwellen im Next-Neighbor-Cleaning gebräuchlich waren. Die Core und Neighbor-Schwelle beträgt in diesen Daten 6, bzw. 3.

Coach und Melibea

Für das Training des RF für die GH-Separation und die Disp-Bestimmung sowie das Erstellen der Look-Up-Tables zur Energierekonstruktion ist es wichtig, dass in

jedem Zenitbin genug Background- und MC-Daten vorhanden sind. Es wird ein Zenitbereich von $10\text{--}35^\circ$ ausgewählt. Wie in Abb.2.5 und Abb.2.6 zu sehen ist, ist diese Voraussetzung erfüllt.

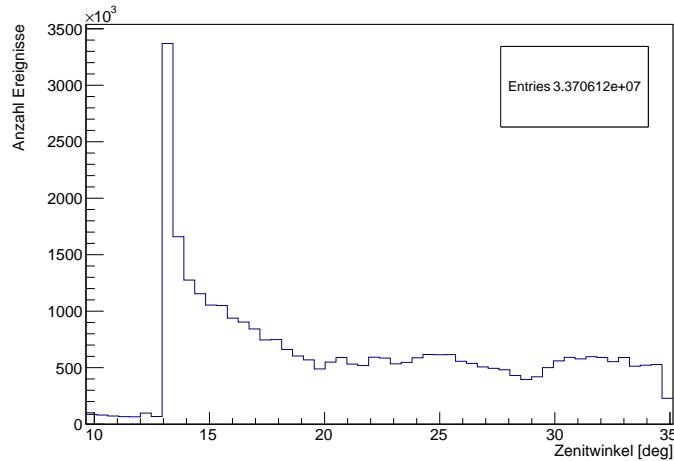


Abbildung 2.5: Zenitverteilung der Off-Daten zwischen dem 18.3.2012 und dem 27.4.2012. Leere Bins sind nicht enthalten.

Der MC-Datensatz wurde in zwei Teile geteilt. Der eine Teil, das Trainings-Set, wird zusammen mit den Off-Daten zum Trainieren des RF für die GH-Separtion und für Disp benutzt, sowie zum Aufstellen der Look-Up-Tables für die Energie. Der andere Teil wird später zur Entfaltung benutzt.

Sobald das Training der RFs und das Erstellen der Look-Up-Tables in *Coach* beendet ist, werden in *Melibea* die Daten nach Gamma- und Hadron-Ereignis klassifiziert und jedem Ereignis eine geschätzte Energie und ein Disp-Wert zugeordnet. Das gleiche geschieht auch mit den Crab-Daten und dem anderen Teil der MCs, dem Test-Set.

Lichtkurve von Crab

Wie in Abschnitt 2.2 beschrieben, wird nun sowohl für die Crab-Daten als auch für die Mrk 421 Daten eine Lichtkurve erstellt. Da der Fluss von Crab stabil und bekannt ist, werden mit Hilfe der Crab-Daten die passenden Parameter (Hadroneneffizienz und θ -Quadrat-Effizienz) für die Lichtkurven-Bestimmung in diesem Zeitraum für Mrk 421 ausgewählt.

Wie in Abb.2.7 zu sehen, ist es möglich mit Flute neben der Lichtkurve (vgl. Abb.2.7d) auch noch einen θ Quadrat Plot (vgl. Abb.2.7a), sowie die spektrale Energie-Verteilung (vgl. Abb.2.7c) zu berechnen.

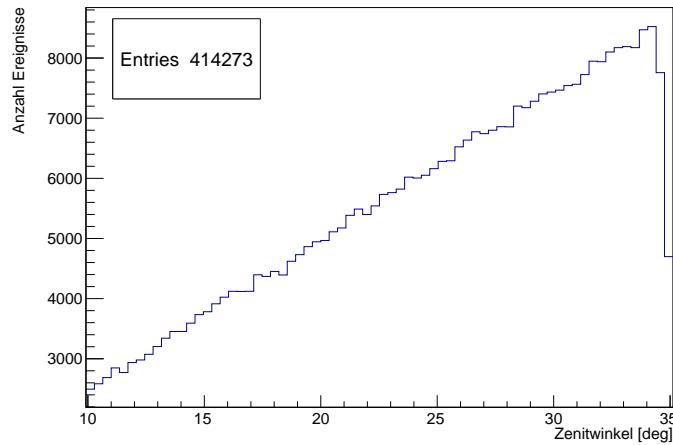


Abbildung 2.6: Zenitverteilung des Trainingssets der MC.

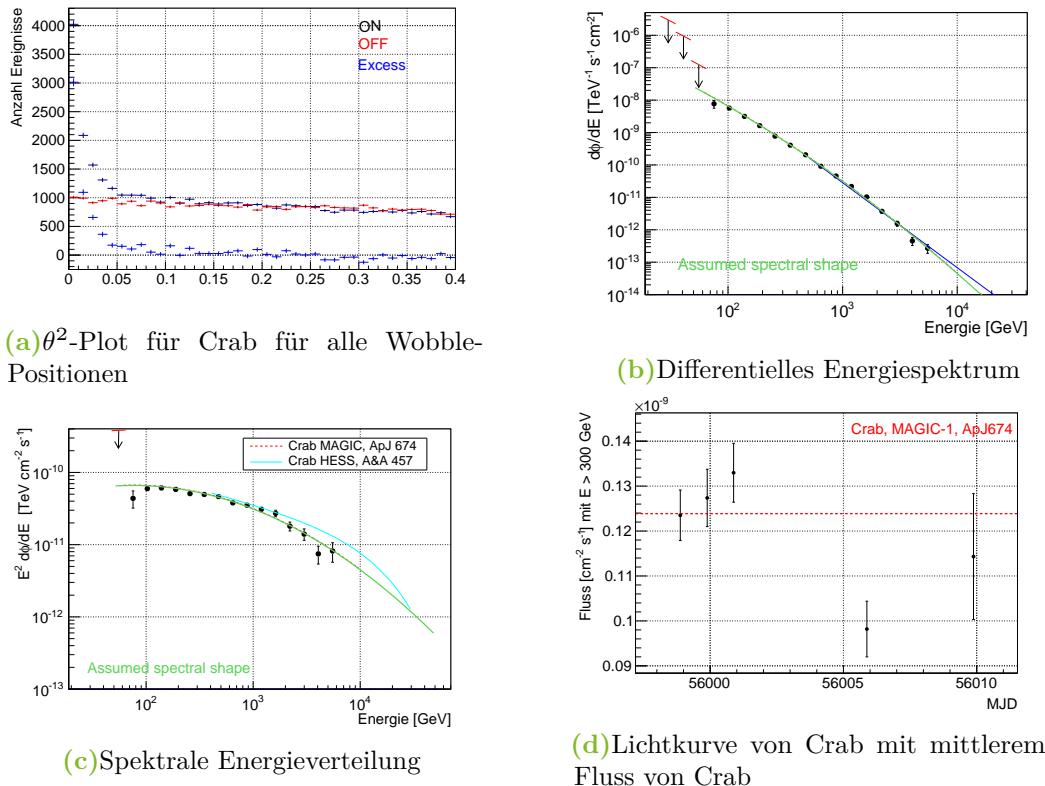


Abbildung 2.7: Flute-Plots für Crab

In Abb.2.7a ist der θ^2 -Plot für Crab zu sehen, für kleine θ ist die Anzahl der Signal-Ereignisse wie zu erwarten sehr hoch. In Abb.2.7b ist das differentielle Energiespektrum zu sehen. Abb.2.7c zeigt die spektrale Energieverteilung. Wie in Abb.2.7b und in Abb.2.7c zu sehen ist, passt das angenommene Spektrum gut zu den Daten, bzw. zum bekannten Crab-Spektrum. Angenommen wurde folgendes Spektrum:

$$\frac{dN}{dE} = \left(\frac{x}{300 \text{ GeV}} \right)^{-2.31 - 0.26 \cdot \log_{10}(x/300)} \text{ TeV cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \quad (2.12)$$

Die Lichtkurve in Abb.2.7d zeigt, dass der Crab-Fluss in diesem Zeitraum um den mittleren Crab-Fluss schwankt. Die Parameter, die zum Erstellen der Lichtkurve in *Flute* verwendet wurden, erweisen sich also als vernünftig.

