

Università degli Studi di Padova

FACOLTÀ DI SCIENZE MATEMATICHE FISICHE E NATURALI
Corso di Laurea Triennale in Fisica

TESI DI LAUREA TRIENNALE

Analisi di NRAO 190 vista dal Fermi LAT

Candidato:
Francesco Berlato

Matricola 1029153

Relatore:
Prof. Denis Bastieri

Correlatore:
Dott. Sara Buson

Indice

1	AGN	3
1.1	Struttura e fenomenologia	3
1.2	Classificazione	5
1.3	Modello di unificazione	6
1.3.1	Unificazione tra radio-quasar e FR II	7
1.3.2	Unificazione tra BL Lac e FR I	10
1.3.3	Relazione tra BL Lac e quasar	12
1.3.4	La relazione evolutiva	13
1.3.5	Continuità spettrale su più lunghezza d'onda	13
1.3.6	BL Lac come FSRQ sottoposte a micro-lensing	14
1.4	Breve commento sul modello di unificazione	15
2	LAT	17
2.1	Tracker e convertitore	18
2.2	Calorimetro	20
2.3	Rilevatore di anticoincidenza	21
2.4	Sistema di acquisizione dati e trigger	22
2.5	Progettazione degli strumenti	24
2.6	Componenti diffuse e rumore di fondo	24
3	Analisi di NRAO 190	27
3.1	Breve introduzione sulla sorgente	27
3.2	Procedura d'analisi dati	28
3.2.1	Dati	28
3.2.2	Selezione	28
3.2.3	<i>Live time cube</i> ed <i>exposure map</i>	29
3.2.4	La massima verosimiglianza	30
3.3	Analisi dati	30
3.3.1	Fit con legge di potenza	33
3.3.2	Fit con logparabola	37
3.4	Conclusioni	41

Introduzione

L'astrofisica delle alte energie è un campo relativamente giovane della fisica, specie se confrontato con la lunga storia delle osservazioni nell'ottico, o anche solo con la più recente radio-astronomia. I risultati però ottenuti dallo studio dell'universo ad alte energie sono notevoli, avendo reso finalmente possibile fornire una visione sull'ultima componente mancante dello spettro elettromagnetico: i raggi gamma, con energie quindi approssimativamente comprese tra il MeV e le decine di TeV.

Lo scopo di questa tesi è proprio quello di fornire un'analisi su uno dei tipi di oggetti che con più successo sono studiati dall'astrofisica delle alte energie, ovvero i nuclei galattici attivi.

La tesi si divide quindi in tre capitoli. Nel primo viene sinteticamente illustrata la struttura, fenomenologia e classificazione dei nuclei galattici attivi. Nel secondo capitolo viene spiegata la struttura e il funzionamento generale dello strumento Fermi LAT. Nel terzo infine si procede all'analisi di una sorgente di interesse, NRAO 190 (per una breve introduzione sulla sorgente si veda l'inizio del capitolo 3).

1 AGN

I nuclei galattici attivi, da ora in poi AGN (*Active Galactic Nuclei*), sono regioni relativamente compatte di galassie dove l'energia liberata supera di gran lunga quella rilasciata dai normali processi che avvengono nelle stelle, nel mezzo interstellare o dalla loro interazione. Le galassie ospitanti un AGN sono dette *galassie attive*. La massa tipica di un AGN è di $10^8 - 10^9 M_\odot$, con M_\odot massa solare.

Questa definizione rispecchia una classe piuttosto ampia di oggetti extragalattici, tuttavia forti evidenze osservative portano a pensare che siano tutti accomunati dallo stesso motore centrale, la presenza di un buco nero supermassiccio al centro della galassia.

1.1 Struttura e fenomenologia

Un AGN è costituito al suo centro da un buco nero supermassiccio, circondato da un disco di accrescimento nelle sue immediate vicinanze (pochi raggi gravitazionali¹), circondato a sua volta da un disco o toro di polveri². In molti casi sono osservabili dei getti relativistici, cioè dei getti collimati di plasma, uscire in direzioni opposte dall'AGN. Essi sono generati dal campo magnetico creato dalla rotazione del buco nero su se stesso³.

Forti linee di emissione nel visibile e nell'ultravioletto sono prodotte da nuvole di gas in rapida rotazione in vicinanza del buco nero, le cosiddette *broad-line*

¹Si ricorda raggio gravitazionale, o raggio di Schwarzschild, determina l'orizzonte degli eventi in un buco nero ed è dato da $R_G = \frac{2GM}{c^2}$, con G costante gravitazionale, M massa dell'oggetto e c velocità della luce.

²La forma esatta di questa struttura non è ancora nota.

³I getti relativistici sono collimati lungo l'asse di rotazione del buco nero, esistono però casi in cui il getto non procede in modo rettilineo.

clouds, mentre la regione dell'AGN è detta *broad-line region*. Le linee spettrali sono *allargate* a causa dell'effetto Doppler, molto elevato in questa zona per via dell'accelerazione gravitazionale. La radiazione ultravioletta e visibile è però oscurata, per certi angoli di osservazione, dal toro di polveri. Oltre quest'ultimo, nubi più lente di gas producono linee di emissione sottili.⁴ Questa regione è detta *narrow-line region*. Lungo l'asse di rotazione del buco nero si hanno invece i getti relativistici, con emissione di particelle e radiazioni estremamente energetiche. In figura 1, una rappresentazione schematica di un AGN.

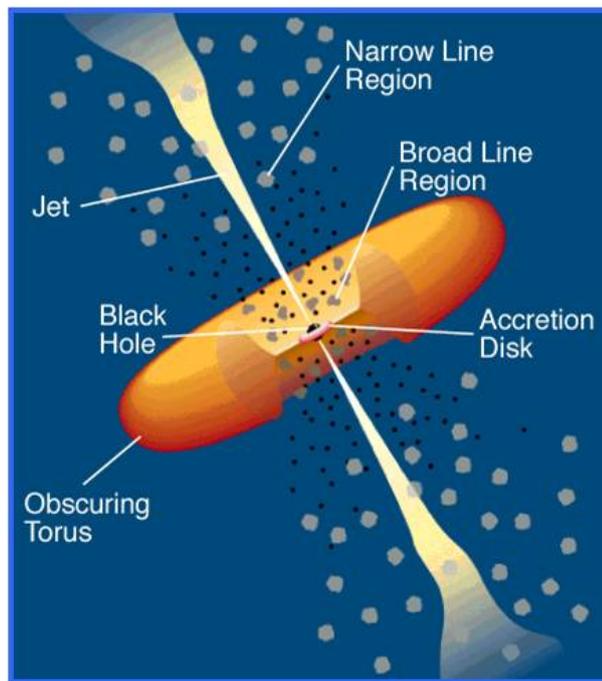


Figura 1.1: L'immagine mostra lo schema rappresentativo di un AGN (non in scala). Attorno al buco nero centrale è presente il disco di accrescimento. In orbita vicino al disco sono presenti nubi di gas, le quali producono delle linee di emissione larghe. Più lontano dal centro è invece presente il toro di polveri, che oscura la regione a linee larghe lungo angoli di vista circa perpendicolari all'asse di rotazione. Infine, oltre al toro, si trovano le nubi di gas responsabili della produzione delle linee sottili. Lungo l'asse di rotazione sono invece situati i getti relativistici.

⁴La divisione tra linee sottili e linee larghe viene assunta essere a 0.5 nm.

Data l'intrinseca anisotropia del modello degli AGN, il comportamento di una sorgente dipende in modo imprescindibile dalla sua orientazione rispetto alla nostra linea di vista.

1.2 Classificazione

La classificazione completa degli AGN risulta molto ampia e complessa, essendo essa basata sul metodo di rilevazione, sulla polarizzazione, sulla forma dello spettro della radiazione elettromagnetica e sulle sue caratteristiche di variabilità. È però possibile suddividere questa vasta gamma di oggetti in tre famiglie, cioè in base alle proprietà dello spettro di emissione nel visibile e nell'ultravioletto:

- AGN di tipo 1, caratterizzati da una forte componente continua e linee di emissione larghe, generate da gas caldo in moto ad alta velocità. A sua volta gli AGN di tipo 1 si dividono in oggetti non attivi nello spettro radio (*radio-quiet*) e attivi nello spettro radio (*radio-loud*). I primi comprendono le galassie di Seyfert di tipo I, caratterizzate da bassa luminosità, e le *radio-quiet quasar* (QSO), dalla luminosità più elevata. Gli AGN *radio-loud* di tipo 1 sono chiamati *Broad-Line Radio Galaxies* (BLRG) se a bassa luminosità e *radio-loud quasar* se ad alta luminosità, queste, a loro volta possono essere *Flat Spectrum Radio quasar* (FSRQ) o *Steep Spectrum Radio quasar* (SSRQ), a seconda che l'indice spettrale nel radio sia rispettivamente $\alpha < 0.5$ o $\alpha > 0.5$ ⁵.
- Gli AGN di tipo 2 hanno una debole componente continua e solo linee di emissione strette, cioè o non è presente gas ad alta velocità o, molto più probabilmente, quest'ultimo è oscurato dal disco di polveri. Gli AGN di tipo 2 a bassa luminosità includono le galassie di Seyfert di tipo II e le NELG (*Narrow Emission Line x-ray Galaxies*).
- Un numero ristretto di oggetti possiede caratteristiche spettrali insolite, che non possono essere comprese nelle due precedenti categorie. A questi ultimi ci riferiamo come AGN di tipo 0 e si ipotizza che le loro caratteristiche siano dovute al piccolo angolo tra il loro asse e la nostra linea di vista. Tra queste, le più importanti sono le *BL Lacertae* (o più brevemente BL Lac), che non hanno caratteristiche di emissione o assorbimento particolarmente marcate.

⁵Per l'indice spettrale α si è adottata la convenzione $F_\nu \propto \nu^{-\alpha}$, con F_ν flusso di energia per unità di tempo e di area e ν frequenza.

Dato che FSRQ e BL Lac possiedono lo stesso comportamento nella componente continua dello spettro, essi vengono collettivamente definiti *blazar*. È interessante notare che le FSRQ e i BL Lac costituiscono la maggior parte delle sorgenti superluminali catalogate, ovvero degli oggetti che presentano un moto (apparentemente) più veloce della luce⁶. Questo è dovuto al fatto che il getto relativistico, inclinato di un angolo piccolo rispetto alla direzione lungo cui viene osservato, *rincorre* i fotoni che emette. Questo fenomeno accentua inoltre la variabilità nel tempo della sorgente da noi osservata.

Si ritiene che un AGN sia classificato come tipo 1 o 2 a seconda che il nucleo luminoso sia oscurato o no, mentre l'allineamento del getto relativistico rispetto alla linea di vista negli AGN *radio-loud* sia responsabile della distinzione tra *blazars* e radio-galassie.

1.3 Modello di unificazione

Come premessa, ricordiamo che la classificazione delle radio-galassie secondo Fanaroff e Riley distingue le galassie in base alla morfologia delle strutture luminose nello spettro radio. In particolare, le Fanaroff-Riley di tipo I (FR I) hanno una luminosità decrescente man mano che ci si allontana dal centro, mentre le Fanaroff-Riley di tipo II (FR II) sono caratterizzate dall'aver le regioni più luminose lontane dal centro. La distinzione si ha valutando il parametro r pari al rapporto tra la distanza tra le due regioni a luminosità superficiale più elevata rispetto all'estensione totale dell'oggetto (nello spettro radio). Se la sorgente ha quindi un rapporto $r < 0.5$ la si classifica come una FR I, altrimenti come FR II.

Nello studio del modello unificato degli AGN è importante tenere presente il fatto che ogni campione statistico che si va ad analizzare è sottoposto ad effetti di selezione statistica. Si supponga ad esempio di osservare AGN ad alto *redshift*: appare ovvio che si potranno rivelare soltanto quegli oggetti che abbiano o una luminosità intrinsecamente elevata, oppure getti relativistici diretti a piccoli angoli rispetto alla nostra linea di vista. La scelta del campione sarebbe quindi *distorta* rispetto all'intera popolazione dall'effetto di selezione che andrà in qualche modo bilanciato.

⁶La velocità apparente osservata è legata alla velocità effettiva da $\beta_a = \frac{\beta \sin \theta}{1 - \beta \cos \theta}$ dove β è il rapporto tra la velocità dell'oggetto in questione e la velocità della luce, mentre θ è l'angolo tra la velocità dell'oggetto e la linea di vista.

AGN a redshift diversi corrispondono ad epoche diverse e, in linea di principio, si può assumere che alcune classi di oggetti evolvano poi in altre, oppure cambino la loro luminosità od il loro spettro di emissione. Sono quindi possibili anche effetti di evoluzione.

