

SCUOLA DI SCIENZE
Corso di Laurea in Astrofisica e Cosmologia
Dipartimento di Fisica e Astronomia

Ricerca dell'emissione alle alte energie
da parte delle radio galassie FRI e FR II

Tesi di Laurea Magistrale

Relatore:
Chiar.mo Prof.
Gabriele Giovannini

Presentata da:
Pierpaola Ippoliti

Co-relatori:
Dott. Marcello Giroletti
Dott. Filippo D'Ammando
Dott.ssa Monica Orienti

Sessione III
Anno Accademico 2012-2013

Questa tesi è stata svolta nell'ambito dell'Istituto di Radioastronomia -
Istituto Nazionale di Astrofisica (INAF) (Bologna).

Indice

| | |
|---|-----------|
| Introduzione | 7 |
| 1 I Nuclei Galattici Attivi | 9 |
| 1.1 Proprietà osservative e classificazione | 9 |
| 1.1.1 AGN Radio-Quiet | 11 |
| 1.1.2 AGN Radio-Loud | 13 |
| 1.1.3 Unificazione degli AGN Radio-Loud | 16 |
| 1.1.4 Spettro continuo di un AGN | 17 |
| 1.1.5 Processi di emissione | 21 |
| 2 Moti relativistici | 27 |
| 2.1 Doppler boosting | 27 |
| 2.1.1 Evidenze osservative dei moti relativistici | 28 |
| 3 Il cielo γ visto dal satellite Fermi | 33 |
| 3.1 L'astronomia γ | 33 |
| 3.2 Il Large Area Telescope | 34 |
| 3.2.1 Instrument Response Function (IRF) | 38 |
| 3.3 I cataloghi di AGN rivelati dal satellite Fermi | 41 |
| 3.3.1 LBAS | 41 |
| 3.3.2 1LAC | 42 |
| 3.3.3 2LAC | 43 |
| 3.3.4 I MAGN rivelati dal satellite Fermi: una nuova classe di sorgenti γ | 44 |
| 4 Analisi dei dati astrofisici del satellite Fermi | 47 |
| 4.1 Metodo di analisi | 47 |
| 4.1.1 Fermi Science Tools | 50 |
| 5 Il nostro campione di radio galassie: selezione e risultati dell'analisi γ | 55 |
| 5.1 Criteri di selezione del campione | 55 |
| 5.2 Analisi dei dati γ del campione | 64 |

| | | |
|----------|--|-----------|
| 5.3 | La sorgente campione: M 87 | 66 |
| 5.4 | Risultati dell'analisi γ del campione | 69 |
| 6 | Presentazione e discussione dei risultati | 73 |
| 6.1 | Confronto con i blazar e i MAGN rivelati dal satellite Fermi | 74 |
| 6.1.1 | Modelli di emissione alle alte energie | 77 |
| 6.1.2 | La sorgente B2 0331+39 | 79 |
| 6.1.3 | Emissione γ prodotta dai lobi delle radio galassie | 83 |
| 6.2 | Confronto delle proprietà γ e radio delle sorgenti del campione | 84 |
| | Conclusioni | 87 |
| | Bibliografia | 90 |
| | Elenco delle Figure | 96 |
| | Elenco delle Tabelle | 97 |

Introduzione

I Nuclei Galattici Attivi (AGN) sono tra i fenomeni energetici più affascinanti dell'Universo. Essi costituiscono il nucleo compatto e molto brillante di galassie che ospitano al centro un buco nero supermassiccio (SMBH) il quale si pensa rappresenti il motore centrale di un AGN. Questi oggetti rilasciano una notevole quantità di energia che copre tutto lo spettro elettromagnetico e la loro emissione è riconducibile principalmente a processi fisici non stellari. Lo scenario di unificazione degli AGN caratterizza le molteplici proprietà di questi oggetti in termini del differente angolo di vista rispetto ad un sistema costituito da un toro di materiale oscurante, un disco di accrescimento che alimenta il buco nero centrale supermassiccio e nubi di gas che circondano il buco nero stesso. Circa il 10% degli AGN sono forti sorgenti di emissione radio. Questi oggetti, classificati come AGN Radio-Loud (RL), sono caratterizzati da getti relativistici emessi in direzione trasversale rispetto al disco di accrescimento. Tali *outflow* di particelle relativistiche sono molto deboli o assenti negli AGN Radio-Quiet (RQ). Le principali cause di anisotropia che caratterizzano gli AGN RL sono rappresentate dal materiale oscurante del toro, che è coplanare al disco di accrescimento e probabilmente alimenta il disco stesso, e i getti radio. Questa classe di oggetti comprende le radio galassie e i blazar. In accordo con il modello unificato, le radio galassie rappresentano i blazar visti a grandi angoli di inclinazione del getto rispetto alla linea di vista, e per questo vengono definite *Misaligned* AGN (MAGN). Nei blazar la radiazione non termica emessa dai getti su scale del parsec viene amplificata da effetti relativistici dando origine a spettri di emissione piatti con elevata polarizzazione ottica e forte variabilità. Grazie al fenomeno del *Doppler boosting* sono stati rivelati blazar fino a *redshift* ~ 3 con luminosità γ apparenti dell'ordine di 10^{49} erg s $^{-1}$. Questi oggetti rappresentano, dunque, la popolazione di sorgenti più brillanti identificate nel cielo γ extragalattico.

I MAGN, a differenza dei blazar, mostrano generalmente spettri ripidi e strutture radio quasi simmetriche. In queste sorgenti, l'effetto del *Doppler boosting* è meno evidente a causa del grande angolo di inclinazione del getto rispetto alla linea di vista e quindi l'emissione radio dei getti risulta essere più debole, ad esempio, di quella proveniente dai lobi. In soli 3 mesi di osservazioni scientifiche effettuate con il *Large Area Telescope* (LAT) a bordo del satellite *Fermi* è stata rivelata, con elevata significatività, emissione γ da parte delle radio galassie NGC 1275 e Centaurus A. I

MAGN rappresentano una nuova classe, potenzialmente molto interessante, di sorgenti γ . Nonostante il miglioramento in termini di sensibilità ottenuti con il satellite *Fermi*, il numero di radio galassie rivelate nel cielo γ è sorprendentemente piccolo ponendo degli interrogativi sui meccanismi che governano l'emissione alle alte energie di questi oggetti.

Nel presente lavoro di tesi, si analizzeranno i dati γ raccolti dal LAT durante i primi 5 anni di osservazioni scientifiche per un campione di sorgenti caratterizzato dalle 10 radio galassie più brillanti selezionate dal catalogo B2 e dal *Bologna Complete Sample* (BCS). L'obiettivo principale sarà quello di migliorare la statistica e cercare di comprendere la natura dell'emissione alle alte energie da parte delle radio galassie investigando i processi fisici che entrano in gioco in questi oggetti.

Il primo capitolo riguarda la classificazione degli AGN in base alle proprietà osservative di questi oggetti e i processi di emissione che ne caratterizzano lo spettro.

Nel secondo capitolo sarà introdotto il fenomeno del *Doppler boosting* e le conseguenze degli effetti relativistici sull'emissione di radiazione.

Il terzo capitolo riguarda il cielo γ e le caratteristiche strumentali del telescopio LAT. Inoltre, si descriveranno i risultati relativi al periodo di osservazioni scientifiche del satellite *Fermi*.

Nel quarto capitolo si introdurrà il metodo statistico della *unbinned likelihood*, necessario per studiare il cielo γ a causa della scarsa statistica, e la procedura d'analisi eseguita, utilizzando il pacchetto software *Fermi Science Tools*, sui dati γ relativi al nostro campione di radio galassie.

Il quinto capitolo riguarda il campione di sorgenti studiato nel presente lavoro di tesi. In particolare, si parlerà dei criteri utilizzati per selezionare le nostre 10 radio galassie e saranno presentati i risultati dell'analisi γ eseguita sul campione.

Nel sesto capitolo si discuteranno i risultati ottenuti in relazione alle caratteristiche radio delle sorgenti del campione e si farà un confronto con i blazar e i MAGN rivelati dal satellite *Fermi*.

Capitolo 1

I Nuclei Galattici Attivi

1.1 Proprietà osservative e classificazione

Le galassie attive sono sorgenti extragalattiche caratterizzate da una regione centrale compatta e molto brillante, nota come Nucleo Galattico Attivo (AGN). La peculiarità di questi oggetti è che essi producono luminosità elevate ($10^{42} - 10^{48} \text{ erg s}^{-1}$) in un volume molto piccolo ($\ll 1 \text{ pc}^1$) e per questo motivo sono annoverate tra le sorgenti più potenti dell'Universo. L'energia emessa dagli AGN è dovuta a processi fisici non stellari, principalmente di origine non termica, come l'emissione di sincrotrone e il processo di *Inverse Compton* (§1.1.5).

Il modello *standard* che descrive la struttura fisica di un AGN è mostrato in Figura 1.1.

Secondo tale modello, al centro della galassia attiva è presente un buco nero super massiccio (SMBH) di massa compresa tra 1 milione e 10 miliardi di volte quella del Sole, il quale rappresenta il motore centrale dell'AGN e la cui energia potenziale gravitazionale è la sorgente principale della luminosità di questi oggetti.

La materia, attratta dall'elevata forza di gravità del buco nero, spiraleggia verso il centro e perde momento angolare a causa dei moti viscosi e turbolenti dando origine ad un disco di accrescimento il cui spettro mostra picchi di emissione in banda ottica, UV ed in alcuni casi anche nel *soft-X*.

L'emissione *hard-X* viene prodotta anch'essa nelle vicinanze del buco nero in corrispondenza di una regione che si trova al di sopra del disco, detta *hot corona*, permeata da elettroni relativistici.

Oltre il disco di accrescimento si trova la *Broad Line Region* (BLR), una regione caratterizzata da nubi di gas molto denso ($10^8 < n_e < 10^{11} \text{ cm}^{-3}$) ed in rapido movimento poichè soggette al potenziale del buco nero. In questa regione si originano forti righe di emissione ottica e ultravioletta che risultano essere allargate a causa dell'effetto *Doppler*. La velocità di rotazione del gas, stimata in termini di larghezza

¹1 pc $\simeq 3.08 \times 10^{18}$ cm

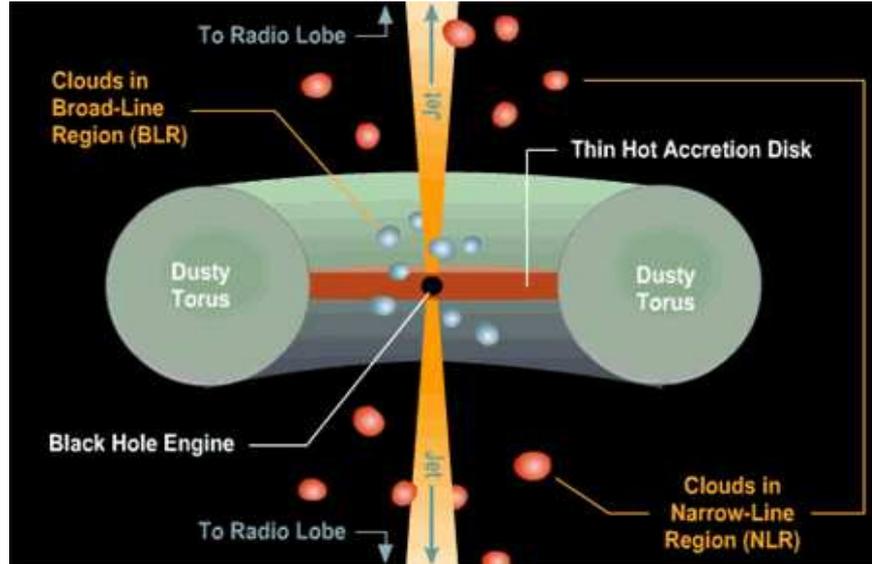


Figura 1.1: *Rappresentazione grafica della struttura fisica di un AGN.*

delle righe, è dell'ordine di $\Delta v_{FWHM} \sim 5000$ km/s.

E' possibile che la radiazione ottica e ultravioletta proveniente dalla BLR venga assorbita da un anello di polveri, detto toro molecolare, che intercetta i fotoni emessi oscurando tale regione in base all'angolo di vista dell'osservatore rispetto all'orientazione dell'AGN. Il toro molecolare si trova ad una distanza di ~ 1 pc dal nucleo ed è caratterizzato da un diametro di circa un centinaio di anni luce. L'emissione proveniente dalla BLR risulta visibile, quindi, solo nel caso in cui l'asse del toro è orientato parallelamente alla linea di vista.

Al di là del toro di polveri si trovano nubi di gas che si muovono più lentamente ($\Delta v_{FWHM} \lesssim 1000$ km/s) ed emettono righe di emissione più strette rispetto a quelle prodotte nella BLR. Queste nubi delimitano la *Narrow Line Region* (NLR), una regione con dimensioni < 1 kpc, caratterizzata da una densità elettronica sufficientemente bassa ($10^4 < n_e < 10^6$ cm $^{-3}$) da permettere la formazione di righe proibite che altrimenti sarebbero sopresse da processi collisionali. La NLR è l'unica regione ad essere spazialmente risolta, e quindi, è stato possibile caratterizzarne la morfologia. Questa regione non presenta simmetria sferica ma l'emissione risulta essere concentrata in un cono. La presenza dei cosiddetti coni di ionizzazione indica che l'emissione da parte dell'AGN è anisotropa indipendentemente dalla presenza dei getti.

Nel caso in cui il buco nero ruoti attorno al proprio asse è possibile vedere *outflow* di particelle cariche che si originano lungo i poli del toro e formano getti collimati, i quali emettono in banda radio. Il plasma che costituisce tali getti, almeno su piccola scala, viene espulso a velocità relativistiche dando origine all'emissione di sincrotrone.

Il modello appena descritto implica che AGN, apparentemente diversi, rappresentano lo stesso oggetto osservato a differenti angoli di vista. I nuclei galattici attivi sono stati classificati, quindi, empiricamente considerando la diversa orientazione degli stessi rispetto all'osservatore. (Figura 1.2).

La categoria degli AGN può essere suddivisa in due tipologie in base alle caratteristiche dello spettro ottico e ultravioletto: gli AGN di Tipo 1 presentano un continuo brillante e righe di emissione allargate dovute al gas caldo in rapido movimento localizzato nella buca di potenziale del buco nero centrale; gli AGN di Tipo 2, invece, sono caratterizzati da un continuo più debole e presentano solo righe di emissione strette poichè il gas che produce le righe allargate viene intercettato dal toro di polveri il quale assorbe l'emissione proveniente dalla BLR.

Un'ulteriore classificazione degli AGN riguarda il differente angolo di orientazione del getto relativistico rispetto alla linea di vista. Dal confronto tra l'intensità dell'emissione in banda radio a 5 GHz e l'intensità dell'emissione in banda ottica a 4400 Å (Kellermann et al. 1989), gli AGN vengono suddivisi in due classi principali: si definiscono AGN Radio-Loud (RL) gli oggetti con un rapporto di flussi radio e ottico $R_{r-o} > 10$, mentre gli AGN con $R_{r-o} < 10$ vengono detti Radio-Quiet (RQ). Attualmente, la maggior parte degli AGN noti rientra nella categoria degli oggetti RQ, mentre, solo il 10% appartiene alla classe degli AGN RL.

1.1.1 AGN Radio-Quiet

Vengono classificati come AGN RQ i seguenti oggetti:

- Galassie di tipo *Seyfert*
- *Radio Quiet Quasar*
- *Low-Ionization Nuclear Emission-Line Region*

Galassie di tipo Seyfert

Le galassie di tipo *Seyfert*, generalmente associate a galassie a spirale o galassie irregolari, sono state le prime sorgenti ad essere identificate come galassie attive da *Carl Seyfert* nel 1943. Questi oggetti, caratterizzati da una debole emissione radio ($P_{5\text{ GHz}} = 10^{20} - 10^{23} \text{ W/Hz}$), mostrano uno spettro ottico costituito da un continuo di emissione nucleare, da righe strette e, più raramente, da righe larghe. Tali galassie possono presentare, inoltre, forte emissione nucleare in banda X e, occasionalmente, deboli getti radio su piccola scala.

Le galassie di tipo *Seyfert* sono state suddivise in due categorie in base alla presenza di righe di emissione nello spettro ottico: le *Seyfert 1* (Sy1) sono caratterizzate sia da righe larghe che da righe strette e presentano, inoltre, un'emissione nucleare in banda X più potente rispetto alle *Seyfert 2* (Sy2) le quali, invece, mostrano solo righe strette.

Le osservazioni in luce polarizzata delle galassie Sy2 hanno rivelato la presenza di righe allargate la cui osservazione ha portato allo sviluppo di un modello unificato per questa tipologia di galassie. Si ritiene, dunque, che le Sy2 siano intrinsecamente le Sy1 osservate lungo la linea di vista che intercetta il toro molecolare. Tale struttura, assorbendo l'emissione del continuo non termico non permette di rilevare la BLR la cui componente polarizzata è visibile solo tramite il fenomeno della riflessione.

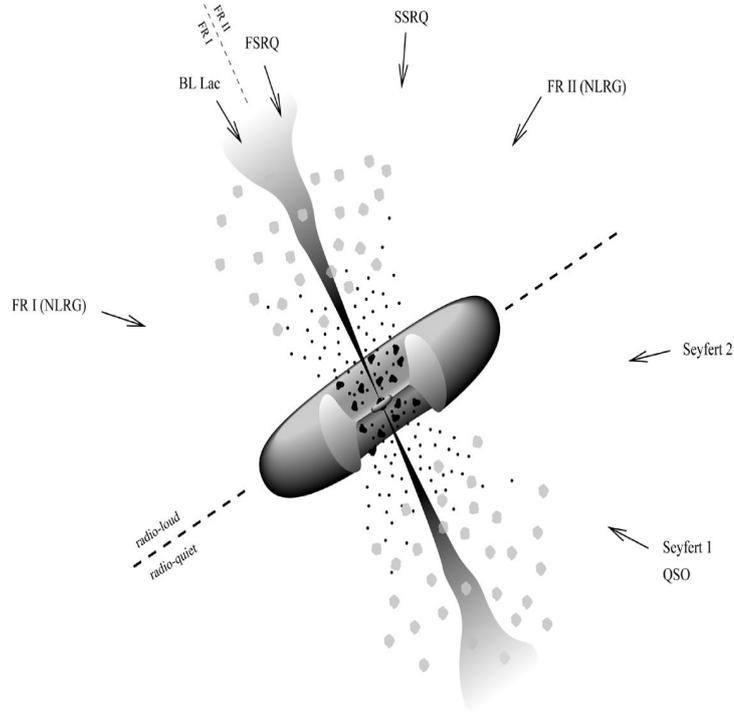


Figura 1.2: *Classificazione degli AGN in base alla diversa orientazione rispetto all'osservatore.*

Radio Quiet Quasar

I *Radio Quiet Quasar* (RQQ) rappresentano essenzialmente la versione più luminosa delle galassie Sy1 e si identificano, quindi, come AGN di Tipo 1. Il criterio per distinguere queste due sorgenti si basa su un valore limite della magnitudine ottica in banda B: $M_B > -21.5 + 5 \log h_{100}$.

I RQQ sono stati classificati originariamente come *Quasi Stellar Object* poichè, nelle immagini ottiche, la loro luminosità risulta essere più elevata rispetto a quella della galassia ospite, identificata tipicamente come una galassia ellittica. Le caratteristiche spettrali di questi oggetti sono simili a quelle delle galassie di *Seyfert*, fatta eccezione per le righe strette, generalmente più deboli rispetto alle righe allargate.

Low-Ionization Nuclear Emission-Line Region

Le *low-ionization nuclear emission-line region galaxies* (LINER) sono state identificate per la prima volta da *Heckman* nel 1980 e rappresentano la versione meno luminosa delle galassie di *Seyfert*. Spettroscopicamente questi oggetti sono simili alle Sy2 eccetto per le forti righe di bassa ionizzazione (e.g., [O I] λ 6300 e [N II] λ 6548, 6583). Le LINER rappresentano la tipologia di AGN più comune e sono generalmente associate a galassie a spirale (almeno il 30% delle galassie a spirale presenta questo fenomeno) (Ho et al. 1994).

1.1.2 AGN Radio-Loud

Per quanto riguarda gli AGN RL, è possibile suddividere questa classe di oggetti in due categorie:

- Radio galassie
- *Blazar*

Radio galassie

Nel 1974 *Fanaroff* e *Riley* classificarono le radio galassie, in base alla luminosità, in due categorie distinte ciascuna delle quali caratterizzata dalla propria morfologia (Fanaroff & Riley 1974). In particolare, le radio galassie caratterizzate da una potenza radio a 1.4 GHz ($P_{1.4 \text{ GHz}}$), $< 10^{24.5} \text{ WHz}^{-1}$, vengono classificate come *Fanaroff-Riley* di tipo I (FRI), mentre le radio galassie caratterizzate da una luminosità più elevata, $P_{1.4 \text{ GHz}} > 10^{24.5} \text{ WHz}^{-1}$, sono definite *Fanaroff-Riley* di tipo II (FRII). Queste sorgenti extragalattiche sono associate generalmente a galassie ellittiche giganti e sono caratterizzate da uno spettro dominato dall'emissione in banda radio.

Dal punto di vista morfologico, le principali componenti strutturali delle radio galassie sono le seguenti:

- **nucleo centrale:** regione compatta caratterizzata da uno spettro di emissione piatto ($\alpha \sim 0$).
- **getti:** *outflow* di plasma relativistico che si originano dal nucleo centrale dell'AGN e si estendono fino a distanze dell'ordine del kpc o anche del Mpc. In banda radio i getti emettono radiazione di sincrotrone con uno spettro rappresentato da una legge di potenza, $S_\nu \propto \nu^{-\alpha}$, con indice spettrale $\alpha \sim 0.6$ (Muxlow & Garrington 1991). A volte i getti sono visibili anche in banda ottica e in banda X (Harris & Krawczynski 2006). I processi fisici coinvolti sono l'emissione di sincrotrone e l'*Inverse Compton* (§1.1.5).

- **hot spot**: regioni compatte e brillanti che si trovano alle estremità dei getti. Le *hot spot* vengono prodotte quando il getto interagisce con il mezzo circostante generando *shock* che riaccelerano le particelle. Il loro spettro di emissione è una legge di potenza con $\alpha \sim 0.5$. In alcuni casi, e.g. Cygnus A, è stata osservata emissione X proveniente dalle *hot spot* che può essere spiegata assumendo il modello del *Synchrotron Self-Compton* (§1.1.5) con un campo magnetico vicino all'equipartizione¹. In altri casi, invece, come per la radio galassia Pictor A, il modello del *Synchrotron Self-Compton* non è sufficiente a giustificare l'emissione X proveniente da queste regioni (Wilson et al. 2001).
- **lobi**: strutture estese e diffuse che si formano in direzioni opposte rispetto al nucleo centrale e possono raggiungere distanze dell'ordine del Mpc. Il plasma che costituisce i lobi emette radiazione di origine non termica. In particolare, l'emissione radio è dovuta alla radiazione di sincrotrone con indice spettrale ripido a causa delle perdite radiative, mentre in banda X, il processo di emissione coinvolto è l'*Inverse Compton* tra gli elettroni relativistici e i fotoni freddi della radiazione cosmica di fondo (Migliori et al. 2007). Recentemente, il satellite *Fermi* (§ 3.2) ha rivelato emissione γ proveniente dai lobi della radio galassia Centaurus A (Abdo et al. 2010d).

In Figura 1.3 è mostrata la differente morfologia che caratterizza le due tipologie di radio galassie: le FRII (*edge-brightened*) presentano getti deboli e collimati, spesso *one-sided*, che terminano nelle *hot spot* poste all'estremità di lobi ben definiti (immagine sinistra). Al contrario, gli oggetti appartenenti alla classe delle FRI (*edge-darkened*) sono caratterizzati da getti tipicamente *two-sided* e poco collimati a causa dell'inefficienza nei meccanismi di trasporto radiativo, con strutture radio estese più distorte (immagine destra).

Sulla base della spettroscopia ottica, è possibile classificare le FRII in due tipologie: le *Broad-Line Radio Galaxies* (BLRG), appartenenti alla categoria degli AGN di tipo 1, sono caratterizzate da un continuo brillante e righe di emissione allargate, e le *Narrow-Line Radio Galaxies* (NLRG), definite AGN di tipo 2, il cui spettro mostra un continuo debole e righe di emissione strette. Le radio galassie FRI, invece, presentano solo righe di emissione strette, probabilmente perchè sono più povere di gas.

Oltre alle radio galassie FRI e FRII esiste un'altra classe di oggetti ad alta potenza radio, le *Compact Sources*, le quali rappresentano una frazione non trascurabile (dal 10% al 30%) dei cataloghi di radio sorgenti limitati in flusso. Questi oggetti hanno dimensioni molto piccole, generalmente ≤ 20 kpc, e quindi sono più piccole della galassia ospite. La loro compattezza è dovuta probabilmente al fatto che queste sorgenti sono giovani radio galassie in espansione che interagiscono con il mezzo

¹L'equipartizione (energia minima) si raggiunge quando l'energia viene equamente distribuita tra particelle relativistiche e campo magnetico.

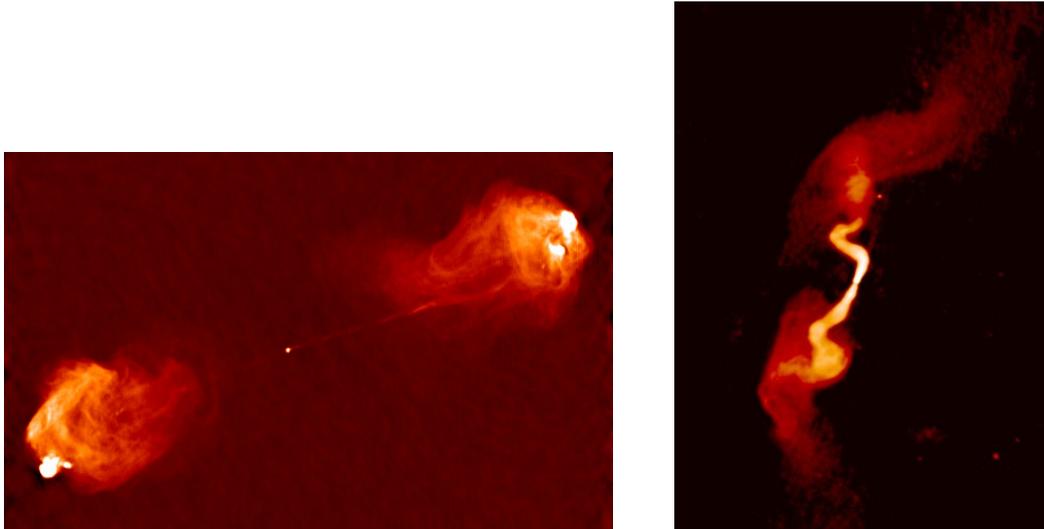


Figura 1.3: Nell'immagine a sinistra è mostrata la radio galassia FR II Cygnus A (3C 405). L'immagine a destra rappresenta la FRI 3C 31. È evidente la morfologia differente che caratterizza le due radio galassie.

interstellare (ISM), come suggerito dalle stime dell'età di questi oggetti ($10^3 - 10^6$ yr) ottenute tramite lo studio della velocità di separazione delle *hot spot* (età cinematica) (Polatidis & Conway 2003) e dell'età radiativa (Murgia 2003).