Lichtkurve von Mrk 421

Es wird nun mit den gleichen Effizienz-Einstellungen wie für Crab eine Lichtkurve für Mrk 421 angefertigt.

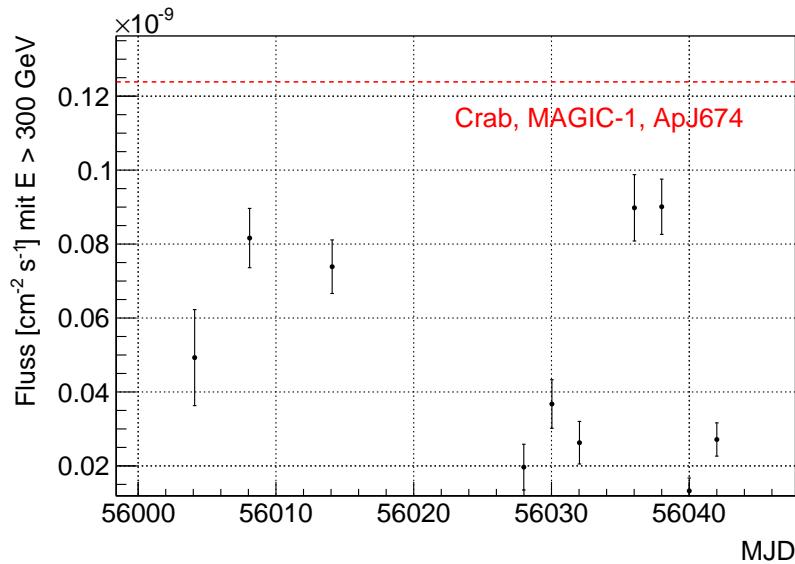


Abbildung 2.8: Lichtkurve von Mrk 421.

Abb.2.8 zeigt, dass der Fluss von Mrk 421 im Vergleich zu Crab wesentlich niedriger ist. Er schwankt etwa um den halben Crab-Fluss. Auch die spektrale Energieverteilung sieht anders aus (vgl. Abb.2.9), da ein anderes Spektrum angenommen wurde:

$$\frac{dN}{dE} = \left(\frac{x}{300 \text{ GeV}} \right)^{-2.75} \text{ TeV cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \quad (2.13)$$

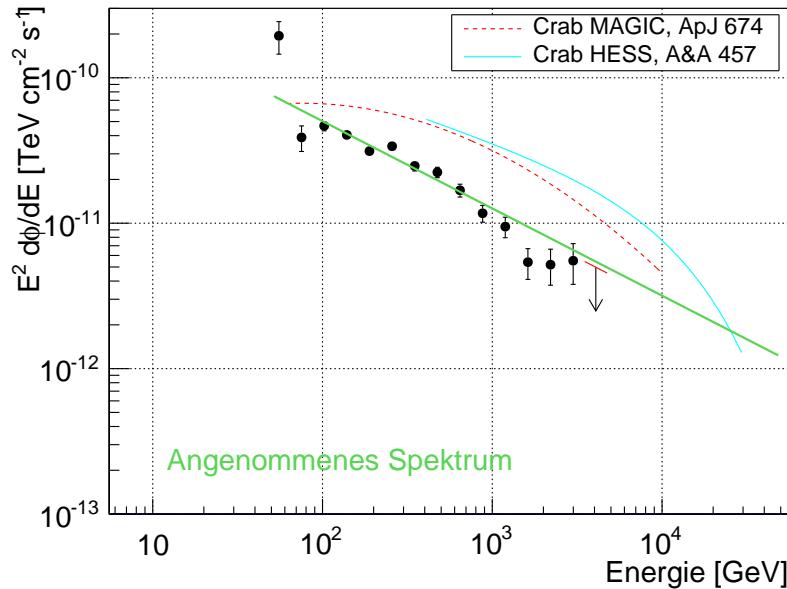


Abbildung 2.9: Spektrale Energieverteilung von Mrk 421.

Spektrum von Crab

Mit Hilfe von CombUnfold wird nun das Spektrum von Crab entfaltet. Abb.2.10 zeigt das entfaltete Spektrum von Crab mit Literaturwert.

Es zeigt sich, dass die entfalteten Datenpunkte mit Tikhonov-Regularisierung sehr gut zum Literaturwert passen.

Spektrum von Mrk 421

Abb.2.11 zeigt das entfaltete Spektrum von Mrk 421 mit fünf verschiedenen Regularisierungsmethoden. Wie man sieht, zeigen die entfalteten Datenpunkte keine großen Abweichungen voneinander. Lediglich bei kleinen Energien unterscheiden sich die Ergebnisse etwas.

Es wurde der Fit, der in der Entfaltung mit Tikhonov-Regularisierung erstellt wurde zusätzlich dargestellt, da diese Regularisierungsmethode in den meisten Fällen die besten Ergebnisse lieferte. Folgende Funktion wurde angenommen:

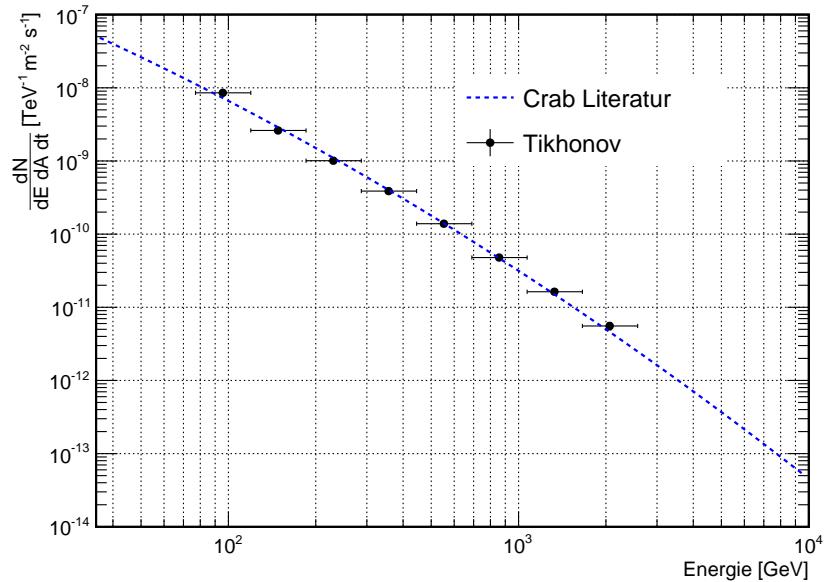


Abbildung 2.10: Entfaltetes Crab-Spektrum mit Literaturwerten.

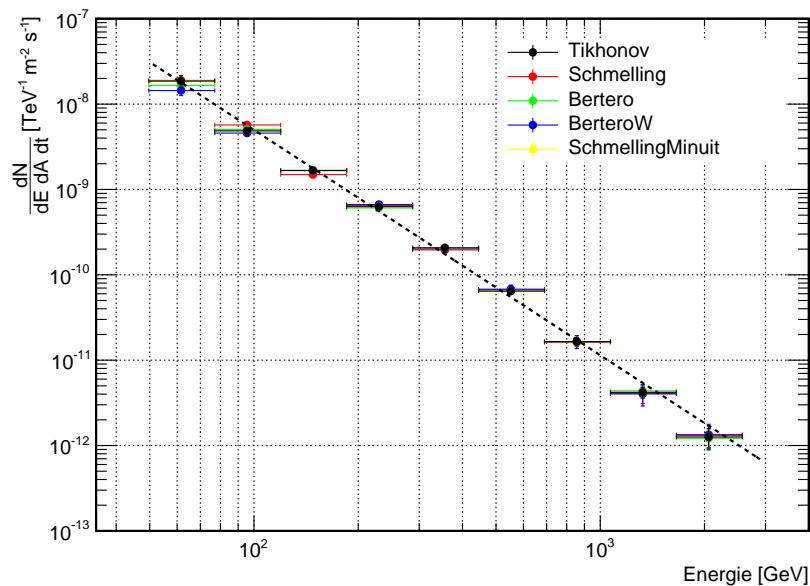


Abbildung 2.11: Entfaltetes Mrk 421-Spektrum mit allen möglichen Regularisierungssorten

$$\frac{dN}{dE dA dt} = f_0 \left(\frac{E}{r} \right)^\alpha. \quad (2.14)$$

Der Fit lieferte das Ergebnis:

$$\frac{dN}{dE dA dt} = 2,74 \cdot 10^{-10} \left(\frac{E}{0,3 \text{ TeV}} \right)^{-2,64} \text{ TeV}^{-1} \text{ s}^{-1} \text{ cm}^{-2}. \quad (2.15)$$

2.4.3 Datenset 1

Der folgende Teil handelt von der kurzen Analyse der Daten vom 25.2.2012 und 29.2.2012. Da diese Daten eine andere PSF haben als die Daten aus Datenset 2, gibt es eigene MCs dafür und die Daten müssen getrennt von Datenset 2 analysiert werden. Die Daten an diesen zwei Tagen haben ebenfalls einen Zenitbereich bis 35°.