Seguendo quanto presentato da Urry e Padovani[7], come ultima premessa del modello di unificazione, si assumerà che l'orientazione degli AGN nello spazio segua una distribuzione uniforme: non ci sono infatti motivi per ritenere che vi siano direzioni privilegiate nella *parent distribution* (cioè nella *vera* popolazione, che non tiene conto degli effetti di selezione dovuti al metodo di rivelazione).

1.3.1 Unificazione tra radio-quasar e FR II

Le radio-galassie (intendendo in questo paragrafo le FR II) sono caratterizzate dalla presenza di lobi radio estesi e diffusi, nella quasi totalità non collimati. In particolare, la luminosità estesa osservata a qualche GHz dei campioni completi di quasar (intendendo in questo paragrafo le SSRQ e FSRQ) è compatibile con quella estratta dai campioni di FR II. Si intuisce quindi che è forse possibile unificare queste famiglie di oggetti, considerando le FSRQ e SSRQ come FR II i cui getti relativistici sono maggiormente allineati con la nostra linea di vista. Nel modello di unificazione bisogna però tener conto che la casistica deve includere tutti i casi intermedi. In particolare tutte le orientazioni possibili dei getti relativistici devono, almeno in linea teorica, corrispondere ad oggetti che siano realmente osservabili. Dovrà quindi esistere un angolo critico sopra il quale il loro flusso rilevato è sostanzialmente quello proveniente dall'AGN non collimato secondo la nostra direzione di vista; questo valore è dunque molto importante nella distinzione fra sorgenti collimate e non collimate.

Si noti che non è appropriato paragonare le distribuzioni del redshift delle blazars con quello delle radio galassie poiché sono presenti forti effetti di selezione statistica nei campioni a causa della collimazione (o *beaming*) relativistico. Le due distribuzioni avranno quindi forma diversa (come si evince dai dati sperimentali), ma si potrà comunque paragonarne l'estensione della luminosità radio non collimata (*unbeamed*), che ha infatti distribuzioni compatibili per FR II e quasar.

Possiamo successivamente testare il modello di unificazione (da osservazioni raccolte a 2 Jy^7) tramite il raffronto delle linee di emissione sottili, supponendo che siano emesse in modo isotropo (nel modello unificato esse vengono emesse nella *narrow-line region*, ben oltre il toro di polveri). Data la correlazione intrinseca esistente tra luminosità delle linee sottili e luminosità radio estesa, il confronto può essere effettuato tra oggetti con simile luminosità radio estesa. Per campioni con flusso limitato ciò corrisponde approssimativamente allo stesso *redshift*, cosa che ci permette di escludere gli effetti di evoluzione cosmologica. Da ciò risulta effettivamente un ottimo riscontro, in termini di compatibilità tra le distribuzioni caratterizzanti le FR II e gli FSRQ+SSRQ, come è lecito aspettarsi se il modello di unificazione è effettivamente corretto.

Le quasar sono caratterizzate dall'aver, per la riga O III, una luminosità sistematicamente più alta rispetto alle radio galassie, ma questa linea appare però emessa in modo anisotropo se confrontata con la quella prodotta da O II, probabilmente per via del contributo a O III da parte della *broad-line region* e/o il parziale oscuramento da parte del toro di polveri.

I modelli per il toro di polveri suggeriscono che esso sia trasparente al lontano infrarosso, dove quindi l'emissione diventa isotropa. Tuttavia, analisi più attente dei dati mostrano che, per lunghezze d'onda comprese tra 12 - 100 μm , le quasar sono sistematicamente più luminose delle radio-galassie. Questo suggerisce che vi sia una fondamentale differenza tra le due popolazioni, oppure che un contributo significativo provenga dal lontano infrarosso collimato nelle quasar, o ancora che il toro di polveri irradii anisotropicamente per lunghezze d'onda di circa 50 μm nel sistema di riferimento della sorgente. È inoltre interessante notare che i nuclei delle radio-galassie sono più intense nell'infrarosso che nel visibile, esattamente come ci si aspetterebbe da un nucleo occultato (dal toro di polveri, in buona approssimazione trasparente all'infrarosso) e sottoposto ad un sensibile redshift.

Un semplice test per il modello di unificazione sarebbe verificare che le *host galaxies*, le galassie ospitanti, di FR II e quasar siano effettivamente simili in termini di morfologia e magnitudine. Purtroppo questo tipo di verifica non fornisce dei risultati attendibili, poiché i campioni sono sottoposti a effetti sistematici di selezione e/o sono incompleti o eterogenei. La maggior parte degli studi sulle *host galaxies* sono stati effettuati nel visibile, dove però il

⁷Cioè con flusso $> 2 \text{ Jy}$ a 2.7 GHz e $z < 0.7$; dove 1 Jy (Jansky) corrisponde a $10^{-26} \frac{\text{W}}{\text{m}^2 \text{Hz}}$.

rapporto tra luminosità del nucleo e luminosità del resto della galassia è relativamente alto, impedendo così un'analisi sufficientemente dettagliata della struttura galattica. Effettuando le stesse osservazioni nell'infrarosso si riesce a rilevare in maniera più efficace la luce stellare diffusa. Da un raffronto tra radio-galassie e *radio-loud* quasar di stessa potenza radio e redshift ($z < 0.4$), mostra che le *host galaxies* di entrambe le classi sono delle luminose ellittiche, con lo stesso raggio effettivo medio⁸ e con la stessa magnitudine assoluta media. Sia per radio-galassie che per quasar si ha che la luminosità superficiale nell'infrarosso e grandezza di scala sono ben correlate. Tutto ciò supporta il modello di unificazione, almeno per le quasar relativamente vicine.

Se il modello di unificazione è effettivamente corretto, gli ambienti in cui si trovano le due classi di galassie devono essere gli stessi, intendendo con ciò che devono stare in regioni dell'universo con circa la stessa densità di galassie. Ciò, almeno per redshift relativamente bassi ($z < 0.5$) è verificato.

Va poi considerato l'effetto dell'evoluzione cosmologica: se il modello di unificazione è valido, allora per ogni epoca dell'universo (cioè per redshift simili) luminosità e numero di oggetti per le due classi devono essere compatibili. Su tempi di scala cosmica, cambiamenti nell'intensità di componenti collimate e non collimate o cambiamenti nell'angolo di apertura del toro oscurante sono da tenere in conto. Ad ogni modo, l'evoluzione dell'oggetto in questione dipende dall'angolo di orientazione. Questo effetto, se è corretto il modello di unificazione, non può però essere troppo grande, data la somiglianza osservata nelle proprietà evolutive di radio-galassie e quasar.

La fattibilità del modello di unificazione tra radio-quasar e FR II viene in definitiva testata dal fatto che il numero di FR II (la *parent population* in questo caso) con getto relativistico a piccoli angoli rispetto alla nostra linea di vista rispecchi il numero di FSRQ (che hanno getti relativistici a piccoli angoli rispetto alla nostra linea di vista), mentre le SSRQ in questo schema si posizionano ad angoli intermedi. Per brevità e semplicità, non ci addentreremo nei dettagli dei modelli utilizzati per ricavare i risultati di seguito esposti (citiamo quelli riportati da Urry e Padovani). In linea generale il metodo consiste nel considerare la funzione di luminosità⁹ della *parent population* (FR II) e *collimarla*, cioè verificare come cambia la suddetta funzione di lu-

⁸Per raggio effettivo, o *half-light radius*, si intende il raggio che racchiude un'area responsabile di metà della luminosità della galassia.

⁹La funzione di luminosità, o *luminosity function*, di una certa classe di oggetti astronomici è la distribuzione del numero delle sorgenti in funzione della luminosità.

minosità per piccoli angoli dei getti relativistici rispetto alla nostra direzione di vista, ottenendo così la distribuzione delle sorgenti collimate.

Dai modelli sui getti relativistici (e sul conseguente cambiamento di luminosità che si dovrebbe così osservare) risulta che l'angolo critico che divide FSRQ da FR II è $\theta_c \sim 14^\circ$, mentre l'angolo critico che divide SSRQ da FR II è $\theta_c \sim 38^\circ$. Questi risultati sono in buon accordo con quanto sperimentalmente osservato e il modello di unificazione per FR II e radio-quasar può definirsi in buona sostanza verificato.

1.3.2 Unificazione tra BL Lac e FR I

Per quanto riguarda queste due classi, è noto da molto tempo che l'emissione radio estesa degli oggetti BL Lac è confrontabile con quella delle radiogalassie (intendendo in questa sezione le FR I) a bassa luminosità. A seconda del fatto che le BL Lac siano stati rilevati nello spettro X o in quello radio, si hanno due sottoclassi. Le prime sono chiamate XBL (*X-ray selected BL Lac objects*), le seconde RBL (*Radio selected BL Lac objects*). È però degno di nota che la potenza estesa radio delle XBL è di un ordine di grandezza minore di quella delle RBL. Inoltre i deboli (riferendosi con ciò all'intensità di emissione) nuclei radio delle XBL sembrano essere relativamente non collimati, come se il loro asse fosse spostato nel radio, o come se fossero intrinsecamente meno luminosi. La grande differenza di potenza estesa supporta però il secondo caso.

Alcune RBL a redshift più elevati (quindi, a causa degli effetti di selezione, con luminosità più elevata), presentano morfologie radio più simili a quelle delle FR II piuttosto che delle FR I (o, più precisamente, sembrano avere l'aspetto che le FR II dovrebbe assumere per piccoli angoli di vista). Questo fatto (che riguarda solo un numero molto ristretto di FR I distribuite ad alti valori nell'istogramma di luminosità) non rappresenta un serio ostacolo al modello unificato, ma rende la distinzione tra FR I e FR II più difficile nell'intervallo comune di luminosità delle due classi.

Esiste inoltre un certo numero di FR II che presentano uno spettro visibile a bassa eccitazione, cioè con linee come O III molto deboli in confronto con le linee spettrali dell'idrogeno o non rilevabili affatto. Dato che gli spettri a linee sottili di queste sorgenti sono chiaramente diversi dagli usuali spettri delle FR II, somigliando più a quelli delle FR I, è possibile che le sorgenti a bassa eccitazione, nonostante siano morfologicamente simili alle FR II, possano invece essere unificate con sorgenti intrinsecamente più deboli. Da

questo segue che alcune BL Lac dovrebbero presentare una morfologia simile alle FR II e al contempo non essere necessariamente associate a sorgenti ad alta energia.

Da un confronto fra linee strette di emissione, ad esempio quelle di O III, di FR I e BL Lac emerge una differenza tra le loro luminosità, che si può probabilmente attribuire ad un'emissione anisotropa. Ciò potrebbe essere determinato dal fatto che il materiale di oscuramento del toro blocchi la luce di O III in modo più efficiente di quella di O II.

A differenza del caso con quasar e FR II, dove era presente una classe di oggetti a inclinazione intermedia (le SSRQ), nel caso con BL Lac e FR I questa tipologia di oggetti non sembra essere presente. Questo può essere spiegato dal fatto che le BL Lac non abbiano emissione, linee o componente continua dello spettro significative al di fuori di quelle relative al getto relativistico collimato. Alternativamente, la mancanza di oggetti intermedi potrebbe essere causata dal fatto che le linee larghe di emissione siano nascoste, fenomeno che potrebbe essere spiegato dal variare dell'angolo di apertura del toro per sorgenti a energie più basse.

Esistono valide osservazioni sperimentali che permettono di concludere che, almeno per quel che riguarda le sorgenti a basso redshift, gli ambienti in cui risiedono BL Lac e FR I sono compatibili tra loro. Infatti entrambe le classi di oggetti risiedono in galassie ellittiche giganti con luminosità simili.

Per quanto riguarda gli ambienti in cui si trovano gli oggetti BL Lac, essi sono collocati in ammassi di galassie di dimensioni simili, in buon accordo con gli ambienti osservati per le FR I. Alcune BL Lac a redshift minori appartengono ad ammassi di galassie più piccoli, ma ciò si verifica anche per le FR I. In sostanza, le due classi hanno ambienti simili.

XBL e RBL hanno proprietà sistematicamente differenti. In media, le XBL hanno minore variabilità e polarizzazione oltre che essere meno luminose e meno *core-dominated* (il che sostanzialmente significa che la luminosità è meno concentrata al centro della sorgente) rispetto alle RBL. Dato che però XBL e RBL sono terminologie che si riferiscono a criteri sul metodo di osservazione (in che parte dello spettro si è osservata la sorgente), alcuni oggetti possono appartenere ad entrambe le categorie. È quindi più conveniente classificare gli oggetti BL Lac in base al rapporto tra il loro flusso nello spettro X con quello nello spettro radio. Si dividono così gli oggetti BL Lac in HBL (*High-energy cutoff BL Lac*) ed in LBL (*Low-energy cutoff BL Lac*) a seconda che l'indice spettrale dato dal rapporto tra i due flussi (tra 5 GHz

e 1 keV) sia maggiore o minore di 0.75.