Blazar

I blazar, associati anch'essi a galassie ellittiche giganti, rappresentano una classe di oggetti caratterizzata da uno spettro di emissione radio estremamente piatto, una significativa polarizzazione ottica e una forte variabilità sia in banda ottica che alle altre lunghezze d'onda. Nel caso in cui la variabilità ottica si verifica su tempi scala corti, ci si riferisce a tali oggetti con il nome di *Optical Violently Variable* (OVV). La categoria dei blazar può essere suddivisa in due sottoclassi: gli oggetti di tipo *BL Lacertae* (BL Lac) che presentano una completa, o quasi, assenza di righe di emissione, e i *Flat Spectrum Radio Quasar* (FSRQ), generalmente più distanti e più luminosi, i quali, invece, sono caratterizzati da forti righe di emissione. Gli oggetti BL Lac, nonostante appartengano alla categoria degli AGN di tipo 1, presentano caratteristiche spettrali inusuali; ciò perchè gli effetti relativistici amplificano l'emissione continua rendendo così invisibili le righe strette e larghe e, probabilmente, anche perchè questi oggetti sono intrinsecamente più poveri di gas. Anche i FSRQ (*core-dominated*) sono definiti AGN di tipo 1 e rappresentano, insieme agli oggetti *Steep Spectrum Radio Quasar* (SSRQ) (*lobe-dominated*), la controparte a luminosità più elevate delle BLRG.

1.1.3 Unificazione degli AGN Radio-Loud

Lo scenario di unificazione degli AGN RL si basa su due cause di anisotropia, il riprocessamento nell'infrarosso della luce ultravioletta assorbita dal materiale otticamente spesso del toro, e il *beaming* relativistico dovuto ai getti radio. Sorgenti apparentemente diverse appartengono, in realtà, alla stessa classe di oggetti. In particolare, si ritiene che i BL Lac e i FSRQ rappresentino la controparte allineata su piccoli angoli di vista, rispettivamente, delle radio galassie FRI e FRII, identificate come *Misaligned* AGN (MAGN). Il modello di unificazione (Urry & Padovani 1995) implica che tutte le proprietà isotrope, indipendenti quindi dall'orientazione, degli oggetti BL Lac e FSRQ siano simili a quelle della loro cosiddetta *Parent Population* (FRI e FRII).

Proprietà isotrope dei blazar e delle radio galassie

Lo studio delle proprietà isotrope degli AGN è molto importante in quanto permette di comprendere il comportamento di queste sorgenti e di testare l'ipotesi del modello unificato. In relazione allo studio dell'emissione radio estesa, evidenze osservative dimostrano che la potenza media dei blazar è confrontabile con quella delle radio galassie. Tale emissione estesa, non essendo soggetta ad effetti relativistici, è una forte indicazione dell'analogia tra le due categorie di sorgenti. Prendendo in considerazione gli oggetti BL Lac e le radio galassie FRI è possibile, tuttavia, che non tutti i BL Lac rappresentino le radio galassie FRI allineate con la linea di vista; in particolare, sono stati osservati alcuni oggetti BL Lac ad alto z ($\gtrsim 0.2$), caratterizzati da luminosità elevate, con morfologie radio più simili alle FRII rispetto alle FRI (Murphy et al. 1993). Questo comportamento riguarda solo una frazione relativamente piccola di oggetti che si distribuisce nella parte finale della funzione di luminosità delle FRI, quindi, non rappresenta tanto un elemento di discussione riguardo l'unificazione tra BL Lac e FRI, quanto riflette la distinzione non netta tra le FRI e le FRII nell'intervallo in cui i valori della luminosità coincidono. Inoltre, un certo numero di radio galassie FRII dette *Low Excitation Radio Galaxies* (LEG), mostra spettri ottici a bassa eccitazione (Laing et al. 1994). Queste sorgenti, nonostante siano morfologicamente delle radio galassie FRII, mostrano uno spettro ottico con proprietà simili alle FRI e quindi, nello scenario di unificazione, è possibile che le LEG appartengano alla classe delle radio galassie di bassa potenza. Ciò potrebbe giustificare la presenza di BL Lac caratterizzati da morfologia radio confrontabile con una radio galassia FRII senza necessariamente associarli alle sorgenti di alta potenza. In base al modello unificato, i blazar dovrebbero essere caratterizzati da valori della luminosità delle righe strette consistenti con quelli delle radio galassie. Considerando la correlazione intrinseca tra la luminosità delle righe strette e l'emissione radio estesa (Baum & Heckman 1989; Zirbel & Baum 1995), il confronto deve essere fatto considerando oggetti con luminosità radio estesa simile. Dall'analisi osservativa, è

evidente che i blazar presentano sistematicamente una luminosità della riga dell'[O III] maggiore rispetto a quella delle radio galassie (Jackson & Browne 1990). Questa riga sembra essere emessa anisotropicamente rispetto alla riga dell'[O II] (Hes et al. 1993), probabilmente a causa del contributo della BLR e/o del parziale oscuramento da parte del toro di polveri (Laing et al. 1994). Considerando gli oggetti SSRQ e le radio galassie FR II, la luminosità della riga dell'[O II] assume valori confrontabili come ci si aspetterebbe dal modello unificato. Per quanto riguarda i BL Lac e le FRI, non è chiaro se la luminosità delle righe strette degli oggetti BL Lac (nei rari casi in cui è possibile osservare le righe) sia consistente con quella delle FRI. Il fatto che siano state osservate in alcuni BL Lac le righe di emissione allargate del [Mg II] (Stickel et al. 1993) significa che, se il modello unificato è corretto, alcune FRI devono avere la BLR oscurata. In analogia con i quasar, il materiale oscurante del toro potrebbe, quindi, spiegare la discrepanza tra la riga di emissione dell'[O III] e dell'[O II]. Un'ulteriore prova a favore dello scenario di unificazione è rappresentata dal confronto della morfologia e della magnitudine della galassia ospite tra le due classi di oggetti. Evidenze osservative mostrano che, per $z \lesssim 0.2$, i blazar, come le radio galassie, sono oggetti associati a galassie ellittiche giganti; a *redshift* più alti invece, nel caso dei BL Lac, limiti osservativi non permettono l'identificazione ottica della galassia ospite.

1.1.4 Spettro continuo di un AGN

Una delle caratteristiche principali che descrivono un AGN è rappresentata dalla *Spectral Energy Distribution* (SED), definita come la densità di flusso in funzione della frequenza (Figura 1.4). L'emissione di un AGN RL si estende su tutto lo spettro elettromagnetico, dalla banda radio alla banda gamma. Queste sorgenti rappresentano, dunque, gli oggetti più luminosi del cielo extragalattico, eccetto nell'intervallo tra l'infrarosso e l'ultravioletto. In generale, la SED di un AGN RL è rappresentata da una legge di potenza:

$$\nu S(\nu) \propto \nu^{-\alpha} \quad [\text{erg s}^{-1} \text{Hz}^{-1} \text{cm}^{-2}] \quad (1.1)$$

dove α è l'indice spettrale e $S(\nu)$ è la densità di flusso per unità di frequenza. Convenzionalmente, l'indice spettrale positivo caratterizza una sorgente la cui densità di flusso decresce all'aumentare della frequenza. Modellando lo spettro di un AGN su un ampio intervallo di frequenze si ottiene un valore dell'indice spettrale compreso tra 0 e 1. Ciò significa che la maggior parte dell'emissione è di origine non termica, anche se la complessità dello spettro suggerisce un continuo caratterizzato da molteplici componenti dominate da diversi processi fisici.

L'emissione radio rappresenta una frazione trascurabile della luminosità bolometrica ed ha un'origine non termica. Le onde radio vengono emesse attraverso la radiazione di sincrotrone prodotta dagli elettroni relativistici che spiraleggiano attorno alle linee di forza del campo magnetico (§ 1.1.5). Gli elettroni, costretti a cambiare

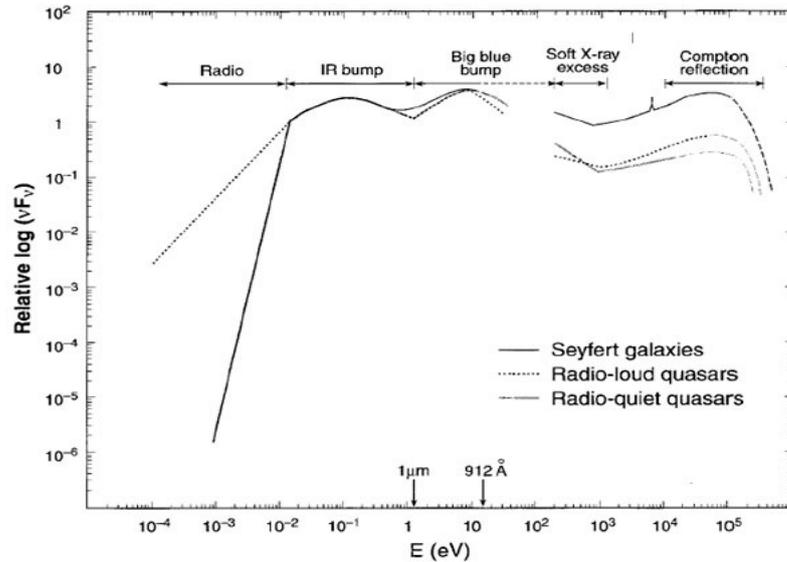


Figura 1.4: *Spectral Energy Distribution (SED) di un AGN. La linea continua indica la SED di una galassia di Seyfert, la linea punteggiata rappresenta la SED di un AGN RL, mentre, la linea tratto-punto è relativa alla SED di un RQQ.*

direzione, vengono accelerati irradiando energia elettromagnetica. La frequenza della radiazione emessa dipende dall'intensità del campo magnetico e dall'energia degli elettroni. Gli AGN RL, a differenza degli oggetti RQ, sono forti sorgenti radio poiché gli elettroni relativistici che costituiscono i getti emettono radiazione di sincrotrone. La regione spettrale compresa tra 2 e 200 μm è caratterizzata dal continuo infrarosso (IR) che rappresenta, in media, il 30 % della luminosità bolometrica. La forma dello spettro è caratterizzata da un minimo a circa 1 – 2 μm , che corrisponde alla temperatura di sublimazione della maggior parte della polvere (T varia tra 1000 e 2000 K in base alla composizione dei grani di polvere), da un *bump* IR, tipicamente tra 10 e 30 μm , dovuto all'emissione termica della polvere ($50 < T < 1000$ K) e da un *cut-off* ($\alpha > 3$) a lunghezze d'onda maggiori, tipico di uno spettro a bassa energia.

L'emissione ottica/UV è caratterizzata, invece, dal cosiddetto *Big Blue Bump* (BBB), il quale si estende dai 4000 \AA ai 1000 \AA , con un picco di energia attorno a 1200 \AA . Lo spettro di emissione ottica/UV è generato da una sovrapposizione di spettri di radiazione di corpo nero prodotta dal plasma termico ($T = 10^4 - 10^6$ K) che costituisce il disco di accrescimento. Non sappiamo se il BBB si estenda a lunghezze d'onda minori in quanto, tra i 900 \AA e i 1000 \AA , la nostra galassia è opaca alla radiazione a causa dell'assorbimento dell'idrogeno neutro.

La radiazione X si estende da circa 0.1 keV (*cut-off* dovuto all'assorbimento galattico), fino a 300 keV. La componente primaria dello spettro X è rappresentata da una legge

di potenza che si estende da 1 keV ad oltre 100 keV, dovuta al processo di *Inverse Compton* tra gli elettroni relativistici della corona ($T = 10^8 - 10^9$ K) e i fotoni più freddi del disco di accrescimento. Nel caso degli AGN RQ, il valore tipico dell'indice spettrale della legge di potenza è tra -0.8 e -1 . Gli AGN RL presentano, invece, uno spettro più piatto ($-0.5 < \alpha < -0.7$) a causa di una componente aggiuntiva dovuta all'*Inverse Compton* tra gli elettroni relativistici del getto e i fotoni radio. Tra gli 80 keV e i 300 keV è visibile il *cut-off* esponenziale della legge di potenza in quanto fotoni ed elettroni sono caratterizzati dalla stessa energia. In aggiunta alla legge di potenza è stata osservata una componente di emissione *soft* con $kT \sim 0.1 - 0.2$ keV. L'origine fisica di questo *soft-excess* potrebbe essere dovuta, ad esempio, al processo di *scattering Compton* nella *hot* corona. L'emissione primaria può essere riflessa tramite lo *scattering Thomson* da parte del gas ionizzato presente nel disco di accrescimento e le principali caratteristiche di questa componente riflessa sono un continuo con picco a 30 keV, dovuto allo *scattering Compton* degli elettroni, ed un *cut-off* a 4-5 keV, dovuto all'assorbimento fotoelettrico della radiazione incidente a più bassa energia. Negli AGN RL la maggior parte dell'energia prodotta viene emessa nei raggi γ . L'emissione γ costituisce la parte centrale del presente lavoro di tesi e in questo regime ($E > 100$ MeV) è possibile studiare il comportamento di alcuni tra gli oggetti più energetici ed estremi dell'Universo.

Blazar sequence

I blazar rappresentano la popolazione dominante tra le sorgenti extragalattiche identificate nel cielo γ ($\sim 97\%$, Nolan et al. 2012). Questi oggetti sono caratterizzati da una tipica SED a doppio picco: il primo si osserva in corrispondenza della banda IR/ottica per la categoria dei *red blazar* (che include i FSRQ e i *Low-energy peaked* BL Lac), e a frequenze UV/X nel caso dei cosiddetti *blue blazar* (che comprendono gli *High-energy peaked* BL Lac). Il primo picco è dovuto alla radiazione non termica di sincrotrone emessa dagli elettroni relativistici che costituiscono il getto. Il secondo picco, che si trova ad energie dell'ordine del MeV-GeV per i *red blazar* e del TeV per i *blue blazar*, è dovuto probabilmente al processo di *scattering Compton* dei fotoni seme, interni o esterni al getto, da parte degli elettroni relativistici (§ 1.1.5). Questa apparente dicotomia è stata risolta interpretando la caratteristica SED dei blazar come un continuo con picchi di emissione che si spostano a frequenze maggiori al diminuire della luminosità bolometrica. In particolare, Fossati et al. (1998) studiando un campione di 126 blazar, 33 dei quali sono stati rivelati in banda γ dal satellite EGRET (*Energetic Gamma-ray Experiment Telescope*)(§ 3.1), ha definito la cosiddetta *blazar sequence* in cui il primo picco corrisponde a differenti intervalli di frequenza in base a diversi valori della luminosità: i blazar con luminosità bolometrica maggiore sono caratterizzati da una frequenza di picco minore (*red blazar*), mentre i blazar con luminosità bolometrica minore hanno frequenza di picco maggiore (*blue blazar*).

La *blazar sequence* è stata interpretata da Ghisellini et al. (1998) come conseguenza del differente *cooling* radiativo subito dagli elettroni provenienti da blazar di diversa potenza. In particolare, gli elettroni provenienti dai blazar con potenza maggiore subiscono maggiormente il processo di raffreddamento radiativo poiché la densità dei fotoni è più alta e quindi le perdite radiative sono maggiori e il picco di emissione si sposta a frequenze più basse.

Nel presente lavoro di tesi vengono analizzati i dati γ relativi ad un campione di radio galassie (§ 5.1). Questi oggetti rappresentano una nuova classe di sorgenti γ come rivelato dalle osservazioni ottenute con il satellite EGRET che ha identificato due radio galassie (Cen A, NGC 6251) come controparti di sorgenti γ . Confrontando la SED dei blazar con quella relativa alle due radio galassie rivelate da EGRET ad alte energie, Ghisellini et al. (2005) sottolineano come queste sorgenti mostrino la caratteristica SED a doppio picco, tipica dei blazar, suggerendo un'origine simile dei meccanismi che determinano l'emissione alle alte energie di questi oggetti (Figura 1.5).

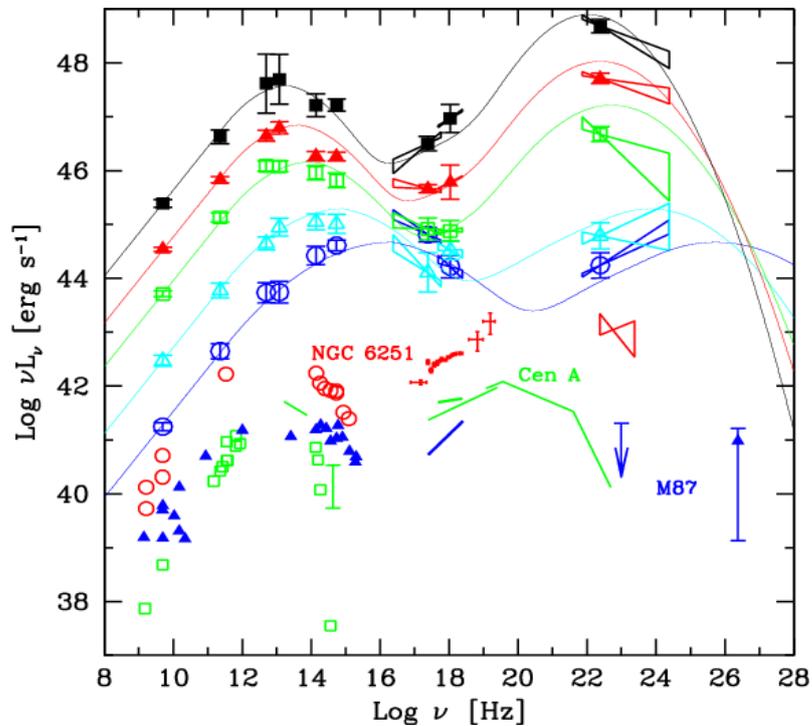


Figura 1.5: Confronto tra la SED delle radio galassie NGC 6251, Cen A e M87 e la *blazar sequence* proposta da Fossati et al. (1998). Lo spettro hard-X [2-10 keV] dei blazar è stato elaborato da Donato et al. (2001).

1.1.5 Processi di emissione

La conoscenza dei meccanismi di emissione che danno origine alla produzione energetica di un AGN è di fondamentale importanza per comprendere le caratteristiche spettrali di queste sorgenti extragalattiche e per ottenere informazioni riguardo le condizioni fisiche presenti nelle regioni che la radiazione ha attraversato. L'emissione di un AGN RL è determinata principalmente da processi fisici non termici che coinvolgono sia fotoni che particelle, quest'ultime caratterizzate da una distribuzione di energia non Maxwelliana.

La radiazione di sincrotrone

La radiazione di sincrotrone si origina dall'interazione tra elettroni relativistici e il campo magnetico. Nel momento in cui gli elettroni relativistici attraversano regioni permeate da un campo magnetico perdono energia spiraleggiando attorno alle linee di forza del campo (Figura 1.6).

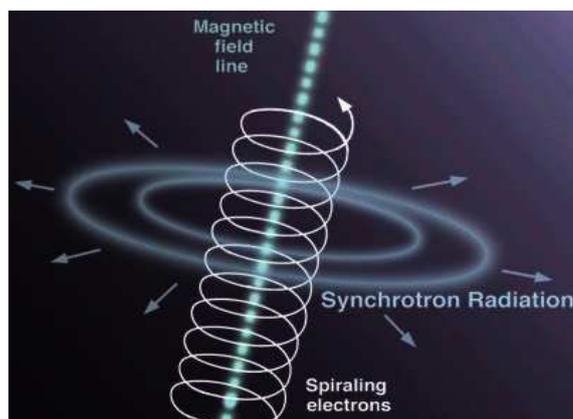


Figura 1.6: *Rappresentazione grafica del processo di emissione di sincrotrone.*

La radiazione di sincrotrone risulta essere fortemente polarizzata in quanto, a causa della direzionalità del campo magnetico, non viene emessa su tutto l'angolo solido, bensì all'interno di un cono di apertura $\alpha \propto 1/\gamma$ in direzione del moto (γ rappresenta il fattore di *Lorentz*).

È possibile descrivere le perdite di energia dell'elettrone relativistico utilizzando la formula di *Larmor* che esprime la potenza emessa come:

$$P_{syn} = \frac{4}{3} \sigma_T c U_B \gamma^2 \beta^2 \quad (1.2)$$

dove σ_T rappresenta la sezione d'urto *Thomson*², e $U_B = B^2/8\pi$ è la densità di energia magnetica.

La distribuzione di energia degli elettroni relativistici che danno origine alla radiazione di sincrotrone è rappresentata da una legge di potenza:

$$N(\gamma) = N_0\gamma^{-p} = N(E)\frac{dE}{d\gamma} \quad \gamma_{min} < \gamma_e < \gamma_{max} \quad (1.3)$$

Se l'equazione sopra rappresenta una densità, per ottenere l'emissività prodotta dagli elettroni relativistici (i. e., la potenza per unità di angolo solido emessa entro l'unità di volume), si deve integrare su γ il prodotto tra $N(\gamma)$ e la potenza di un singolo elettrone con un certo γ , $P(\gamma, \nu, \theta)$, e dividere per 4π (assumendo che l'emissione sia isotropa):

$$\varepsilon_{syn}(\nu, \theta) = \frac{1}{4\pi} \int_{\gamma_{min}}^{\gamma_{max}} N(\gamma)P(\gamma, \nu, \theta)d\gamma \quad (1.4)$$

Risolvendo l'integrale, si ottiene:

$$\varepsilon_{syn}(\nu, \theta) = N_0 B^{\frac{(s+1)}{2}} \nu^{-\frac{(s-1)}{2}} \quad [erg \text{ cm}^{-3} s^{-1} sr^{-1}] \quad (1.5)$$

È importante notare che la distribuzione di energia degli elettroni produce uno spettro di emissione a legge di potenza e che i due indici spettrali sono legati tra loro. Indicando con α l'indice spettrale della radiazione, avremo che:

$$\varepsilon_{syn}(\nu) \propto \nu^{-\alpha} \quad (1.6)$$

dove $\alpha = (s - 1)/2$.

Il processo di *Inverse Compton*

Il processo di *Inverse Compton* (IC) si origina dall'interazione tra un elettrone relativistico e un fotone: l'elettrone, essendo caratterizzato da un'energia maggiore, trasferisce parte della sua energia al fotone che viene, quindi, diffuso a frequenze maggiori (Figura 1.7).

È possibile calcolare le perdite di energia per IC considerando la densità $n(\varepsilon)$ dei fotoni con energia $\varepsilon = h\nu$, la velocità v dell'elettrone e l'angolo ψ tra la velocità dell'elettrone e la direzione del fotone incidente:

$$\frac{dE_\gamma}{dt} = \sigma_T c \gamma^2 \int (1 - \beta \cos\psi)^2 \varepsilon n(\varepsilon) d\varepsilon \quad (1.7)$$

il termine $c(1 - \beta \cos\psi)$ rappresenta la velocità relativa tra l'elettrone e il fotone incidente. Assumendo che i fotoni siano distribuiti isotropicamente, la potenza emessa diventa:

$$\frac{dE_\gamma}{dt} = \sigma_T c \gamma^2 \left(1 + \frac{\beta^2}{3}\right) U_r \quad (1.8)$$

² $\sigma_T = 6.65 \times 10^{-25} \text{ cm}^2$

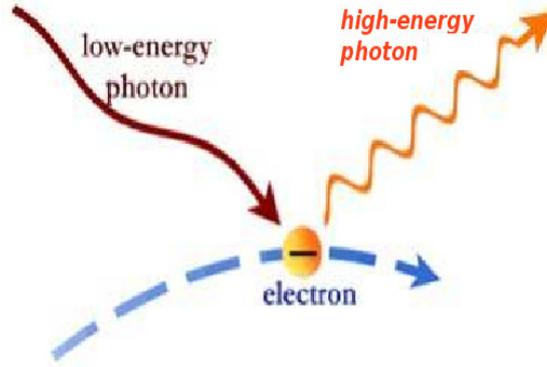


Figura 1.7: *Rappresentazione schematica del processo di Inverse Compton.*

dove $U_r = \int \epsilon n(\epsilon) d\epsilon$ rappresenta la densità di energia della radiazione prima dell'interazione.

Per calcolare le perdite di energia dell'elettrone bisogna sottrarre la potenza iniziale della radiazione diffusa:

$$P_c(\gamma) = \frac{dE_\gamma}{dt} - \sigma_T c U_r = \frac{4}{3} \sigma_T c \gamma^2 \beta^2 U_r \quad (1.9)$$

L'emissività del processo di IC si può derivare, come per la radiazione di sincrotrone, assumendo che la distribuzione di energia degli elettroni sia rappresentata da una legge di potenza (1.3). L'emissività sarà data, quindi, dalla seguente espressione:

$$\epsilon_c(\nu_c) d\nu_c = \frac{1}{4\pi} m_e c^2 P_c(\gamma) N(\gamma) d\gamma \quad (1.10)$$

da cui:

$$\epsilon_c(\nu_c) = \frac{1}{4\pi} \frac{(4/3)^\alpha}{2} \sigma_T c N_0 \frac{U_r}{\nu_0} \left(\frac{\nu_c}{\nu_0} \right)^{-\alpha} \quad (1.11)$$

Anche in questo caso lo spettro è descritto da una legge di potenza con $\alpha = (p - 1)/2$. Integrando la 1.10 su tutte le frequenze dei fotoni incidenti (si assume che i fotoni non sono monocromatici), avremo che:

$$\epsilon_c(\nu_c) \propto N_0 \nu_c^{-\alpha} \int \frac{U_r(\nu) \nu^\alpha}{\nu} d\nu \quad [erg \text{ cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \text{ sr}^{-1}] \quad (1.12)$$

dove $U_r(\nu)$ è la densità di energia specifica della radiazione che descrive il campo dei fotoni diffusi.

Consideriamo una popolazione di elettroni relativistici immersi in una regione permeata da un campo magnetico. Queste particelle perdono energia dando origine alla

radiazione di sincrotrone. I fotoni così prodotti avranno una certa probabilità di interagire con la stessa popolazione di elettroni relativistici tramite IC e il processo che ne deriva viene detto *Synchrotron-Self Compton* (SSC). È possibile, inoltre, che i fotoni che interagiscono con la popolazione di elettroni relativistici provengano da regioni esterne come il disco, la BLR, il toro, la *hot* corona o la radiazione cosmica di fondo (CMB). In tal caso, il processo viene detto *External Compton* (EC).

Produzione di coppie $e^- - e^+$

La produzione di coppie $e^- - e^+$ è un processo fisico che si verifica solo quando un fotone con energia $E > 2m_e c^2$ interagisce con la forza coulombiana di un nucleo convertendo la sua energia nella massa della coppie $e^- - e^+$ nel campo elettrico del nucleo (Figura 1.8).

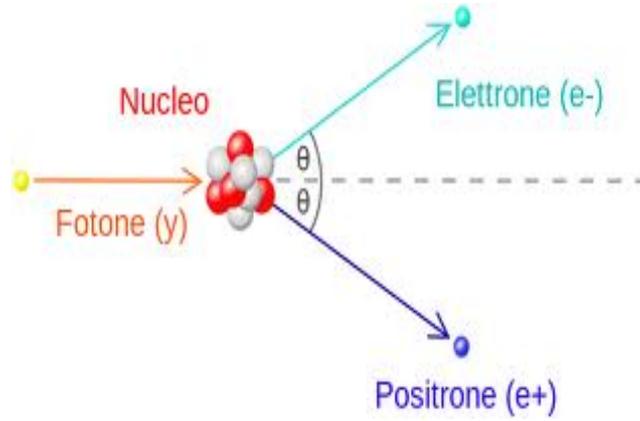


Figura 1.8: Rappresentazione schematica del processo di produzione di coppie $e^- - e^+$.

La sezione d'urto differenziale per produzione di coppie $e^- - e^+$ è proporzionale al quadrato della carica del nucleo e si esprime:

$$\frac{d\sigma}{dE'} = 4\alpha r_e^2 Z^2 \frac{F(E, E')}{E'} \quad (1.13)$$

dove α è la costante di struttura fine³, r_e è il raggio classico dell'elettrone⁴, E è l'energia del fotone, E' è l'energia di una delle particelle prodotte e $F(E, E')$ è una funzione che tiene conto dei limiti di integrazione sul parametro d'urto e dello schermaggio del campo elettrico del nucleo. La sezione d'urto si ottiene integrando la relazione precedente:

$$\sigma_{coppie} = 4\alpha r_e^2 Z^2 \int_0^{E-2m_e c^2} \frac{F(E, E')}{E'} dE' \quad (1.14)$$

³ $\alpha = e^2/2\epsilon_0 hc$.