Datencheck

Der Datencheck für diese Daten geschieht analog zum Datencheck des Datensets 2. Tabelle 2.3 zeigt an welchen Tagen Mrk 421-Daten den Datencheck überstanden haben und für die Analyse zur Verfügung stehen.

Tabelle 2.3: Diese Tabelle zeigt, für welche Tage Mrk 421-Daten nach dem Datencheck zur Analyse zur Verfügung stehen.

Monat	Tag
Februar	25., 29.

Tabelle 2.4 zeigt wieviel Mrk 421-/Crab- und Off-Daten den Datencheck überstanden haben.

Lichtkurve

Mit Hilfe von Crab-Daten wurden wieder die Einstellungen für die Lichtkurve von Mrk 421 bestimmt. Die Lichtkurve von Crab beinhaltet nur 20min an Daten an einem Tag (vgl. Abb.2.12).

Die Lichtkurve von Mrk 421 befindet sich in Abb.2.13.

Es ist zu sehen, dass der Fluss an diesen beiden Tagen verglichen mit den ersten Tagen aus Datenset 2 sehr niedrig ist.

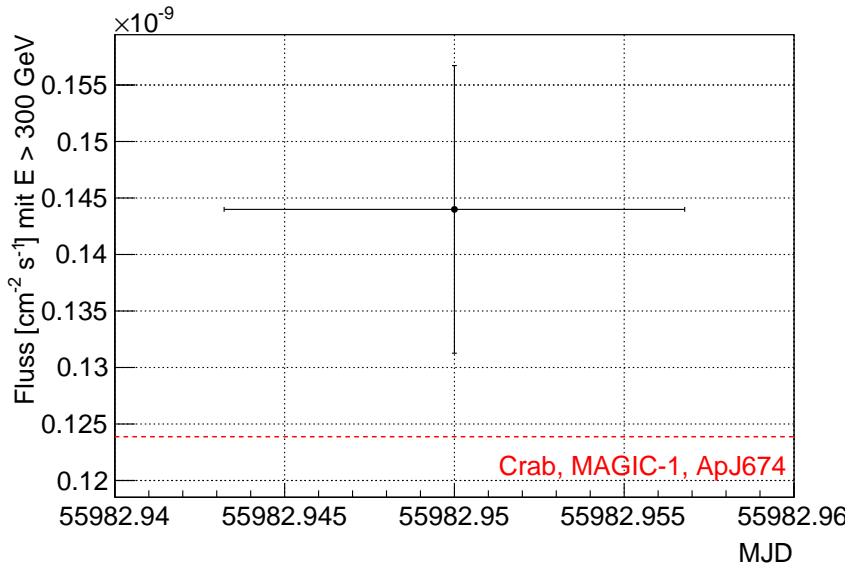


Abbildung 2.12: LC von Crab.

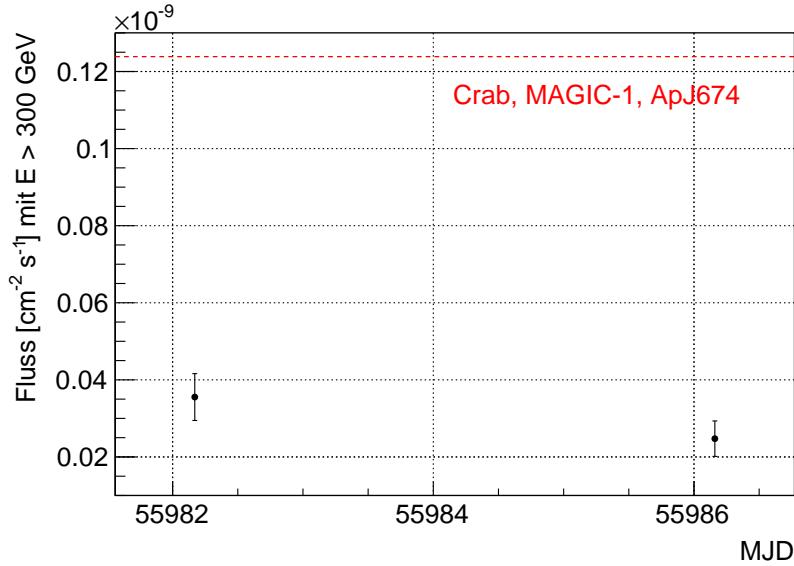


Abbildung 2.13: Lichtkurve von Mrk 421.

Tabelle 2.4: Daten nach Datencheck

Quelle	Obersvationszeit
Mrk 421	70min
Crab	20min
0FGLJ0631	3min
1ES1011	172min
HB89	87min
PG1553	115min
PKS1222	106min
SegueJ	401min

Spektrum

Analog zu Datenset 2 wurde auch wieder ein Spektrum bestimmt. Das Resultat befindet sich in Abb.2.14

Es ist zu sehen, dass die Entfaltungen ohne Tikhonov-Regularisierung im hohen Energiebereich nicht mehr funktionieren. Auch bei kleinen Energien unterscheiden sie sich etwas. Aufgrund des großen Energiebereichs, in dem die Entfaltung mit Tikhonov-Regularisierung Ergebnisse liefert, wird wieder dieser Fit der Punkte eingezeichnet. Der Fit lieferte folgendes Ergebnis:

$$\frac{dF}{dE} = 1,42 \cdot 10^{-11} \left(\frac{E}{0,3\text{TeV}} \right)^{-3.01} \text{TeV}^{-1} \text{s}^{-1} \text{cm}^{-2}. \quad (2.16)$$

Auf Grund der kurzen Observationszeit wurde keine Entfaltung der Crab-Daten vorgenommen.

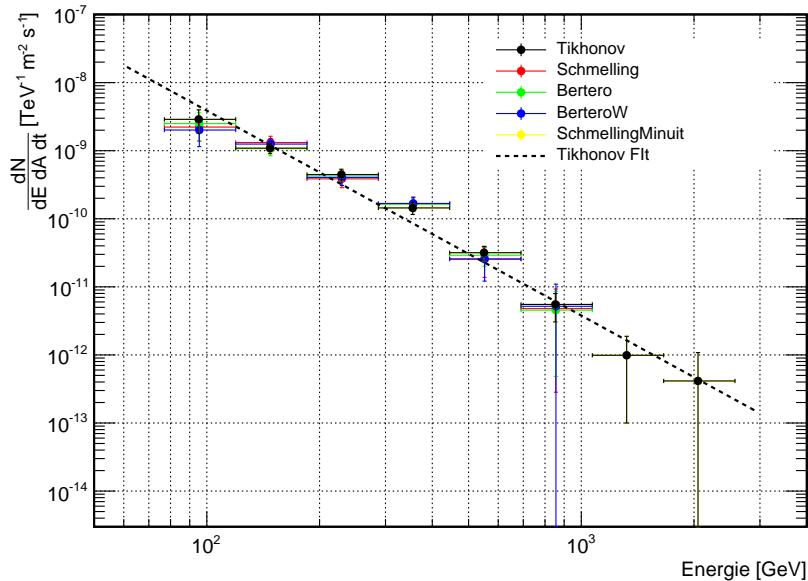


Abbildung 2.14: Spektrum von Mrk 421.

2.4.4 Datenset 4

Dieses Datenset beinhaltet die ersten Daten, die von Mrk 421 nach dem Austausch der MAGIC-I-Kamera genommen wurden. Genauso wie Datenset 1 umfasst dieses Datenset nur wenige Tage. An drei Tagen wurde Mrk 421 im Stereo-Modus observiert.

Datencheck

Der Datencheck für diese Daten geschieht analog zum Datencheck des Datensets 2. Tabelle 2.6 zeigt, welche Mrk 421-/Crab- und Off-Daten nach dem Datencheck übrig sind und Tabelle 2.5 an welchen Tagen die Mrk 421-Daten genommen wurden.