La verifica del modello può essere condotta utilizzando le sorgenti XBL riportate nei cataloghi di EMSS (*Einstein Observatory Extended Medium Sensitivity Survey*) e HGLS (*High Galactic Latitude Survey*). Il modello unificato in questo caso prevede che le BL Lac siano circa il 14% delle galassie FR I, in buon accordo con quanto osservato. L'angolo critico è di $\theta_c \sim 30^\circ$.

Analogamente, per le RBL (usando dati dal catalogo 2 Jy), si trova un angolo critico di divisione tra FR I e BL Lac di $\theta_c \sim 12^\circ$. Dai risultati del modello emerge che le sorgenti RBL sono in minor numero di quelle XBL. Una spiegazione per ciò può essere data dal fatto che le RBL sono viste entro angoli di $\sim 12^\circ$, mentre le XBL approssimativamente per angoli tra 12° e 30° . Questo renderebbe le sorgenti XBL 7 volte più numerose di quelle RBL.

1.3.3 Relazione tra BL Lac e quasar

Le sorgenti ad alto redshift di ogni campione a flusso limitato tendono a essere sistematicamente più luminose di quelle a basso redshift per via della correlazione tra redshift e luminosità. Tra gli oggetti BL Lac queste differenze sono state interpretate da alcuni come prove della distinzione tra vere e proprie BL Lac a basso redshift e quasar-like (cioè con caratteristiche spettrali simili a quelle delle quasar) BL Lac ad alto redshift. La motivazione di questa terminologia sta nel fatto che linee di emissione allargate sono state rilevate in oggetti BL Lac ad alto redshift, ma non in quelli a basso redshift.

Analizzando la luminosità delle righe O III di BL Lac e FSRQ, emerge che le prime sono sistematicamente meno luminose delle seconde. A differenza di O III, per O II l'intensità delle linee di alcune BL Lac è confrontabile con quelle delle FSRQ con linee meno intense, ma casi come questo sono delle eccezioni al limite del range delle due classi; è chiaro che la luminosità dei BL Lac continua a essere sistematicamente minore di quella delle FSRQ. Inoltre, le BL Lac ad alto e basso redshift sono comunque tra loro più simili di quanto lo siano BL Lac e le FSRQ, infatti:

- La potenza radio estesa per BL Lac a bassi ed alti redshift non sono significativamente diverse, al contrario di come avviene nel confronto tra BL Lac e FSRQ.
- La forma dello spettro X delle BL Lac differisce sistematicamente da quella delle FSRQ.

- La polarizzazione riscontrata nelle BL Lac implica un campo magnetico perpendicolare all'asse del getto relativistico, a differenza delle quasar, il cui campo magnetico si pensa essere parallelo all'asse.

Nonostante le differenze appena illustrate, il fatto che BL Lac e FSRQ abbiano proprietà simili nella componente continua dello spettro ha portato alla ricerca di una loro possibile connessione, da cui emergono tre idee principali, esposte brevemente qui di seguito.

1.3.4 La relazione evolutiva

Questo modello suppone che le FSRQ evolvano in BL Lac, divenendo così oggetti *weak-lined* (cioè in cui le linee sottili sono poco o per niente rilevabili) per via del continuo generato dalla collimazione. Dai dati emerge tuttavia che non c'è continuità in termini di redshift tra BL Lac e FSRQ. L'argomento di opposizione più forte è che gli oggetti BL Lac hanno linee di emissione intrinsecamente deboli, a prescindere da quanto sia intensa la componente continua dello spettro.

1.3.5 Continuità spettrale su più lunghezza d'onda

Lo spettro su più lunghezze d'onda di HBL (XBL), LBL (RBL) e FSRQ forma una sequenza continua che lascia pensare a un comune meccanismo fisico. Gli spettri di LBL e FSRQ hanno picchi a lunghezza d'onda relativamente bassa, mentre per gli HBL esso è situato a lunghezze d'onda più elevate. Approssimativamente, lungo la sequenza da HBL a LBL a FSRQ la lunghezza d'onda del picco dato dall'emissione di sincrotrone decresce, l'indice spettrale per i raggi X si appiattisce e il rapporto tra luminosità gamma e luminosità bolometrica cresce, come anche la luminosità bolometrica di per sé, inoltre aumenta anche lo redshift medio. Dallo studio dei modelli riguardanti l'emissione di sincrotrone, emerge che le sole trasformazioni degli angoli non sono sufficienti a spiegare le differenze negli spettri. Per spiegare ciò che avviene è necessario che le regioni emittitrici di raggi X abbiano fattori di Lorentz più elevati e campi magnetici più forti. Analogamente, le FSRQ dovrebbero avere energie elettroniche minori e campi magnetici più deboli delle RBL. Le energie minori per gli elettroni implicano che nella banda dei raggi X, la componente di sincrotrone è relativamente meno importante di qualsiasi emissione data da scattering Compton, portando così a uno spettro X più piatto e, forse, a un'emissione gamma più intensa.

1.3.6 BL Lac come FSRQ sottoposte a micro-lensing

Le differenze principali tra BL Lac e FSRQ sono, in prima approssimazione, che le FSRQ sono piú lontane, piú luminose e hanno linee di emissione piú intense. Come possibile collegamento, è stato supposto che il *micro-lensing*¹⁰ da parte di galassie ci possa far apparire una FSRQ come una sorgente BL Lac. Nel processo di *micro-lensing*, il continuo viene amplificato piú facilmente, e quindi ciò porterebbe alla perdita delle linee di emissione. Inoltre, la sorgente BL Lac cosí rilevata, apparirebbe approssimativamente al centro della galassia responsabile del *micro-lensing*. Si noti che, anche con questi presupposti, è ancora necessaria la presenza del getto relativistico in modo da spiegare le proprietà riscontrate (come ad esempio variabilità e polarizzazione). Vi sono una serie di argomentazioni contro questo modello, qui elencate le principali:

- L'amplificazione richiesta (si parla di circa un fattore 10 in questo modello) per il continuo non corrisponde in realtà a quella che si verificherebbe in caso di *micro-lensing*; in altre parole le simulazioni numeriche su cui è basato il modello sono errate poiché sopravvalutano l'importanza dell'effetto.
- Non è possibile che la BL Lac abbia sempre centro allineato con quella della galassia dove avviene il *micro-lensing*, quando quest'ultima sia rilevabile. Dei decentramenti significativi dovrebbero essere spesso rilevabili.
- In alcuni casi, le linee di emissione e di assorbimento hanno lo stesso redshift, indicando cosí che le linee di assorbimento provengono in verità dalla *host galaxy* del BL Lac.
- La differenza sistematica presente nella polarizzazione fra FSRQ e BL Lac non dovrebbe esistere se la seconda è una versione amplificata dell'altra (il *micro-lensing* non altera la polarizzazione).
- La componente continua dal radio al visibile della BL Lac dovrebbe essere piú *piatta* di quella della FSRQ, cosa che è verificata, ma con un effetto che supera quello che viene previsto dal solo *micro-lensing*.

¹⁰Il *micro-lensing* è un fenomeno di lente gravitazionale in cui una stella in primo piano rende piú luminosa una sorgente alle sue spalle (rispetto alla linea di vista).

1.4 Breve commento sul modello di unificazione

Da quanto appena visto, emerge che l'idea centrale del modello di unificazione, ovvero l'anisotropia dell'emissione di AGN, si adatta molto bene per spiegare i dati raccolti con l'osservazione. Ovviamente, molti dei particolari del modello vanno rifiniti o corretti¹¹ mano a mano che si aggiungono dati piú precisi e si hanno a disposizione strumentazioni piú avanzate, ciononostante è importante notare che il fondamento del modello continua ad essere estremamente valido.

¹¹Per brevità non ci addentreremo nelle problematiche specifiche del modello.

2 LAT

Il LAT (*Large Area Telescope*), lo strumento principale del *Fermi Gamma-ray Space Telescope*, è un rivelatore a grande campo visivo (2.4 sr) di raggi gamma, approssimativamente da 20 MeV a 300 GeV. Lo strumento è stato costruito grazie alla collaborazione internazionale di agenzie spaziali, istituti di ricerca di fisica particellare e università di Francia, Italia, Giappone, Svezia e Stati Uniti. Il LAT, per molti aspetti, continua il lavoro iniziato da EGRET¹ nell'astronomia e astrofisica delle alte energie. Le informazioni a seguire sul LAT provengono da [1].

Il LAT è un telescopio che rivela le coppie elettrone-positrone prodotte dai raggi gamma, è dotato di un *tracker*² di precisione, di un calorimetro (entrambi costituiti da una griglia modulare 4×4), da un rivelatore di anti-coincidenza che copre la griglia di moduli, e da un sistema programmabile di trigger e acquisizione dati. Nella tabella 1 sono esposte alcune delle principali caratteristiche del LAT.

Ogni modulo del tracker è costituito da 19 piani costituiti da *strip* di Silicio, i primi elementi sono dotati anche di sottili lastre di tungsteno (per aumentare la probabilità che avvenga produzione di coppie); mentre ogni modulo del calorimetro è costituito da 96 cristalli di CsI (ioduro di Cesio), disposti in configurazione odoscopica³ su 8 piani, con una profondità totale di 8.6 lunghezze di radiazione⁴. Il LAT è in grado di distinguere sorgenti puntiformi con separazione di 0.2 - 0.3 minuti d'arco; inoltre, per ottenere il massimo vantaggio dal grande campo visivo dello strumento, nella modalità principale di osservazione, detta *scanning-mode*, lo strumento alterna orbite in cui è

¹EGRET (*Energetic Gamma Ray Experiment Telescope*) è stata la missione che si è occupata dello studio del cielo nello spettro gamma tra il 1991 e il 2000.

²Ovvero di una serie di dispositivi in grado di determinare la traiettoria del fotone gamma incidente.

³I cristalli sono cioè disposti alternativamente lungo due assi perpendicolari.

⁴Si ricorda che la lunghezza di radiazione di un materiale è lo spessore necessario per fare in modo che l'energia di un elettrone che lo attraversa si riduca di un fattore e.

puntato a $+50^\circ$ rispetto allo zenit locale ad orbite in cui è puntato a -50° . In caso di necessità è ovviamente possibile puntare una sorgente specifica.

Parametro	Valore
Intervallo energie	20 MeV - 300 GeV
Area effettiva a incidenza normale	$< 8400 \text{ cm}^2$
Risoluzione energia (eq a 1σ gaussiana):	
100 MeV - 1 GeV	15% - 9%
1 GeV - 10 GeV	8% - 9%
10 GeV - 300 GeV	8.5% - 18%
Risoluzione angolare singolo fotone:	
$> 10 \text{ GeV}$	$< 0.15^\circ$
1 GeV	0.6°
100 MeV	3.5°
Campo di vista	2.4 sr
Precisione nel timing degli eventi	300 ns
Tempo di lettura di un singolo evento (<i>dead-time</i>)	$26.5 \mu\text{s}$

Tabella 2.1: Alcuni dei principali parametri del LAT, proveniente da [3].

2.1 Tracker e convertitore

Dato che i raggi gamma ad alta energia non possono essere riflessi o rifratti, il processo principale con cui interagiscono con la materia è la produzione di coppie e^+e^- . Il convertitore-tracker è costituito da una matrice 4×4 di moduli, ognuno dei quali è costituito da 19 piani per il tracciamento, ciascuno formato da un piano x e un piano y che permettono così di registrare entrambe le coordinate tramite l'utilizzo di rilevatori SSD (*single-sided Silicon Strip Detector*). I primi 16 piani del tracker (cioè più lontani dal calorimetro) sono alternati con strati di materiale ad alto Z (tungsteno) per aumentare la probabilità di conversione.

Le SSDs hanno ciascuna un'area di $8.95 \times 8.95 \text{ cm}^2$, con un'area inattiva ai bordi larga un millimetro, mentre lo spessore delle strisce è di $400 \mu\text{m}$. Set di 4 SSDs sono fissate bordo a bordo con resina epossidica, costituendo le *ladders*, dove le *strips* di Silicio sono poi connesse elettricamente saldandovi un ponticello e creando così *strips* effettive da 35 cm. Quattro *ladders* disposte affiancate ed equispaziate da 0.2 mm costituiscono il l'elemento base

del rivelatore finale.

La struttura comprende quindi un insieme di 19 pannelli (i *trays*) in fibra di carbonio composito che sorregge i rivelatori e conduce inoltre il calore verso la base del modulo del tracker. I pannelli sono spessi 3 cm e sono tutti uguali tra loro, fatta eccezione per il primo e l'ultimo, che presentano i rivelatori su un solo lato. Le *strips* sopra e sotto al pannello sono tra loro perpendicolari, in questo modo la misura nelle coordinate x , y viene effettuata tramite la parte inferiore di un pannello e quella superiore di quello immediatamente sottostante. I fogli di tungsteno per la produzione di coppie sono montati immediatamente sopra il rivelatore superiore su ciascun ripiano, ad eccezione degli ultimi due ripiani, dove esso è assente. L'elettronica per la lettura dei segnali è montata sul bordo di ogni pannello, in modo da massimizzare l'area efficace di rilevazione, in particolare risulta che lo spazio tra due moduli adiacenti del tracker dove non è possibile la rilevazione è di soli 18 mm.