⁴ $r_e = e^2/4\pi\epsilon_0 m_e c^2 = 2,8179 \times 10^{-15} m$.

- per energie $2m_e c^2 \ll E \ll \frac{m_e c^2}{\alpha Z^{\frac{1}{3}}}$ la carica del nucleo non è schermata e l'integrale vale:

$$\int_0^{E-2m_e c^2} \frac{F(E, E')}{E'} dE' = \frac{7}{9} \ln \frac{2E}{m_e c^2} - \frac{109}{54} \quad (1.15)$$

- per energie $E \gg \frac{m_e c^2}{\alpha Z^{\frac{1}{3}}}$ la carica del nucleo è parzialmente schermata e l'integrale vale:

$$\int_0^{E-2m_e c^2} \frac{F(E, E')}{E'} dE' = \frac{7}{9} \ln 183 Z^{-\frac{1}{3}} - \frac{1}{54} \quad (1.16)$$

La sezione d'urto di produzione di coppie $e^- - e^+$, ha la soglia a $E = 2m_e c^2$, cresce lentamente con il logaritmo dell'energia del fotone e diventa approssimativamente costante a energia $E \gg \frac{m_e c^2}{\alpha Z^{\frac{1}{3}}}$.

Il coefficiente di assorbimento in un materiale che contiene n_N nuclei per unità di volume è:

$$\mu_{coppie} = \frac{N_0 \rho}{A} \sigma_{coppie} \quad (1.17)$$

dove N_0 è il numero di Avogadro e A è la massa atomica. Dalla definizione di cammino di radiazione, per fotoni di energia elevata, il coefficiente di assorbimento diventa:

$$\mu_{coppie} \approx 4\alpha r_e^2 \frac{N_0 \rho Z^2}{A} \frac{7}{9} \ln 183 Z^{-\frac{1}{3}} = \frac{7}{9} \frac{1}{X_0} \quad (1.18)$$

Quindi un fotone di energia elevata ha una probabilità di conversione pari a $e^{-\frac{7x}{9X_0}}$ nell'attraversare un materiale di spessore x .

Questo meccanismo è importante in quanto rappresenta il processo principale su cui si basano i rivelatori di emissione alle alte energie. In particolare, nel presente lavoro di tesi saranno analizzati i dati γ raccolti dal *Large Area Telescope* (LAT) a bordo del satellite *Fermi* (§ 3.2).

Capitolo 2

Moti relativistici

Lo studio degli effetti relativistici che entrano in gioco nel caso in cui il moto di una sorgente è relativistico, consente di interpretare correttamente le proprietà fisiche che caratterizzano gli AGN. In particolare, come conseguenza degli effetti relativistici, da un insieme di oggetti fisicamente omogeneo si generano sottoclassi con caratteristiche osservative differenti. La conoscenza degli effetti relativistici consente di creare un legame tra i vari oggetti e di verificare, quindi, lo scenario di unificazione degli AGN. Considerando tali effetti è possibile, inoltre, stimare la velocità del getto relativistico e l'angolo di orientazione di una sorgente. Ciò consente di comprendere se le distorsioni morfologiche sono reali o se vengono amplificate per effetti di proiezione.

2.1 Doppler boosting

Consideriamo una sorgente che si muove con velocità $v = \beta c$, in direzione dell'osservatore, formando un angolo θ con la linea di vista. Nel sistema di riferimento dell'osservatore, a causa dell'effetto *Doppler* e dell'effetto relativistico della dilatazione dei tempi, la frequenza del segnale ricevuto ν_o è diversa dalla frequenza ν_e della radiazione emessa. Per tanto avremo che:

$$\nu_o = \frac{\nu_e}{\gamma(1 - \beta \cos \theta)} = \nu_e D \quad (2.1)$$

dove $\gamma = \frac{1}{\sqrt{1 - \beta^2}}$ è il fattore di *Lorentz* e $D = \frac{1}{\gamma(1 - \beta \cos \theta)}$ è il fattore *Doppler* relativistico (*Doppler factor*).

Se consideriamo positiva la velocità in avvicinamento, avremo che $D > 1$ quando $\beta > 0$, e quindi, $\nu_o > \nu_e$ quando la sorgente si sta avvicinando.

Prendiamo in considerazione la luminosità bolometrica e vediamo come viene modificata per effetto *Doppler*. Questa quantità è definita come l'energia irradiata su tutto lo spettro per unità di tempo, quindi, per ottenere la relazione che lega la luminosità

assoluta osservata (L_{oss}) con la luminosità assoluta emessa (L_{em}), è necessario tenere conto delle seguenti trasformazioni relativistiche:

Trasformazione dell'energia. Considerando l'equazione 2.1, avremo che l'energia dei fotoni, nel sistema di riferimento dell'osservatore, è data dalla relazione:

$$h\nu_o = h\nu_e D \quad (2.2)$$

Questo produce una variazione su L_{oss} di un fattore D rispetto alla L_{em} .

Trasformazione dei tempi. Consideriamo la sorgente in moto verso l'osservatore. L'intervallo di tempo dt_o in cui l'osservatore riceve il segnale risulta essere minore dell'intervallo di tempo dt_e in cui la radiazione viene emessa. Per spiegare questo effetto bisogna tener conto che dt_o , essendo un tempo proprio, sarà dilatato di un fattore γ , e che, tra il primo e l'ultimo fotone emesso, la sorgente si sarà avvicinata di una quantità $\gamma v dt_e \cos \theta$. Pertanto, si avrà:

$$dt_o = \gamma dt_e - \frac{\gamma dt_e v \cos \theta}{c} = \gamma dt_e (1 - \beta \cos \theta) = \frac{dt_e}{D} \quad (2.3)$$

La luminosità osservata, quindi, varierà di un ulteriore fattore D rispetto alla luminosità emessa.

Trasformazione degli angoli. A causa dell'aberrazione relativistica, l'angolo solido $d\Omega_o$ entro cui l'osservatore riceve la radiazione attraverso una superficie unitaria sarà minore rispetto all'angolo solido $d\Omega_e$ entro cui la radiazione viene emessa:

$$d\Omega_o = \frac{d\Omega_e}{D^2} \quad (2.4)$$

Questo effetto è noto come *beaming relativistico*. Dunque, L_{oss} varierà di un fattore D^2 rispetto a L_{em} .

2.1.1 Evidenze osservative dei moti relativistici

L'effetto complessivo di queste trasformazioni relativistiche sulla luminosità bolometrica sarà:

$$L_{oss} = L_{em} \times D^4 \quad [erg \ s^{-1}] \quad (2.5)$$

In particolare, se $D > 1$, la luminosità subirà un incremento maggiore nel caso in cui la sorgente si muoverà in direzione dell'osservatore, approssimativamente vicino la linea di vista (per θ piccoli) e a velocità relativistiche ($\beta \simeq 1$). Questo effetto viene detto *boosting relativistico* o *Doppler boosting* e spiega come la luminosità possa essere fortemente sovrastimata a causa dell'elevato *Doppler factor*.

Consideriamo ora la luminosità monocromatica $L_{oss}(\nu_o)$, ovvero, l'energia emessa per unità di tempo in un intervallo di frequenza unitario:

$$L_{oss}(\nu_o)d\nu_o = L_{em}(\nu_e)d\nu_e \times D^4 \quad [erg\ s^{-1}Hz^{-1}cm^{-2}] \quad (2.6)$$

dalla 2.1, si ottiene:

$$L_{oss}(\nu_o) = L_{em}(\nu_e) \times D^3 \quad (2.7)$$

assumendo uno spettro di sincrotrone, $L(\nu) \propto \nu^{-\alpha}$, l'espressione precedente diventa:

$$L_{oss}(\nu_o) = L_{em}(\nu_e) \times D^{3+\alpha} \quad (2.8)$$

Un'ulteriore evidenza osservativa del *Doppler boosting* è l'apparente asimmetria dei getti. Il getto che si muove in direzione dell'osservatore, detto getto in avvicinamento o semplicemente getto, subisce l'effetto del "favoritismo *Doppler*"; al contrario, il getto in allontanamento rispetto all'osservatore (contro-getto), risulta praticamente non osservabile. Consideriamo le due componenti radio emesse dal nucleo di una radio galassia; il getto (j) e il contro-getto (cj) si propagano in direzioni opposte rispetto al sistema di riferimento dell'osservatore con velocità, rispettivamente, $+v$ e $-v$. La relazione che rappresenta l'asimmetria dei getti viene espressa tramite la densità di flusso $S(\nu)$, definita come l'energia per unità di tempo e per intervallo di frequenza attraverso una superficie unitaria:

$$S(\nu) = \frac{L(\nu)}{4\pi d^2} \quad [WHz^{-1}m^{-2}] \quad (2.9)$$

$L(\nu)$ rappresenta la luminosità monocromatica e d è la distanza dalla sorgente. Per la 2.8, il flusso del getto in avvicinamento (S_j) sarà maggiore del flusso in allontanamento (S_{cj}):

$$\frac{S_j}{S_{cj}} = R = \left(\frac{1 + \beta \cos \theta}{1 - \beta \cos \theta} \right)^{3+\alpha} \quad (2.10)$$

Questa relazione vale per componenti isolate come, ad esempio, i lobi. Nel caso dei getti che, invece, sono componenti quasi continue, si utilizza un'altra grandezza fisica, la brillantezza superficiale $B(\nu)$. Questa quantità è definita come il rapporto tra la densità di flusso e l'angolo solido sotto cui è vista la sorgente:

$$B(\nu) = \frac{S(\nu)}{d\Omega} \quad [WHz^{-1}m^{-2}sr^{-1}] \quad (2.11)$$

Considerando che, per effetto *Doppler*, la lunghezza l di ciascun getto, percepita dall'osservatore, è $l_o = l \times D$, e tenendo conto della 2.8, il rapporto tra la brillantezza del getto (B_j) e la brillantezza del contro-getto (B_{cj}) sarà:

$$\frac{B_j}{B_{cj}} = R = \left(\frac{1 + \beta \cos \theta}{1 - \beta \cos \theta} \right)^{2+\alpha} \quad (2.12)$$

Assumendo che i due getti abbiano la stessa potenza intrinseca, si possono stimare, a partire da questo rapporto, i valori di β e θ .

Un altro effetto legato al fenomeno del *Doppler boosting* è l'osservazione di emissione γ in presenza di temperature di brillantezza (T_B) elevate. La temperatura di brillantezza non rappresenta la temperatura effettiva della sorgente, ma esprime la temperatura che dovrebbe avere un corpo nero per irradiare la brillantezza osservata:

$$T_B \propto \frac{S(\nu)}{\theta^2} \frac{\lambda^2}{2k} \quad [K] \quad (2.13)$$

in questa relazione λ è la lunghezza d'onda della radiazione, θ è la dimensione angolare della sorgente e k è la costante di Boltzmann ¹. Per valori molto grandi di λ (o molto piccoli di θ), la T_B potrebbe superare il limite critico di 10^{12} K, determinando la cosiddetta *Catastrofe Compton*. Supponendo che la radiazione sia emessa in direzione dell'osservatore a velocità relativistiche, a causa dell'effetto *Doppler*, la scala dei tempi risulta accorciata e le dimensioni angolari della sorgente sono ridotte rispetto a quelle reali. Di conseguenza, la temperatura di brillantezza risulta sovrastimata e può facilmente superare il valore critico di 10^{12} K.

Un'ulteriore conseguenza del *beaming* relativistico è la differenza tra la potenza del *core* P_{core} e la potenza totale P_{tot} di una radio galassia. Data l'esistenza di una relazione tra la P_{core} e la P_{tot} delle radio galassie (Giovannini et al. 2001), è possibile derivare il valore atteso della potenza intrinseca del *core* dalla potenza totale radio della sorgente. Dal momento che la P_{tot} è misurata a bassa frequenza e quindi è meno soggetta al *Doppler boosting*, l'emissione del *core* così ricavata non risulterà amplificata. La relazione tra P_{core} e P_{tot} è rappresentata dalla seguente espressione:

$$\log P_{core} = (0.62 \pm 0.04) \log P_{tot} + (7.6 \pm 1.1) \quad (2.14)$$

dove P_{core} è la potenza radio del *core* a 5 GHz e P_{tot} è la potenza radio totale a 408 MHz. Assumendo che le radio galassie siano orientate a differenti angoli rispetto alla linea di vista e che siano distribuite in maniera uniforme essendo state selezionate a bassa frequenza, la dispersione della P_{core} attorno alla retta di *best fit* riflette la differente orientazione delle sorgenti. La relazione precedente, quindi, diventa:

$$\log P_{core}(60) = 0.62 \log P_{tot} + 7.6 \quad (2.15)$$

dove $P_{core}(60)$ è la potenza radio apparente del *core* per una sorgente orientata a 60° rispetto alla linea di vista (valore di *best fit*). Se indichiamo con P_i la potenza intrinseca del *core*, avremo che, per un getto orientato ad un angolo θ , la potenza del *core* apparente sarà:

$$P_{core}(\theta) = \frac{P_i}{\gamma^{2+\alpha}(1 - \beta \cos \theta)^{2+\alpha}} \quad (2.16)$$

¹ $k = 1.3806488 \times 10^{-16}$ erg K⁻¹

Considerando il valore di *best fit*, la relazione precedente diventa:

$$P_{core}(60) = \frac{P_i}{\gamma^{2+\alpha}(1 - \beta/2)^{2+\alpha}} \quad (2.17)$$

risolvendo per P_i , si ottiene:

$$P_{core}(\theta) = P_{core}(60) \left(\frac{1 - \beta/2}{1 - \beta \cos \theta} \right)^{2+\alpha} \quad (2.18)$$

Assumendo $\alpha = 0$ (valore tipico per l'emissione del *core*), è possibile derivare il limite superiore e il limite inferiore di β e θ , dalla seguente espressione:

$$\beta = \frac{(K - 1)}{(K \cos \theta - 0.5)} \quad (2.19)$$

dove $K = \left[\frac{P_{core}(\theta)}{P_{core}(60)} \right]^{0.5}$ e il rapporto $\frac{P_{core}(\theta)}{P_{core}(60)}$ rappresenta il valore della *Core Dominance* (CD).

Capitolo 3

Il cielo γ visto dal satellite Fermi

3.1 L'astronomia γ

Le osservazioni scientifiche riguardo l'emissione alle alte energie sono considerate di fondamentale importanza per lo studio delle sorgenti celesti extragalattiche. I raggi γ rappresentano la banda a più alta energia dello spettro elettromagnetico e la possibilità di esplorare tale radiazione permette di investigare e cercare di comprendere alcuni dei processi più dinamici che caratterizzano l'Universo. In base alla loro energia, i fotoni γ interagiscono con la materia in modi differenti. Tipicamente, ad energie minori di qualche centinaia di keV, il processo dominante è l'effetto fotoelettrico. Al di sopra di questo valore fino a 30 MeV lo *scattering Compton* è il processo più importante. Per energie maggiori di 30 MeV domina la produzione di coppie $e^- - e^+$ (§ 1.1.5). L'emissione γ viene prodotta da fenomeni astrofisici energetici come le Supernovae, le Pulsar, gli AGN, il mezzo interstellare e intergalattico. L'atmosfera terrestre è opaca alla radiazione al di sopra dei 10 eV, quindi, per poter osservare direttamente la radiazione γ è necessario utilizzare un rivelatore in orbita nello spazio. La prima rivelazione di emissione γ dallo spazio è avvenuta nel 1965 grazie alle osservazioni effettuate dal telescopio *Explorer XI* (Clark et al. 1968). Tuttavia questo strumento, essendo caratterizzato da una piccola area efficace e da una scarsa risoluzione angolare, non è riuscito a localizzare il flusso γ osservato. In seguito all'*Explorer XI* è stato lanciato il *third Orbiting Solar Observatory* (OSO-3), caratterizzato da un rivelatore simile a quello dell'*Explorer XI* ma più sofisticato, e sono iniziate le missioni spaziali a bordo di palloni e di satelliti artificiali. In particolare, quest'ultimi hanno permesso di investigare in modo più efficiente il cielo γ garantendo tempi di osservazione abbastanza lunghi da poter raccogliere un numero sufficiente di fotoni. Nel 1972 è stato lanciato per conto della *National Aeronautics and Space Administration* (NASA) il satellite SAS-2 (*Small Astronomy Satellite*, Fitchel et al. 1975) che è stato in grado di evidenziare l'emissione diffusa proveniente dal piano Galattico e di identificare due sorgenti discrete, Crab e Vela. Il primo catalogo di sorgenti γ , la

maggior parte delle quali non è stata identificata con oggetti noti ad altre lunghezze d'onda, è stato prodotto grazie al satellite COS-B lanciato nel 1975 dall'Agenzia Spaziale Europea (ESA) (Bignami et al. 1975). Tra le sorgenti γ del catalogo fa parte la prima sorgente extragalattica rivelata nel cielo γ , il quasar 3C 273.

Un forte impulso nel campo dell'astrofisica γ è stato ricevuto negli ultimi anni a partire dallo strumento EGRET, a bordo del satellite *Compton Gamma Ray Observatory* (CGRO), fino al lancio dei satelliti *Astro-Rivelatore Gamma a Immagini Leggero* (AGILE) e *Fermi Gamma-ray Space Telescope* (*Fermi*) (§ 3.2). EGRET ha operato ad energie tra i 20 MeV e i 30 GeV ed è caratterizzato da un'ampio campo di vista e da una buona risoluzione angolare. Con questo telescopio è stata realizzata la prima *survey* completa del cielo γ nella banda 30 MeV – 10 GeV e i risultati ottenuti in un decennio di osservazioni scientifiche hanno rivelato un cielo γ sorprendentemente dinamico caratterizzato dalla presenza di qualche centinaia di sorgenti puntiformi¹, la maggior parte delle quali non è stata identificata.

La missione *Fermi*, che segue il lancio di successo nel 2007 del rivelatore AGILE² (la prima missione scientifica di questa tipologia ad essere completamente concepita e sviluppata in Italia), è stata progettata per rispondere a molte delle importanti questioni riguardo l'astrofisica delle alte energie sollevate dai risultati ottenuti con i precedenti strumenti. La tecnologia di ultima generazione applicata per la progettazione del LAT a bordo del satellite *Fermi* ha permesso di ottenere un notevole progresso in termini di prestazioni rispetto alle precedenti missioni, nel tentativo di esplorare nel modo migliore il cielo γ e di comprendere i processi non termici che caratterizzano l'emissione alle alte energie.

3.2 Il Large Area Telescope

Il LAT è lo strumento principale a bordo del satellite *Fermi* (precedentemente noto come *Gamma-ray Large Area Space Telescope* (GLAST)), lanciato l'11 Giugno 2008. Il LAT è un telescopio a immagine, sensibile ai fotoni di energie comprese tra i 20 MeV fino a ~ 1 TeV. Il secondo strumento a bordo del satellite *Fermi* è il *Gamma-ray Burst Monitoring* (GBM), dedicato allo studio dei fenomeni transienti nell'intervallo di energia compreso tra gli 8 keV e i 40 MeV. Il satellite *Fermi* è in orbita attorno alla Terra ad una quota di ~ 565 km con un'inclinazione di 25.6° rispetto all'Equatore. In modalità *sky survey* (modalità di osservazione principale di *Fermi*), il LAT osserva l'intero cielo ogni 2 orbite del satellite (~ 3 ore) intorno alla Terra

¹Il Third EGRET Catalog, 3EG (Hartman et al. 1999) ha individuato 271 sorgenti γ puntiformi. Solo per una frazione minoritaria (102) di tali sorgenti è stata identificata la controparte a frequenze minori. In particolare, tra le sorgenti identificate, 66 sono blazar e un caso unico è relativo alla radio galassia Centaurus A.

²Il primo catalogo del telescopio AGILE è stato realizzato nel 2009 (Pittori et al. 2009) <http://www.asdc.asi.it/agilebrightcat/>.

garantendo un'esposizione quasi uniforme del cielo su tempi scala del giorno. Questo telescopio offre una migliore sensibilità rispetto ad EGRET e AGILE, permettendo uno studio più dettagliato del cielo γ . Il LAT, come i suoi predecessori, è un telescopio a conversione di coppia ma rappresenta un concreto passo avanti in termini di tecnologia odierna. I suoi requisiti strumentali di base derivano direttamente dallo scenario estremamente dinamico e variegato che il satellite si troverà ad affrontare in orbita: un tempo morto³ breve per lo studio di sorgenti transienti, una buona risoluzione energetica (10%), un ampio campo di vista⁴ (2.4 sr) e un'area efficace di raccolta di $\sim 8000 \text{ cm}^2$ che permette di raggiungere un'elevata sensibilità.

Il LAT (Atwood et al. 2009) è caratterizzato da una struttura modulare costituita da una matrice 4×4 di torri identiche, ognuna formata da un tracciatore (TKR) a micro-strisce di silicio e fogli di Tungsteno ad alta risoluzione, un calorimetro elettromagnetico (CAL) a base di cristalli di ioduro di cesio (CsI) e da un sistema di controllo e acquisizione dati (Tower Electronic Module, TEM). Le 16 torri sono circondate da uno schermo anti-coincidenza (Anti Coincidence Detector, ACD) composto da lastre di scintillatore plastico. La struttura meccanica principale è caratterizzata da una griglia di 16 celle di alluminio che tiene insieme il tracciatore e il calorimetro. Alla base dello strumento si trova il sistema di acquisizione dati e *trigger* (DAQ) (Figura 3.1).

Ad energie superiori ai 30 MeV, la radiazione γ interagisce con la materia principalmente attraverso la produzione di coppie $e^- - e^+$. In Figura 3.2 è mostrata una rappresentazione schematica di un telescopio a conversione di coppia.

Il fotone incidente passa attraverso il tracciatore, composto da 16 torri di tungsteno, un materiale ad alto Z che permette la conversione del fotone in coppie $e^- - e^+$. La componente sensibile del tracciatore è formata da 18 (x,y) piani, ciascuno dei quali è costituito da micro-strisce di silicio poste una perpendicolarmente all'altra su i 2 strati x e y del piano, le quali rivelano il passaggio della coppia $e^- - e^+$. I primi 16 piani del tracciatore sono intervallati da fogli di tungsteno di cui i primi 12 con uno spessore di 0.03 lunghezze di radiazione (sezione *front* o sottile) per minimizzare la degradazione della traccia dovuta allo *scattering* multiplo coulombiano alle basse energie e i successivi 4 piani con uno spessore di 0.18 lunghezze di radiazione (sezione *back* o spessa) per massimizzare la probabilità di conversione dei fotoni alle alte energie. Gli ultimi 2 piani sono privi del foglio di conversione per permettere una misura accurata del punto in cui la coppia $e^- - e^+$ viene assorbita dal calorimetro. La capacità di *self-triggering* del tracciatore è un'importante caratteristica del LAT resa possibile dalla scelta del rivelatore al silicio che non richiede il *trigger* esterno. Inoltre, il LAT è stato costruito utilizzando una tecnologia che non fa uso di componenti

³Il tempo morto è il tempo che impiega un certo apparato di misura, dopo aver ricevuto uno stimolo esterno, per essere pronto ad eseguire correttamente una nuova misura.

⁴Il campo di vista (Field of View, FoV) rappresenta la porzione di cielo che il rivelatore riesce ad osservare nello stesso intervallo di tempo.

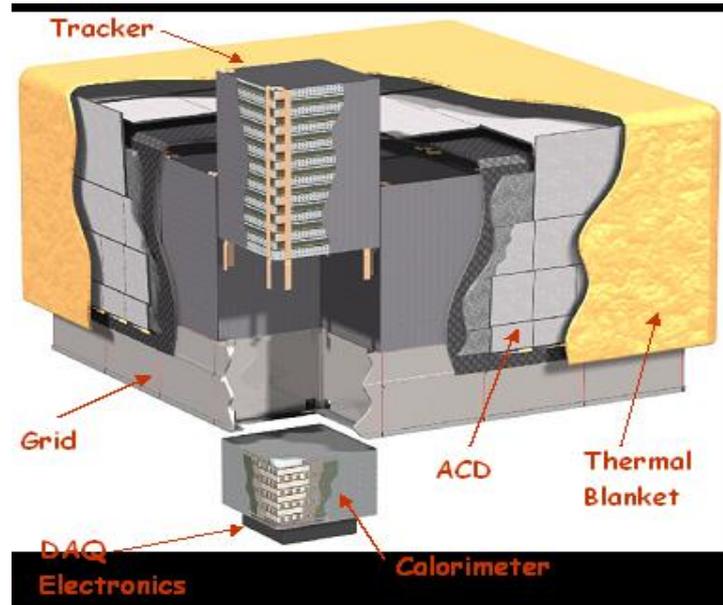


Figura 3.1: *Rappresentazione grafica delle componenti del LAT.*

consumabili, come il gas adoperato nelle camere a scintillazione presenti nei precedenti telescopi γ (e.g., EGRET), riducendo così il problema dell'usura dello strumento e del conseguente deterioramento delle prestazioni nel tempo.

Ciascun calorimetro è composto da 8 piani sovrapposti, costituiti ognuno da 12 barre di CsI (Tl) ruotate di 90° l'una rispetto all'altra, in modo tale da fornire informazioni sull'energia depositata dal fotone incidente. Ogni cristallo viene letto da entrambe le estremità della barra da una coppia di fotodiodi.

Per separare i fotoni (segnale) dai raggi cosmici (*background*) l'intero sistema è circondato dal rivelatore anti-coincidenza in grado di rivelare solo i raggi cosmici. L'ACD è composto da 89 piastrelle di scintillatore plastico le quali forniscono un'informazione spaziale che può essere correlata con il segnale proveniente dal tracciatore e dal calorimetro. La segmentazione dell'ACD permette di minimizzare l'effetto del *self-veto* alle alte energie e quindi migliorare la reiezione del *background*. Ciascuna piastrella è letta mediante fibre ottiche connesse alle estremità della piastrella a due tubi fotomoltiplicatori.

Ricostruzione della traccia e dell'energia

La procedura di ricostruzione delle tracce utilizza le informazioni provenienti dal calorimetro e dal tracciatore per determinare la traiettoria delle tracce prodotte dall'evento all'interno del LAT e la sua energia. Le strisce di silicio colpite, spazialmente adiacenti nel tracciatore, vengono combinate in un *cluster* che assume una posizione

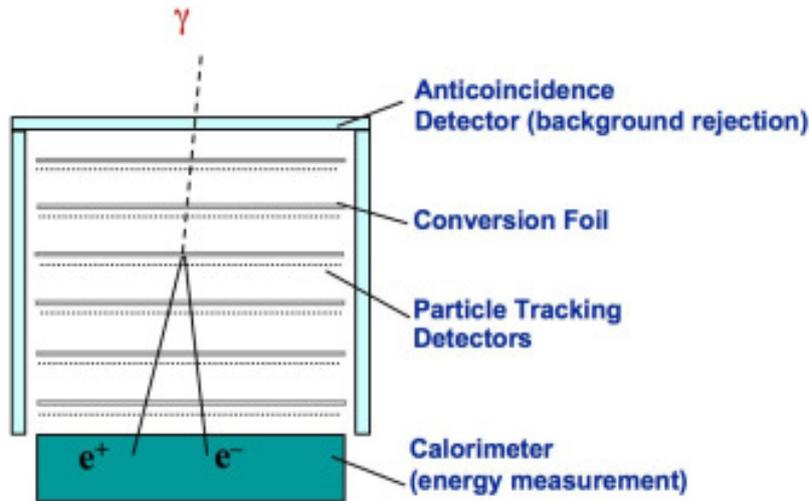


Figura 3.2: Rappresentazione schematica di un telescopio a conversione di coppia.

tridimensionale nel rivelatore. La ricerca delle possibili tracce avviene tramite due differenti algoritmi che si basano sulla presenza o meno di un deposito significativo di energia nel calorimetro. Il primo metodo si basa sul centroide e sull'asse della distribuzione di energia depositata nel calorimetro: viene scelto il *cluster* più lontano dal calorimetro e si congiunge, quindi, con il centroide. Il secondo *cluster* più lontano viene cercato sulla linea congiungente il centroide della distribuzione e il potenziale primo *hit*; se il *cluster* è stato trovato viene generata la traccia ipotetica la quale viene poi popolata usando un'implementazione del filtro di *Kalman* che associa alla traccia ipotetica i *cluster* appartenenti ai piani successivi a quello relativo al primo *hit*, usando una matrice di covarianza che tiene conto degli errori nella misura della posizione dovuti allo *scattering* coulombiano e alla risoluzione del rivelatore⁵. Il processo viene iterato per tutti i possibili *cluster* più lontani finchè si ottiene una traccia con un sufficiente fattore di qualità (la qualità di una traccia viene definita tramite il test χ^2) e sono stati cercati tutti i possibili *cluster* su almeno due piani del tracciatore. L'algoritmo viene nuovamente utilizzato per generare le successive tracce ipotetiche. Il secondo metodo per la ricerca delle tracce viene utilizzato quando l'energia depositata

⁵A basse energie la propagazione della particella è dominata dallo *scattering* multiplo: $\theta_{rms} \simeq (0.015 \text{ GeV}/p) \sqrt{z/X_0}$, dove θ_{rms} è la deviazione quadratica media dell'angolo di *scatter*, p è l'impulso della particella e z/X_0 è lo spessore del materiale attraversato espresso in funzione del cammino o lunghezza di radiazione X_0 . Una traiettoria è dominata dallo *scattering* multiplo quando la deviazione dovuta allo *scattering* tra un piano e il successivo è superiore alla risoluzione dello strumento. Alle alte energie, lo *scattering* è trascurabile e l'errore è dominato dall'incertezza del rivelatore nel determinare la posizione di un *hit* a causa della distanza tra le strisce di silicio.

all'interno del calorimetro non è sufficiente per cercare la traccia ipotetica (e.g., alle basse energie): assumendo un'energia iniziale (necessaria per il calcolo degli errori relativi allo *scattering* multiplo), $E = 30$ MeV, si cerca il primo *cluster* analogamente al precedente metodo, mentre, il secondo *cluster* viene cercato casualmente nel piano successivo più vicino al calorimetro. Se il *cluster* viene trovato viene generata la traccia ipotetica.