Tabelle 2.5: Diese Tabelle zeigt, für welche Tage Mrk 421-Daten nach dem Datencheck zur Analyse zur Verfügung stehen.

Monat	Tag
Dezember	15., 19., 23.

Tabelle 2.6: Daten nach Datencheck

Quelle	Observationszeit
Mrk 421	74min
Crab	852min
1ES0229	221min
NGC1275	112min
SegueA	900min

Lichtkurve

Die Lichtkurve von Crab befindet sich in Abb. 2.15. und die Lichtkurve von Mrk 421 in Abb.2.16 Wie zu sehen ist, liegen auch hier die Flüsse niedrig.

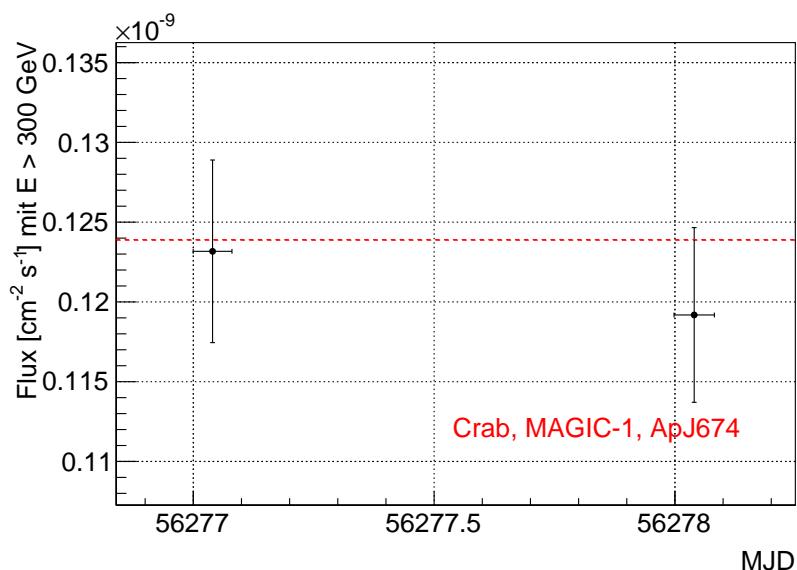


Abbildung 2.15: Lichtkurve Crab.

Spektrum

Das entfaltete Spektrum von Mrk 421 befindet sich in Abb.2.17.

Der Fit des entfalteten Spektrums mit Tikhonov-Regularisierung liefert folgendes Ergebnis:

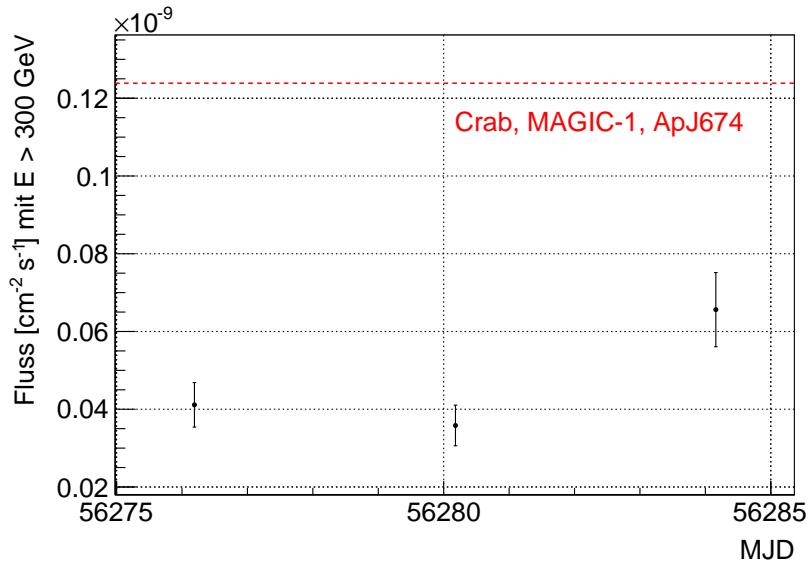


Abbildung 2.16: Lichtkurve Mrk 421.

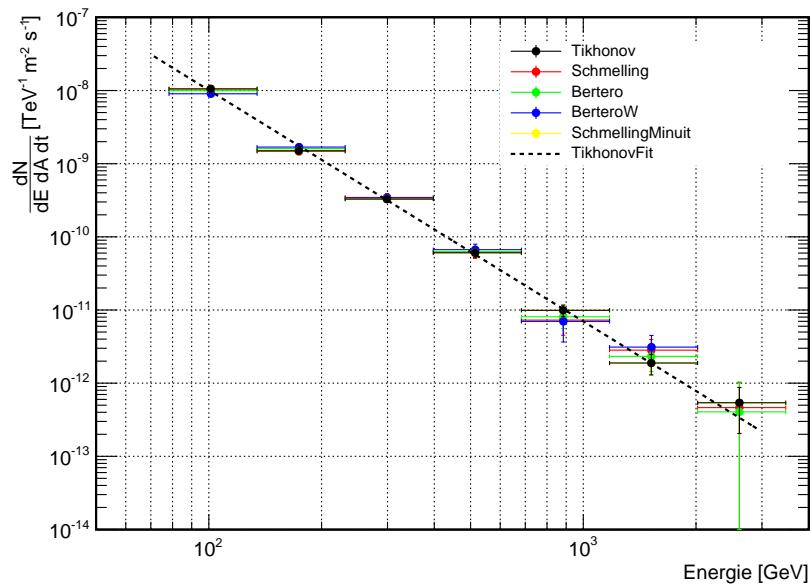


Abbildung 2.17: Spektrum Mrk 421.

$$\frac{dF}{dE} = 3,14 \cdot 10^{-10} \left(\frac{E}{0,3\text{TeV}} \right)^{-3,16} \text{TeV}^{-1} \text{s}^{-1} \text{cm}^{-2}. \quad (2.17)$$

2.4.5 Datenset 3

Datencheck

Der Datencheck für die Mono-Daten geschieht analog zum Datencheck der anderen Datensets. Die Analyse beruht auf Daten auf Star-Level und nicht Superstar-Level wie vorher. Tabelle 2.7 und Tabelle 2.8 zeigen, welche Mrk 421-und Off-Daten nach dem Datencheck übrig sind. Ein Beobachtung von Crab gab es zu diesem Zeitraum nicht.

Tabelle 2.7: Diese Tabelle zeigt, für welche Tage Mrk 421-Daten nach dem Datencheck zur Analyse zur Verfügung stehen.

Monat	Tage
Mai	23., 25., 26., 27.
Juni	15., 19.

Tabelle 2.8: Daten nach Datencheck

Quelle	Observationszeit
Mrk 421	333min
1ES1959	360min
AE-Aqr	54min
HD215227	649min
M87	64min

Energieschätzung

Im Vergleich zu der Stereo-Analyse müssen für die Mono-Analyse ältere Programme benutzt werden. Die RFs für die Disp-Bestimmung und Gamma-Hadron-Separation werden mit Hilfe von *Osteria* erstellt. Im Gegensatz zur Standardanalyse werden keine Look-Up-Tables zur Energieschätzung benutzt, sondern ebenfalls ein RF.

Lichtkurve

Nachdem die Ereignisse klassifiziert worden sind und ihnen ein Disp-Wert sowie eine geschätzte Energie zugeordnet worden sind, wird wieder eine Lichtkurve erstellt. Dies geschieht mit Hilfe des Programms *Fluxlc*. Obwohl keine Crab-Daten zur Verfügung standen, um die Einstellungen für die Lichtkurve mit einem bekannten Fluss zu überprüfen, wird eine Lichtkurve für Mrk 421 erstellt. Abb.2.18 zeigt die Lichtkurve für Mrk 421.