Il tracker, strutturato in questo modo, permette di seguire il percorso di elettrone e positrone generati dal fotone gamma incidente e al contempo fornisce un aiuto nel filtrare il rumore di fondo generato dai raggi cosmici carichi. La distribuzione di probabilità della direzione del fotone incidente così costruita viene chiamata *Point Spread Function* (PSF). Scattering multipli di e^+e^- e la *Bremsstrahlung* limitano la risoluzione possibile. Per avere risultati ottimali, le direzioni della coppia di particelle devono essere misurate subito dopo la loro produzione. Ad esempio, se si ha un fotone incidente di 100 MeV e una delle prime rilevazioni per qualche motivo fallisce, la risoluzione cala di un fattore 2, questo causa code sensibilmente più estese per la PSF. Per evitare che ciò accada, i fogli di tungsteno coprono solo l'area efficace delle strisce, in modo da non avere produzione di coppie che non possano essere prontamente rilevate. Si noti infine che ognuno dei 16 moduli tracker opera indipendentemente dagli altri.

2.2 Calorimetro

Il calorimetro è stato progettato con due obiettivi principali in mente:

1. misurare la deposizione dell'energia dello sciame elettromagnetico (*electromagnetic shower*) che risulta dalla produzione delle coppie e^+e^- da parte dei fotoni gamma incidenti
2. rappresentare l'evoluzione dello sciame elettromagnetico, fornendo così un importante mezzo per discriminare il rumore di fondo

Ogni modulo del calorimetro possiede 96 cristalli di CsI, ognuno di dimensioni $2.7 \times 2.0 \times 32.6$ cm. I cristalli sono otticamente isolati tra loro in 8 ripiani da 12 cristalli ciascuno. La profondità totale del calorimetro è di 8.6 lunghezze di radiazione (la profondità totale dello strumento è di 10.1 lunghezze di radiazione). Ogni modulo del calorimetro, come nel caso del tracker, è in configurazione odoscopica (vedi figura 2). Ogni cristallo fornisce tre coordinate spaziali per l'energia depositata in esso: due coordinate discrete date dal posizionamento fisico nella configurazione dei cristalli, una terza, nota con più precisione, data dall'asimmetria nella luce rilevata da fotodiodi PIN posti alle estremità dei cristalli (lungo la direzione da 32.6 cm). Questo tipo di progettazione permette al LAT di ricostruire in modo preciso la sciame elettromagnetico e di eliminare una notevole parte del rumore di fondo. Il calorimetro consente di misurare energie fino al TeV. Si deve ricordare che lo strumento non è ideale, ci sono ovviamente delle perdite di energia dal calorimetro, più rilevanti proprio per fotoni gamma particolarmente energetici. Per questo motivo la stima finale dell'energia è opportunamente corretta.

Ogni estremità del cristallo ha due fotodiodi: uno più grande da 147 mm^2 e uno più piccolo con un'area di 25 mm^2 . Essi provvedono due canali di lettura per coprire il vasto spettro di energie possibili. In particolare, i fotodiodi grandi coprono il range 2 MeV - 1.6 GeV, mentre i fotodiodi più piccoli coprono il range 100 MeV - 70 GeV. L'asimmetria misurata permette poi di risalire alla posizione da cui la luce è stata emessa all'interno del cristallo.

La risoluzione ottenuta dal rapporto tra la luce rilevata alle due estremità opposte cresce in maniera nota con l'energia depositata: si va dai pochi millimetri per basse energie (~ 10 MeV) alle frazioni di millimetro per alte energie (> 1 GeV).

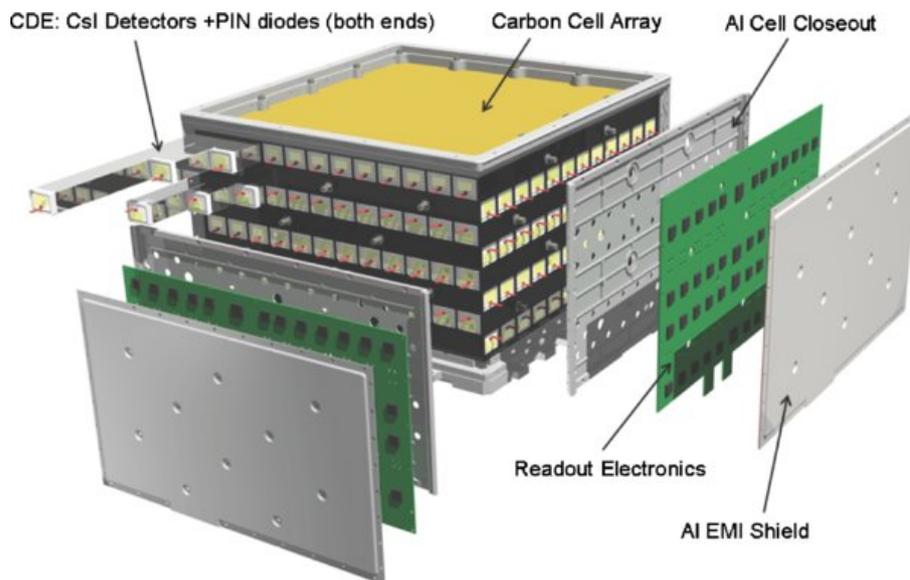


Figura 2.1: L'immagine mostra una veduta schematica del calorimetro del LAT. Immagine da [3].

2.3 Rilevatore di anticoincidenza

Lo scopo dell'ACD (*Anticoincidence detector*) è quello di diminuire notevolmente il rumore di fondo generato da particelle cariche; per farlo esso invia un segnale di veto (cioè non vengono acquisite misure per un certo intervallo di tempo) alla strumentazione. L'ACD ha quindi bisogno di un'efficienza molto elevata nel rilevare quando particelle cariche entrano nel campo visivo del LAT, in media si raggiunge il 99.97%.

Il fatto che il LAT sia progettato per misurare energie molto elevate (almeno fino ai 300 GeV) comporta l'utilizzo di un calorimetro piuttosto massiccio (~ 1800 kg). Questo comporta però il verificarsi di fenomeni di *backsplash*, cioè particelle (principalmente provenienti da fotoni con energia compresa tra 100 - 1000 keV) distribuite in modo isotropo, generate dallo sciame elettromagnetico originata dal fotone gamma incidente, possono incorrere in scattering Compton nell'ACD e quindi creare dei falsi segnali di veto.

Per la progettazione dell'ACD sono stati effettuati numerosi e approfonditi studi, al seguito dei quali si è deciso di optare per l'utilizzo di scintillatori plastici, essendo essi la tecnologia in questione più studiata e affidabile, ol-

tre che a essere relativamente economica e con ampio utilizzo nello spazio in passato. La luce prodotta dalla scintillazione è raccolta da particolari elementi detti WLS (*Wavelength Shifting Fibers*), presenti nello scintillatore, e accoppiati a due tubi fotomoltiplicatori. Ciò permette un'uniformità nella raccolta della luce tipicamente maggiore del 95% su ogni elemento di rilevazione, che scende però a poco oltre il 75% negli 1-2 cm di bordo di ciascun elemento. L'efficienza globale nella rilevazione è comunque mantenuta a livelli sufficientemente alti tramite la sovrapposizione degli scintillatori. Come ulteriore misura protettiva l'ACD è poi dotato di uno scudo micrometeorico a bassa densità (0.39 g cm^{-2}).

2.4 Sistema di acquisizione dati e trigger

Il sistema di acquisizione dati, o DAQ, raccoglie e processa i dati provenienti dagli altri sottosistemi, in particolare filtra il più possibile il rumore in modo da ridurre il carico di dati da trasmettere a terra. Il DAQ è organizzato con una struttura gerarchica, come visibile in figura 3. Al livello più basso, ognuno dei 16 moduli TEM (*Tower Electronics Module*) fornisce un'interfaccia al tracker e al calorimetro per ogni torre, provvede una gestione dei trigger, il buffering degli eventi in lettura in modo da permetterne la lettura, e infine comunica con l'EBM (*Event Builder Module*) che è parte del GASU (*Global-trigger / ACD module / Signal distribution Unit*). Il GASU consiste a sua volta di più parti:

1. Il CRU (*Command Response Unit*), che invia e riceve comandi e distribuisce il segnale di clock del DAQ.
2. Il GEM (*Global-trigger Electronics Module*) che genera il segnale di decisione di lettura del LAT se la logica del GEM è soddisfatta dai trigger di TEM e di ACD).
3. L'AEM (*ACD Electronics Module*), che ha un ruolo analogo a quello del TEM, ma in questo caso nei confronti dell'ACD invece che del calorimetro e del tracker.
4. L'EBM (*Event Builder Module*), che, a partire dalle informazioni del TEM e dell'AEM, costruisce degli eventi completi per il LAT e li invia all'unità per il processo dati, o EPU (*Event Processor Unit*), selezionate dinamicamente.

Vi sono due EPU che si occupano di filtrare i dati processati tramite specifici algoritmi appositamente progettati, riducendo così il numero di eventi inviati a terra da 2-400 kHz a circa 400 Hz. Questi sistemi sono ottimizzati in modo da rimuovere il rumore di fondo dovuto alle particelle cariche e massimizzare il numero di eventi effettivamente originati da fotoni gamma da inviare a terra. Infine la SIU (*Spacecraft Interface Unit*) controlla il LAT e costituisce l'interfaccia di comando del satellite.

Vi è anche la PDU (*Power Distribution Unit*), un'unità che si occupa di gestire l'alimentazione di TEMs, GASU e EPU. A sua volta, i moduli TEM controllano l'alimentazione dei trackers e dei calorimetri; il GASU gestisce invece l'alimentazione dell'ACD. Nel caso del SIU tuttavia l'energia è fornita direttamente dal satellite.

Per quanto riguarda le misure effettuate dal rivelatore, esse hanno un tempo morto (*dead-time*⁵) di 26.50 μ s.

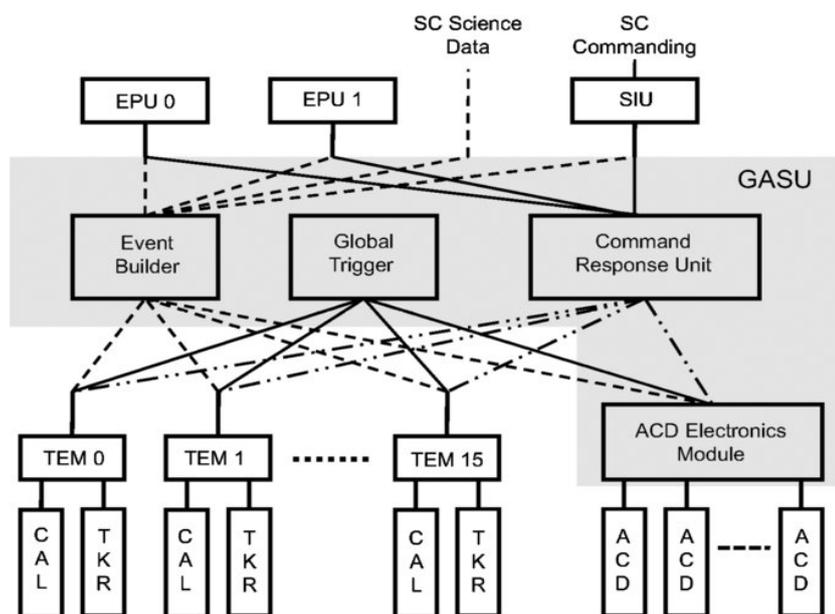


Figura 2.2: Schema gerarchico del DAQ

⁵Con tempo morto, o *dead-time*, si intende l'intervallo di tempo minimo che deve intercorrere tra una misura e la successiva.

2.5 Progettazione degli strumenti

Per la progettazione del LAT si è fatto uso di dettagliate simulazioni Monte Carlo per studiare il comportamento della strumentazione in risposta ai segnali (i fotoni gamma in arrivo) e al rumore di fondo (come quello dovuto ai raggi cosmici o all'albedo dei raggi gamma⁶). In particolare, per la simulazione del rumore di fondo sono stati di fondamentale importanza i modelli riguardanti l'emissione di fondo dei raggi gamma, come ad esempio quella presente sul piano della nostra galassia. La simulazione della strumentazione è stata effettuata in tre fasi distinte:

1. simulazione di eventi
2. simulazione della risposta della strumentazione
3. simulazione dell'elaborazione e delle operazioni per filtrare i dati a bordo del Fermi

Dai dati raccolti si sono poi ottimizzate le strumentazioni.