Dopo aver determinato le singole tracce ipotetiche viene individuata la traccia di qualità migliore; i suoi *cluster* vengono eliminati per permettere la ricerca di eventuali altre migliori tracce ripetendo dunque l'analisi sui *cluster* residui fino ad un massimo di 10 tracce. Le migliori tracce ricostruite vengono in seguito combinate per individuare eventuali vertici tra di esse (la distanza minima tra le tracce deve essere di 6 mm). Se una traccia non forma nessun vertice, le viene assegnato un vertice proprio con angolo di apertura zero.

La ricostruzione dell'energia di un evento si svolge in più fasi. Il primo passo consiste nel calcolare per ogni cristallo del calorimetro l'energia depositata e la posizione in cui si verifica il deposito di energia. La somma delle energie depositate fornisce la prima stima approssimativa dell'energia dell'evento, mentre i momenti dell'energia determinano il centroide e l'asse della distribuzione di energia. I dati così ottenuti vengono utilizzati per determinare la traccia migliore. Le informazioni ottenute dal tracciatore vengono a questo punto usate per migliorare la ricostruzione dell'energia dell'evento stimando le perdite di energia dal fondo del calorimetro. Per correggere questo difetto vengono utilizzati tre differenti algoritmi basati o su una correzione parametrica che usa il baricentro dello sciame elettromagnetico, o su un modello del profilo tridimensionale dello sciame, oppure sul metodo della verosimiglianza che tiene conto degli *hit* all'interno del tracciatore. Alle basse energie ($\lesssim 100$ MeV) una significativa frazione dell'energia viene depositata nel tracciatore, quindi il suo contributo viene stimato in base al numero di *hit* e viene aggiunto all'energia depositata nel calorimetro.

3.2.1 Instrument Response Function (IRF)

Le *Instrument Response Function* (IRF) permettono di descrivere la prestazione dello strumento in termini della probabilità di trasformare le quantità fisiche reali (e.g., l'energia e la direzione dei fotoni incidenti) nelle corrispondenti quantità misurate, considerando anche gli effetti del rivelatore.

Le IRF sono espresse generalmente dal prodotto di tre funzioni che rappresentano l'efficienza, la dispersione energetica e la risoluzione angolare dello strumento:

$$R(E', \Omega' | E, \Omega) = A(E, \Omega) D(E' | E, \Omega) P(\Omega' | E, \Omega) \quad (3.1)$$

E' e Ω' sono l'energia e la direzione del fotone misurate, mentre, E e Ω rappresentano le quantità reali. La conoscenza delle IRF permette di stimare la risposta del rivelatore

per una sorgente con flusso noto $F(E, \Omega, t)$:

$$\frac{dN_s}{dt}(E', \Omega', t') = \int_E \int_\Omega R(E', \Omega' | E, \Omega) F(E, \Omega, t) dE d\Omega \quad (3.2)$$

Vediamo in dettaglio le quantità che definiscono le IRF:

- l'**area efficace** (A_{eff}), $A(E, \Omega)$ rappresenta il parametro che determina l'efficienza di rivelazione per fotoni con energia E e direzione di incidenza Ω espresse in termini di area per una sorgente di flusso $F(E, \Omega, t)$. Questa quantità viene definita come:

$$A_{eff}(E, \Omega) = A_{geo}(E, \Omega) P_{conv}(E, \Omega) \varepsilon_{det}(E, \Omega) \varepsilon_{rec}(E, \Omega) \quad (3.3)$$

dove $A_{geo}(E, \Omega)$ e $P_{conv}(E, \Omega)$ sono, rispettivamente, l'area geometrica totale e la probabilità di conversione del fotone, mentre $\varepsilon_{det}(E, \Omega)$ e $\varepsilon_{rec}(E, \Omega)$ rappresentano l'efficienza di rivelazione dello strumento e l'efficienza dell'algoritmo di ricostruzione e della riduzione del *background*.

- la **dispersione energetica** (ΔE), $D(E' | E, \Omega)$, esprime la densità di probabilità che un fotone di energia E e direzione di incidenza Ω abbia un'energia ricostruita E' ;
- la **risoluzione angolare o Point Spread Function (PSF)**, $P(\Omega' | E, \Omega)$, è definita come la densità di probabilità che un fotone di energia E e direzione di incidenza Ω abbia una posizione ricostruita Ω' . La PSF descrive la forma dell'immagine prodotta da una sorgente puntiforme sul rivelatore. Nel caso in cui la risposta dello strumento sia rappresentata da una Gaussiana pura, il 68% del *containment angle*⁶ corrisponde a $\sqrt{2}\sigma$ e il 95% a circa 1.6 volte il 68% del *containment angle*. Per un telescopio a conversione di coppia la risoluzione angolare è, tipicamente, ben lontana dall'essere una Gaussiana e, in particolare, l'effetto dello *scattering* coulombiano multiplo che avviene nei vari strati che costituiscono il convertitore, rende la PSF più allargata.

Prima del lancio del satellite *Fermi*, le IRF sono state modellate usando simulazioni *Montecarlo* che consistono in una serie di simulazioni di eventi γ che interagiscono con le differenti parti dello strumento.

Il *set* più recente di IRF, noto come P7_V15, è basato sulla stessa analisi dell'evento e sugli stessi criteri di selezione del *set* precedente (P7_V6) tenendo conto degli effetti in orbita (i.e., *pile-up* e *accidental coincidence*).

I grafici riportati in Figura 3.3 e in 3.4 descrivono la prestazione del LAT rappresentata dal *set* di IRF P7_V15 per la classe di eventi *Source*⁷ (§ 4.1).

⁶l'angolo per cui il 68% (95%) degli eventi ha un angolo $\theta < \theta_{68}(\theta_{95})$.

⁷http://www.slac.stanford.edu/exp/glast/groups/canda/lat_Performance.htm

In Figura 3.3 è mostrata l'area efficace del LAT in funzione dell'energia dei fotoni incidenti. L'area efficace di picco, che corrisponde tipicamente all'intervallo di energia 1 – 10 GeV, risulta essere maggiore di 8000 cm^2 .

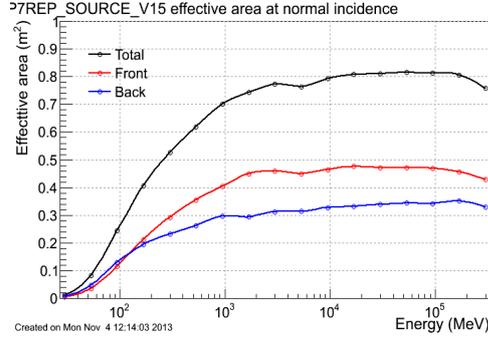


Figura 3.3: A_{eff} del LAT in funzione dell'energia dei fotoni incidenti.

La Figura 3.4 (grafico a sinistra) mostra il 68% e il 95% del *containment angle* front, back e total in funzione dell'energia.

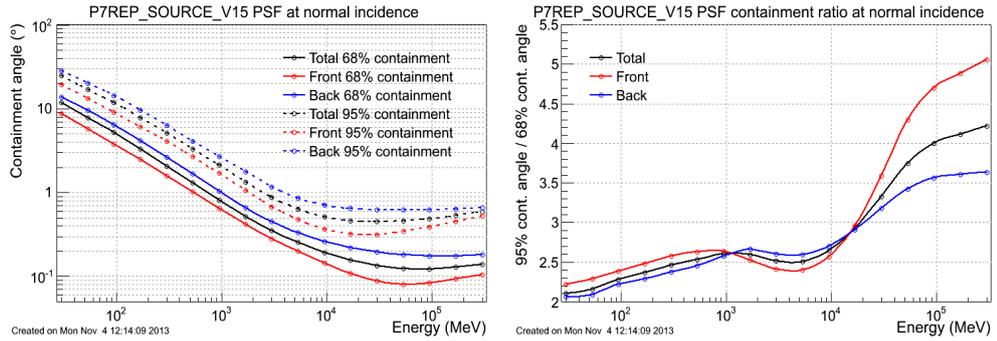


Figura 3.4: Il grafico a sinistra rappresenta il 68% e il 95% del *containment angle* in funzione dell'energia. Nel grafico a destra è riportato il rapporto tra il 95% e il 68% del *containment angle*.

Il *containment angle* al 68% per eventi di 1 GeV corrisponde a $\sim 0.6^\circ$ (nel caso di EGRET il *containment angle* era di $\sim 1.7^\circ$). Rispetto ad una Gaussiana ideale, la PSF ha le code più larghe specialmente ad energie $\gtrsim 10 \text{ GeV}$. Ciò può essere apprezzato osservando il grafico relativo al rapporto tra il 95% e il 68% del *containment angle*, mostrato in Figura 3.4 (grafico a destra). Questo rapporto dovrebbe essere 1.6 nel caso di una Gaussiana ideale, mentre è > 2 per la PSF del LAT.

In Figura 3.5 è mostrata la risoluzione angolare dello strumento misurata come il

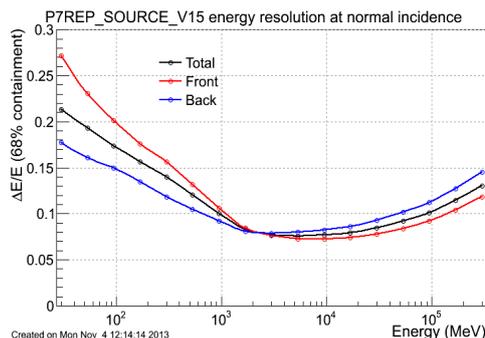


Figura 3.5: $\Delta E/E$ per il 68% del *containment angle* in funzione dell'energia dei fotoni incidenti.

rapporto $\Delta E/E$ per il 68% del *containment angle*. La risoluzione angolare risulta essere più del 15% sulla maggior parte della banda energetica del LAT.

3.3 I cataloghi di AGN rivelati dal satellite Fermi

Uno dei principali obiettivi scientifici della missione *Fermi* consiste nell'investigare l'emissione alle alte energie degli AGN. Grazie all'elevata sensibilità e ad una copertura quasi uniforme del cielo, il LAT è in grado di rivelare un gran numero di AGN e rappresenta, quindi, un potente strumento per analizzare le proprietà di un'ampia popolazione di oggetti di tale tipo.

I cataloghi relativi alle sorgenti γ rivelate dal LAT nei primi due anni della missione Fermi, sono il *LAT Bright Source List* (BSL; Abdo et al. 2009a), il *first Fermi-LAT catalog* (1FGL; Abdo et al. 2010a), e il *second Fermi-LAT catalog* (2FGL; Nolan et al. 2012) basati su 3 mesi, 11 mesi e 24 mesi di osservazioni scientifiche del LAT, rispettivamente. Di seguito saranno riportati i risultati relativi alla categoria di sorgenti γ associate agli AGN, oggetti sui quali verte l'interesse del presente lavoro di tesi.

3.3.1 LBAS

I primi tre mesi di operazioni scientifiche del LAT (4 Agosto 2008 - 30 Ottobre 2008) in modalità *sky-survey* hanno rivelato 132 sorgenti brillanti ad alta latitudine Galattica ($|b| > 10^\circ$) con significatività $\geq 10\sigma$ nell'intervallo di energia 200 MeV - 100 GeV. In base ai cataloghi di AGN CGRABS, CRATES and BZCAT⁸, 106 di queste sorgenti brillanti sono state associate con un elevato livello di confidenza con AGN

⁸CGRABS: The Candidate Gamma-Ray Blazar Survey (Healey et al. 2008); CRATES: An All-Sky Survey of Flat-Spectrum Radio Sources (Healey et al. 2007); BZCAT: The Roma Multi-frequency Catalogue of Blazars (Massaro et al. 2009)

noti. Il *LAT Bright AGN Sample* (LBAS)(Abdo et al. 2009b), rappresenta il primo campione di AGN brillanti scoperti dal LAT e comprende due radio galassie, Centaurus A e NGC 1275, 104 blazar, di cui 57 FSRQ e 42 BL Lac, e 5 blazar con classificazione incerta. I principali risultati del catalogo LBAS sono riportati di seguito:

1. Il confronto con i cataloghi di AGN radio (CRATES/CGRABS, BZCAT) ha confermato che il cielo γ extragalattico è dominato dagli AGN RL.
2. Il numero di HBL rivelati ad energie dell'ordine del GeV è aumentato almeno di 10 rispetto al numero di HBL rivelati da EGRET.
3. I BL Lac rappresentano più di metà delle sorgenti appartenenti al catalogo LBAS, mentre la frazione di BL Lacs rivelata da EGRET era solo di $\sim 23\%$.
4. Si è evidenziata una separazione spettrale tra FSRQ e BL Lac nella banda di energia del GeV; i FSRQ presentano uno spettro generalmente più *soft* rispetto ai BL Lac. L'indice spettrale medio per i BL Lac è di 1.99 ± 0.22 (gli HBL tendono ad avere spettri ancora più *hard*) e 2.40 ± 0.17 per i FSRQ.
5. I FSRQ sono caratterizzati in media da una luminosità apparente maggiore e sono generalmente più distanti rispetto ai BL Lac. La distribuzione del *redshift* per gli oggetti FSRQ risulta essere allargata (la distribuzione inizia a $z \approx 0.158$, mostra un picco a $z \approx 1$ e si estende fino a $z \approx 3$) mentre la distribuzione per i BL Lac ha il picco a $z \approx 0.1$ e si estende fino a $z \approx 1$.

3.3.2 1LAC

Il catalogo 1FGL è stato costruito sulla base di un periodo di osservazione di 11 mesi che ha rivelato 1451 sorgenti γ con una significatività $\gtrsim 4\sigma$ nell'intervallo di energia 100 MeV - 100 GeV, di cui 1043 si trovano ad alta latitudine Galattica ($|b| > 10^\circ$). Questo catalogo rappresenta, quindi, un'espansione del BSL in termini di intervallo di tempo considerato, intervallo di energia e soglia minima di significatività. Tra le 1043 sorgenti γ presenti nel catalogo 1FGL, 671 sono associate con 709 AGN e rappresentano il *First LAT AGN Catalogue* (1LAC, Abdo et al. 2010b). La procedura di associazione tra la sorgente γ e la controparte a più bassa energia si basa in prima approssimazione sulla coincidenza spaziale tra le due sorgenti. Il LAT offre un'accuratezza migliore nella localizzazione delle sorgenti rispetto ad EGRET, con un valore medio dell'*error radius* al 95% di 0.62° . Tuttavia, l'accuratezza di localizzazione non è abbastanza precisa da permettere la determinazione della controparte solo basandosi sulla coincidenza spaziale. Un'identificazione sicura della controparte si ha solo se la variabilità rilevata dal LAT corrisponde alla variabilità osservata ad altre lunghezze d'onda. Tale identificazione è stata possibile solo per poche sorgenti; la restante parte è stata analizzata utilizzando un metodo di associazione basato

sul calcolo delle probabilità (*Bayesian Association method*, Sutherland & Saunders 1992). Se la probabilità di associazione P di un AGN è almeno 80%, esso viene incluso nel campione *high-confidence*, caratterizzato da 663 AGN; il campione *Clean*, invece, è costituito soltanto dagli AGN con $P \geq 80\%$ per i quali la corrispondenza con le sorgenti γ dell'1FGL è univoca, e contiene 599 sorgenti: 248 FSRQ, 275 BL Lac, 26 AGN di altro tipo, e 50 blazar di tipo incerto.

Le proprietà delle sorgenti del catalogo 1LAC sono generalmente consistenti con quelle del LBAS. In particolare:

1. È stato rivelato solo un piccolo numero di AGN definiti non-blazar. Gli AGN *Misaligned* includono sei radio galassie, tre delle quali (NGC 6251, Cen A e M87) erano già presenti nella LBAS. Cinque di queste radio galassie sono FRI, mentre l'altra è una FRII. Sono stati identificati come oggetti non-blazar anche 2 SSRQ e 5 NLRG.
2. La distribuzione del *redshift* mostra un picco a $z \approx 1$ per gli oggetti FSRQ e a z minori (da $z \approx 0.03$ a $z \approx 0.4$) per i BL Lac con *redshift* noto (solo il 60% del totale).
3. Il rapporto FSRQ/BL Lac è vicino all'unità.
4. Le sorgenti HBL rappresentano la sottoclasse più numerosa tra gli oggetti BL Lac. L'elevato rapporto tra HSP e LBL è dovuto al fatto che, a parità di numero di fotoni, il LAT rivela con maggiore significatività le sorgenti con spettro *hard* rispetto alle sorgenti con spettro *soft*.
5. Si osserva una debole evidenza delle diverse proprietà legate alla variabilità degli oggetti BL Lac e FSRQ.
6. È stata trovata una forte correlazione tra l'indice spettrale e la tipologia di blazar a cui appartengono le sorgenti identificate dal LAT. I FSRQ, i quali rappresentano per lo più gli oggetti LBL, hanno uno spettro *soft*, mentre i BL Lac, indipendentemente dal fatto che siano LBL, *Intermediate-energy peaked* (IBL) o HBL, rappresentano in media la popolazione di oggetti con spettro *hard*. Il valore medio dell'indice spettrale diminuisce (i.e., spettri più *hard*) qualora la classe di oggetti varia dai FSRQ ($\langle \Gamma \rangle = 2.48$) ai LBL ($\langle \Gamma \rangle = 2.28$), IBL ($\langle \Gamma \rangle = 2.13$) e HBL ($\langle \Gamma \rangle = 1.96$).

3.3.3 2LAC

Il *Second LAT AGN Catalogue* (2LAC, Ackermann et al. 2011) relativo a 24 mesi di operazioni scientifiche, comprende 1017 sorgenti γ rivelate con significatività $\gtrsim 4\sigma$ a latitudine Galattica $|b| > 10^\circ$. Il campione *Clean* del 2LAC è caratterizzato

da 886 sorgenti di cui 395 BL Lac, 310 FSRQ, 157 blazar di tipo non noto, 22 AGN di altro tipo, e 2 galassie starburst. Il catalogo 2LAC include, inoltre, 104 sorgenti a bassa latitudine Galattica ($|b| < 10^\circ$). L'intero catalogo comprende, quindi, 360 FSRQ, 423 BL Lac, 204 blazar di tipo non noto, e 30 AGN di altro tipo. Per quanto riguarda l'identificazione della controparte a più bassa energia, la procedura di associazione basata sulla coincidenza spaziale e sulla variabilità correlata in diverse bande energetiche è stata possibile solo per 28 AGN dell'1FGL, mentre, per le restanti sorgenti sono stati utilizzati 3 differenti metodi statistici: il *Bayesian Association* (utilizzato nei precedenti cataloghi), la *Likelihood Ratio Association* (LR) e il metodo $\log N - \log S$. In tal modo è aumentata la frazione di controparti associate rispetto al catalogo 1LAC. In particolare, il campione *Clean* del 2LAC include 287 sorgenti in più rispetto al campione *Clean* del primo catalogo, con un incremento, quindi, del 48%. I risultati ottenuti dal LAT durante il periodo di attività di 2 anni, sono in gran parte già presenti nel catalogo 1LAC e possono essere schematizzati come segue:

1. Gli AGN rivelati nel γ sono quasi esclusivamente blazar. Il 95% delle sorgenti del 2LAC è associato con AGN di questo tipo. I MAGN, classificati come sorgenti non-blazar, costituiscono una piccola frazione degli oggetti presenti nei cataloghi 1LAC (4%) e 2LAC (3%). Nel presente catalogo, quindi, il numero di MAGN osservati ad angoli di inclinazione $\geq 10^\circ$ diminuisce, sebbene in parte potrebbe essere dovuto alla variabilità dell'emissione γ delle sorgenti precedentemente associate alle radio galassie 3C 111, 3C 120 e 3C 78. Tra i MAGN riportati nel 2LAC sono presenti due nuove radio galassie, Centaurus B e Fornax A.
2. Gli oggetti BL Lac sono più numerosi rispetto ai FSRQ. I BL Lac, caratterizzati in genere da spettri *hard*, vengono rivelati più facilmente dal LAT rispetto ai FSRQ.
3. È stata trovata una forte correlazione tra l'indice spettrale e la classe di oggetti blazar per le sorgenti con *redshift* noto. L'indice spettrale medio (Γ) si sposta a valori sempre più bassi in relazione alla differente classe di oggetti (FSRQ: $\langle \Gamma \rangle = 2.42$; LBL: $\langle \Gamma \rangle = 2.17$; IBL: $\langle \Gamma \rangle = 2.14$; HBL: $\langle \Gamma \rangle = 1.90$).
4. Tra gli oggetti BL Lac, dominano le sorgenti HSP rispetto alle ISP e le LSP con percentuali, rispettivamente, del 52%, 27% e 21%, in relazione a quanto visto nell'1LAC.

3.3.4 I MAGN rivelati dal satellite Fermi: una nuova classe di sorgenti γ

Durante i primi 15 mesi di osservazioni scientifiche, il satellite Fermi ha rivelato con elevata significatività ($\gtrsim 5\sigma$) 11 MAGN confermando che questi oggetti rappresentano un'altra classe, potenzialmente molto interessante, di sorgenti γ . Il campione di

MAGN rivelati (Abdo et al. del 2010c) include 7 radio galassie FRI, 2 radio galassie FRII e 2 SSRQ. Tra i MAGN appartenenti al campione, le sorgenti Cen A, NGC 6251, e 3C 111, sono le uniche radio galassie ritenute, in base alle precedenti osservazioni con il telescopio EGRET, possibili sorgenti γ (Sreekumar et al. 1999; Mattox et al. 2001; Sguera et al. 2003; Hartman et al. 2008).

Nello scenario di unificazione proposto per gli AGN RL, le radio galassie FRI e FRII rappresentano la *Parent Population* degli oggetti BL Lac e FSRQ, rispettivamente. Il maggior numero di sorgenti FRI rivelate dal satellite *Fermi* rispetto alle FRII potrebbe riflettere, dunque, un'interessante caratteristica del processo di emissione come nel caso degli oggetti BL Lac e FSRQ riportati nel catalogo 1LAC e 2LAC.

I MAGN associati con le sorgenti γ rivelate dal LAT fanno parte dei cataloghi a bassa frequenza radio, *Cambridge* a 178 MHz (3CR, Bennet 1962; 3CRR, Laing et al. 1983) e *Molonglo* a 408 MHz (MS4, Burgess & Hunstead 2006). Questi cataloghi sono, inoltre, limitati in flusso (3CR: 9 Jy; 3CRR: 10 Jy; MS4: 4 Jy) e coprono una grande area di cielo nord (3CR e 3CRR) e sud (MS4). Il criterio di selezione dei cataloghi a bassa frequenza favorisce la rivelazione di sorgenti radio caratterizzate da uno spettro di emissione di sincrotrone ripido, generalmente associato alle strutture radio estese. In tal modo si selezionano preferibilmente sorgenti con un grande angolo di inclinazione del getto rispetto alla linea di vista.

Le sorgenti γ rivelate dal LAT sono associate con alta probabilità ($P \geq 80\%$) alle 7 FRI, ai 2 SSRQ e ad una delle due radio galassie FRII e sono incluse nel catalogo 1LAC. L'altra sorgente γ , associata con elevata probabilità ($P=87\%$) alla radio galassia FRII 3C 111, si trova a bassa latitudine galattica e quindi non fa parte dell'1LAC.

Per comprendere in modo migliore la natura dell'emissione γ da parte dei MAGN, è stato considerato il campione di sorgenti radio 3CRR ed è stato analizzato il ruolo della *core dominance*⁹ tra le sorgenti del campione rivelate dal LAT e quelle non rivelate appartenenti al catalogo 3CRR.

Di seguito sono presentati i risultati dell'analisi dei dati γ per il campione di MAGN rivelati dal LAT:

1. Il campione è dominato da 7 radio galassie FRI vicine ($D_L \lesssim 250$ Mpc). I MAGN più distanti, associati alle sorgenti γ rivelate dal LAT, sono i due SSRQ ($z \approx 0.7$).
2. I MAGN sono caratterizzati in media da una luminosità γ minore rispetto ai blazar rivelati nel cielo γ . In particolare, le FRI sono significativamente meno luminose rispetto agli oggetti BL Lac, mentre, la luminosità γ delle FRII è molto simile a quella dei FSRQ. Ciò potrebbe riflettere valori differenti del *beaming factor* per l'emissione γ .

⁹Il valore della *core dominance* è considerato un buon indicatore dell'orientazione del getto ed è definito, in questo caso, come $R = \log(S_{core}/[S_{tot} - S_{core}])$ (Scheuer & Readhead 1979), dove S_{core} è la densità di flusso del *core* e S_{tot} è la densità di flusso totale.

3. La sorgente NGC 1275 rappresenta la radio galassia più brillante del campione ed è anche l'unica per cui sia stata misurata la variabilità dell'emissione γ .
4. Lo studio eseguito sulla *core dominance* ha mostrato che il LAT rivela preferibilmente sorgenti radio con un angolo di inclinazione del getto piccolo e grandi valori di *core dominance*. Solo le radio galassie M87 e Cen A sono caratterizzate da piccoli valori di *core dominance* e grande angolo di inclinazione del getto probabilmente perchè sono le sorgenti del campione più vicine. I MAGN a distanze maggiori presentano, infatti, valori di *core dominance* più grandi.
5. Il piccolo numero di FR II rispetto alle FR I, associate con le sorgenti γ rivelate dal LAT, potrebbe essere dovuto alla mancanza di sorgenti FR II vicine oppure alla differente struttura dei getti che caratterizza le due tipologie di radio galassie.

La scoperta di una nuova classe di sorgenti γ rappresentata dai MAGN è molto importante in quanto, dall'analisi statistica delle sorgenti rivelate dal LAT, è possibile testare l'ipotesi di unificazione tra radio galassie e blazar, i modelli che descrivono la struttura dei getti e il contributo dei MAGN alla radiazione γ di *background*. Per questo motivo, nel presente lavoro di tesi abbiamo cercato una significativa emissione γ da un nuovo campione di radio galassie non investigato in precedenza.