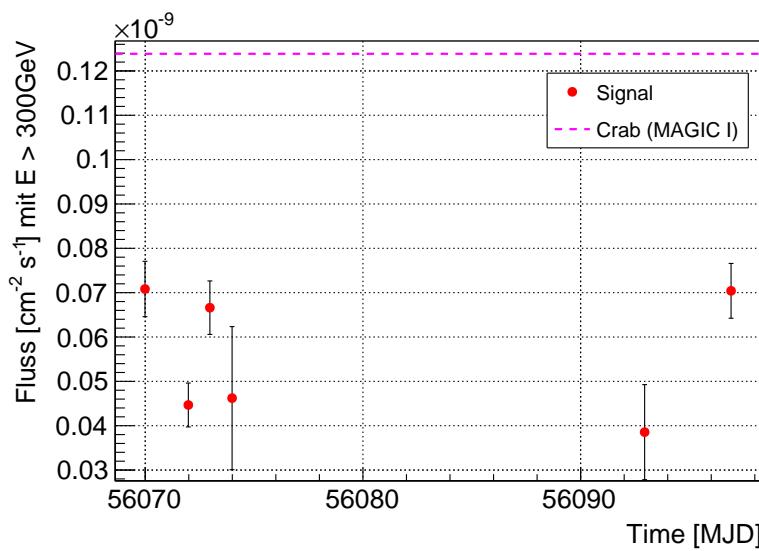


Abbildung 2.18: LC Mrk 421.

Es zeigt sich, dass der Fluss von Mrk 421 in diesem Zeitbereich genau wie in den anderen Zeitbereichen ebenfalls sehr niedrig ist.

Spektrum

Wie in Abb.2.19 zu sehen ist, werden die Daten abschließend wieder entfaltet.

Der Fit an die Datenpunkte liefert folgendes Ergebnis:

$$\frac{dF}{dE} = (5,42 \pm 0.23) \cdot 10^{-10} \left(\frac{E}{0,3 \text{ TeV}} \right)^{(-3.25 \pm 0.09)} \text{ TeV}^{-1} \text{ s}^{-1} \text{ cm}^{-2}. \quad (2.18)$$

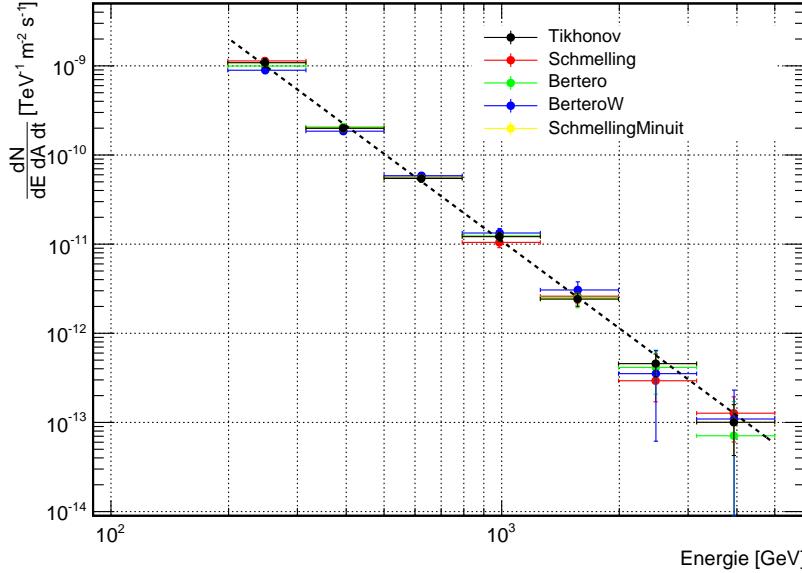


Abbildung 2.19: Spektrum Mrk 421.

2.5 Zusammenfassende Ergebnisse und Vergleich der Datensets

Nachdem für jedes Datenset einzelne Lichtkurven erstellt worden sind, sieht man in Abb.2.20 nun alle Daten in einer Lichtkurve dargestellt. Da zwischen dem 20.06.2012 und dem 10.12.2012 keine Daten von Mrk 421 genommen wurden, weil die MAGIC-I-Kamera außer Betrieb war und das Upgrade durchgeführt wurde, befindet sich eine große Lücke in der Lichtkurve.

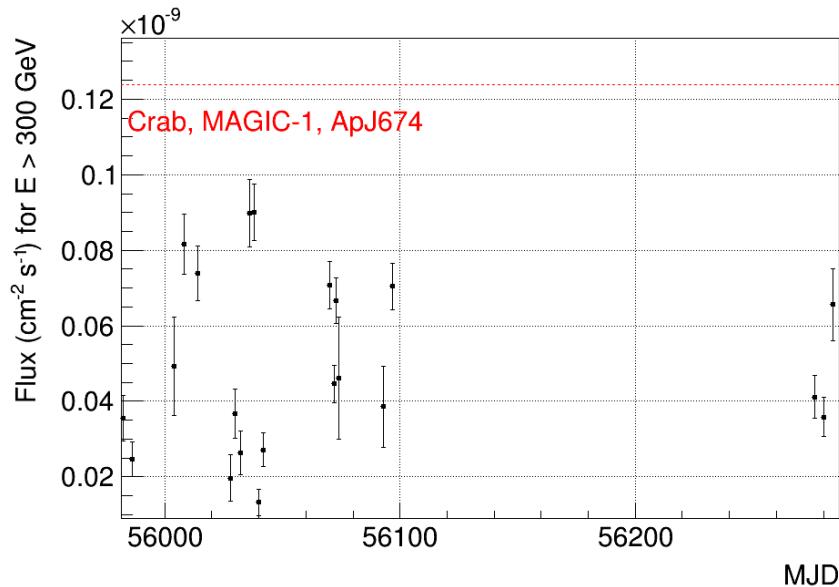
Es ist zu sehen, dass alle Datenpunkte etwa auf dem gleichen niedrigen Niveau liegen. Der Fluss von Crab wird zu keinem Zeitpunkt erreicht. Physikalisch interessante Phänomene wie Flares sind auch nicht zu sehen. Verglichen mit dem gesamten Fluss von MAGIC zwischen Dezember 2004 und Dezember 2009 in [6] ist der Fluss 2012 auf einem niedrigen Niveau. Im Dezember 2006 war er an vielen Tagen genauso niedrig.

Im Gegensatz zu den Flares 2007 und 2008, bei denen der Fluss bis zu 20 mal so hoch war wie zu ruhigen Zeiten [6], ist der Fluss 2012 konstant niedrig.

Ein Vergleich mit dem Fluss zwischen Januar und Mai 2009 [27] liefert ebenfalls das Ergebnis, dass sich Mrk 421 in einem ruhigen Zustand befindet.

In Tabelle 2.9 befinden sich die spektralen Indizes der Entfaltung der einzelnen Datensets. Es ist zu sehen, dass die Indizes nahe beisammen liegen, abgesehen vom zweiten Datenset. Da der spektrale Index eher hoch ist, ist der Fluss an

2.5 Zusammenfassende Ergebnisse und Vergleich der Datensets



3 MWL

In diesem Kapitel werden neben der MAGIC Lichtkurve noch Lichtkurven anderer Experimente in anderen Wellenlängen dargestellt, die im Rahmen einer Multiwellenlängen-(MWL-)Kampagne genommen wurden und mit den MAGIC Daten verglichen. Es stehen dazu Daten im Energiebereich zwischen Radiowellen und Very High Energy Gamma Rays zur Verfügung. Die MWL-Kampagne fand zwischen dem 23.12.2011 und dem 01.06.2012 statt und war die Fortsetzung einer früheren MWL-Kampagne von 2009. Genauso wie während der Vorgängerkampagne befindet sich innerhalb der Beobachtungszeit kein Flare. Das Ziel dieser Kampagne ist, den Fluss und die spektrale Entwicklung der Breitband-Emission über eine lange Zeitspanne zu untersuchen, wobei jeweils tageweise die Daten genommen wurden. Während es viele Untersuchungen zu den Emissionsszenarien bei Flares gibt [siehe z.B. [28]], wurde der ruhige Zustand von Mrk 421 abgesehen von [17] nicht sehr ausführlich untersucht. Mit Hilfe von diesen Daten, können grundlegende Emissionsprozesse untersucht werden.

Blazare wie Mrk 421 sind in allen Wellenlängen sehr variabel. Die Spektrale Energieverteilung (SED) wird von der Jet-Emission dominiert und besitzt eine zweihöckrige Struktur. Der erste Höcker findet sich bei niedrigen Energien [Radio, optisch, Röntgenstrahlen] und der andere bei höheren Energien [Röntgen, Gamma, VHE]. Während der Ursprung des niederenergetischen Höckers Synchrotron-Emission von relativistischen Elektronen ist, ist der Ursprung des hochenergetischen Höckers noch nicht genau bekannt. Um Modelle für den hochenergetischen Höcker zu machen, sind weiterhin Beobachtungen in verschiedenen Wellenlängen nötig.