2.6 Componenti diffuse e rumore di fondo

La grande maggioranza dei dati registrati dalla strumentazione sono causati da raggi cosmici carichi o dall'albedo gamma della Terra, vi è quindi una grossa presenza di rumore di fondo. Una delle priorità dell'elettronica a bordo del LAT è quindi quella di rimuovere il piú possibile il rumore presente, cercando però di non escludere dati validi in tal modo. I risultati effettivamente raggiunti sono ragguardevoli: il rumore di fondo viene ridotto di un fattore 10^6 , mantenendo però un'efficienza nel preservare eventi gamma reali del 75%. La frequenza media di eventi gamma registrati è di ~ 2 Hz.

Oltre al rumore di fondo generato dai raggi cosmici carichi che raggiungono il LAT e all'albedo gamma della Terra, esiste anche una componente diffusa in parte correlata con la distribuzione di massa nella nostra galassia e una componente isotropa. La prima, la *diffuse galactic emission* (vedi figura 4 sotto), è dovuta principalmente all'interazione dei raggi cosmici (principalmente protoni ed elettroni) con gas e radiazione interstellare; questa componente è piú intensa in prossimità del piano galattico e si indebolisce allontanandosi da

⁶Per albedo dei raggi gamma si intendono i fotoni gamma generati dall'interazione di raggi cosmici con la superficie di un corpo celeste, come può essere ad esempio il caso dell'atmosfera per la Terra o della roccia lunare per la Luna.

esso. La seconda, chiamata *Extragalactic Gamma-ray Background* (EGB), è una componente molto piú debole, dovuta in parte alle sorgenti extragalattiche non risolte e costituisce la vera e propria emissione diffusa, che può essere generata da svariati processi diversi.

Infine, si cita solo brevemente che esiste un segnale dovuto al Sole e perfino uno dovuto alla Luna (seppur molto debole).

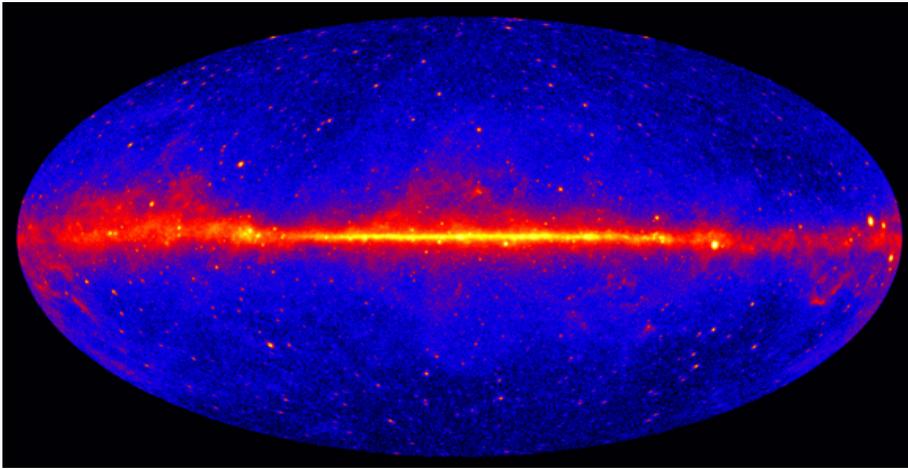


Figura 2.3: L'immagine mostra una veduta del cielo nel gamma del LAT a energie > 1 GeV basata sui dati raccolti nel corso di 5 anni dal Fermi Gamma-ray Space Telescope. I colori piú caldi indicano sorgenti piú luminose nello spettro gamma. Immagine da <http://fermi.gsfc.nasa.gov/>

3 Analisi di NRAO 190

3.1 Breve introduzione sulla sorgente

La sorgente NRAO 190, situata alle coordinate J2000.0¹ $RA = 70.660^\circ$ e $Dec = -0.295^\circ$, è una *Flat Spectrum Radio Quasar* (FSRQ) a *redshift* $z = 0.844$. La sorgente è interessante per la presenza in tempi recenti di due *flares*, ovvero due bruschi e consistenti aumenti del flusso emesso (nel gamma, nel nostro caso). Il primo flare ha avuto inizio il 15 Maggio 2009, con un flusso pari a circa 15 volte quello medio stimato nei primi sei mesi di attività del LAT e circa il doppio del flusso stimato per il flare osservato da EGRET nell'Agosto 1994 [5]. Dopo un periodo di quiescenza seguente il primo flare, il 21 Giugno 2013 si è verificato un secondo flare, con un flusso molto più intenso del primo [4] (vedi figura 3.1).

Per quanto riguarda la storia delle osservazioni di NRAO 190, vi è solo un evento significativo nei gamma prima del LAT, si tratta del flare rilevato tra il 9 e 29 Agosto 1994 da EGRET (vedi [6]). All'epoca furono subito coordinate osservazioni multi-spettro, precisamente nelle microonde, onde radio e nell'ottico, cercando eventuali correlazioni tra attività nel gamma e negli altri spettri. Le osservazioni raccolte nel radio e nelle microonde indicarono un flusso entro i margini delle fluttuazioni statistiche previste, quindi non si dimostrò alcuna correlazione tra radio-microonde e gamma. Per quanto riguarda le osservazioni nell'ottico, i dati raccolti furono più incompleti dal punto di vista temporale. La conclusione fu che il flare nel gamma non riuscì ad influenzare in modo apprezzabile la materia responsabile dell'emissione nel visibile.

¹Il sistema di coordinate J2000.0 si basa sulla proiezione di meridiani e paralleli terrestri sulla sfera celeste, con alcune ovvie correzioni. Le coordinate sono due angoli, l'ascensione retta e la declinazione. L'ascensione retta è l'angolo sul piano equatoriale celeste compreso tra l'oggetto in questione e il meridiano di riferimento, cioè quello relativo all'equinozio di primavera del 2000 d.C. Per la declinazione, il ragionamento è più semplice, l'angolo è dato da quello compreso tra piano equatoriale celeste e la proiezione del parallelo che interseca l'oggetto sulla sfera celeste.

3.2 Procedura d'analisi dati

Alla base dell'analisi dei dati gamma raccolti dal LAT sulla sorgente c'è la tecnica detta MLA, il *Maximum Likelihood Approach*, o della ricerca della Massima Verosimiglianza. Qui di seguito si riassume brevemente il metodo usato per l'analisi dati, ricordando che per l'esecuzione pratica dell'analisi si sono utilizzati i *Fermi Science Tools*, del software appositamente sviluppato per l'analisi dei dati raccolti dal Fermi-LAT, con inoltre l'ausilio di script in linguaggio di programmazione Python.

3.2.1 Dati

I dati sono liberamente scaricabili dal database del LAT alla NASA. Sono divisi in due parti: la prima parte contiene i veri e propri dati raccolti dal LAT, la cosiddetta *photon-list*, ovvero una gigantesca tabella che contiene la descrizione degli eventi raccolti in termini di direzione, energia, tempo d'arrivo, ecc., la seconda parte invece contiene le informazioni sul telescopio e sul satellite che lo ospita. Questo secondo archivio contiene in formato tabulare, dei descrittori (validi in un intervallo di circa 30 secondi), che riportano lo stato del LAT durante la raccolta dati (dove si trovava, qual era la sua orientazione, ecc.). Il primo è solitamente indicato con la sigla **ft1** e il secondo da **ft2**. Entrambi i file sono in formato FITS, lo standard astronomico di gran lunga più diffuso.

3.2.2 Selezione

I dati così ottenuti non sono immediatamente utilizzabili, devono, per così dire, essere *filtrati*. Si è infatti interessati soltanto ai dati relativi ad una certa zona del cielo (in questo caso quella circostante alla posizione di NRAO 190, nota con precisione grazie alle stime ottenute dalle osservazioni radio). Nei Science Tools questa prima operazione è svolta dal comando **gtselect**, inserendo come input i seguenti parametri e il file **ft1**:

- Intervallo energetico:
 $\Delta E = 100 - 50000 \text{ MeV}$
- Intervallo temporale (in MET²):
 $\Delta T = 239557417 - 424755187 \text{ s}$

²Il *Mission Elapsed Time* corrisponde al numero di secondo trascorsi dalla data di riferimento selezionata come 1 Gennaio 2001 00h:00m:00s

- Centro della zona studiata (in questo caso corrispondente con la posizione di NRAO 190):

$$(Ra, Dec)=(70.6617^\circ, 0.2989^\circ)$$

- Raggio della regione interessata (in breve ROI):

$$R = 20^\circ$$

- Massimo angolo di zenit (utile per evitare i problemi che possono sorgere dall'albedo gamma della Terra):

$$z_{max} = 100^\circ$$

Di questi dati appena selezionati, si possono però tenere solo quelli raccolti durante i cosiddetti *Good Time Intervals* (GTI), cioè i periodi di tempo durante i quali il LAT stava effettuando misure correttamente (non si trovava ad esempio sull'anomalia del sud Atlantico³). Questa seconda operazione di selezione viene svolta dal comando `gtmktime`, che necessita dei dati selezionati da `gtselect` e del file `ft2`, in modo da conoscere lo stato del LAT durante tutto l'intervallo di misura. Il file così ricavato costituisce l'insieme di dati su cui viene svolta la vera e propria analisi statistica.

3.2.3 *Live time cube ed exposure map*

Dato che la risposta del LAT ai fotoni rilevati differisce in base alla sua inclinazione rispetto alla sorgente, vi è poi la necessità di quantificare il tempo passato ad ogni determinata inclinazione da parte del LAT. Ovviamente vi è bisogno di discretizzare la regione di cielo in una opportuna griglia per poter in pratica svolgere questa procedura. Questa operazione è svolta da `gtltcube` (dato che l'oggetto così creato si chiama *live time cube*). Dopo di ciò è necessario calcolare la *exposure map*, cioè l'integrale della risposta del rivelatore al variare del tempo, dell'energia e dell'inclinazione della sorgente. Ciò è effettuato tramite l'utilizzo del comando `gtexpmap`. Come ultimo passaggio, prima di iniziare con la tecnica MLA, si noti che è necessario avere un modello della zona di cielo della ROI che si sta studiando, quindi serve conoscere la posizione delle sorgenti note ed il loro modello di emissione, in modo da stimare correttamente l'effetto di NRAO 190 su quanto rilevato dal LAT. Oltre a ciò, serve ovviamente anche un modello per le componenti diffuse, precisamente uno per quella galattica ed una per quella isotropa (chiamata anche extragalattica, dato che solo sorgenti di origine extragalattica possono

³La *South Atlantic Anomaly* è una zona soprastante l'Atlantico del Sud dove la raccolta dati del LAT è inficiata a causa della notevole densità di particelle cariche che ivi si addensano per un'anomalia, appunto, del campo magnetico terrestre.

dare origine ad una componente isotropa). Un'ultima osservazione che è importante fare è quella che il *fit* sui parametri del modello è esteso a tutte le sorgenti nella ROI, non solo NRAO 190.

3.2.4 La massima verosimiglianza

Svolte queste operazioni preliminari, si può ora procedere con l'analisi statistica con la ricerca della massima verosimiglianza, che in generale può essere di tipo *binned* o di tipo *unbinned*, a seconda del fatto che si raggruppino o meno i fotoni in intervalli (*bin*) di energia (con ovvia differenza di tempo richiesto per il fit). In questo caso l'analisi svolta è di tipo *binned*. La procedura, una volta scelto il modello di emissione per la nostra sorgente, varia i parametri di quest'ultimo finché non massimizza il rapporto tra probabilità dei dati rilevati in un modello con sorgente aggiuntiva (qui NRAO 190) e i dati rilevati se tale sorgente è assente. Più precisamente, se L_0 è il massimo della verosimiglianza del modello senza sorgente e L_1 quella del modello con sorgente aggiuntiva, si definisce la quantità TS (*test statistic*) come $TS = -2(\ln L_0 - \ln L_1)$. Un alto TS , per il teorema di Wilks⁴, è interpretabile con la presenza della una sorgente. Dal teorema di Wilks discende quindi che il valore di TS può essere espresso in significatività con la classica notazione in σ con la relazione $\sigma \sim \sqrt{TS}$, ciò fornisce un criterio veloce per verificare la presenza o meno della sorgente, noto il TS . La massimizzazione della verosimiglianza viene svolta nei Science Tools tramite il comando `gtlike`.