Capitolo 4

Analisi dei dati astrofisici del satellite Fermi

4.1 Metodo di analisi

I dati astrofisici raccolti dal LAT sono stati analizzati utilizzando il pacchetto software *Fermi Science Tools*¹ versione v9r31p1.

L'analisi dei dati inizia con una lista di conteggi identificati come fotoni astrofisici e necessita di informazioni sulla direzione di puntamento e sull'efficienza di osservazione dello strumento per poter estrarre e manipolare due tipi di *file* con estensione *FITS* (Flexible Image Transport System)²:

- *file* di eventi (FT1), contiene tutte le informazioni riguardanti i fotoni raccolti dal LAT (e.g., energia, posizione e qualità di ricostruzione dell'evento).
- *spacecraft file* (FT2), contiene informazioni sull'orientamento e la posizione dello strumento, quindi il puntamento del LAT, e sulla modalità di osservazione del satellite.

Origine dell'evento

Il *file* di eventi FT1 deriva dall'elaborazione dei dati raccolti dal satellite *Fermi*. Questo processo comporta la ricostruzione dell'interazione dell'evento con le varie componenti dello strumento in base al segnale che si genera dall'interazione stessa. In tal modo si identifica il tipo di evento (e.g., fotone astrofisico) e se ne caratterizzano i parametri fisici (e.g., direzione ed energia).

¹<http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/documentation/Cicerone/>

²FITS è un formato standard utilizzato per immagazzinare dati astrofisici organizzati in array multidimensionali (spettri 1D, immagini 2D, cubi di dati 3D) e tabelle bidimensionali che contengono righe e colonne di dati.

Classificazione dell'evento

Durante la ricostruzione dell'evento sono stati scelti i parametri necessari alla classificazione dell'evento stesso in base alla probabilità che esso derivi da fotoni astrofisici e alla qualità della ricostruzione. Gli eventi vengono, quindi, separati in varie classi ciascuna delle quali caratterizzata dal proprio *set* di IRF (§ 3.2.1). La classe di eventi che corrisponde alla probabilità più alta di selezionare un fotone astrofisico è caratterizzata da un'area efficace minore, una PSF più stretta e una frazione di conteggi di *background* minore, mentre, la classe di eventi relativa alla probabilità più bassa ha un'area efficace più grande, in particolare ad energie minori, che implica però una maggiore contaminazione da parte di particelle di *background*.

La classe di eventi *Clean* soddisfa il criterio di selezione più restrittivo ed è stata sviluppata principalmente per studiare il *background* γ extragalattico. Un criterio di selezione intermedio è la classe *Source*, caratterizzata da un'area efficace maggiore sebbene l'estensione della PSF ed il livello di contaminazione del *background* siano limitati. Questa classe è stata sviluppata per analizzare sorgenti puntiformi e sorgenti diffuse brillanti. Infine, la classe *Transient* rappresenta il criterio di selezione meno restrittivo ed è indicata per studiare eventi di breve durata come, ad esempio, i *Gamma-Ray Burst*.

Selezione dell'evento

Gli eventi possono essere selezionati in una specifica regione del cielo, in un particolare intervallo di energia e in una determinata finestra temporale. Inoltre, si possono selezionare eventi in corrispondenza dei *good time intervals* (GTI), i.e., gli intervalli di tempo in cui lo strumento raccoglie i dati nella configurazione nominale, adatta all'analisi scientifica, e la qualità dei dati viene, quindi, considerata buona. Specifici criteri di selezione sono necessari per limitare la contaminazione dovuta alla radiazione γ prodotta dall'interazione dei raggi cosmici (CR) con l'atmosfera terrestre. La radiazione atmosferica γ viene percepita dallo strumento allo stesso modo dei fotoni provenienti dalle diverse sorgenti e si riesce ad eliminarla solo grazie alle informazioni relative alla direzione di incidenza di tale radiazione. Generalmente, si selezionano eventi entro un certo angolo massimo di *zenith*, rispetto alla direzione di incidenza del fotone, il quale viene scelto in base alle caratteristiche orbitali del LAT e alla regione di cielo che si vuole studiare.

Likelihood analysis

A causa della limitata statistica, per studiare il cielo γ è necessario applicare un metodo, detto *likelihood analysis*, basato sulla statistica di Poisson. La *likelihood* (L) rappresenta la probabilità di ottenere dati osservativi a partire da un modello (i.e., la distribuzione delle sorgenti γ nel cielo con la loro intensità e il loro spettro). L

sarà massimizzata in modo tale da ottenere il miglior confronto tra il modello e i dati osservativi. Ciascun *set* di dati può essere diviso in *bin* multidimensionali (e.g., energia, dimensione del *bin*). Il numero di conteggi osservati in ciascun *bin* è caratterizzato da una distribuzione Poissoniana e, quindi, L rappresenta il prodotto delle probabilità di osservare tali conteggi (n_k):

$$L = \prod_k \frac{m_k^{n_k} e^{-m_k}}{n_k!} \quad (4.1)$$

dove m_k rappresenta il numero di conteggi predetti dal modello. L'equazione sopra può essere riscritta come segue:

$$L = e^{-N_{pred}} \prod_k \frac{m_k^{n_k}}{n_k!} \quad (4.2)$$

La *unbinned likelihood* si ottiene quando la dimensione del *bin* diventa infinitesimale, e quindi, per $n_k = 0$ o 1 ; di conseguenza rimane solo il prodotto sul numero di fotoni:

$$L = e^{-N_{pred}} \prod_i m_i \quad (4.3)$$

che si può riscrivere come:

$$\text{Log}L = \sum_i (m_i) - N_{pred} \quad (4.4)$$

La significatività di ciascuna sorgente è rappresentata dal Test Statistico (TS), definito come:

$$TS = -2 \log \left(\frac{L_{max,0}}{L_{max,1}} \right) \quad (4.5)$$

dove $L_{max,0}$ è la probabilità massima per il modello senza sorgente (i.e., ipotesi nulla) e $L_{max,1}$ è la probabilità massima per il modello con la sorgente ad una determinata posizione. Nel limite di un gran numero di conteggi, per il teorema di *Wilks*, il TS per l'ipotesi nulla si distribuisce asintoticamente come la funzione χ_n^2 (dove n rappresenta il numero di parametri che caratterizzano la sorgente). Generalmente, la radice quadrata del TS può essere considerata approssimativamente uguale alla significatività di rivelazione per una data sorgente.

La *likelihood analysis* viene implementata attraverso una serie di passi. Dopo aver selezionato gli eventi in base alla classe di appartenenza, l'energia, la direzione e il tempo di arrivo, viene calcolato il *livetime* (i.e., il tempo accumulato mentre lo strumento sta raccogliendo i dati) in funzione della posizione nel cielo e dell'angolo di inclinazione rispetto all'asse del rivelatore, detto angolo di *off-axis*. I *livetime* vengono poi utilizzati per calcolare la mappa di esposizione che rappresenta l'integrale dell'area efficace su tutto il campo di vista dello strumento pesato per i *livetime*. L'ultimo passo

consiste nell'adattare il modello della *likelihood* per cercare i parametri migliori (i.e., parametri di *best-fit*) che massimizzano la funzione L . Dato che la *likelihood* è una funzione non lineare, è necessario utilizzare un algoritmo per massimizzare la funzione stessa. La probabilità massima si trova calcolando iterativamente la *likelihood* per differenti combinazioni di parametri e, dalla stima delle derivate della funzione rispetto a questi parametri, l'algoritmo trova i valori dei parametri che sono progressivamente più vicini a quelli che massimizzano la funzione. La *likelihood* viene calcolata finché la variazione del valore della funzione tra le iterazioni eseguite è sufficientemente piccola (o il numero di iterazioni raggiunge il valore massimo). L'incertezza sui parametri di *best-fit* è legata alla dipendenza della funzione dai parametri stessi.

4.1.1 Fermi Science Tools

I *files* FT1 e FT2 rappresentano tutto ciò di cui si necessita per analizzare i dati LAT. A partire da questi due *files*, ci sono vari strumenti forniti all'interno del pacchetto software *Fermi Science Tools* che permettono di eseguire un'analisi completa dei dati d'interesse.

La preparazione dei dati dipende dal tipo di analisi che si vuole eseguire e consiste in due passi: **gtselect**, in cui si selezionano gli eventi, e **gtmktime**, che seleziona i GTI. In seguito alla preparazione dei dati si prosegue con la *likelihood analysis* che richiede, prima di essere implementata nel *tool* **gtlike**, il calcolo del *livetime* e della mappa di esposizione tramite i passi **gtlcube** e **gtexpmap**, rispettivamente.

gtselect

Il *tool* *gtselect* esegue tagli di selezione sul *file* di eventi in *input* (FT1). Generalmente, i tagli applicati riguardano il tempo (MET)³, l'energia, la posizione espressa in funzione dell'ascensione retta (RA) e della declinazione (Dec), la regione di interesse (RoI) e l'angolo di *zenith*. A causa della PSF allargata a basse energie (e.g., il 68% dei conteggi è compreso entro un raggio di 3.5° a 100 MeV), per analizzare una sorgente è necessario considerare i conteggi entro una RoI centrata sulla sorgente stessa. La RoI deve essere più grande della dimensione della PSF dello strumento. Il valore selezionato nella nostra analisi per la RoI è di 10°.

I raggi γ atmosferici provenienti dalla Terra rappresentano una forte sorgente di *background* e, per minimizzare l'effetto dell'albedo terrestre, si seleziona un certo angolo di *zenith*. Il valore massimo dell'angolo di *zenith* viene fissato a 100°.

³Il tempo di riferimento usato per il *mission elapsed time* (MET) è la mezzanotte (0h:0m:0s) del 1° Gennaio 2001 in coordinate temporali universali.

gtmktime

Il tool *gtmktime* viene utilizzato per creare i GTI ed eseguire dei tagli in base ai parametri (i.e., tempo di vita e direzione di puntamento dello strumento) contenuti nello *spacecraft file* (FT2). Questo tool legge il *file* FT2 e, in base alle selezioni sui parametri effettuate con *gtselect*, crea un *set* di GTIs che viene in seguito combinato (logicamente) con i GTIs già esistenti nel *file* FT1. Tutti gli eventi al di fuori di questo nuovo *set* di GTIs vengono rimossi dal *file*. Il tool *gtmktime* fornisce, inoltre, la possibilità di escludere i periodi in cui la qualità dei dati non è adeguata all'analisi scientifica. I GTI si selezionano usando un filtro logico per ciascuna delle quantità presenti nel *file* FT2: $(DATA_QUAL==1) \&\& (LAT_CONFIG==1) \&\& ABS(ROCK_ANGLE)<52$. In questa espressione, *DATA_QUAL* esprime la qualità dei dati ed è un parametro che può essere fissato a differenti valori in base al tipo di oggetto e di analisi che si vuole eseguire. Tipicamente, questo parametro viene considerato uguale a 1 (i.e., la qualità dei dati è adeguata all'analisi scientifica); il parametro *LAT_CONFIG* rappresenta la configurazione dello strumento e, come per la qualità dei dati, il suo valore viene fissato a 1 (i.e., configurazione scientifica). Il *ROCK_ANGLE* è un parametro utilizzato per eliminare le osservazioni in puntamento a determinati angoli dal *dataset*⁴. In questo passo, inoltre, viene applicato un taglio alla RoI in funzione dell'angolo di *zenith* selezionato nel tool *gtselect* in modo tale da escludere il momento in cui la regione di interesse viene esclusa dal campo di vista del LAT.

gtltcube

Le IRF del LAT dipendono dall'angolo d'inclinazione o di *off-axis* tra la direzione della sorgente e la normale al LAT. Il numero di conteggi che una sorgente dovrebbe produrre dipendono, perciò, dal tempo che la sorgente stessa trascorre ad un determinato angolo di inclinazione durante un'osservazione. Il numero di conteggi dipende anche dal tempo in cui il LAT sta raccogliendo dati in corrispondenza di una data posizione nel cielo e di un certo angolo d'inclinazione (*livetime*). L'insieme di questi *livetime*, espressi in funzione dell'angolo di inclinazione per differenti posizioni nel cielo, è detto *livetime cube* o *exposure hypercube* ed è generato dal tool *gtltcube*. Il *livetime cube* è calcolato in una griglia in cui la dimensione del passo della griglia (*step size*) è espressa come il coseno dell'angolo d'inclinazione ed è fissata ad un valore di 0.025, mentre la dimensione spaziale della griglia (*pixel size*) corrisponde ad 1°.

gtexpmap

Questo tool crea le mappe di esposizione necessarie a calcolare il numero di fotoni predetto entro una determinata RoI. A causa della dimensione della PSF dello

⁴Il rocking angle è l'angolo compreso tra il puntamento del LAT e il suo zenith.

strumento, l'emissione delle sorgenti puntiformi vicine e l'emissione diffusa si possono sovrapporre significativamente a quella della sorgente in esame; è necessario, quindi, includere nel modello le sorgenti vicine e l'emissione diffusa selezionando una regione, la *Source Region*, centrata nella RoI, con un raggio più grande rispetto a quello della RoI (e.g., con una RoI di 10° è consigliabile selezionare una *Source Region* di 20° o di 15° qualora le sorgenti siano dominate da fotoni di ~ 100 MeV o di ~ 1 GeV, rispettivamente). I parametri che descrivono la *Source Region* riguardano la dimensione spaziale, (i.e., il numero di punti in longitudine e latitudine), e l'energia (i.e., il numero di bande di energia da considerare). Generalmente i valori selezionati per questi parametri sono fissati a 120 nel caso della dimensione spaziale, e a 20 per l'energia.

gtlike

Durante l'esecuzione del *tool gtlike* è necessario scegliere il tipo di algoritmo, detto ottimizzatore, che massimizza la *likelihood*. Gli ottimizzatori determinano i parametri spettrali e, in alcuni casi, anche spaziali (e.i., coordinate della sorgente) di *best-fit* e differiscono per la rapidità con cui convergono al massimo della funzione e l'accuratezza con cui esprimono la dipendenza della funzione dai parametri vicino al massimo della funzione stessa. Il pacchetto *Fermi Science Tools* comprende 5 ottimizzatori in grado di massimizzare la likelihood: DRMNGB, DRMNFB, NEWMINUIT, MINUIT e LBFSGS. Generalmente, si esegue il *tool gtlike* utilizzando prima l'ottimizzatore DRMNFB e poi MINUIT. Il primo è efficiente nella ricerca del massimo della funzione ma approssima la dipendenza dai parametri vicino al valore massimo. Di conseguenza le incertezze sui parametri fornite da questo ottimizzatore potrebbero non essere affidabili o, in alcuni casi, non essere calcolate. L'ottimizzatore MINUIT, invece, converge molto più lentamente esaurendo il numero di iterazioni permesse prima della convergenza ma determina accuratamente la dipendenza dai parametri vicino al massimo della funzione fornendo stime più accurate sull'incertezza dei parametri stessi.

La *likelihood analysis* genera il valore del flusso, espresso dal parametro *Prefactor*, che viene moltiplicato per il valore del parametro *Scale* (i.e., fattore di scala) in modo tale da ottenere il flusso in unità di fotoni⁵ $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$. Il parametro *Index* rappresenta l'indice spettrale modellato su tutto l'intervallo di energia utilizzato nell'analisi. Il parametro *Npred* esprime il numero di fotoni predetto basandosi sul modello dato. La *RoI distance* è il parametro che indica la separazione angolare tra il centro della RoI e la posizione della sorgente in esame. Infine, la radice quadrata del *TS* rappresenta approssimativamente la significatività di rivelazione della sorgente.

⁵successivamente abbreviato con ph.

Selezione del modello

Il tool *gtlike* legge il modello della sorgente da un *file* XML (eXtensible Markup Language)⁶. Per definire le sorgenti comprese nella *Source Region* è necessario fare riferimento al catalogo di sorgenti LAT. Nel nostro caso è stato utilizzato il 2FGL e la lista preliminare di sorgenti del 3FGL⁷ per i quali le sorgenti puntiformi ed estese sono modellate usando il tipo spettrale che le caratterizza. I parametri che costituiscono il modello sono definiti da alcune caratteristiche:

- *value*, il valore del parametro
- *scale*, il fattore di scala del parametro
- *name*, il nome assegnato al parametro
- *max/min*, il valore massimo/minimo ammesso per il parametro
- *free*, indica se il parametro deve essere o meno modellato: 0 significa che il valore del parametro è fissato, 1 invece, permette di modellare il parametro.

In base al tipo di analisi che si vuole eseguire è possibile scegliere tra diversi modelli. In particolare, per descrivere la posizione di una sorgente puntiforme si utilizza il modello *SkyDirFunction* e per caratterizzare lo spettro delle sorgenti del modello vengono utilizzati, generalmente, modelli spettrali rappresentati da una legge di potenza (*Power-law*):

$$\frac{dN}{dE} = N_0 \left(\frac{E}{E_0} \right)^\Gamma \quad (4.6)$$

dove dN/dE è il differenziale del flusso, N_0 è il fattore di normalizzazione e Γ è l'indice spettrale, oppure da una log-parabola (*LogParabola*):

$$\frac{dN}{dE} = N_0 \left(\frac{E}{E_0} \right)^{-[\alpha_g + \beta \ln \frac{E}{E_0}]} \quad (4.7)$$

che introduce il valore dell'energia di riferimento E_0 , l'indice spettrale α_g e il parametro di curvatura β . Questi modelli sono espressi in unità di $cm^{-2}s^{-1}MeV^{-1}$, nel caso di sorgenti puntiformi, e di $cm^{-2}s^{-1}MeV^{-1}sr^{-1}$ per le sorgenti diffuse.

Per creare correttamente il modello della sorgente è necessario considerare anche il *background* che comprende l'emissione galattica e l'emissione del diffuso extragalattico. Queste due componenti di *background* vengono modellate separatamente; in particolare, il modello che descrive l'emissione del diffuso Galattico è stato sviluppato usando le righe spettrali di HI e CO (traccianti dell'H2) per determinare la distribuzione del gas

⁶XML è un linguaggio utilizzato per definire ed immagazzinare i dati.

⁷Il 3FGL è il terzo catalogo di Fermi in preparazione.

interstellare in anelli galattocentrici. Questo modello è stato costruito confrontando l'emissività della radiazione γ degli anelli, relativa a diverse bande di energia, con le osservazioni LAT. Il modello spettrale isotropico deriva, invece, dal modello di emissione del cielo ($|b| > 30^\circ$) non rappresentata dal diffuso Galattico, e quindi, include sia la radiazione γ extragalattica diffusa sia l'emissione cosmica residua.

Capitolo 5

Il nostro campione di radio galassie: selezione e risultati dell'analisi γ

5.1 Criteri di selezione del campione

Nel presente lavoro di tesi è stato analizzato un campione comprendente le 10 radio galassie con il *core* più brillante selezionate dal catalogo B2 rivisitato (Fanti et al. 1987) e dal *Bologna Complete Sample* (BCS, Giovannini et al. 2005).

Le sorgenti appartenenti al catalogo B2 sono radio galassie osservate con il *Very Large Array* (VLA)¹ a 1.4 GHz. Nelle precedenti versioni (Parma et al. 1986, Paper I; de Ruiter et al. 1986, Paper II; Fanti et al. 1986, Paper III), il campione di radio galassie era stato osservato con il VLA in configurazione A, B e C. Il catalogo B2 rivisitato presenta nuove osservazioni in configurazione B per il 25% delle sorgenti. Questo catalogo è suddiviso in due campioni di radio galassie: il *near sample* ($\langle z \rangle = 0.030$) che include 28 sorgenti con magnitudine fotografica, $m_{pg} > 15.7$, in un'area di cielo di 0.76 sterad compresa tra $0h < RA < 24h$ e $24^\circ < Dec < 40^\circ$, e il *far sample* ($\langle z \rangle = 0.075$) che contiene 77 sorgenti con magnitudine visuale, $m_v > 16.5$, in un'area di cielo di 0.44 sterad suddivisa in tre regioni distinte: (i) $7h < RA < 18.30h$, $29^\circ 30' < Dec < 33^\circ$, (ii) $8h < RA < 12h$, $34^\circ < Dec < 40^\circ$, (iii) $8h < RA < 17h$, $24^\circ < Dec < 29^\circ 30'$.

Le coordinate delle radio galassie del B2 sono state aggiornate consultando i *database* di sorgenti extragalattiche SIMBAD e NED².

In Tabella 5.1 sono riportati, per ogni sorgente del catalogo contenente 105 oggetti, il

¹Il VLA è uno dei più importanti osservatori radioastronomici sito nella Piana di Sant'Agostino a Socorro, nel Nuovo Messico e consiste di 27 antenne radio disposte lungo tre bracci di 21 km a forma di Y. Ciascuna antenna ha un diametro di 25 metri e, sfruttando i principi dell'interferometria, i dati raccolti da ogni antenna vengono combinati elettronicamente. In questo modo l'*array* opera come un *single dish* di 36 km di diametro. Per le principali configurazioni D, C, B e A, la separazione massima delle antenne è di 1 km, 3.4 km, 11.1 km e 36.4 km, rispettivamente.

²*Set of Identifications, Measurements, and Bibliography for Astronomical Data* (SIMBAD); *NASA/IPAC Extragalactic Database* (NED).

nome della sorgente, la classificazione morfologica, la posizione (RA, Dec; J2000.0), il *redshift* (z), la distanza di luminosità (D_L) in Mpc, il fattore di conversione in kpc/arcsec, la densità di flusso totale a 1.4 GHz (F_{tot}) in mJy, la *largest angular size* (LAS) in arcsec, e la potenza a 1.4 GHz espressa in Watt. La potenza è stata calcolata utilizzando la seguente formula:

$$P = \frac{F_{tot}(4\pi D_L^2)}{(1+z)}$$

Tabella 5.1: *Catalogo.*

| Oggetto | Morfologia ^a | Posizione (RA, DEC) J2000.0 ^b | z | D _L ^c (Mpc) | Fattore di conversione ^c (kpc/arcsec) | Las (arcsec) | F _{tot} ^d (1.4 GHz) (mJy) | Potenza (1.4 GHz) (Watt) |
|-------------|-------------------------|--|----------|--------------------------------------|--|-----------------|--|-----------------------------|
| B2 0034+25 | FRI | 00 37 05.5 +25 41 56 (NPM catalog) | 0.031849 | 129 | 0.590 | 183 | 56.8 (NVSS) | 1.04 × 10 ²³ |
| B2 0055+30 | FRI | 00 57 48.883 +30 21 08.812 (VLBI) | 0.016485 | 64.3 | 0.302 | 59 | 772.9 (NVSS) | 3.55 × 10 ²³ |
| B2 0055+26 | FRI | 00 58 22.637 +26 51 58.61 (SINGLE DISH) | 0.047400 | 197 | 0.874 | 123 | 1754 (Colla et al. 1972) | 7.35 × 10 ²⁴ |
| B2 0104+32 | FRI | 01 07 24.939 +32 24 45.20 (VLA) | 0.017005 | 66.6 | 0.313 | 127 | 1108.2 (NVSS) | 5.46 × 10 ²³ |
| B2 0116+31 | CSO | 01 19 33.49 +32 10 35.6 (VLBA) | 0.060200 | 255 | 1.100 | <1 | 2635.7 (NVSS) | 1.83 × 10 ²⁵ |
| B2 0120+33 | FRI | 01 20 56.0 +33 00 16 (VLA) | 0.016458 | 64.5 | 0.303 | 130 | 99.5 (Murgia et al. 2011) | 4.60 × 10 ²² |
| B2 0149+35 | FRI | 01 52 46.48 +36 09 06.6 (Two Micron All Sky Survey) | 0.016195 | 63.8 | 0.300 | 58 | 66.8 (NVSS) | 3.03 × 10 ²² |
| B2 0206+35 | FRI | 02 09 38.5 +35 47 51 (CSC) | 0.037729 | 156 | 0.704 | 89 | 2087.4 (NVSS) | 5.54 × 10 ²⁴ |
| B2 0207+38 | N/A | 02 10 09.6 +39 11 25 (Two Micron All Sky Survey) | 0.017926 | 71.4 | 0.335 | <1 | 104.7 (NVSS) | 5.93 × 10 ²² |
| B2 0222+36 | C | 02 25 27.3 +37 10 28 (VLA) | 0.033386 | 138 | 0.625 | <1 | 196.1 (NVSS) | 4.09 × 10 ²³ |
| B2 0258+35A | CSS | 03 01 42.4 +35 12 21 (VLA) | 0.016495 | 66 | 0.310 | <1 | 1843 (NVSS) | 8.93 × 10 ²³ |
| B2 0326+39 | FRI | 03 29 23.893 +39 47 31.89 | 0.024300 | 99.6 | 0.461 | 8 | 241.1 (NVSS) | 2.65 × 10 ²³ |
| B2 0331+39 | C | 03 34 18.4 +39 21 25 (VLA) | 0.020591 | 83.9 | 0.391 | 68 | 847.7 (NVSS) | 6.61 × 10 ²³ |
| B2 0648+27 | C | 06 52 02.5 +27 27 39 (NPM catalog) | 0.041429 | 177 | 0.792 | <1 | 157.5 (NVSS) | 5.36 × 10 ²³ |
| B2 0708+32B | FRI | 07 11 47.669 +32 18 35.95 (VLA) | 0.067200 | 292 | 1.244 | 8 | 65.7 (NVSS) | 5.94 × 10 ²³ |
| B2 0722+30 | N/A | 07 25 37.366 +29 57 14.79 (VLA) | 0.018846 | 80.7 | 0.377 | 35 | 147.1 (NVSS) | 1.06 × 10 ²³ |
| B2 0755+37 | FRI | 07 58 28.1 +37 47 12 (VLBA) | 0.042836 | 184 | 0.821 | 138 | 2721.5 (NVSS) | 9.99 × 10 ²⁴ |

Tabella 5.1 – *Continua*

| Oggetto | Morfologia ^a | Posizione (RA, DEC) J2000.0 ^b | z | D _L ^c (Mpc) | Fattore di conversione ^c (kpc/arcsec) | Las (arcsec) | F _{tot} ^d (1.4 GHz) (mJy) | Potenza (1.4 GHz) (Watt) |
|-------------|-------------------------|---|----------|--------------------------------------|--|-----------------|--|-----------------------------|
| B2 0800+24 | FRI | 08 03 16.523 +24 40 36.40 (SDSS) | 0.042946 | 185 | 0.825 | 90 | 137.8 (NVSS) | 5.11×10^{23} |
| B2 0828+32 | FRII | 08 31 27.521 +32 19 27.06 (SDSS) | 0.051250 | 222 | 0.973 | 320 | 2074 (White & Becker 1992) | 1.09×10^{25} |
| B2 0836+29 | FRI | 08 39 15.8292 +28 50 38.757 (VLBA) | 0.079058 | 348 | 1.448 | 345 | 225.5 (NVSS) | 2.86×10^{24} |
| B2 0836+29B | FRI | 08 40 02.336 +29 49 02.73 (SDSS) | 0.064715 | 283 | 1.207 | 64 | 580 (NVSS) | 4.93×10^{24} |
| B2 0838+32A | FRI | 08 41 13.085 +32 24 59.60 (CSC) | 0.068100 | 298 | 1.264 | 116 | 531.5 (NVSS) | 4.99×10^{24} |
| B2 0843+31 | N/A | 08 46 43.004 +31 26 07.93 (SDSS) | 0.066528 | 291 | 1.238 | 130 | 53.7 (NVSS) | 4.82×10^{23} |
| B2 0844+31B | FRII | 08 47 59.066 +31 47 08.38 (VLA) | 0.067373 | 295 | 1.252 | 300 | 868.7 (NVSS) | 8.01×10^{24} |
| B2 0908+37 | twin jet | 09 11 53.20 +37 24 13.0 (UGC catalogue) | 0.104000 | 465 | 1.847 | 51 | 670.2 (NVSS) | 1.48×10^{25} |
| B2 0913+38 | FRI | 09 16 47.755 +38 18 05.88 (SDSS) | 0.071095 | 312 | 1.315 | 42 | 335.0 (NVSS) | 3.44×10^{24} |
| B2 0915+32B | FRI | 09 18 57.949 +31 51 10.65 | 0.062000 | 271 | 1.162 | 270 | 283 (White & Becker 1992) | 2.21×10^{24} |
| B2 0922+36B | FRI | 09 25 39.0 +36 27 05 (VLA) | 0.112118 | 504 | 1.973 | 167 | 434.7 (NVSS) | 1.12×10^{25} |
| B2 0924+30 | FRI | 09 27 23.5 +29 55 30 (SDSS) | 0.025261 | 110 | 0.505 | <1 | 58 (NVSS) | 7.74×10^{22} |
| B2 1003+35 | FRII | 10 06 01.731 +34 54 10.434 VLA | 0.100500 | 449 | 1.794 | 48 | 3237.0 (NVSS) | 6.71×10^{25} |
| B2 1003+26 | N/A | 10 06 38.821 +25 54 44.83 (SDSS) | 0.116838 | 528 | 2.047 | 6 | 73.1 (NVSS) | 2.06×10^{24} |
| B2 1005+28 | radio jet | 10 07 57.1 +28 01 48 (SDSS) | 0.147741 | 680 | 2.497 | 240 | 28.5 (NVSS) | 1.29×10^{24} |
| B2 1037+30 | C | 10 40 29.9 +29 57 58 (VLA) | 0.091110 | 405 | 1.647 | 3 | 393.3 (NVSS) | 6.69×10^{24} |
| B2 1040+31A | C | 10 43 18.4 +31 31 02 (The Texas Survey Of Radio Sources) | 0.036000 | 156 | 0.704 | 54 | 749.6 (NVSS) | 1.99×10^{24} |
| B2 1101+38 | BL Lac | 11 04 27.313 +38 12 31.799 | 0.030021 | 130 | 0.593 | <1 | 768.5 | 1.43×10^{24} |