3.1 Teilnehmer an der MWL-Kampagne

Von den folgenden Experimenten, die sich an dieser Kampagne beteiligt haben, stehen mir Daten zur Verfügung:

- MAGIC
- Swift/XRT: Swift ist ein Satellitenexperiment mit dem Ziel GRBs zu detektieren und zu untersuchen. Dabei liegt die Priorität darauf, den Ursprung von GRBs zu finden, die Entwicklung der GRBs und die Wechselwirkung mit der Umgebung zu untersuchen und die GRBs zu klassifizieren. Dazu sind

drei Instrumente an Board, die in verschiedenen Wellenlängen sensitiv sind. Swift kann Gamma-Rays, Röntgenstrahlen, UV-Strahlung und optisches Licht detektieren. Mit Hilfe des Burst Alert Telescope (BAT) werden Teilchen mit Energien zwischen 15keV und 150keV untersucht. Das UV/Optical Telescope (UVOT) detektiert im sichtbaren und im UV-Bereich (170-600nm). Die für diese Analyse vorliegenden Daten sind Daten des Xray Telescop (XRT), womit Röntgenstrahlung mit einer Energie zwischen 0,3keV und 10keV detektiert wird.[9]

- OVRO: Das Owens Valley Radio Observatory (OVRO) befindet sich in der Nähe von Bishop in Kalifornien im Osten der Sierre Nevada. Es ist ein Radioteleskop mit einem Spiegeldurchmesser von 40m, welches bei 15GHz operiert. Ziel dieses Experimentes ist das Monitoring von ca. 1200 Blazaren alle 2 Tage. Diese Daten werden dann mit den Daten, die mit Fermi von den gleichen Quellen aufgenommen wurden, verglichen und Korrelationen in der Variabilität gesucht. Letztendlich ist ein genaueres Verständnis von Emissionsprozessen in AGNs das Ziel.[24]
- Metsahovi: Metsahovi ist ein Radioteleskop mit einem Spiegeldurchmesser von 14m. Es befindet sich in Finnland, in Kirkkonummi und beobachtet Frequenzen zwischen 2GHz und 150GHz. Mit dem Teleskop werden hauptsächlich extragalaktische Quellen beobachtet, aber auch die Sonne und es nimmt an VLBI (Very Large Baseline Interferometry)-Beobachtungen teil.[10]
- Optische Teleskope: Für diese Analyse stehen die Daten einiger optischer Teleskope zur Verfügung, deren Datennahme unter Einsatz des R-Filters geschah. Im Folgenden werden diese Teleskope aufgelistet:
 - Crimean: Das Crimean Astrophysical Observatory befindet sich in Nauchny auf der Krim, Ukraine und beherbergt verschiedene optische Teleskope.[8]
 - KVA: Das Kungliga Vetenskapliga Academy (KVA)-Teleskop befindet sich genauso wie die MAGIC Teleskope auf dem Roque de los Muchachos auf La Palma. Es handelt sich um ein Teleskop mit einem Spiegeldurchmesser von 35cm. Die Daten sind alle im Johnson R-Band genommen und weiterverarbeitet.[20]
 - Perkins: Das Perkins Telescope ist ein 72inch (1,83m)-Teleskop, das zum Lowell Observatory gehört. Mit diesem Teleskop werden vor allem Wide-Field-Bilder aufgenommen und es dient der Multi-Objekt-Spektroskopie. Unter anderem soll mit diesem Teleskop auch die variable Natur von Blazaren untersucht werden.[21]

- ROVOR: Das Remote Observatory for Variable Object Research (ROVOR) gehört zur Brigham Young University. Es handelt sich um ein optisches Teleskop mit einem Spiegeldurchmesser von 16inch (0,41m) und es befindet sich 12km nordwestlich von Delta (Utah). Es wurde gebaut um variable Objekte wie AGNs dauerhaft zu monitoren, um die existierenden Modelle für AGNs zu verbessern. ROVOR nimmt am Gamma Ray Burst Coordinate Network (GCN) teil und beobachtet die Afterglows im optischen.[29]
 - St. Petersburg: Das Pulkovo Astronomical Observatory befindet sich südlich von St. Petersburg auf einer Höhe von 75m über NN.[23]
 - TeB: Das Bradford Robotic Telescope ist Teil des Observatorio del Teide auf Teneriffa, Kanaren und befindet sich auf einer Höhe von 2400m und wird robotisch betrieben.
 - NMSkies: New Mexico Skies bietet einen Standort und Support für dort aufgestellte Remote Teleskope. Das Teleskop NMSkies GRAS-001 befindet sich in Mayhill, New Mexico, USA.
- Fermi: Das Large Area Telescope (LAT) befindet sich an Board des Fermi Gamma-Ray Space Telescope und detektiert sowohl Gamma-Strahlen als auch geladene kosmische Strahlen. Das Teleskop beinhaltet einen Antikoinzidenzdetektor, durch den das Photon im Gegensatz zur geladenen kosmischen Strahlung wechselwirkungsfrei fliegt. Danach wechselwirkt es mit Atomen in einer der Schichten aus Wolfram-Folie und produziert ein Elektron-Positron-Paar, welches getrackt wird. Die finale Energie dieses Elektron-Positron-Paares wird dann in einem Kalorimeter gemessen. Das Entdecken und Überwachen von variablen Quellen und GRBs sowie die Erstellung von aktuellen Katalogen von hochenergetischen Quellen gehören zu den Hauptzielen von Fermi.[5]

3.2 Lichtkurven

In Abb.3.1 befinden sich die Lichtkurven der verschiedenen Experimente, die im Zeitraum zwischen dem 23.12.11 (MJD: 55918) und dem 01.06.12 (MJD: 56079) gemessen wurden.

Leider hat MAGIC an nur 16 Tagen davon Daten genommen, weswegen die Lichtkurve im Vergleich zu den anderen Experimenten recht kurz ist, bzw. große Lücken aufweist. Auf den ersten Blick weist die Lichtkurve eine variable Struktur auf, was in Abschnitt 3.3 noch getestet wird.

Die optischen Lichtkurven der verschiedenen Teleskope liegen insgesamt auf einem ähnlichen Niveaus, wobei KVA immer etwas niedriger ist. Die meisten Daten stammen von KVA (Beobachtung an 48 Tagen), dem St. Petersburger Teleskop