3.3 Analisi dati

Facendo dunque riferimento ai file FITS pubblici⁵, si sono individuati tre intervalli di interesse per l'analisi dati. Il primo, a cui ci si riferirà con il termine globale, comprende tutto l'intervallo dei dati (visibili in figura 3.1), che consiste approssimativamente nel periodo di tempo compreso tra Agosto 2008 e Maggio 2014. Gli altri due intervalli considerati riguardano invece i flare 1 e 2, rispettivamente compresi tra Maggio 2009 e Aprile 2010 e tra Giugno 2013 e Settembre 2013. Il primo flare ha una distribuzione un po' inusuale, essendo solitamente tali fenomeni molto più ristretti nel tempo (come ad esempio nel caso del secondo flare). Si è dunque proceduto a

⁴Il teorema di Wilks (vedi [2]) afferma che TS segue asintoticamente la distribuzione del χ^2 per un numero di gradi libertà pari alla differenza tra i parametri liberi dell'ipotesi alternativa e quello considerato nell'ipotesi nulla (nessuna sorgente)

⁵Scaricati dal sito della Nasa http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/access/lat/msl_lc/

svolgere le procedure elencate nel paragrafo precedente, utilizzando però due modelli di emissione differenti per vedere quale dei due si adattasse meglio ai dati. Il primo ipotizza che la sorgente segua per l'emissione una legge di potenza (o PL, *power law*):

$$\frac{dN}{dE} = N_0 \left(\frac{E}{E_b} \right)^\gamma$$

dove $\frac{dN}{dE}$ è il numero di fotoni emessi per unità di energia (per $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$), mentre N_0 , E_0 e γ sono degli opportuni parametri.

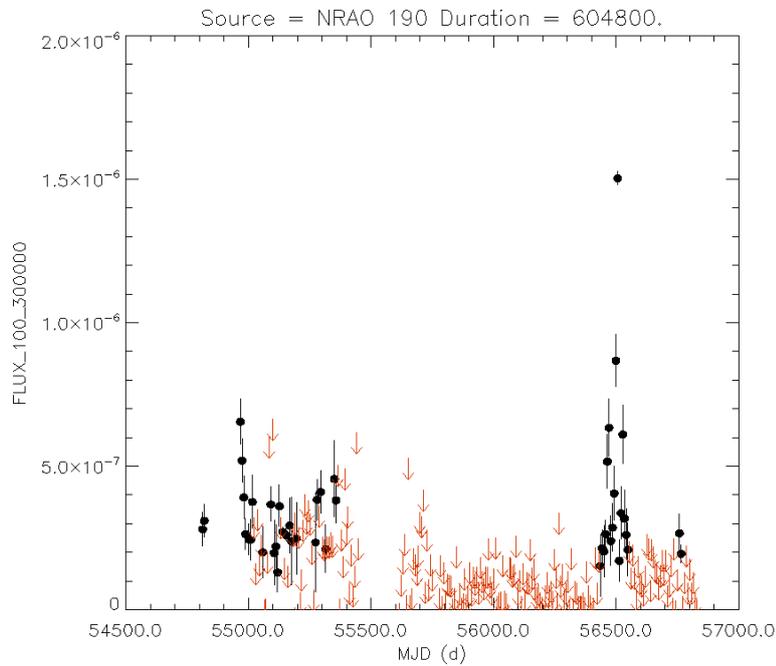


Figura 3.1: Il grafico (detto curva luce o *light curve*) illustra il flusso (in fotoni $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$) al progredire del tempo (in MJD⁶). I punti neri corrispondono ad un flusso effettivamente rilevato dal LAT, mentre le frecce rosse corrispondono a una stima del valore massimo possibile del flusso che non è stato effettivamente rilevato. Il buco bianco situato nei pressi di 55000 MJD è dovuto a un periodo di errato funzionamento del software responsabile delle stime di limite superiore del flusso. L'immagine proviene da http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/access/lat/msl_lc/

Si è poi applicato il *fit* al secondo modello, la *logparabola* (leggermente modificata, vedi oltre), per verificare se descrivesse meglio i dati rispetto alla legge di potenza precedentemente usata. La logparabola usata ha un andamento del tipo:

$$\frac{dN}{dE} = N_0 \left(\frac{E}{E_b} \right)^{\alpha + \beta \ln \frac{E}{E_b}} e^{-\tau}$$

La logparabola vera e propria consisterebbe nell'equazione sopra escludendo $e^{-\tau}$. Si è però scelto di utilizzare una versione modificata di essa per tener conto del fatto che i fotoni gamma a piú alta energia (~ 10 GeV) possono interagire con i fotoni nell'ottico e dare luogo alla produzione di coppie. Ciò comporta un flusso rilevato sistematicamente minore di quello emesso per le alte energie. τ è quindi un opportuno parametro (dipendente da redshift ed energia) che tiene conto di tale effetto. L'andamento di τ nelle sue variabili non viene modificato dal fit (è stato fissato) e come tale non ne incrementa i gradi di libertà.

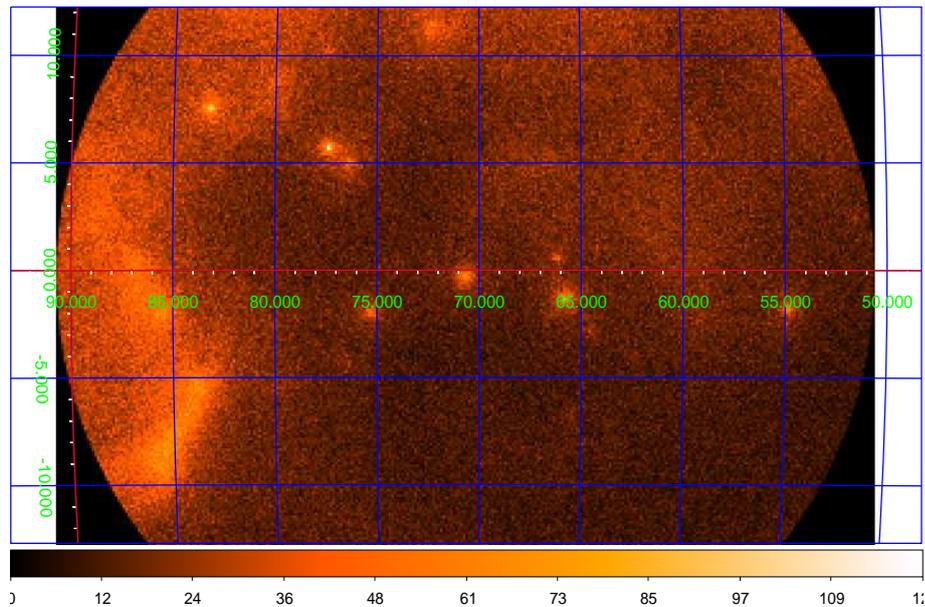


Figura 3.2: Nella figura, una mappa dei conteggi dei fotoni rilevati della ROI di NRAO 190, ottenuta dal file ft1 dopo le operazioni `gtselect` e `gtmktime`. La griglia sovrapposta indica le coordinate ra-dec in gradi.

⁶La data giuliana (JD) corrisponde al numero di giorni trascorsi dalle 12:00 del 4713 a.C. Dato che JD è di per sé un numero molto grande, si è soliti indicare invece la *Modified Julian Date*, ovvero $MJD = JD - 2400000.5$.

3.3.1 Fit con legge di potenza

Per questioni di ordine si espongono prima i valori numerici dei parametri risultanti dal fit e poi i grafici dei fit, accompagnati poi dal relativo grafico dei residui di volta in volta. Si noti che, in modo analogo a quanto visto in figura 3.1, le frecce indicano limiti superiori di rilevazione del LAT e non dati effettivamente raccolti. Inoltre, nei grafici dei residui, i residui riportati sono quelli relativi alla differenza tra numero di fotoni rilevati sperimentalmente e numero di fotoni previsti dal modello fittato (il tutto normalizzato rispetto al numero di fotoni del modello).

Per il fit globale si ha:

$$N_0 = (4.400 \pm 0.085) \cdot 10^{-11} \text{ fotoni} \cdot \text{MeV}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$

$$\gamma = (-2.413 \pm 0.018)$$

$$E_b = 447.2 \text{ MeV}$$

Per il primo flare:

$$N_0 = (7.27 \pm 0.27) \cdot 10^{-11} \text{ fotoni} \cdot \text{MeV}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$

$$\gamma = (-2.442 \pm 0.036)$$

$$E_b = 447.2 \text{ MeV}$$

Per il secondo flare:

$$N_0 = (2.163 \pm 0.73) \cdot 10^{-11} \text{ fotoni} \cdot \text{MeV}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$

$$\gamma = (-2.181 \pm 0.030)$$

$$E_b = 447.2 \text{ MeV}$$

Si noti che E_b , pur essendo un parametro fissato, non ha alcuna influenza sul nostro fit, in quanto è soltanto una costante moltiplicativa di N_0 .

I grafici dei fit, detti SED (*Spectral Energy Distribution*) indicano l'intensità spettrale⁷ rilevata al variare dell'energia, entrambi in scala logaritmica. Per quanto riguarda i grafici dei residui, l'ingrandimento delle barre di errore al crescere dell'energia è dovuto al diminuire dell'efficienza del LAT a energie molto alte. Lo strumento, infatti, funziona al meglio per energie di ~ 1 GeV, e man mano che ci si allontana da tale valore l'accuratezza decresce.

⁷L'intensità spettrale viene comunemente indicata con νF_ν , cioè il flusso di fotoni (a una determinata energia) moltiplicato per l'energia del fotone stesso, cioè $h\nu$, corrispondente quindi al flusso di energia (si usa omettere h per alleggerire la notazione).

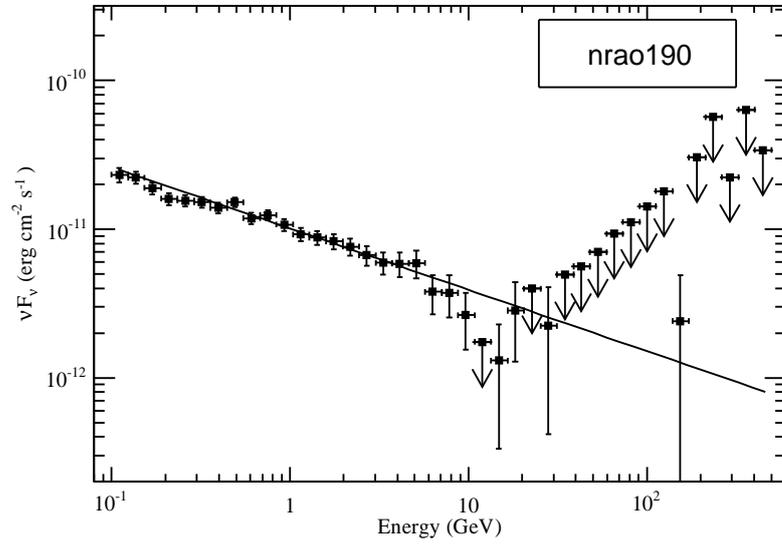


Figura 3.3: Fit globale con legge di potenza.

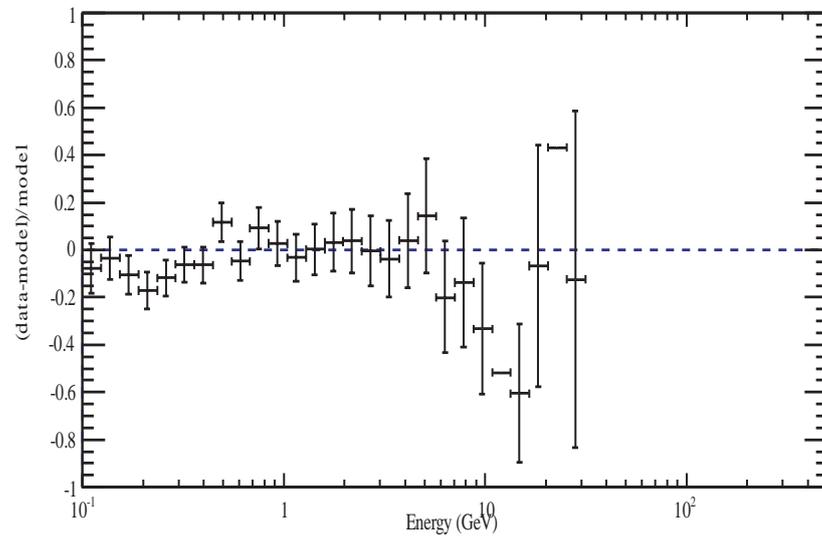


Figura 3.4: Grafico residui globale con legge di potenza.

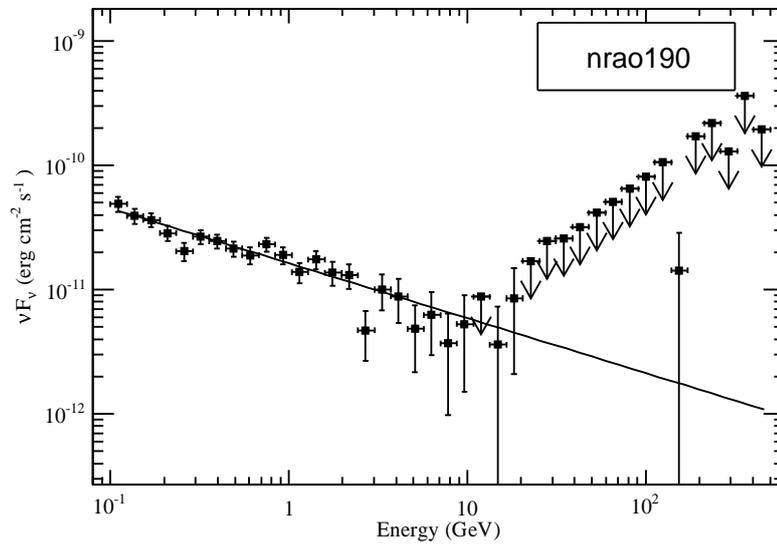


Figura 3.5: Fit del primo flare con legge di potenza.