Tabella 5.1 – *Continua*

| Oggetto | Morfologia ^a | Posizione (RA, DEC) J2000.0 ^b | z | D _L ^c (Mpc) | Fattore di conversione ^c (kpc/arcsec) | Las (arcsec) | F _{tot} ^d (1.4 GHz) (mJy) | Potenza (1.4 GHz) (Watt) |
|-------------|-------------------------|---|----------|--------------------------------------|--|-----------------|--|-----------------------------|
| | | (VLBI) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1102+30A | FRI | 11 05 22.8 +30 09 42 | 0.071662 | 315 | 1.328 | 170 | 1167 | 1.22 × 10 ²⁵ |
| | | (SDSS) | | | | | (White & Becker 1992) | |
| B2 1108+27 | radio jet | 11 11 25.2 +26 57 49 | 0.035938 | 156 | 0.704 | 72 | 94.3 | 2.50 × 10 ²³ |
| | | (VLA) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1113+24 | N/A | 11 16 03.8 +24 41 02 | 0.102100 | 457 | 1.822 | 30 | 46.4 | 9.94 × 10 ²³ |
| | | (SDSS) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1113+29 | FRI | 11 16 34.6 +29 15 17 | 0.047816 | 208 | 0.917 | 91 | 1929.5 | 9.01 × 10 ²⁴ |
| | | (SDSS) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1116+28 | FRI | 11 18 59.381 +27 54 07.01 | 0.067180 | 295 | 1.253 | 260 | 224.9 | 2.07 × 10 ²⁴ |
| | | (VLA) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1122+39 | FRI | 11 24 43.7 +38 45 46 | 0.006835 | 31.8 | 0.152 | 75 | 113.2 | 1.29 × 10 ²² |
| | | (CSC) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1141+37 | N/A | 11 44 27.155 +37 08 31.56 | 0.114833 | 517 | 2.015 | 270 | 5.41 | 1.46 × 10 ²³ |
| | | (SDSS) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1144+35B | FRI | 11 47 22.1 +35 01 08 | 0.063130 | 276 | 1.182 | 25 | 637.6 | 5.16 × 10 ²⁴ |
| | | (VLBI) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1204+24 | FRI | 12 07 07.369 +23 54 24.92 | 0.076900 | 339 | 1.416 | 29 | 103.4 | 1.25 × 10 ²⁴ |
| | | (SDSS) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1204+34 | FRII? | 12 07 32.905 +33 52 40.02 | 0.079057 | 349 | 1.450 | 51 | 491.3 | 6.27 × 10 ²⁴ |
| | | (NPM catalog) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1217+29 | C | 12 20 06.825 +29 16 50.712 | 0.002165 | 12.8 | 0.062 | <1 | 385.5 | 7.13 × 10 ²¹ |
| | | VLBA | | | | | (NVSS) | |
| B2 1243+26B | radio jet | 12 46 21.855 +26 27 17.33 | 0.089100 | 396 | 1.614 | 200 | 398 | 6.48 × 10 ²⁴ |
| | | (CLFST) | | | | | (White & Becker 1992) | |
| B2 1251+27B | FRII | 12 54 12.0 +27 37 34 | 0.085336 | 378 | 1.553 | 135 | 2924.9 | 4.35 × 10 ²⁵ |
| | | (SDSS) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1254+27 | FRI | 12 56 27.8 +26 59 14 | 0.021558 | 93.9 | 0.436 | 34 | 6.6 | 6.44 × 10 ²¹ |
| | | (VLA) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1256+28 | FRI | 12 59 23.331 +27 54 41.81 | 0.022879 | 99.5 | 0.460 | 47 | 402.02 | 4.40 × 10 ²³ |
| | | (SDSS) | | | | | (Miller et al. 2009) | |
| B2 1257+28 | FRI | 12 59 35.709 +27 57 33.80 | 0.023937 | 104 | 0.480 | 42 | 206.7 | 2.47 × 10 ²³ |
| | | (SDSS) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1300+32 | N/A | 13 03 15.5 +31 50 19 | 0.1647 | 782.0 | 2.795 | 200 | 305 | 1.81 × 10 ²⁵ |
| | | (The Texas Survey Of Radio Sources) | | | | | (White & Becker 1992) | |

Tabella 5.1 – *Continua*

| Oggetto | Morfologia ^a | Posizione (RA, DEC) J2000.0 ^b | z | D _L ^c (Mpc) | Fattore di conversione ^c (kpc/arcsec) | Las (arcsec) | F _{tot} ^d (1.4 GHz) (mJy) | Potenza (1.4 GHz) (Watt) |
|-------------|-------------------------|---|----------|--------------------------------------|--|-----------------|--|-----------------------------|
| B2 1303+31B | N/A | 13 05 50.700 +30 54 19.00 | 0.181600 | 852 | 2.954 | 16 | 75.7 (NVSS) | 5.26×10^{24} |
| B2 1316+29 | FRI | 13 19 04.116 +29 38 34.40 (SDSS) | 0.072789 | 320 | 1.345 | 175 | 1514 (White & Becker 1992) | 1.63×10^{25} |
| B2 1317+33 | N/A | 13 20 16.2 +33 08 39 (FIRST) | 0.037893 | 164 | 0.736 | 17 | 82.9 (NVSS) | 2.43×10^{23} |
| B2 1318+34 | N/A | 13 20 35.3 +34 08 22 (VLA) | 0.023299 | 101 | 0.466 | <1 | 104.9 (NVSS) | 1.18×10^{23} |
| B2 1321+31 | FRI | 13 23 44.978 +31 33 56.88 (VLBA) | 0.016218 | 70.8 | 0.332 | 288 | 1980.0 (NVSS) | 1.10×10^{24} |
| B2 1322+36B | FRI | 13 24 51.4 +36 22 43 (CSC) | 0.017379 | 75.5 | 0.353 | 53 | 876.7 (NVSS) | 5.55×10^{23} |
| B2 1339+26B | FRI | 13 41 49.40 +26 22 18.8 (XMM-Newton Survey) | 0.072200 | 317 | 1.334 | <1 | 307.3 (NVSS) | 3.26×10^{24} |
| B2 1346+26 | FRI | 13 48 52.5 +26 35 34 (WING Survey) | 0.063260 | 276 | 1.183 | <1 | 925.0 (NVSS) | 7.49×10^{24} |
| B2 1347+28 | FRI | 13 50 13.586 +28 16 44.96 (SDSS) | 0.072094 | 316 | 1.332 | 47 | 238.8 (NVSS) | 2.51×10^{24} |
| B2 1350+31 | FRI | 13 52 17.765 +31 26 46.1 (VLA) | 0.045034 | 195 | 0.863 | 46 | 4086.2 (NVSS) | 1.68×10^{25} |
| B2 1357+28 | FRI | 14 00 00.852 +28 29 59.79 (VLA) | 0.062900 | 274 | 1.176 | 139 | 325.5 (Langston et al. 1990) | 2.60×10^{24} |
| B2 1358+30C | FR II | 14 00 46.00 +30 21 06.6 (SDSS) | 0.206 | 1003.3 | 3.344 | 150 | 234.9 (NVSS) | 2.23×10^{25} |
| B2 1422+26B | FRI | 14 24 40.5 +26 37 31 (CSC) | 0.037152 | 160 | 0.720 | 140 | 710 (White & Becker 1992) | 1.98×10^{24} |
| B2 1430+25 | FRI | 14 32 42.2 +24 55 48 (VLA) | 0.081300 | 358 | 1.483 | 50 | 523 (White & Becker 1992) | 7.01×10^{24} |
| B2 1441+26 | FRI | 14 44 06.313 +26 01 11.84 (SDSS) | 0.062100 | 270 | 1.160 | 230 | 222 (White & Becker 1992) | 1.72×10^{24} |
| B2 1447+27 | N/A | 14 49 27.926 +27 46 50.32 (VLA) | 0.030588 | 131 | 0.598 | <1 | 60.5 (NVSS) | 1.14×10^{23} |
| B2 1450+28 | radio jet | 14 52 33.6 +27 57 55 (The Texas Survey Of Radio Sources) | 0.126500 | 572 | 2.185 | 53 | 167 (White & Becker 1992) | 5.48×10^{24} |
| B2 1455+28 | FR II | 14 57 53.840 +28 32 18.86 | 0.141100 | 644 | 2.397 | 213 | 906.1 | 3.72×10^{25} |

Tabella 5.1 – *Continua*

| Oggetto | Morfologia ^a | Posizione (RA, DEC) J2000.0 ^b | z | D _L ^c (Mpc) | Fattore di conversione ^c (kpc/arcsec) | Las (arcsec) | F _{tot} ^d (1.4 GHz) (mJy) | Potenza (1.4 GHz) (Watt) |
|-------------|-------------------------|---|----------|--------------------------------------|--|-----------------|--|-----------------------------|
| | | (VLA) | | | | | (Croft et al. 2010) | |
| B2 1457+29 | N/A | 14 59 41.909 +29 03 31.64 | 0.146000 | 669 | 2.466 | 81 | 368.5 | 1.63 × 10 ²⁵ |
| | | (VLA) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1502+26 | FRI | 15 04 57.121 +26 00 58.48 | 0.053800 | 233 | 1.014 | 236 | 7820 | 4.55 × 10 ²⁵ |
| | | | | | | | (Pauliny-Toth et al. 1966) | |
| B2 1511+26 | FR I | 15 13 39.983 +26 07 23.70 | 0.108300 | 484 | 1.909 | 125 | 3597.2 | 8.59 × 10 ²⁵ |
| | | (NRAOMPI 5 GHz Strong Source Surveys) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1512+30 | FRI | 15 14 04.175 +30 08 47.11 | 0.093100 | 412 | 1.670 | 22 | 83.1 | 1.46 × 10 ²⁴ |
| | | (SDSS) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1521+28 | FRI | 15 23 26.935 +28 37 32.34 | 0.082500 | 362 | 1.498 | 200 | 857 | 1.17 × 10 ²⁵ |
| | | (VLA) | | | | | (White & Becker 1992) | |
| B2 1525+29 | radio jet | 15 27 44.376 +28 55 06.72 | 0.065155 | 283 | 1.208 | 23 | 212.8 | 1.80 × 10 ²⁴ |
| | | (Palomar Observatory Sky Survey) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1527+30 | N/A | 15 29 45.6 +30 42 36 | 0.113735 | 510 | 1.991 | 45 | 30.0 | 7.92 × 10 ²³ |
| | | (VLA) | | | | | (Becker et al. 1995) | |
| B2 1528+29 | FRI | 15 30 10.283 +29 00 30.53 | 0.083918 | 369 | 1.521 | 235 | 265 | 3.76 × 10 ²⁴ |
| | | (VLA) | | | | | (White & Becker 1992) | |
| B2 1553+24 | radio jet | 15 56 03.9 +24 26 53 | 0.042626 | 182 | 0.812 | 55 | 140.5 | 5.5 × 10 ²³ |
| | | (CSC) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1557+26 | C | 15 59 51.612 +25 56 26.31 | 0.044571 | 191 | 0.847 | <1 | 125 | 4.94 × 10 ²³ |
| | | (SDSS) | | | | | (White & Becker 1992) | |
| B2 1609+31 | radio jet | 16 11 40.244 +31 03 01.17 | 0.095096 | 420 | 1.698 | 25 | 156.5 | 2.85 × 10 ²⁴ |
| | | (SDSS) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1613+27 | FRI | 16 15 31.360 +27 26 57.30 | 0.064630 | 280 | 1.196 | 31 | 211.7 | 1.76 × 10 ²⁴ |
| | | (SDSS) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1615+35B | FRI | 16 17 40.591 +35 00 15.48 | 0.029544 | 125 | 0.571 | <1 | 774.0 | 1.33 × 10 ²⁴ |
| | | (CSC) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1615+32 | FRI | 16 17 42.5218 +32 22 34.006 | 0.151019 | 692 | 2.532 | 91 | 2789 | 1.31 × 10 ²⁶ |
| | | | | | | | (White & Becker 1992) | |
| B2 1637+29 | FRI | 16 39 20.0 +29 50 57 | 0.086860 | 381 | 1.564 | 14 | 16.0 | 2.42 × 10 ²³ |
| | | (VLA) | | | | | (NVSS) | |
| B2 1638+32 | radio jet | 16 40 29.372 +32 05 25.45 | 0.140146 | 637 | 2.377 | 60 | 341 | 1.37 × 10 ²⁵ |
| | | (VLA) | | | | | (White & Becker 1992) | |
| B2 1643+27 | radio jet | 16 45 27.678 +27 20 06.41 | 0.101845 | 451 | 1.802 | 140 | 127 | 2.65 × 10 ²⁴ |
| | | (VLA) | | | | | (White & Becker 1992) | |

Tabella 5.1 – *Continua*

| Oggetto | Morfologia ^a | Posizione (RA, DEC) J2000.0 ^b | z | D_L^c (Mpc) | Fattore di conversione ^c (kpc/arcsec) | Las (arcsec) | F_{tot}^d (1.4 GHz) (mJy) | Potenza (1.4 GHz) (Watt) |
|-------------|-------------------------|---|----------|------------------|--|-----------------|------------------------------------|-----------------------------|
| B2 1657+32A | FRI | 16 59 00.998 +32 29 39.29 (SDSS) | 0.062500 | 269 | 1.156 | 65 | 12.38 (Becker et al. 1995) | 9.53×10^{22} |
| B2 1658+32A | NAT | 17 00 11.224 +32 35 14.77 (VLA) | 0.102076 | 452 | 1.805 | 90 | 37.61 (Becker et al. 1995) | 7.88×10^{23} |
| B2 1658+30 | FRI | 17 00 45.230 +30 08 12.91 (VLA) | 0.034424 | 145 | 0.657 | 160 | 579 (White & Becker 1992) | 1.33×10^{24} |
| B2 1726+31 | FR II | 17 28 20.1 +31 46 03 (VLA) | 0.166148 | 767 | 2.736 | 107 | 1470.4 (NVSS) | 8.39×10^{25} |
| B2 1736+32 | FRI | 17 38 35.77 +32 56 01.3 (VLA) | 0.073317 | 317 | 1.336 | 42 | 247.4 (NVSS) | 2.62×10^{24} |
| B2 1747+30B | radio jet | 17 49 51.07 +30 18 08.2 (VLA) | 0.129700 | 584 | 2.220 | 98 | 69.2 (NVSS) | 2.36×10^{24} |
| B2 1752+32B | FRI | 17 54 35.52 +32 34 17.2 (VLA) | 0.044097 | 186 | 0.828 | 95 | 139.7 (NVSS) | 5.23×10^{23} |
| B2 1827+32A | FRI | 18 28 56.930 +32 20 04.10 (VLA) | 0.065012 | 279 | 1.192 | 360 | 70.5 (NVSS) | 5.83×10^{23} |
| B2 1833+32 | FR II | 18 35 03.4 +32 41 47 (VLA) | 0.057870 | 246 | 1.068 | 170 | 5760 (Pauliny-Toth et al. 1966) | 3.73×10^{25} |
| B2 1855+37 | FR II | 18 57 37.5 +38 00 32 (NPM catalog) | 0.055205 | 234 | 1.021 | 10 | 300.4 (NVSS) | 1.76×10^{24} |
| B2 2116+26 | radio jet | 21 18 33.0 +26 26 49 (VLA) | 0.015584 | 60.4 | 0.285 | 78 | 162.1 (NVSS) | 6.58×10^{22} |
| B2 2229+39 | FRI | 22 31 20.625 +39 21 29.81 | 0.017085 | 66.8 | 0.314 | 160 | 3690 (Pauliny-Toth et al. 1966) | 1.83×10^{24} |
| B2 2336+26 | FRI | 23 38 29.3905 +27 01 53.526 (VLA) | 0.030221 | 122 | 0.559 | 113 | 7660 (White & Becker 1992) | 1.25×10^{25} |
| B2 2236+35 | FRI | 22 38 29.5 +35 19 41 (Two Micron All Sky Survey) | 0.027589 | 111 | 0.511 | 47 | 361.4 (NVSS) | 4.90×10^{23} |

Note.

^aC: Compatta; CSO: Compact Steep Object; CSS: Compact Steep Spectrum; FRI: Fanaroff & Riley di tipo I; FR II: Fanaroff & Riley di tipo II; NAT: Narrow-angle tail radio source; N/A: not available.

^bLe coordinate celesti della sorgente sono state aggiornate all'epoca attualmente usata, J2000.0, che identifica il mezzogiorno (*Universal Time*, UT) del 1° Gennaio 2000, corrispondente al giorno giuliano (JD) 2451545. Per la maggior parte delle sorgenti è riportato lo strumento da cui vengono tratte le coordinate.

^c<http://www.astro.ucla.edu/wright/CosmoCalc.html>. La D_L e il fattore di conversione sono stati ottenuti utilizzando la cosmologia Λ CDM; in particolare, $h=0.71$, $\Omega_m = 0.27$ e $\Omega_\Lambda = 0.73$, dove la costante di Hubble equivale a $H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

^dPer tutte le sorgenti è stata riportata la fonte da cui è stato estrapolato il valore del flusso totale. $1 \text{ mJy} = 10^{-29} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$.

In seguito, il campione di radio galassie è stato confrontato con il BCS; sono state, quindi, considerate solo le sorgenti in comune. Il BCS rappresenta un catalogo di radio galassie e oggetti di tipo BL Lac appartenenti al B2 e al 3CR (Bennett 1962), osservati a 5 GHz con il *Very Long Baseline Interferometry* (VLBI)³ in modo tale da considerare solo l'emissione estesa e non amplificata da effetti relativistici (i.e., emissione isotropica). I criteri di selezione applicati per il BCS sono: declinazione $> 10^\circ$, latitudine Galattica $|b| > 15^\circ$, e $z < 0.1$.

Il campione analizzato nel presente lavoro di tesi è stato selezionato in base al valore del flusso del *core* (S_c) a 5 GHz. Le sorgenti del campione rappresentano, dunque, le 10 radio galassie con il *core* più brillante tra quelle in comune tra il B2 rivisitato ed il BCS (Tabella 5.2). Questo criterio di selezione è stato adottato tenendo presente che la maggior parte dei MAGN rivelati nel cielo γ dal satellite *Fermi* è rappresentata da FRI vicine ($D_L \lesssim 250$ Mpc)(§3.3.4) e quindi molto brillanti nel radio.

| Oggetto | Morfologia | Posizione (RA, Dec) (J2000.0) | z | $S_c(5 \text{ GHz})$ (mJy) |
|-------------|------------|----------------------------------|--------|-------------------------------|
| B2 0055+30 | FRI | 00 57 49 +30 21 09 | 0.0165 | 588 |
| B2 0206+35 | FRI | 02 09 38 +35 47 51 | 0.0377 | 106 |
| B2 0222+36 | C | 02 25 27 +37 10 28 | 0.0334 | 140 |
| B2 0331+39 | C | 03 34 18 +39 21 25 | 0.0206 | 149 |
| B2 0648+27 | C | 06 52 02 +27 27 39 | 0.0414 | 213 |
| B2 0755+37 | FRI | 07 58 28 +37 47 12 | 0.0428 | 195 |
| B2 1003+35 | FRII | 10 06 02 +34 54 10 | 0.1005 | 400 |
| B2 1144+35B | FRI | 11 47 22 +35 01 08 | 0.6313 | 250 |
| B2 1322+36B | FRI | 13 24 51 +36 22 43 | 0.0174 | 150 |
| B2 1833+32 | FRII | 18 35 03 +32 41 47 | 0.0578 | 188 |

Tabella 5.2: *Le 10 radio galassie del nostro campione.*

5.2 Analisi dei dati γ del campione

I dati γ raccolti dal LAT utilizzati per analizzare il nostro campione di radio galassie sono relativi ai primi 5 anni di osservazioni scientifiche (4 Agosto 2008 - 4 Agosto 2013). Durante la classificazione e la selezione dell'evento sono stati considerati solo i fotoni appartenenti alla classe *Source*, con energie comprese nell'intervallo 0.1 - 100 GeV, in modo da minimizzare la contaminazione dei raggi cosmici classificati

³Il VLBI è un interferometro i cui elementi sono dislocati in diverse zone della Terra, a distanze di centinaia o addirittura migliaia di km. In questo modo, le osservazioni relative ad un oggetto vengono eseguite simultaneamente da diversi radiotelescopi per essere poi combinate in modo da ottenere risoluzioni angolari dell'ordine del miliardesimo o inferiori.

erroneamente come fotoni γ . Per ridurre l'albedo terrestre, è stato necessario rimuovere i fotoni con un angolo di incidenza $> 100^\circ$ rispetto all'angolo di *zenith*. Inoltre, sono stati esclusi gli intervalli di tempo durante i quali il *rocking angle* del LAT era maggiore di 52° e il satellite Fermi era entro la SSA⁴ poichè la radiazione riflessa dalla Terra entrava nel campo di vista dello strumento aggiungendo un segnale spurio a quello delle sorgenti in esame. L'analisi spettrale del campione è stata eseguita con il pacchetto software *Fermi Science Tools* utilizzando la *likelihood analysis* in modalità *unbinned* (i.e., la posizione e l'energia di ciascun evento vengono considerati individualmente) implementata nel *tool gtlake*. I dati LAT, analizzati tramite il *set* di IRFs "P7_V15", sono stati estratti da una RoI con un raggio di 10° centrata sulla sorgente in esame. La significatività del segnale γ proveniente dalle sorgenti è stata verificata usando il Test Statistico (TS) che esprime la probabilità di avere una sorgente γ in una determinata posizione; i parametri di *best-fit* del modello sono stati ottenuti tramite l'algoritmo che massimizza la *likelihood*. Il modello per il quale è stata calcolata la probabilità include anche tutte le sorgenti puntiformi appartenenti al catalogo 2FGL (*gll_psc_v08.fit*)⁵ che si trovano entro 15° dalla sorgente in esame e che, quindi, possono contribuire alle basse energie a causa della PSF allargata dello strumento. Lo spettro di queste sorgenti è stato parametrizzato da una legge di potenza o da una log-parabola. Il modello di *background* utilizzato nell'analisi deriva dalla combinazione del modello di emissione Galattica (*gll_iem_v05.txt*) e del *background* extragalattico e strumentale (*iso_source_v05.txt*)⁶. Il parametro di normalizzazione di entrambe le componenti del modello di *background* è stato lasciato libero di variare durante la procedura di analisi.

Il nostro campione è stato analizzato considerando prima i dati raccolti dal LAT anno per anno, poi i dati relativi all'intero intervallo di 5 anni. In tal modo è possibile verificare l'andamento dell'eventuale emissione γ delle sorgenti del campione confrontando i valori del TS e se la sorgente è stata attiva nel γ solo in una frazione dei 5 anni analizzati.

La prima analisi spettrale è stata eseguita con l'ottimizzatore DRMNFB. Gli indici spettrali delle sorgenti del modello entro la RoI (10°) sono stati lasciati liberi, mentre, quelli delle sorgenti comprese tra 10° e 15° sono stati fissati ai valori riportati nel 2FGL. Per quanto riguarda l'analisi anno per anno, sono state rimosse dal modello le sorgenti con $TS < 10$ e/o con $N_{pred} < 3$, mentre, per i 5 anni i criteri di selezione sono stati $TS < 25$ e/o $N_{pred} < 6$. La procedura di analisi spettrale è stata, quindi, ripetuta

⁴L'orbita del satellite *Fermi* attraversa la zona di radiazione terrestre più interna in una regione nota come *South Atlantic Anomaly* (SAA). La SAA è caratterizzata da particelle intrappolate geomagneticamente con flussi che superano di parecchie magnitudini quelli relativi ad altre zone attraversate dall'orbita del satellite. Questa notevole radiazione porterebbe alla riduzione del tempo di vita producendo un rapido deterioramento dello strumento. Per questo motivo il LAT non raccoglie dati durante il passaggio nella SAA.

⁵http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/access/lat/2yr_catalog/

⁶<http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/access/lat/BackgroundModels.html>

inserendo nel nuovo modello la sorgente in esame, il cui spettro è stato parametrizzato da una legge di potenza semplice, e utilizzando l'ottimizzatore MINUIT⁷. Per verificare l'attendibilità dei parametri di *best-fit* ottenuti da questa successiva analisi è stato tenuto in considerazione il valore del *Minuit fit quality*. Il modello della sorgente si ritiene buono se il valore del *Minuit fit quality* è uguale a 3. Per valori minori, la procedura di analisi viene ripetuta fissando l'indice spettrale delle sorgenti che si trovano tra i 7° e i 10° dalla sorgente in esame e/o rimuovendo le sorgenti con flussi (0.1 - 100 GeV) inferiori a $1.0 \times 10^{-8} \text{ph cm}^{-2}\text{s}^{-1}$. Nel caso in cui il valore del TS risulti essere, a seconda che si consideri un singolo anno o l'intero intervallo di 5 anni, < 10 o < 25 , oppure l'incertezza sul flusso sia maggiore di metà del valore del flusso stesso, vengono calcolati gli *upper limit* a 2σ .

5.3 La sorgente campione: M 87

Nel presente lavoro di tesi è stata eseguita un'analisi spettrale riguardante la radio galassia FRI M 87, considerata come sorgente campione essendo uno degli oggetti più vicini a noi ($D_L = 16 \text{ Mpc}$) e di conseguenza più studiati.

Questa radio galassia è stata ben osservata a frequenze radio fino alla banda X rivelando un getto prominente (Curtis 1918) caratterizzato da strutture complesse (knots ed emissione diffusa; Perlman et al. 1999, 2001), da forte variabilità (Harris et al. 2003, 2006) e da moto superluminale apparente (Biretta et al. 1999; Cheung et al. 2007). M87 è stata rivelata ad energie maggiori di 100 GeV (Very High Energy, VHE) dai telescopi HESS, MAGIC e VERITAS evidenziando un'emissione in banda TeV variabile su tempi scala di anni ed eventi di tipo *flare* della durata di qualche giorno (Aharonian et al. 2006; Albert et al. 2008; Acciari et al. 2008,2009). Durante i primi 10 mesi di osservazioni scientifiche (4 Agosto 2008 - 31 Maggio 2009) del satellite *Fermi*, è stata rivelata, con una significatività di 10.4σ , una sorgente γ ($\sim 20 \text{ MeV} - 100 \text{ GeV}$) coincidente spazialmente con il *core* della radio galassia M 87 (RA = $187^\circ.722$, Dec = $12^\circ.29$) (Abdo et al. 2009c). Dopo la scoperta di Cen A e Perseus A (NGC 1275), M 87 è la terza radio galassia rivelata con successo dal LAT (Figura 5.1).