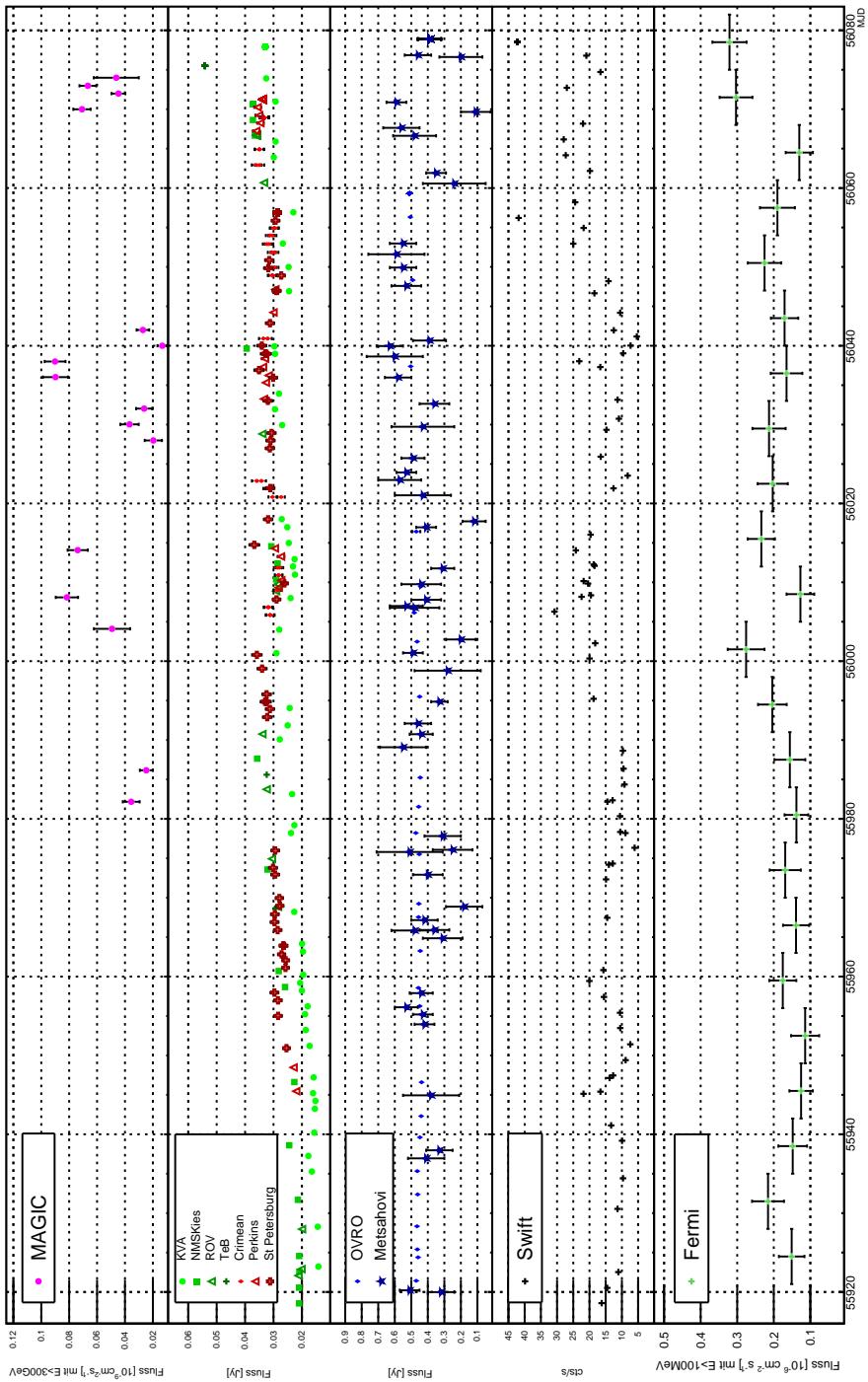


Abbildung 3.1: Alle Lichtkurven, die während der MWL-Kampagne aufgenommen wurden: von oben nach unten: VHE, Optische Teleskope, Radio, Röntgen, Gamma

(Beobachtung an 46 Tagen) und dem Crimean Astrophysical Observatory (Beobachtung an 35 Tagen). Die Variabilität im Fluss zwischen den verschiedenen Teleskopen ist ähnlich. Einige Schwankungen sind zu erkennen und zum Ende der Lichtkurve nimmt das Niveau etwas zu.

Im Radiobereich sind bei den OVRO-Daten kaum Variabilitäten zu erkennen. Die Daten von Metsahovi unterliegen größeren Schwankungen, sind aber auch mit einem größeren Fehler behaftet. Quantitativ wird dieses Verhalten in Abschnitt 3.3 gezeigt.

Die Daten des Röntgenteleskop Swift, welches eine sehr konstante Datennahme aufweist, zeigen einen eher variablen Fluss, was im Folgenden noch überprüft wird.

Die Daten von Fermi-LAT sind gemittelte Resultate von einer Woche, zeigen also keine täglichen Schwankungen. Aufgrund des Mittelns und der dadurch Nicht-Vergleichbarkeit mit den anderen Experimenten wird im Folgenden keine Variabilität berechnet.

Insgesamt kann man erkennen, dass die Variabilität in der VHE-Lichtkurve auf Zeitskalen von ca. einem Tage auftritt, während der Fluss im optischen oder Röntgenbereich eher innerhalb einer Woche ansteigt und wieder abnimmt. Die Radiolichtkurven weisen keine sichtbaren Variabilitäten auf.

3.3 Variabilitätsuntersuchung

Obwohl es in der Zeit der MWL-Kampagne zu keinem Flare kam, sind die Daten von Mrk421 variabel. Um quantifizieren zu können, wie variabel die Daten sind, wird für jeden Energiebereich die Fractional Variability nach [30] ausgerechnet. Der Wert für die Fractional Variability F_{var} wird mit S : der Standardabweichung der N Flussmessungen, $\langle \sigma_{err} \rangle$: dem mittleren quadrierten Fehler, $\langle x \rangle^2$: dem Quadrat des mittleren Photonflusses berechnet:

$$F_{var} = \sqrt{\frac{S^2 - \langle \sigma_{err} \rangle^2}{\langle x \rangle^2}}. \quad (3.1)$$

Der Fehler davon ist [22] entnommen:

$$\Delta F_{var} = \sqrt{F_{var}^2 + err(\sigma_{N XS}^2)} - F_{var} \quad (3.2)$$

mit $err(\sigma_{N XS}^2)$ aus [30]:

$$err(\sigma_{N XS}^2) = \sqrt{\left(\sqrt{\frac{2}{N} \frac{\langle \sigma_{err}^2 \rangle}{\langle x \rangle^2}} \right)^2 + \left(\sqrt{\frac{\langle \sigma_{err}^2 \rangle}{N} \frac{2F_{var}}{\langle x \rangle}} \right)^2}. \quad (3.3)$$

Damit die Berechnung von F_{var} stabil ist, wird eine Mindestanzahl von 20 gemessenen Datenpunkten empfohlen. Obwohl die MAGIC-Daten nur aus 16 gemessenen

3.3 Variabilitätsuntersuchung

Punkten besteht, wird trotzdem zum Vergleich einmal die Variabilität ausgerechnet. Die berechneten Werte für die Variabilität F_{var} mit Fehler ΔF_{var} sowie die Anzahl der Messpunkte N befindet sich in Tabelle 3.1, bzw in Abb.3.2.

Tabelle 3.1: Diese Tabelle zeigt die Anzahl der Messpunkte, sowie die berechneten Variabilitäten für die verschiedenen Lichtkurven.

Wellenlänge	Experiment	N	F_{var}	ΔF_{var}
optisch	Metsahovi	55	0,1390	0,0319
	OVRO	27	0,0381	0,0036
	KVA	48	0,2227	0,0031
	St. Petersburg	46	0,0768	0,0067
	Crimean	35	0,0586	0,0075
	Swift	70	0,4428	0,0015
Röntgen	MAGIC	16	0,4913	0,0380

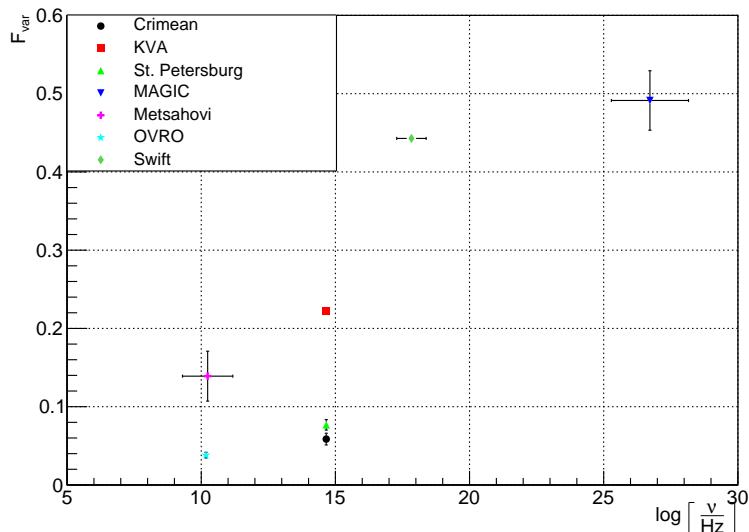


Abbildung 3.2: Variabilitäten für verschiedene Wellenlängen

Abb.3.2 zeigt, dass die Variabilität von Mrk421 im Radio- und im optischen Bereich sehr niedrig ist, während die AGN im Röntgen- und im Gamma-Bereich Variabilität aufweist, wobei beachtet werden muss, dass der Wert für MAGIC mit Vorsicht betrachtet werden muss, da die Anzahl der Datenpunkte zu niedrig ist. Die hier berechneten Variabilitäten sind ähnlich zu den berechneten Werten für Mrk421

3 MWL

von 2009 [17].