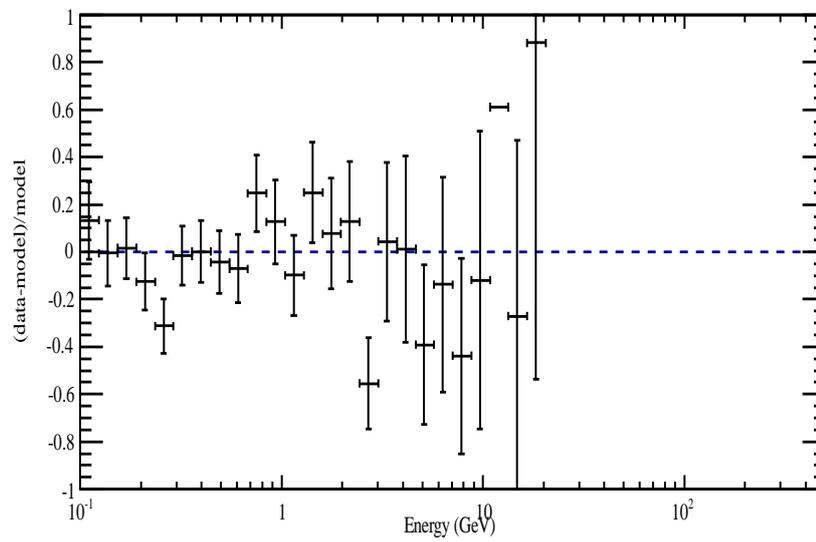


Figura 3.6: Grafico residui del primo flare con legge di potenza.

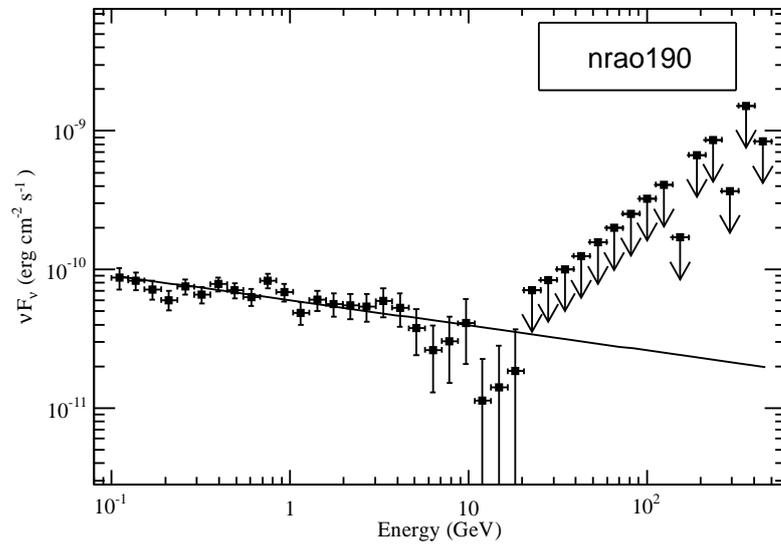


Figura 3.7: Fit del secondo flare con legge di potenza.

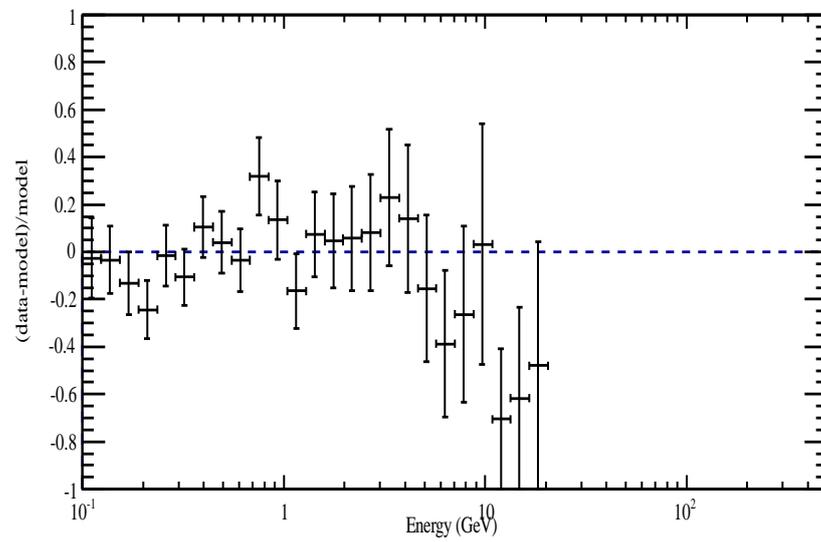


Figura 3.8: Grafico residui del secondo flare con legge di potenza.

3.3.2 Fit con logparabola

Ripetendo l'operazione di fit con il modello di emissione logparabola si sono invece ottenuti i parametri a seguire dal fit.

Per il fit globale si ha:

$$N_0 = (0.11910 \pm 0.00096) \cdot 10^{-9} \text{ fotoni} \cdot \text{MeV}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$

$$\alpha = (-2.310 \pm 0.0072)$$

$$\beta = (-0.0521 \pm 0.0036)$$

$$E_b = 297.6 \text{ MeV}$$

Per quello del primo flare:

$$N_0 = (0.1986 \pm 0.0071) \cdot 10^{-9} \text{ fotoni} \cdot \text{MeV}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$

$$\alpha = (-2.395 \pm 0.043)$$

$$\beta = (-0.026 \pm 0.020)$$

$$E_b = 297.6 \text{ MeV}$$

Per quello del secondo flare:

$$N_0 = (0.534 \pm 0.021) \cdot 10^{-9} \text{ fotoni} \cdot \text{MeV}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$

$$\alpha = (-1.990 \pm 0.051)$$

$$\beta = (-0.0883 \pm 0.021)$$

$$E_b = 297.6 \text{ MeV}$$

Anche qui E_b è fissato, come anche τ , che serve a tener conto dell'effetto di produzione di coppie da parte dei fotoni a energia piú elevata. Il modello, tuttavia, si discosta molto lievemente da una normale logparabola, dato che il flusso della sorgente ad alte energie è molto debole.

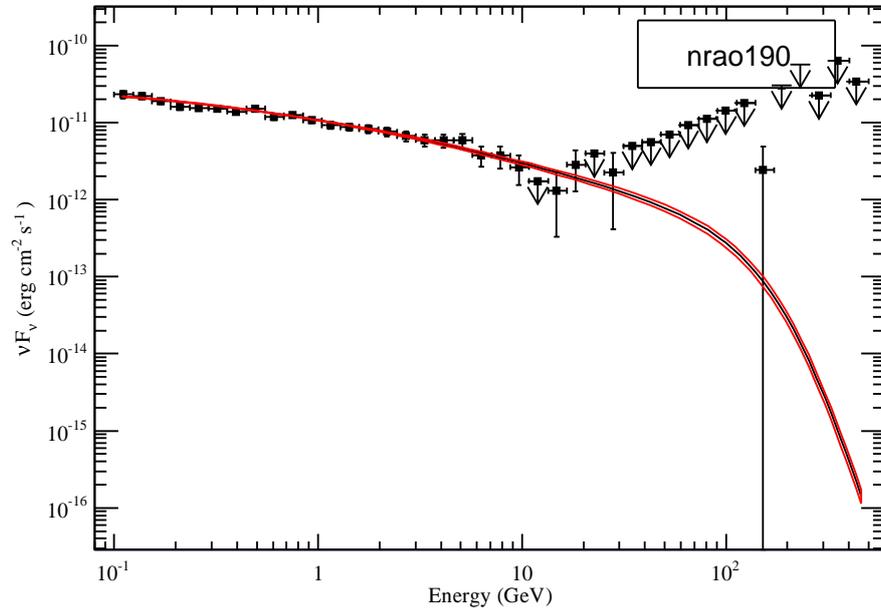


Figura 3.9: Fit globale con logparabola.

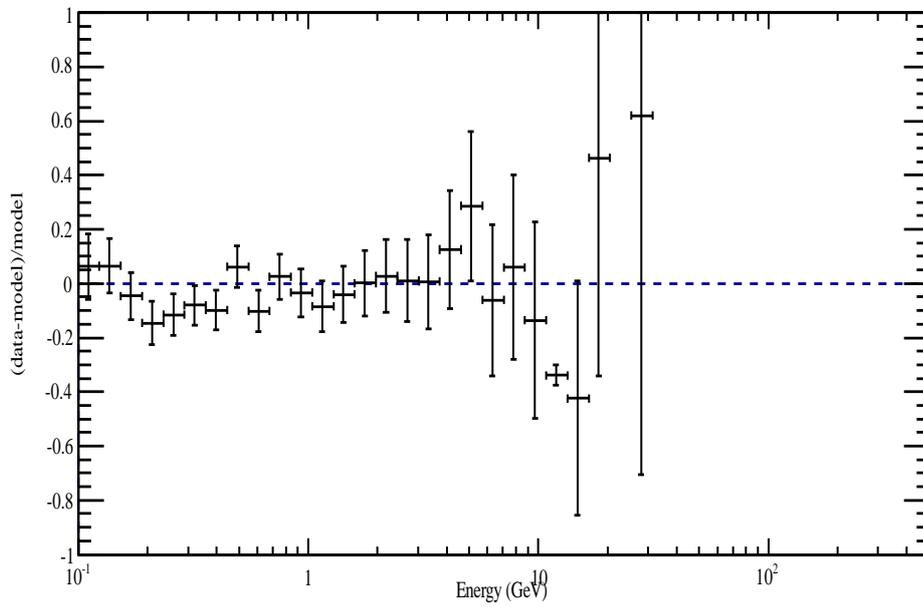


Figura 3.10: Grafico residui globale con logparabola.

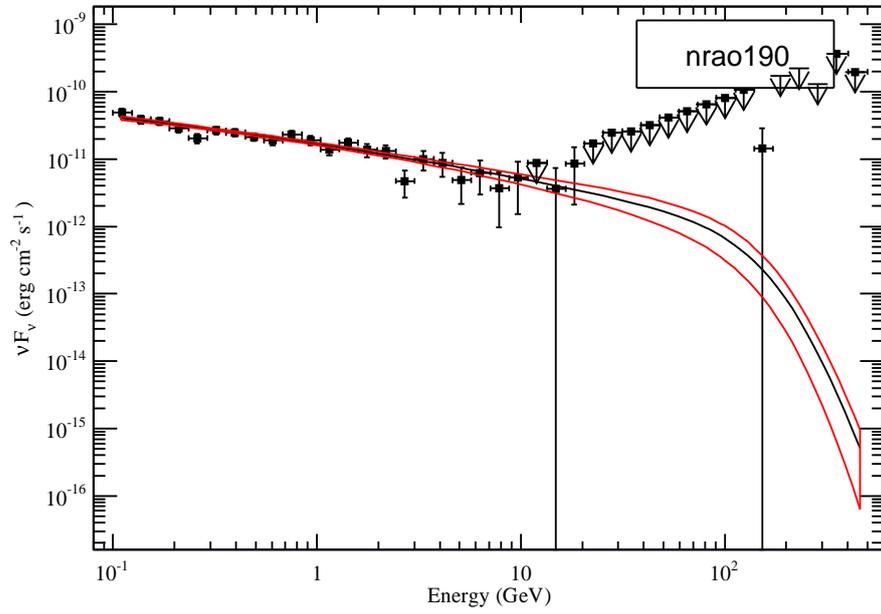


Figura 3.11: Fit del primo flare con logparabola.