La debole sorgente γ rivelata ha un flusso $F(> 100 \text{ MeV}) = 2.45 \pm 0.63 \times 10^{-8} \text{ ph cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ e un indice spettrale, $\Gamma = 2.26 \pm 0.13$. Il valore del flusso è confrontabile con l'*upper limit* a 2σ precedentemente stimato con EGRET ($< 2.8 \times 10^{-8} \text{ ph cm}^{-2}\text{s}^{-1}$); è evidente, perciò, che la sorgente non ha prodotto aumenti di flusso significativi in banda MeV/GeV su tempi scala di un decennio.

Per giustificare la forte variabilità osservata nei blazar si ritiene che l'emissione γ proveniente da questi oggetti sia prodotta in regioni compatte che si muovono a velocità relativistiche lungo il getto su scale del sub-parsec (Dondi & Ghisellini 1995).

⁷<http://lcgapp.cern.ch/project/cls/work-packages/mathlibs/minuit/doc/doc.html>

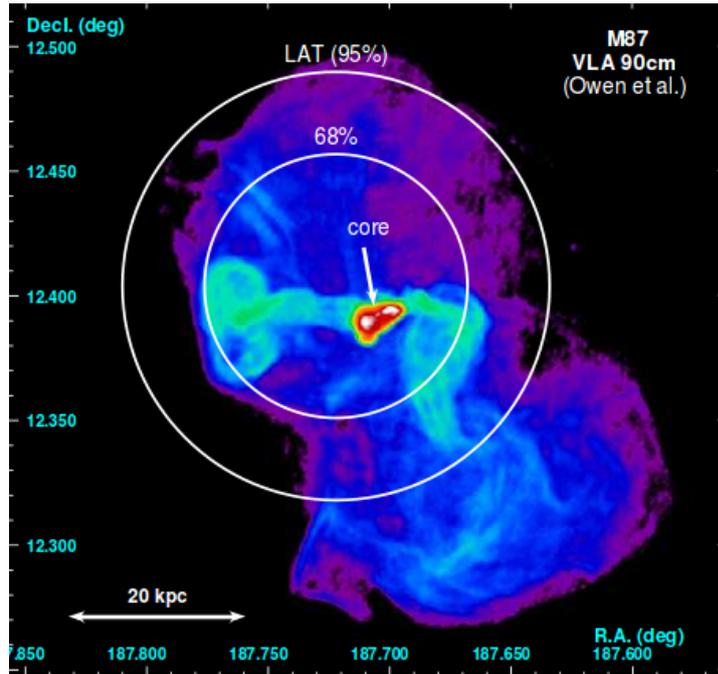


Figura 5.1: Immagine della radio galassia M87 osservata con il VLA a 90 cm (Owen et al. 2000). La localizzazione dell'emissione γ rivelata dal LAT è indicata dagli error circle: $r_{95\%} = 5'.2$ e $r_{68\%} = 3'.2$.

Di conseguenza, è naturale estendere questa teoria anche alle radio galassie (Chiaberge et al. 2001) le quali, avendo il getto orientato con un angolo di inclinazione maggiore rispetto alla linea di vista, sono considerate la *parent population* dei blazar con la differenza di una minore amplificazione per effetto del *Doppler boosting* del loro flusso. Nel caso di M 87, le osservazioni ottenute nel 2008 con il *Very Long Baseline Array* (VLBA)⁸ e con il satellite *Chandra*⁹ hanno rivelato un significativo aumento del flusso radio e X in relazione ad un aumento del flusso alle VHE (Acciari et al. 2009) suggerendo un'origine comune dei *flare* osservati nel nucleo della sorgente. I dati radio e X raccolti simultaneamente al primo anno di osservazioni del satellite *Fermi* indicano che il *core* è in un periodo di *low activity*. Inoltre, durante il periodo Gennaio 2009 -

⁸Il VLBA è un interferometro costituito da 10 antenne che lavorano come un singolo telescopio con un diametro di 8000 km (da *Mauna Kea, Hawaii* a *St. Croix, Isole Vergini*). Il VLBA è controllato in remoto dall'osservatorio di Socorro, nel Nuovo Messico. Ciascuna stazione VLBA consiste in un'antenna di 25 m di diametro e il segnale ricevuto viene amplificato, digitalizzato e registrato su supporti elettronici di elevata capacità.

⁹Il satellite *Chandra* è un telescopio progettato per rivelare l'emissione X (0.2 - 10 keV) da parte delle regioni più calde dell'Universo come le supernovae, gli ammassi di galassie e la materia attorno ai buchi neri.

Aprile 2009, il telescopio VERITAS non ha rivelato *flare* significativi in banda TeV (Hui 2009) confermando lo stato quiescente in cui si trova la radio galassia M87.

I dati γ utilizzati per analizzare la sorgente M 87 sono stati raccolti dal LAT durante i primi 5 anni di osservazioni scientifiche (dal 2008 al 2013). Dato che la radio galassia M87 fa parte del campione di MAGN (§ 3.3.4) rivelati dal satellite *Fermi*, è già inclusa nel catalogo 2FGL utilizzato per costruire il modello per il quale è stata calcolata la probabilità. La procedura di analisi spettrale eseguita anno per anno rivela un flusso medio di $F(> 100 \text{ MeV}) = 2.04 \pm 0.51 \times 10^{-8} \text{ ph cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ e un indice spettrale medio $\Gamma = 2.15 \pm 0.12$, confermando lo stato di bassa attività γ in cui si trova la radio galassia. Per quanto riguarda l'analisi complessiva sui 5 anni, nel modello sono state aggiunte le sorgenti puntiformi appartenenti alla lista preliminare del catalogo 3FGL che si trovano ad una distanza angolare $\leq 10^\circ$ dalla sorgente in esame. I valori del flusso e dell'indice spettrale sono consistenti con i valori medi relativi all'analisi anno per anno. I risultati sono mostrati in Tabella 5.3.

| M87 | | |
|------------------------------|-------|--------------------|
| (2FGLJ1230.8+1224) | | |
| Analisi anno per anno | | |
| Γ | TS | Flusso*(> 100 MeV) |
| 2.17±0.11 | 137.5 | 2.04±0.44 |
| 2.10±0.09 | 153.4 | 2.34±0.48 |
| 2.30±0.16 | 64.1 | 2.09±0.66 |
| 2.07±0.14 | 76.4 | 1.46±0.46 |
| 2.11±0.11 | 115.6 | 2.28±0.50 |
| Analisi sui 5 anni | | |
| Γ | TS | Flusso*(> 100 MeV) |
| 2.17±0.05 | 576.7 | 2.24±0.30 |

Note.

* $10^{-8}\text{ph cm}^{-2}\text{s}^{-1}$

Tabella 5.3: *Risultati dell'analisi dei dati γ di M 87.*

5.4 Risultati dell'analisi γ del campione

La prima parte della procedura di analisi (§ 5.2) eseguita sul nostro campione, considerando l'intero intervallo di 5 anni di osservazioni scientifiche del LAT, ha mostrato che soltanto 3 sorgenti γ associabili spazialmente a sorgenti del nostro campione sono caratterizzate da un $TS > 25$. Queste 3 sorgenti potrebbero avere come possibili controparti radio due sorgenti compatte (C), B2 0755+37 e B2 0331+39, ed una radio galassia FR II, B2 1003+35. Per quanto riguarda le altre radio galassie non è stata rivelata alcuna emissione γ in corrispondenza delle stesse. Per cercare di caratterizzare i risultati relativi all'analisi spettrale eseguita, e verificare, quindi, la significatività delle sorgenti γ rivelate dal LAT, è stata presa in considerazione anche la lista preliminare del nuovo catalogo 3FGL per tenere conto di possibili sorgenti attive solo nel periodo Agosto 2010 - Agosto 2013 e non presenti nel 2FGL. Qualora le sorgenti presenti nel nuovo catalogo 3FGL si trovano ad una distanza angolare $\leq 10^\circ$ dalla sorgente in esame, la procedura di analisi spettrale viene ripetuta inserendo queste sorgenti nel modello precedentemente creato. In base alla nuova analisi spettrale, le radio galassie B2 0331+39 e B2 1003+35 possono essere considerate ancora possibili sorgenti γ , essendo caratterizzate da un $TS > 25$. La sorgente B2 0755+37, invece, avendo un $TS < 25$, fa parte delle altre sorgenti del campione non rivelate dal satellite *Fermi*. I risultati dell'analisi spettrale relativa alle due radio galassie B2 0331+39 e B2 1003+35 sono mostrati in Tabella 5.4 e in Tabella 5.5, rispettivamente. Per ciascuna sorgente sono stati riportati i valori dell'indice spettrale, Γ , del TS e del flusso, $F(> 100 \text{ MeV})$, espresso in unità di $10^{-9} \text{ ph cm}^{-2}\text{s}^{-1}$. Nel caso della sorgente B2 0331+39, sono stati riportati anche i valori relativi all'analisi anno per anno da cui è possibile verificare l'andamento dell'attività γ della sorgente stessa. Per la radio galassia B2 1003+35 l'analisi anno per anno ha mostrato che la sorgente è caratterizzata da un $TS > 10$ solo durante l'anno 2012 - 2013.

Per quanto riguarda le sorgenti del campione con $TS < 25$, la procedura di analisi è stata ripetuta fissando l'indice di tutte le sorgenti del modello. In particolare, l'indice della sorgente in esame è stato fissato a 2.42 che rappresenta il valore medio dei MAGN osservati da *Fermi* nei primi 15 mesi di osservazioni scientifiche (Abdo et al. 2010e). Il valore del flusso è stato stimato calcolando gli *upper limit* a 2σ (Tabella 5.6).

| B2 0331+39 | | |
|------------------------------|------|--------------------|
| Analisi anno per anno | | |
| Γ | TS | Flusso*(> 100 MeV) |
| 2.39±0.37 | - | 8.96±7.37 |
| 2.03±0.23 | 18 | 5.99±3.79 |
| 2.18±0.29 | - | 5.79±4.35 |
| 2.06±0.26 | 11.4 | 5.58±3.88 |
| 2.45±0.32 | 10.3 | 11.6±7.71 |
| Analisi sui 5 anni | | |
| Γ | TS | Flusso*(> 100 MeV) |
| 2.24±0.12 | 37.6 | 6.64±1.88 |

Note.

* $\times 10^{-9}$ ph cm $^{-2}$ s $^{-1}$

Tabella 5.4: *Risultati dell'analisi dei dati γ della radio galassia del campione B2 0331+39.*

| B2 1003+35 | | |
|---------------------------|------|--------------------|
| Analisi sui 5 anni | | |
| Γ | TS | Flusso*(> 100 MeV) |
| 1.51±0.19 | 28.3 | 0.58±0.32 |

Note.

* $\times 10^{-9}$ ph cm $^{-2}$ s $^{-1}$

Tabella 5.5: *Risultati dell'analisi dei dati γ della radio galassia del campione B2 1003+35.*

| Oggetto | Upper Limit* (100 MeV < E < 100 GeV) |
|----------------|---|
| B2 0055+30 | 5.97 |
| B2 0206+35 | 1.34 |
| B2 0222+36 | 1.30 |
| B2 0648+27 | 1.53 |
| B2 0755+37 | 3.17 |
| B2 1144+35B | 0.93 |
| B2 1322+36B | 1.09 |
| B2 1833+32 | 3.00 |

Note.

* $\times 10^{-9}$ ph cm⁻²s⁻¹

Tabella 5.6: *Upper Limit.*

Nel capitolo successivo si discuteranno la possibile associazione delle due sorgenti γ con le radio galassie del nostro campione e le caratteristiche di queste sorgenti in confronto ai MAGN e ai blazar rivelati dal satellite *Fermi*.

Capitolo 6

Presentazione e discussione dei risultati

L'emissione γ da parte di oggetti extragalattici è dominata dalla popolazione di radio sorgenti di tipo blazar. Questa classe di oggetti rappresenta $\sim 97\%$ del cielo extragalattico γ visto dal satellite *Fermi* dopo 2 anni di osservazioni scientifiche (2LAC, Ackermann et al. 2011). Il fatto che i blazar rappresentino le più forti sorgenti γ extragalattiche si pensa sia collegato ai meccanismi di emissione che danno origine al tipico spettro elettromagnetico a doppio picco. Questi oggetti sono forti emettitori di radiazione di sincrotrone dovuta alla presenza di getti che trasportano elettroni relativistici e campo magnetico. Questi stessi elettroni relativistici sono fondamentali per l'emissione alle alte energie che avviene tramite il processo di IC in presenza di fotoni di bassa energia, e.g., i fotoni IR prodotti dal toro di polvere o quelli UV dal disco, oppure gli stessi fotoni prodotti per sincrotrone.

La rivelazione da parte del satellite EGRET di emissione γ da parte delle radio galassie ha portato alla scoperta di una nuova classe di sorgenti γ suggerendo un'origine simile dei processi che determinano l'emissione alle alte energie per queste due tipologie di oggetti extragalattici. Nonostante il grande miglioramento in sensibilità ottenuto dal satellite *Fermi*, le radio galassie restano sorprendentemente una frazione marginale ($\sim 3\%$, Ackermann et al. 2011) degli oggetti rivelati nel cielo γ , lasciando aperti interrogativi riguardo i meccanismi di emissione alle alte energie.

In questo lavoro di tesi sono stati analizzati i dati γ raccolti durante i primi 5 anni di osservazione del LAT di un campione di 10 radio galassie selezionate dai cataloghi B2 (Fanti et al. 1987) e BCS (Giovannini et al. 2005) con lo scopo di migliorare la statistica e di comprendere la natura dell'emissione γ di questi oggetti.

6.1 Confronto con i blazar e i MAGN rivelati dal satellite Fermi

Dopo aver ricercato emissione γ da parte delle radio galassie del nostro campione, si è cercato di caratterizzare le sorgenti rivelate e non rivelate nel γ facendo un confronto con i MAGN e i blazar rivelati dal satellite *Fermi*.

In Figura 6.1 è mostrato il grafico relativo all'indice spettrale Γ in funzione della luminosità isotropica apparente $\gamma^1 L_\gamma$ (0.1 - 100 GeV) per tutte le sorgenti del nostro campione, i blazar e i MAGN rivelati dal LAT. In particolare, i valori relativi ai blazar sono presi dal catalogo 1LAC (Abdo et al. 2009b), mentre, quelli dei MAGN sono stati presi dall'articolo Abdo et al. (2010e).

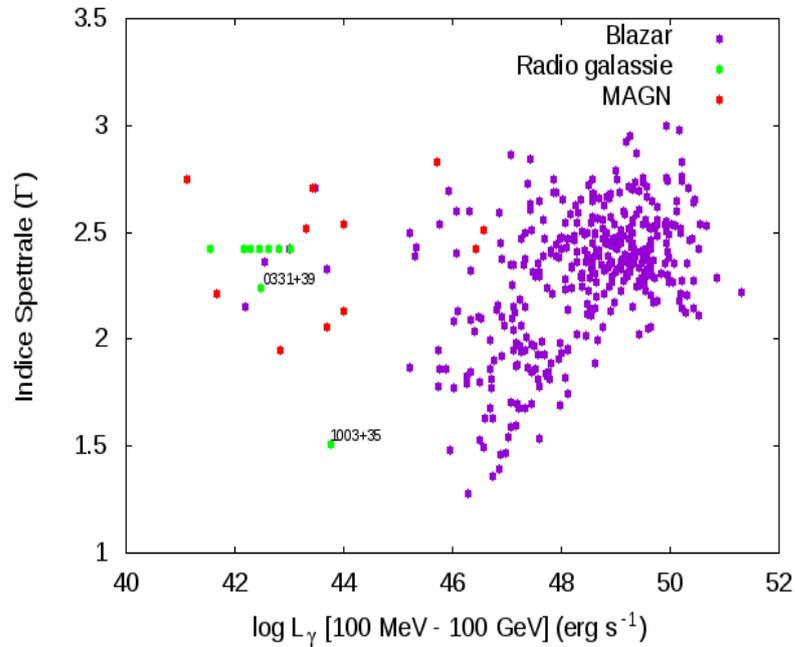


Figura 6.1: *Indice spettrale Γ in funzione della luminosità L_γ (0.1 GeV -100 GeV) per le radio galassie del nostro campione (verdi), i MAGN (rossi) e i blazar (viola). Nel grafico sono riportate le due radio galassie del nostro campione, B2 0331+39 e B2 1003+35, in corrispondenza delle quali il LAT ha rivelato possibili controparti in γ .*

Dal grafico è evidente che le radio galassie del nostro campione ed i MAGN si distribuiscono in una regione diversa del piano $\Gamma - L_\gamma$ rispetto ai blazar. Fanno

¹Nel corso del capitolo, la luminosità isotropica apparente γ sarà chiamata, per semplicità, luminosità γ .

eccezione i due SSRQ, appartenenti al campione di MAGN, che si posizionano nella parte del grafico occupata dai blazar. Le radio galassie e i MAGN sono caratterizzate mediamente da valori della luminosità γ minori. Questo risultato è ciò che ci si aspetta se si considera lo scenario di unificazione degli AGN RL per il quale i getti con un angolo di inclinazione grande rispetto alla linea di vista sono più deboli poiché sono meno soggette all'effetto del *Doppler boosting*. In questo contesto, i due SSRQ mostrano un *Doppler boosting* maggiore rispetto alle radio galassie.

Il valore della L_γ delle sorgenti del nostro campione è stato calcolato utilizzando la seguente formula (Ghisellini et al. 2009):

$$L_\gamma = 4\pi D_L^2 \frac{S(E_1, E_2)}{(1+z)^{2-\Gamma}} \quad [erg \ s^{-1}] \quad (6.1)$$

dove D_L è la distanza di luminosità, Γ è l'indice spettrale, S è il flusso e le quantità E_1 ed E_2 rappresentano il limite inferiore e superiore dell'intervallo di energia considerato e corrispondono a 100 MeV e 100 GeV, rispettivamente. Il flusso S è stato ottenuto dalla seguente relazione:

$$S(E_1, E_2) = \frac{(\Gamma - 1)E_1}{(2 - \Gamma)} \left[\left(\frac{E_1}{E_2} \right)^{2-\Gamma} - 1 \right] F_{100} \quad [erg \ s^{-1} cm^{-2}] \quad (6.2)$$

dove F_{100} rappresenta il flusso $F(> 100 \text{ MeV})$ ottenuto dall'analisi spettrale precedentemente eseguita sul campione. Per le sorgenti non rivelate dal LAT, il valore del flusso deriva dal calcolo dell'*upper limit* a 2σ . In Tabella 6.1 sono riportati i valori relativi alla luminosità γ delle sorgenti del campione.

| Oggetto | Γ | $\log L_\gamma$ |
|-------------|----------|-----------------|
| B2 0055+30 | 2.42 | <42.1 |
| B2 0206+35 | 2.42 | <42.3 |
| B2 0222+36 | 2.42 | <42.2 |
| B2 0331+39 | 2.24 | 42.5 |
| B2 0648+27 | 2.42 | <42.4 |
| B2 0755+37 | 2.42 | <42.8 |
| B2 1003+35 | 1.51 | 43.8 |
| B2 1144+35B | 2.42 | <42.6 |
| B2 1322+36B | 2.42 | <41.7 |
| B2 1833+32 | 2.42 | <43.0 |

Tabella 6.1: *Luminosità γ per le sorgenti del nostro campione.*

Osservando la disposizione sul piano $\Gamma - L_\gamma$ delle due radio galassie del campione, la sorgente B2 1003+35 desta particolare interesse. A differenza della sorgente γ

associabile alla radio galassia compatta B2 0331+39, caratterizzata da un indice spettrale ($\Gamma=2.24$) simile al valore medio relativo al campione di MAGN ($\langle\Gamma\rangle=2.42$), la sorgente γ associabile alla radio galassia FR II B2 1003+35, presenta un'indice spettrale ($\Gamma=1.51$) inferiore al valore tipico dei MAGN e paragonabile a quello osservato negli HBL.

L'analisi spettrale eseguita sul nostro campione utilizzando la tecnica della *unbinned likelihood*, fornisce i parametri spettrali di *best-fit* del modello della sorgente ipotizzando che la sorgente γ si trovi alle coordinate della radio galassia considerata. Nei cataloghi *Fermi* l'associazione di una sorgente γ con la sua controparte a più basse energie si basa su un approccio statistico (*Bayesian Association, Likelihood Ratio Association* (LR), $\log N - \log S$) che tiene conto della coincidenza spaziale tra le sorgenti γ e le controparti, riportate in diversi cataloghi di sorgenti dal radio all'X, ma anche del numero di coincidenze casuali e delle caratteristiche fisiche delle controparti. Questa procedura porta a stimare la probabilità di associazione tra le sorgenti γ rivelate dal LAT e le loro controparti, associando quindi ogni sorgente con la controparte più probabile.

Le due sorgenti γ rivelate dal LAT fanno parte della lista preliminare del catalogo 3FGL. Per avere la certezza che le due radio galassie del campione rappresentino effettivamente le associazioni più probabili con l'emissione γ rivelata, è stata confrontata la posizione delle due radio galassie con quella delle sorgenti γ . In Figura 6.2 sono mostrate le ellissi di confidenza² al 95% dell'emissione γ rivelata dal LAT; le due radio galassie del campione, B2 0331+39 (immagine a sinistra) e B2 1003+35 (immagine a destra), sono evidenziate da cerchi rossi.

La radio galassia compatta, B2 0331+39, si trova entro l'ellissi di confidenza dell'emissione γ rivelata dal LAT e rappresenta, quindi, la probabile controparte della sorgente γ . Prendendo in considerazione la radio galassia B2 1003+35, invece, si nota chiaramente che questa sorgente si trova al di fuori dell'ellissi di confidenza; dunque, l'associazione più probabile con l'emissione γ rivelata dal LAT non è rappresentata dalla radio galassia del nostro campione ma dal BL Lac SDSS J10034+0204 (sorgente evidenziata in nero all'interno dell'ellissi di confidenza); ciò giustificherebbe anche la posizione sul piano $\Gamma - L_\gamma$ nella parte del grafico su cui si distribuiscono i blazar. La radio galassia B2 1003+35 viene considerata, dunque, una sorgente senza controparte alle alte energie. Abbiamo quindi stimato nuovamente il flusso di B2 1003+35 assumendo, come per le altre sorgenti non rivelate, l'upper limit a 2σ , il quale risulta essere $< 4.70 \times 10^{-9}$ ph cm⁻²s⁻¹. L'unica sorgente del nostro campione rivelata con una significatività $\gtrsim 4.1\sigma$ nei primi 5 anni di osservazione del satellite *Fermi* è la radio galassia compatta B2 0331+39.

²L'ellissi di confidenza è rappresentata da 5 parametri: le coordinate (RA, Dec) del centro dell'ellisse, il semiasse maggiore e il semiasse minore dell'ellisse (i.e., α e β), e l'angolo d'inclinazione ϕ dell'ellisse. Questi parametri dovrebbero contenere il 95% della probabilità di localizzazione della sorgente γ .

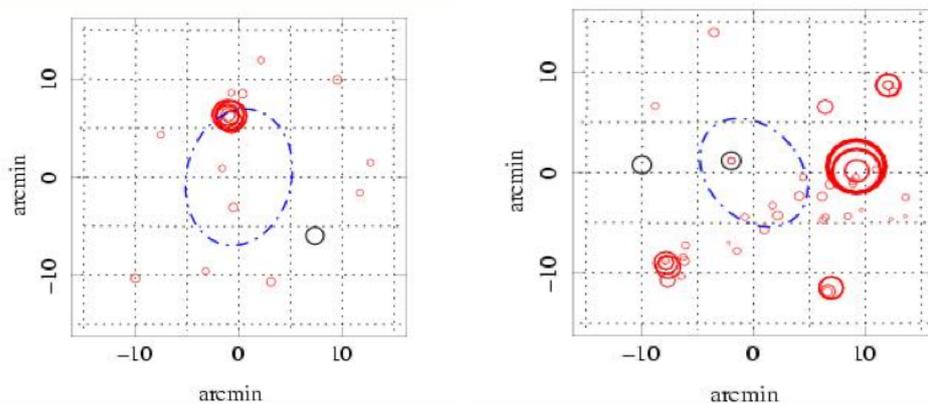


Figura 6.2: L'immagine a sinistra mostra l'ellissi di confidenza al 95% per la sorgente B2 0331+39. A destra è riportata l'immagine dell'ellissi di confidenza al 95% per la sorgente B2 1003+35. Le due radio galassie sono cerchiare in rosso scuro.

In Figura 6.3 è riportato l'istogramma delle luminosità γ delle radio galassie FRI e FRII (pannello superiore) e dei BL Lac e FSRQ (pannello inferiore) appartenenti al catalogo 1LAC (Abdo et al. 2010a).

La sorgente B2 0331+39, con una luminosità γ $\log L_\gamma=42.5$, si posiziona nell'intervallo coperto dalle FRI appartenenti al campione di MAGN rivelati dal LAT. Il confronto tra le Figure 6.1 e 6.3 mette in risalto le differenti proprietà che caratterizzano i blazar e le radio galassie. Le FRI sono significativamente meno luminose rispetto ai BL Lac, mentre, nel caso delle FRII e dei FRSQ la separazione è meno evidente. L'intervallo di luminosità γ che separa le FRI ($41 < \log L_\gamma < 44$) e i BL Lac ($43 < \log L_\gamma < 48.5$) è quindi maggiore rispetto a quello che separa le FRII ($45.5 < \log L_\gamma < 47$) dai FSRQ ($45 < \log L_\gamma < 49.5$). Inoltre, le FRII mostrano un indice spettrale ($\Gamma > 2.3$) confrontabile con il valore medio dei FSRQ ($\langle \Gamma \rangle = 2.2$). Questo comportamento potrebbe riflettere un differente *beaming factor* dell'emissione γ .

6.1.1 Modelli di emissione alle alte energie

Sebbene il numero di sorgenti sia piccolo, i MAGN rivelati nel cielo γ sono estremamente interessanti in quanto permettono di investigare i fenomeni alle alte energie. Il modello omogeneo SSC (Tavecchio et al. 1998), proposto per spiegare l'emissione alle alte energie, assume che la radiazione osservata venga prodotta in una singola zona di emissione del getto (*one-zone*), il quale si muove relativisticamente con un angolo di inclinazione piccolo rispetto alla linea di vista. I fotoni con energie fino alla banda X vengono prodotti dagli elettroni relativistici attraverso il processo di radiazione di sincrotrone e vengono diffusi ad energie comprese nell'intervallo MeV -

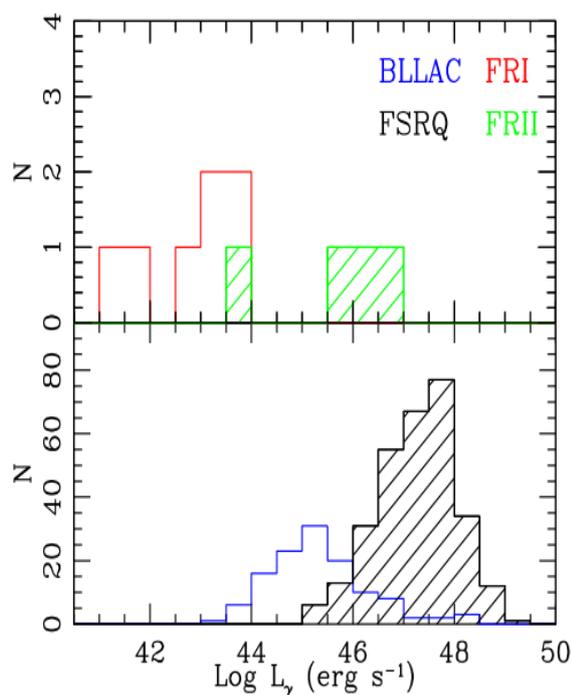


Figura 6.3: L'istogramma mostra la distribuzione della luminosità γ dei MAGN (pannello superiore: FRI-linea continua rossa; FRII-linea tratteggiata verde) e dei blazar (pannello inferiore: BL Lac-linea continua blu; FSRQ-linea tratteggiata nera).