Literatur

- [1] J. Albert u. a. „Implementation of the Random Forest method for the Imaging Atmospheric Cherenkov Telescope MAGIC“. In: *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A* 588 (Apr. 2008), S. 424–432. DOI: 10.1016/j.nima.2007.11.068. arXiv: 0709.3719.
- [2] J. Aleksic u. a. „The major upgrade of the MAGIC telescopes, Part I: The hardware improvements and the commissioning of the system“. In: *ArXiv e-prints* (Sep. 2014). arXiv: 1409.6073 [astro-ph.IM].
- [3] J. Aleksić u. a. „Performance of the MAGIC stereo system obtained with Crab Nebula data“. In: *Astroparticle Physics* 35 (Feb. 2012), S. 435–448. DOI: 10.1016/j.astropartphys.2011.11.007. arXiv: 1108.1477 [astro-ph.IM].
- [4] A. Moralejo. „The Reflector Simulation Program v.0.6“. In: *MAGIC-TDAS 02-11 (internal notes)* (Jan. 2003).
- [5] W. B. Atwood u. a. „The Large Area Telescope on the Fermi Gamma-Ray Space Telescope Mission“. In: *Astrophysical Journal* 697 (Juni 2009), S. 1071–1102. DOI: 10.1088/0004-637X/697/2/1071. arXiv: 0902.1089 [astro-ph.IM].
- [6] Michael Backes. „Long-term observations of the TeV blazar 1ES 1959+650. Temporal and spectral behavior in the multi-wavelength context“. Dissertation. TU Dortmund, 2011.
- [7] O. Blanch und A. Moralejo. „How to use the Camera simulation program 0.7“. In: *MAGIC-TDAS 04-07 (internal notes)* (Sep. 2004).
- [8] Official Site of the Crimean Astrophysical Observatory. *Crimean Astrophysical Observatory*. 2015. URL: <http://www.crao.crimea.ua/ru/>.
- [9] N. Gehrels u. a. „The Swift Gamma-Ray Burst Mission“. In: *The Astrophysical Journal* 611 (Aug. 2004), S. 1005–1020. DOI: 10.1086/422091.
- [10] A. Greve u. a. „147 GHz VLBI observations: Detection of 3C 273 and 3C 279 on the 3100 km baseline Metsähovi - Pico Veleta“. In: *Astronomy and Astrophysics* 390 (Juli 2002), S. L19–L22. DOI: 10.1051/0004-6361:20020893.
- [11] Marijke Haffke. „Atmosphere is MAGIC. Berechnung und Implementierung neuer Atmosphärenmodelle in die MAGIC-Monte-Carlo-Kette“. Diplomarbeit. TU Dortmund, 2007.
- [12] D. Heck und D. Pierog. „Extensive Air Shower Simulation with CORSIKA: A User’s Guide“. Handbook. 2013.
- [13] D. Heck u. a. *CORSIKA: a Monte Carlo code to simulate extensive air showers*. Feb. 1998.

- [14] A. M. Hillas. „Cerenkov light images of EAS produced by primary gamma“. In: *International Cosmic Ray Conference 3* (Aug. 1985), S. 445–448.
- [15] MAGIC. *Position reconstruction (Theory)*. 2015. URL: [http://wiki.magic.pic.es/index.php/Position_reconstruction_\(Theory\)](http://wiki.magic.pic.es/index.php/Position_reconstruction_(Theory)).
- [16] MAGIC. *Stereo reconstruction (Theory)*. 2015. URL: [http://wiki.magic.pic.es/index.php/Stereo_reconstruction_\(Theory\)](http://wiki.magic.pic.es/index.php/Stereo_reconstruction_(Theory)).
- [17] MAGIC Collaboration u. a. „The 2009 multiwavelength campaign on Mrk 421: Variability and correlation studies“. In: *ArXiv e-prints* (Feb. 2015). arXiv: 1502.02650 [astro-ph.HE].
- [18] Daniel Mazin. „A study of very high energy gamma ray emission from AGNs and constraints on the extragalactic background light“. Dissertation. TU München - MPI für Physik, 2007.
- [19] R. A. Moralejo u. a. *MARS: The MAGIC Analysis and Reconstruction Software*. Astrophysics Source Code Library. Nov. 2010. ascl: 1011.004.
- [20] K. Nilsson u. a. „Host galaxy subtraction of TeV candidate BL Lacertae objects“. In: *Astronomy and Astrophysics* 475 (Nov. 2007), S. 199–207. DOI: 10.1051/0004-6361:20077624. arXiv: 0709.2533.
- [21] Lowell Observatory. *Lowell Observatory*. 2015. URL: http://www.lowell.edu/research_telescopes_perkins.php#.
- [22] J. Poutanen, A. A. Zdziarski und A. Ibragimov. „Superorbital variability of X-ray and radio emission of Cyg X-1 - II. Dependence of the orbital modulation and spectral hardness on the superorbital phase“. In: *Monthly Notices of the RAS* 389 (Sep. 2008), S. 1427–1438. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2008.13666.x. arXiv: 0802.1391.
- [23] Official Site of the Pulkovo Astronomical Observatory. *Pulkovo Astronomical Observatory*. 2015. URL: <http://www.gao.spb.ru/russian/index.html>.
- [24] Joseph L. Richards u. a. „Blazars in the Fermi Era: The OVRO 40 m Telescope Monitoring Program“. In: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 194.2 (2011), S. 29. URL: <http://stacks.iop.org/0067-0049/194/i=2/a=29>.
- [25] F. Schmidt. *CORSIKA Shower Images*. 2015. URL: <http://www.ast.leeds.ac.uk/~fs/showerimages.html>.
- [26] LiDo Team. *System overview*. 2015. URL: http://lidong.itmc.tu-dortmund.de/lidw/index.php/System_overview.
- [27] Diego Tescaro. „TeV-ray observations of nearby Active Galactic Nuclei with the MAGIC telescope: exploring the high energy region of the multiwavelength picture“. Dissertation. IFAE/Universitat Autònoma de Barcelona, 2010.
- [28] The MAGIC Collaboration u. a. „Unprecedented study of the broadband emission of Mrk 421 during flaring activity in March 2010“. In: *ArXiv e-prints* (Dez. 2014). arXiv: 1412.3576 [astro-ph.HE].
- [29] Brigham Young University. *ROVOR*. 2015. URL: <http://rovor.byu.edu/index.php>.

- [30] S. Vaughan u. a. „On characterizing the variability properties of X-ray light curves from active galaxies“. In: *Monthly Notices of the RAS* 345 (Nov. 2003), S. 1271–1284. DOI: 10.1046/j.1365-2966.2003.07042.x. eprint: astro-ph/0307420.
- [31] Robert Wagner. *MAGIC Picture Gallery*. 2015. URL: <https://magicold.mpp.mpg.de/gallery/pictures/>.

Eidesstattliche Versicherung

Ich versichere hiermit an Eides statt, dass ich die vorliegende Bachelorarbeit mit dem Titel „`LATEX`-Vorlage für die Bachelorarbeit in TU-Farben“ selbstständig und ohne unzulässige fremde Hilfe erbracht habe. Ich habe keine anderen als die angegebenen Quellen und Hilfsmittel benutzt, sowie wörtliche und sinngemäße Zitate kenntlich gemacht. Die Arbeit hat in gleicher oder ähnlicher Form noch keiner Prüfungsbehörde vorgelegen.

Ort, Datum

Unterschrift

Belehrung

Wer vorsätzlich gegen eine die Täuschung über Prüfungsleistungen betreffende Regelung einer Hochschulprüfungsordnung verstößt, handelt ordnungswidrig. Die Ordnungswidrigkeit kann mit einer Geldbuße von bis zu 50 000 € geahndet werden. Zuständige Verwaltungsbehörde für die Verfolgung und Ahndung von Ordnungswidrigkeiten ist der Kanzler/die Kanzlerin der Technischen Universität Dortmund. Im Falle eines mehrfachen oder sonstigen schwerwiegenden Täuschungsversuches kann der Prüfling zudem exmatrikuliert werden (§63 Abs. 5 Hochschulgesetz -HG-).

Die Abgabe einer falschen Versicherung an Eides statt wird mit Freiheitsstrafe bis zu 3 Jahren oder mit Geldstrafe bestraft.

Die Technische Universität Dortmund wird ggf. elektronische Vergleichswerkzeuge (wie z.B. die Software „turnitin“) zur Überprüfung von Ordnungswidrigkeiten in Prüfungsverfahren nutzen.

Die oben stehende Belehrung habe ich zur Kenntnis genommen.

Ort, Datum

Unterschrift