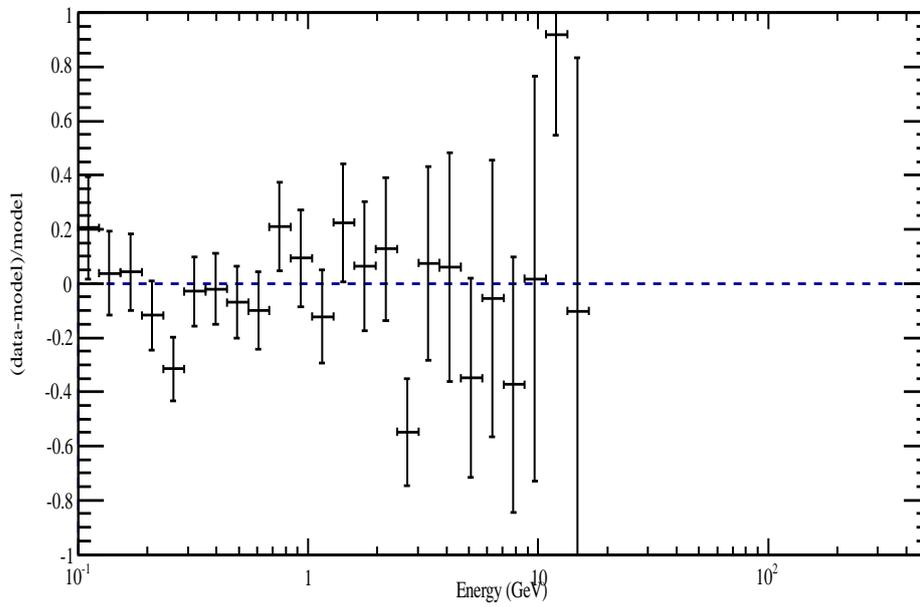


Figura 3.12: Grafico residui del primo flare con logparabola.

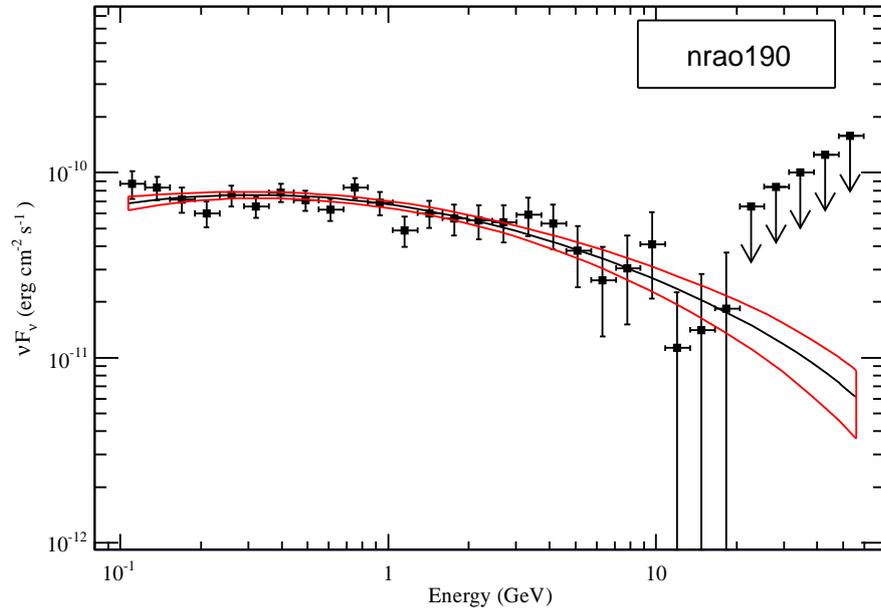


Figura 3.13: Fit del secondo flare con logparabola.

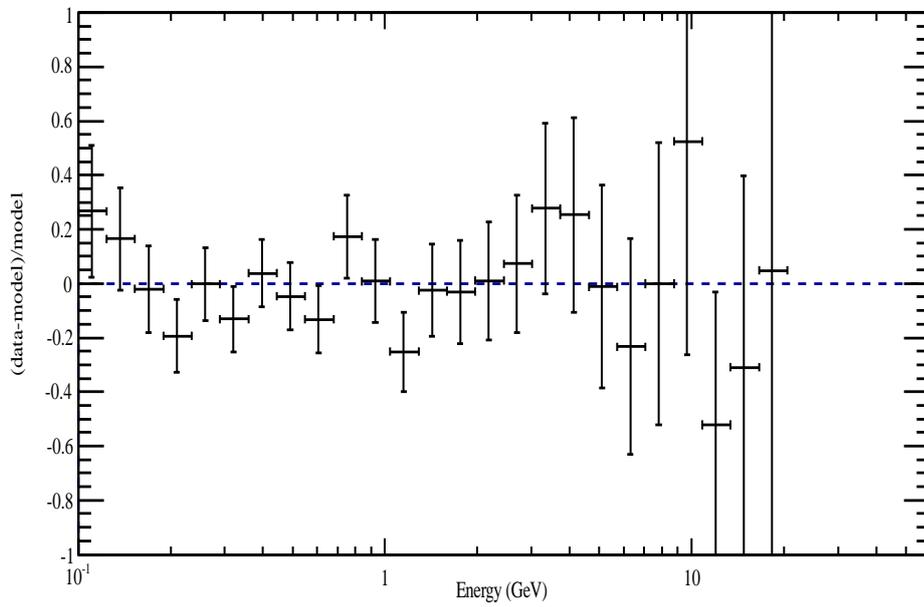


Figura 3.14: Grafico residui del secondo flare con logparabola.

Prima di passare a un confronto quantitativo dei due modelli, già ad occhio si può vedere dai grafici che il modello logparabola sembra adattarsi meglio ai dati, specialmente a quelli intorno ai 10 GeV. Per una trattazione più accurata si veda il prossimo paragrafo.

3.4 Conclusioni

Prima di passare alle vere e proprie conclusioni, è interessante esporre la curva luce creata nell'intervallo più notevole, ovvero quello del secondo flare, visibile in figura 3.15.

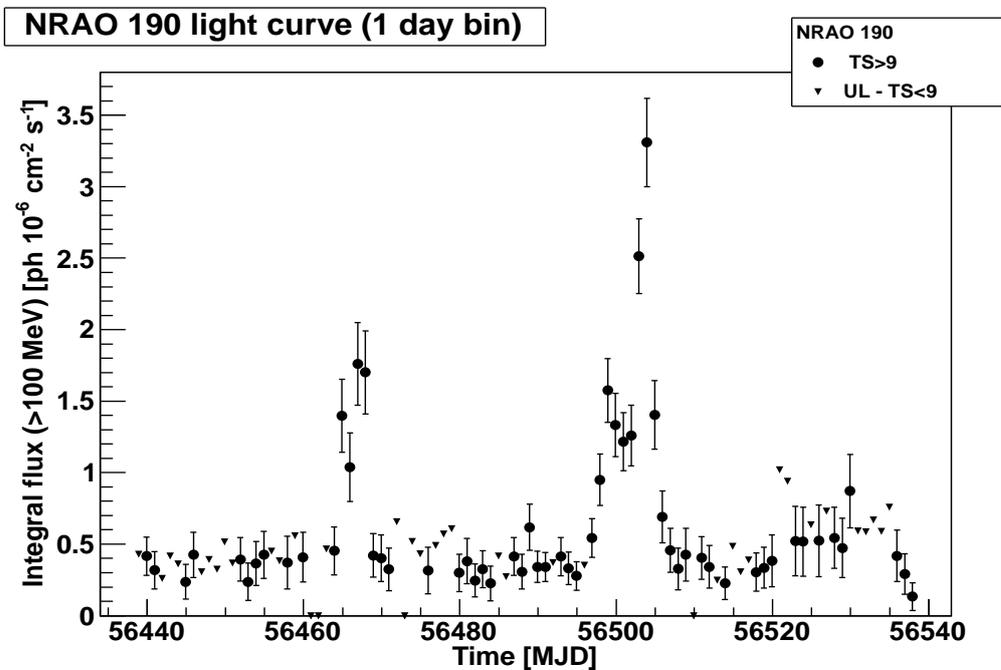


Figura 3.15: Curva luce del secondo flare con bin da un giorno, i triangolini indicano limiti superiori.

L'intervallo include il periodo di tempo subito precedente e subito successivo al secondo flare, per un totale di circa tre mesi. È interessante notare come il picco più intenso sia stato preceduto da uno più piccolo circa 35 giorni prima dell'evento principale.

Come premessa, prima di discutere le conclusioni, è necessaria una breve spiegazione sulla statistica che si utilizza. Il confronto tra i due modelli è possibile tramite il TS , usando la seguente equazione[2]:

$$\sigma = \sqrt{TS} = \sqrt{-2(\ln L_0 - \ln L_1)}$$

dove L_0 è la verosimiglianza del modello padre, cioè la legge di potenza, mentre L_1 è invece quella del modello figlio (cioè con parametri aggiuntivi rispetto al padre) o, nel nostro caso, la logparabola (senza però tener conto della modifica sopra introdotta). Legge di potenza e logparabola sono modelli detti *nested*⁸ Si noti infatti che il confronto tramite l'equazione sopra citata è possibile soltanto per modelli nidificati e, in accordo col teorema di Wilks, TS segue la distribuzione del χ^2 , con un numero di gradi di libertà pari al numero di parametri aggiuntivi per il modello padre. Si ha quindi [2]:

$$\int_{TS}^{\infty} \chi^2(\xi) d\xi = \int_{TS}^{\infty} \frac{e^{-\xi/2}}{2\sqrt{2\pi\xi}} d\xi = \int_{\sqrt{TS}}^{\infty} \frac{e^{-\eta^2/2}}{\sqrt{2\pi}} d\eta$$

utilizzando il cambiamento di variabile $\eta = \sqrt{\xi}$. In tal modo, come si può vedere, ci si è ricondotti all'integrale di una gaussiana, risultato che, nell'usuale notazione, può essere espresso in σ .

Intervallo	L_{plaw}	L_{lpar}	TS	σ
Flare 1	-187 861.2658	187 860.8234	0.90	0.94
Flare 2	-76 364.25299	76 355.9398	16.6	4.1
Globale	-359 090.5701	359 084.1965	6.4	3.6

Tabella 3.1: Nella tabella, i valori di σ dati dal confronto tra legge di potenza e logparabola.

Dalla significatività trovate si è portati a favorire il modello di emissione logparabola, almeno per l'intervallo globale e quello del secondo flare. Più attenzione richiede invece il primo flare, dove la distinzione tra i due modelli è molto più incerta. Ciò era però in qualche modo prevedibile data la forma più complicata rispetto a quella del secondo flare. Si può ad esempio ipotizzare (vedi figura 3.1) che vi sia stato un primo flare poi seguito da una nuova emissione da parte delle nubi di gas circostante che con esso avevano interagito, oppure potrebbero essersi verificati più flare che, pur non avendo un flusso particolarmente elevato se confrontati con il secondo flare, possono

⁸Con questa terminologia si intende che L_0 è un modello *nidificato*, ovvero che può essere ottenuto fissando dei parametri di L_1 (in questo caso ponendo $\beta=0$).

comunque essersi verificati in rapida successione, spiegando così i dati rilevati dal LAT. Ad ogni modo, anche se con i dati qui utilizzati è impossibile dire con certezza e precisione in che modalità si sia svolto il primo flare, si può lo stesso affermare che ciò non intacca il risultato ottenuto dagli altri due intervalli, che portano a scegliere con maggior fiducia il modello di emissione logparabola rispetto a quello della legge di potenza.

Elenco delle figure

1.1	Schema della struttura di un AGN	4
2.1	Calorimetro del LAT	21
2.2	Schema gerarchico del DAQ	23
2.3	Cielo visto nel gamma dal LAT	25
3.1	Curva luce pubblica	31
3.2	Mappa dei conteggi nella ROI di NRAO 190	32
3.3	Fit globale con legge di potenza	34
3.4	Residui del fit globale con legge di potenza	34
3.5	Fit del primo flare con legge di potenza	35
3.6	Residui del fit del primo flare con legge di potenza	35
3.7	Fit del secondo flare con legge di potenza	36
3.8	Residui del fit del secondo flare con legge di potenza	36
3.9	Fit globale con logparabola	38
3.10	Residui del fit globale con logparabola	38
3.11	Fit del primo flare con logparabola	39
3.12	Residui del fit del primo flare con logparabola	39
3.13	Fit del secondo flare con logparabola	40
3.14	Residui del fit del secondo flare con logparabola	40
3.15	Curva luce del secondo flare	41

Elenco delle tabelle

2.1	Tabella con alcuni parametri riassuntivi del LAT	18
3.1	Tabella di confronto tra i due modelli	42

Bibliografia

- [1] W. B. Atwood et al. The large area telescope on the fermi-gamma ray space telescope mission. 2009.
- [2] J. R. Mattox et al. The likelihood analysis of egret data. 1995.
- [3] W. B. Atwood P. F. Michelson and S Ritz. Fermi gamma-ray space telescope: High-energy results from the first year. 2010.
- [4] S. Buson (Univ./INFN Padova) and D. Gasparrini (ASDC/OAR-INAF). Astronomer telegram 5156. 23 Jun 2013.
- [5] S. Ciprini (Univ./INFN Perugia). Astronomer telegram 2049. 17 May 2009.
- [6] Robert C. Hartman. Steve D. Bloom et al. Thomas A. Mc Glynn. A gamma-ray flare in nrao 190. 1996.
- [7] C. Megan Urry and Paolo Padovani. Unified schemes for radio-loud active galactic nuclei. 1995.