TeV dalla stessa popolazione di elettroni tramite il processo di SSC. La radiazione osservata sarà fortemente amplificata da effetti relativistici. Se invece l'emissione alle alte energie è dovuta al processo di EC tra gli elettroni relativistici e i fotoni esterni al getto, il *Doppler boosting* è maggiore e il cono di emissione γ è più stretto (Figura 6.4).

La disposizione dei MAGN sul piano $\Gamma - L_\gamma$ potrebbe essere spiegata se si assumesse che il cono di emissione delle FRII sia più stretto rispetto a quello delle FRI e che quindi l'emissione γ delle FRII si origini dal processo di EC, come ci si potrebbe aspettare dato che queste sorgenti sono caratterizzate da BLR prominenti. Qualora i meccanismi di EC e SSC dominassero l'emissione γ delle FRII e delle FRI, rispettivamente, il differente *beaming factor* potrebbe spiegare, inoltre, il piccolo numero di FRII rivelate nel cielo γ . Tuttavia, i modelli omogenei SSC/EC *one-zone* potrebbero essere inadeguati per descrivere la regione di emissione, come suggerisce lo studio effettuato sulla SED delle radio galassie FRI, e.g. NGC 1275 (Abdo et al. 2009c), M87 (Abdo et al. 2009d) e NGC 6251 (Migliori et al. 2011). Le SED di questi oggetti sono consistenti con un modello SSC solo se si assume un getto che si muove

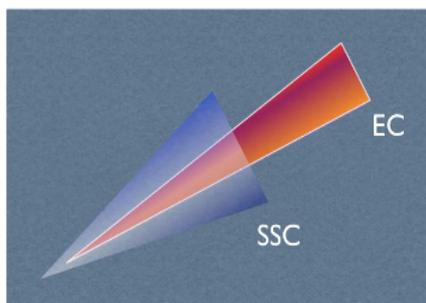


Figura 6.4: *Illustrazione del cono di emissione alle alte energie nel caso di scattering Compton dei fotoni esterni al getto (EC) oppure di scattering Compton dei fotoni di sincrotrone prodotti nel getto (SSC).*

lentamente caratterizzato da un fattore di Lorentz $\gamma \lesssim 3$, che è un valore molto minore rispetto a quello trovato per i BL Lac ($\gamma \gtrsim 10$, Costamante & Ghisellini 2002; Finke et al. 2008). Questo risultato sembra essere in contrasto con il modello unificato per il quale le FRI rappresentano i BL Lac visti ad angoli di inclinazione del getto maggiori rispetto alla linea di vista. Ciò ha portato allo sviluppo di modelli più complessi che descrivono il getto, e.g. il getto decelerato (Georganopoulos & Kazanas 2003), il getto *spine-layer* (Ghisellini et al. 2005) e il getto con *colliding shell* (Böttcher et al. 2010), i quali assumono un getto strutturato con diverse regioni caratterizzate da velocità differenti (Figura 6.5). Il modello *spine-layer* è supportato anche da precedenti osservazioni radio-ottiche che riguardano le proprietà di polarizzazione e i profili di brillantezza delle FRI e delle FRII (Owen et al. 1989; Laing 1996) e da simulazioni numeriche di flussi relativistici (Aloy et al. 1999; Rossi et al. 2008).

In questo contesto la scarsità di radio galassie FRII rivelate nel cielo γ può essere spiegata assumendo getti con strati esterni poco prominenti (o assenti) e/o caratterizzati da processi deceleranti poco efficienti.

6.1.2 La sorgente B2 0331+39

La sorgente compatta B2 0331+39 fa parte di un campione di radio galassie selezionato dal B2 e dal 3CR (Giovannini et al. 1990) con lo scopo di studiarne le proprietà su scale del parsec ed ottenere informazioni sui meccanismi di emissione e fornire le basi per lo scenario di unificazione secondo cui la classificazione degli AGN dipende fortemente dall'orientazione del getto rispetto alla linea di vista.

L'esistenza di getti con strutture caratterizzate da differenti velocità è stata suggerita per spiegare la struttura del getto su scale del parsec della nostra sorgente B2 0331+39. Questa radio galassia, definita una *low-power compact* (LPC) (Giovannini et al.

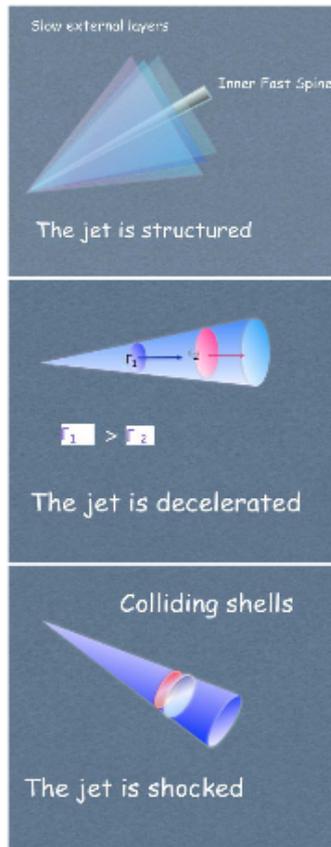


Figura 6.5: *Illustrazione dei recenti modelli proposti per il getto. Il modello omogeneo one-zone utilizzato per descrivere la regione di emissione alle alte energie non è sempre adeguato per descrivere le osservazioni che richiedono un getto più complesso. Il getto potrebbe essere strutturato con una regione centrale caratterizzata da un flusso che si muove a velocità più elevate rispetto agli strati più esterni (spine-layer, pannello superiore), potrebbe essere decelerato (pannello centrale), oppure contenere shell di materiale relativistico che collidono (pannello inferiore).*

2001), è caratterizzata da uno spettro piatto e da getti relativistici con un angolo di orientazione $\theta < 45^\circ$ rispetto alla linea di vista. In Figura 6.6 è mostrata la struttura su scale del parsec della sorgente B2 0331+39 osservata con il VLBA a 5 GHz.

La radio galassia mostra un getto *one-sided* visibile per più di 50 pc con una possibile struttura *limb-brightened* a circa 15 pc dal *core* (distanza deproiettata). Considerando un getto *spine-layer* caratterizzato da una parte più interna con una velocità maggiore rispetto allo strato più esterno, per angoli di orientazione relativamente grandi rispetto alla linea di vista, l'emissione proveniente dalla parte più interna del

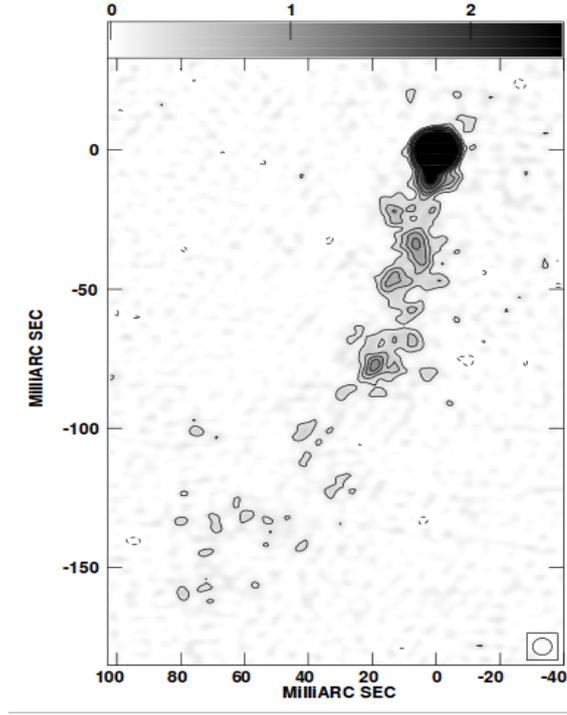


Figura 6.6: Immagine radio della struttura su scala del parsec della sorgente B2 0331+39 osservata con il VLBA a 5 GHz (Giovannini et al. 2001).

getto è fortemente deamplificata rispetto alla parte più esterna; quest'ultima potrebbe apparire più brillante dando origine alla cosiddetta struttura *limb-brightened*.

Assumendo che i getti siano intrinsecamente simmetrici, sono stati ricavati i valori della velocità β e dell'orientazione θ del getto della nostra sorgente considerando il rapporto tra la brillantezza del getto e la brillantezza del contro-getto ($R \gtrsim 12$) espresso tramite la seguente formula:

$$R = \left(\frac{1 + \beta \cos \theta}{1 - \beta \cos \theta} \right)^{2+\alpha}$$

Se nell'equazione sopra consideriamo un indice spettrale $\alpha=0.7$ e un angolo $\theta < 45^\circ$, otteniamo $\beta > 0.5$ ed un fattore di Lorentz $\gamma > 1.15$. L'orientazione del getto visto su scale del parsec è in accordo con la struttura estesa su grande scala (Parma et al. 1986) che è alla stessa P.A. (i.e., position angle) della struttura del getto su scala del parsec. In Figura 6.7 è mostrata la struttura estesa su grande scala della sorgente B2 0331+39 osservata con il VLA a 5 GHz.

L'evidenza di getti relativistici orientati ad angoli di inclinazione $\theta < 45^\circ$ rispetto alla linea di vista suggerisce che la sorgente B2 0331+39 potrebbe essere classificata

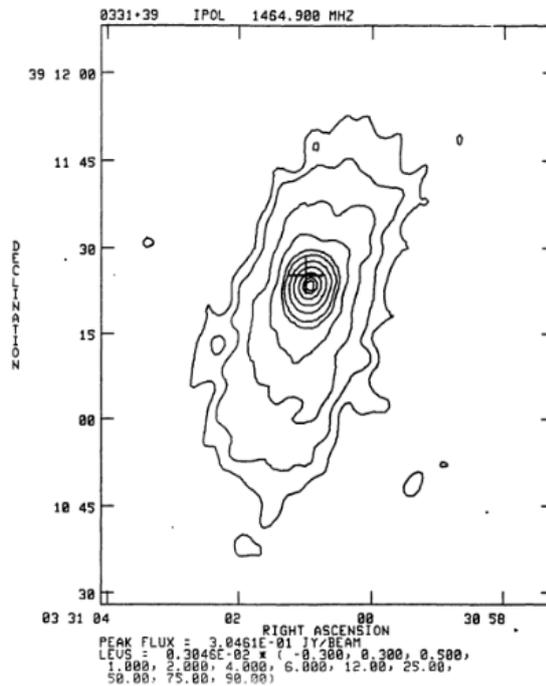


Figura 6.7: Immagine radio della struttura su grande scala della sorgente B2 0331+39 osservata con il VLA a 5 GHz (Parma et al. 1986).

come un BL Lac di bassa-media potenza la cui emissione ottica del *core* è troppo bassa per dominare l'emissione della galassia ospite. Dunque, le caratteristiche radio della sorgente B2 0331+39 e la possibilità che il getto sia strutturato secondo il modello *spine-layer* potrebbero spiegare l'emissione γ rivelata dal LAT in corrispondenza della sorgente stessa.

Per cercare di caratterizzare la natura dell'emissione γ della sorgente B2 0331+39 sono stati confrontati i valori della luminosità γ e dell'indice spettrale relativi alla radio galassia M87, considerata come candela campione, e quelli della sorgente del nostro campione in base all'analisi spettrale eseguita sui dati γ raccolti durante i primi 5 anni di osservazioni del LAT. Per la radio galassia M87, il valore dell'indice spettrale è $\Gamma=2.17\pm 0.05$ e la luminosità γ , calcolata con la formula 6.1, risulta essere $\log L_\gamma=41.7$. Questi valori sono confrontabili con quelli relativi alla sorgente B2 0331+39 ($\Gamma=2.24\pm 0.12$, $\log L_\gamma=42.5$) confermando l'attendibilità dei risultati ottenuti dall'analisi dei dati γ della sorgente del nostro campione.

6.1.3 Emissione γ prodotta dai lobi delle radio galassie

Sebbene nelle radio galassie i fotoni di alta energia sono prodotti principalmente nel getto, la rivelazione da parte del satellite *Fermi* di emissione γ proveniente dai lobi radio di CenA indica un possibile contributo anche dalle strutture estese su scale del kpc. CenA è una delle radio galassie più brillanti osservate nel cielo la cui luminosità è determinata principalmente dai lobi radio caratterizzati da un'estensione angolare di $\sim 10^\circ$ (~ 1.3 Mpc) (Sheridan 1958). Assumendo una legge di potenza come spettro dell'emissione γ , un'elevata frazione ($> 50\%$) dell'emissione totale (> 100 MeV) proveniente da CenA è dovuta ai lobi, caratterizzati da un flusso di $0.77 \pm 0.39 \times 10^{-7}$ ph $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ e $1.09 \pm 0.32 \times 10^{-7}$ ph $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ per il lobo nord e sud, rispettivamente, mentre il flusso del *core* è di $1.50 \pm 0.37 \times 10^{-7}$ ph $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$. Lo spettro dei lobi è *soft*, con un indice spettrale di $\Gamma = 2.52 \pm 0.25$ per il lobo nord e $\Gamma = 2.60 \pm 0.20$ per il lobo sud. Questi valori sono consistenti con quello relativo al core di CenA ($\Gamma = 2.67 \pm 0.08$), anch'esso caratterizzato da uno spettro ripido. Come noto, i lobi radio sono costituiti da plasma magnetizzato che contiene elettroni ultra-relativistici i quali emettono radiazione di sincrotrone. I fotoni dell'ambiente circostante vengono diffusi da questi elettroni ad energie maggiori tramite il processo di IC. A distanze > 100 kpc, l'ambiente che circonda i lobi radio è caratterizzato dai fotoni della CMB (Harris et al. 1979). L'emissione diffusa proveniente dai lobi delle radio galassie più lontane viene generalmente osservata nella banda X (Comastri et al. 2003). Ci si aspetta, quindi, che lo spettro di IC si estenda ad energie superiori come dimostra la rivelazione del LAT di emissione γ proveniente dai lobi della radio galassia CenA.

Il fatto che la maggior parte dell'emissione γ di CenA provenga dai lobi è legato probabilmente alla distanza, essendo CenA la radio galassia più vicina alla Terra ($z=0.0009$). Per cercare di comprendere la natura dell'emissione γ di CenA, abbiamo considerato la radio galassia del nostro campione con *redshift* minore e abbiamo calcolato il valore del flusso che avrebbero i lobi di Cen A se si trovassero alla distanza della radio galassia del nostro campione con *redshift* più basso. La radio galassia del campione più vicina è B2 0055+30, con $z=0.016$. Poiché l'indice spettrale di CenA è $\Gamma=2.6$, abbiamo fissato l'indice della sorgente B2 0055+30 allo stesso valore e ne abbiamo stimato il flusso calcolando l'*upper limit* a 2σ ($F(>100 \text{ MeV}) = 7.60 \times 10^{-9}$ ph $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$).

Una volta verificato che il flusso relativo a CenA e alla sorgente B2 0055+30 siano espressi nella stessa banda energetica, è stato calcolato il flusso di CenA, F'_{CenA} , come se si trovasse alla stessa distanza di luminosità della sorgente B2 0055+30, $D'_L=64.3$ Mpc, facendo una semplice proporzione:

$$F'_{CenA} = F_{CenA} \times \left(\frac{D_L}{D'_L} \right)^2 = 7.42 \times 10^{-10} \text{ ph cm}^{-2}\text{s}^{-1}$$

dove F_{CenA} è il flusso proveniente dai due lobi poichè, a distanze maggiori, la risoluzione del LAT non riuscirebbe a distinguere i due contributi, e D_L è la distanza di luminosità

($D_L=3.8$ Mpc). Il flusso di CenA è circa un ordine di grandezza più piccolo rispetto al flusso della radio galassia B2 0055+30. È evidente, dunque, che se CenA fosse alla stessa distanza di luminosità della radio galassia B2 0055+30 sicuramente il satellite *Fermi* non avrebbe rivelato alcuna emissione γ proveniente dai lobi.

Questo risultato conferma la difficoltà di osservare radio galassie nel cielo γ e, nel caso delle sorgenti rivelate, di determinare la regione di produzione dell'emissione alle alte energie.

6.2 Confronto delle proprietà γ e radio delle sorgenti del campione

Assumendo proporzionalità tra il *core* radio e il flusso γ (Giroletti et al. 2010) delle sorgenti extragalattiche rivelate dal satellite *Fermi*, è stato calcolato il valore della *core dominance* (§ 2.1.1) per le radio galassie del nostro campione tenendo in considerazione lo studio eseguito sul campione di MAGN (§ 3.3.4) in base al quale le sorgenti che emettono ad energie comprese nell'intervallo MeV - GeV sembrano presentare valori di CD più alti. Di conseguenza, il LAT rivelerebbe con maggiore significatività i MAGN con un angolo di inclinazione del getto minore.

Per caratterizzare le 10 radio galassie del nostro campione è stato considerato, dunque, il catalogo di sorgenti radio 3CRR (Laing et al. 1983) di cui fanno parte 5 degli 11 MAGN rivelati dal satellite *Fermi* (il 3CRR copre solo il cielo nord) ed è stato analizzato il ruolo della *core dominance* per le sorgenti rivelate dal LAT e le sorgenti non rivelate. Il valore della *core dominance* è stato calcolato tramite la relazione trovata da Giovannini et al. (2001):

$$\log P_{core}(60) = 0.62 \log P_{tot} + 7.6$$

da cui si ottiene:

$$CD = \frac{P_{core}(\theta)}{P_{core}(60)}$$

dove P_{tot} è la potenza totale a 178 MHz, $P_{core}(60)$ è la potenza intrinseca del *core* a 5 GHz e $P_{core}(\theta)$ è la potenza osservata del *core* a 5 GHz.

In Figura 6.8 è mostrato il grafico della CD in funzione del flusso totale a 178 MHz.

Le radio galassie del nostro campione sono caratterizzate da un flusso minore rispetto alle sorgenti del 3CRR. La separazione è resa evidente dal taglio in flusso dovuto al fatto che il 3CRR è un catalogo limitato in flusso (10 Jy a 178 MHz). Il grafico mostra che, ad un dato valore del flusso radio, le radio galassie e i quasar del 3CRR rivelati nel cielo γ hanno valori di CD maggiori rispetto ai valori medi osservati delle sorgenti non rivelate. Tuttavia, i MAGN non presentano valori estremi della *core dominance*, come nel caso dei due FSRQ che occupano la regione più alta del piano CD - $F_{178\text{ MHz}}$. Prendendo in considerazione la posizione della radio galassia FRI M87,

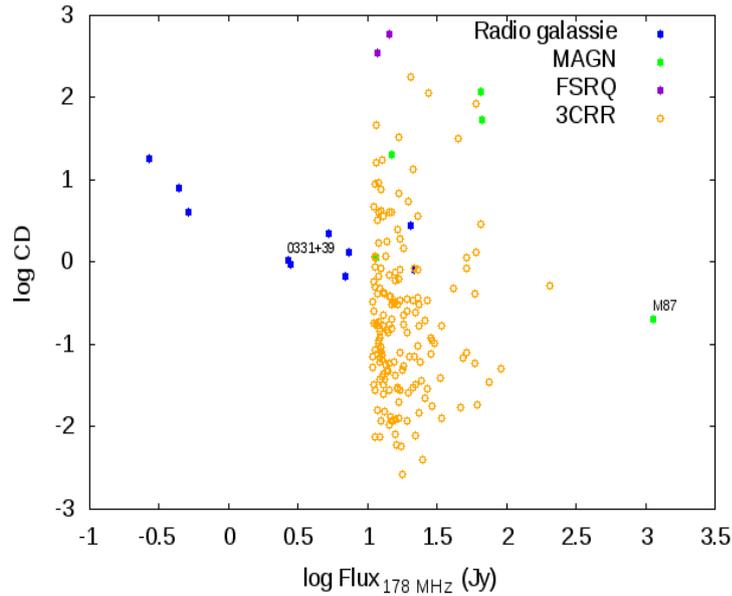


Figura 6.8: *Core dominance (CD) in funzione del flusso totale a 178 MHz per le radio galassie del nostro campione (cerchi blu), per le sorgenti del 3CRR non rivelate nel γ (cerchi aperti gialli) e per i MAGN (cerchi verdi) e i quasar (cerchi viola) rivelati dal satellite Fermi.*

questa sorgente è l'unica dei 5 MAGN rivelata dal LAT che sembra presentare un angolo di inclinazione del getto maggiore e quindi un valore di CD più piccolo. Ciò è dovuto al fatto che questa radio galassia è molto vicina ($D_L=16$ Mpc) e quindi non sono richiesti dei *Doppler factor* estremi per essere rivelata. Di contro, per distanze maggiori rispetto a quelle di M87, il flusso intrinseco risulta troppo debole e sono richiesti effetti di *boosting* affinché la sorgente sia rivelabile. In questo modo il flusso del *core* risulta amplificato causando un aumento della *core dominance*.

Il fatto che non siano state osservate radio galassie FRII con valori piccoli della CD potrebbe essere una semplice conseguenza del fatto che le FRII si trovano a *redshift* maggiori rispetto alle FRI e quindi solo quelle soggette a *boosting*, e quindi ad un aumento della CD, sono rivelate. La mediana della distribuzione del *redshift* delle radio galassie FRI e FRII appartenenti al 3CRR è $z=0.03$ e $z=0.056$, rispettivamente (Laing et al. 1983). La NLRG Cygnus A, che è una radio galassia FRII a $z=0.056$, è caratterizzata da un flusso del *core* elevato ($F \sim 700$ mJy a 5 GHz; Hardcastle et al. 2004), dello stesso ordine di grandezza di quello della radio galassia CenA. Tuttavia, la sorgente Cygnus A non è stata rivelata dal satellite *Fermi* a differenza della radio galassia FRI CenA. Entrambi gli oggetti sono osservati a grandi angoli di inclinazione

del getto, ma per CenA è stata rivelata emissione γ sia dal *core* che dai lobi (Abdo et al, 2010c, 2010d). Il differente comportamento nel γ delle due radio galassie potrebbe riflettere dunque una diversa struttura del getto.

Per quanto riguarda le sorgenti del nostro campione, i valori della CD sono mediamente alti per effetto di selezione del campione stesso. L'unica sorgente rivelata dal LAT, la radio galassia compatta B2 0331+39, è caratterizzata da un valore di CD più piccolo ($\log CD=0.02$) rispetto alla maggior parte delle radio galassie del campione ($\langle \log CD \rangle=0.4$). Di conseguenza, non necessariamente un valore alto della *core dominance* implica la rivelazione dell'eventuale emissione γ da parte delle sorgenti considerate. Dunque, il risultato ottenuto dallo studio della *core dominance* effettuato sul nostro campione non è congruente con quello relativo ai MAGN rivelati dal LAT nei primi 15 mesi di osservazioni, sebbene non siano state analizzate tutte le sorgenti del campione da cui abbiamo selezionato le nostre 10 radio galassie.

Conclusioni

L'emissione γ da parte di oggetti extragalattici è dominata dalle radio sorgenti di tipo blazar. Questi oggetti rappresentano la popolazione di sorgenti più brillanti del cielo γ extragalattico visto dal satellite *Fermi* nei primi due anni di osservazioni scientifiche. L'elevata sensibilità offerta dal telescopio LAT ha permesso di rivelare emissione alle alte energie da parte delle radio galassie e quindi di identificare i MAGN come una nuova classe di sorgenti γ extragalattiche. Nonostante i notevoli miglioramenti ottenuti in termini di prestazioni con il satellite *Fermi*, i MAGN, la maggior parte dei quali sono radio galassie FRI, rappresentano una frazione marginale (3%) delle sorgenti γ rivelate dal LAT lasciando aperti interrogativi riguardo i meccanismi di emissione alle alte energie che caratterizzano questi oggetti.

Nel presente lavoro di tesi sono stati analizzati i dati γ raccolti dal LAT nei primi 5 anni di osservazioni scientifiche relativi ad un campione di 10 radio galassie selezionate dai cataloghi B2 e BCS con lo scopo di migliorare la statistica e comprendere la natura dell'emissione γ da parte delle radio galassie FRI e FRII.

La procedura di analisi eseguita sulle sorgenti del nostro campione ha rivelato emissione γ con una significatività $\gtrsim 4.1\sigma$ ($TS > 25$) soltanto in corrispondenza di due oggetti spazialmente compatibili con due radiogalassie del campione: la sorgente compatta B2 0331+39 e la radio galassia FRII B2 1003+35. L'ellissi di confidenza al 95% dell'emissione γ rivelata dal LAT ha confermato che una delle due sorgenti γ ha come controparte più probabile ad energie minori la radio galassia compatta B2 0331+39, mentre, l'altra è associabile con maggiore probabilità ad un blazar, il BL Lac SDSS J10034+0204. La radio galassia FRII B2 1003+35 viene considerata quindi una sorgente senza controparte alle alte energie e l'unica sorgente del nostro campione ad essere rivelata con un $TS > 25$ è la sorgente compatta B2 0331+39.

Per cercare di caratterizzare le radio galassie del nostro campione rivelate e non rivelate nel γ è stato fatto un confronto con i MAGN e i blazar rivelati dal satellite *Fermi*. Dal grafico dell'indice spettrale in funzione della luminosità isotropica apparente γ si nota come le sorgenti del nostro campione ed i MAGN mostrano valori della luminosità γ mediamente minori rispetto ai blazar, in accordo con lo scenario di unificazione degli AGN RL per il quale le sorgenti orientate con un grande angolo di inclinazione rispetto alla linea di vista sono meno soggette al fenomeno del *Doppler boosting*. La radio galassia del nostro campione rivelata in γ , la sorgente

compatta B2 0331+39, è caratterizzata da valori dell'indice spettrale ($\Gamma=2.24\pm 0.12$) e della luminosità γ ($\log L_\gamma=42.5$) confrontabili con quelli medi relativi al campione di MAGN rivelati dal LAT nei primi 15 mesi di osservazioni scientifiche, confermando l'attendibilità dei risultati ottenuti dall'analisi dei dati γ della sorgente del nostro campione.

L'emissione γ nelle radio galassie è prodotta principalmente nei getti. Il modello omogeneo *one-zone* SSC/EC non sempre è adeguato per descrivere la regione di emissione alle alte energie delle radio galassie. Dunque, sono stati proposti modelli più complessi per descrivere la struttura del getto. Il modello *spine-layer* descrive un getto caratterizzato da differenti velocità e potrebbe spiegare la possibile struttura *limb-brightened* osservata su scala del parsec della nostra sorgente B2 0331+39. Questa radio galassia è caratterizzata da uno spettro piatto e da getti relativistici con un angolo di inclinazione relativamente piccolo rispetto alla linea di vista. Le caratteristiche radio della sorgente e la possibilità che il getto sia strutturato secondo il modello *spine-layer* potrebbero spiegare l'emissione γ rivelata in corrispondenza della sorgente stessa e confermare la validità del modello *spine-layer* per descrivere la struttura del getto delle radio galassie.

La scoperta da parte del LAT di emissione γ proveniente dai lobi della radio galassia FRI CenA, indica un possibile contributo da parte delle strutture estese su scale del kpc. Il fatto che sia stata rivelata emissione γ dai lobi di CenA è dovuto probabilmente alla vicinanza di questa sorgente alla Terra ($z=0.0009$). Infatti, se CenA fosse alla stessa distanza di luminosità della radio galassia del nostro campione a *redshift* più basso ($z=0.016$), la sorgente B2 0055+30, il satellite *Fermi* non avrebbe la sensibilità per rivelare alcuna emissione γ proveniente dai lobi di CenA.

Assumendo proporzionalità tra il *core* radio e il flusso γ delle sorgenti extragalattiche rivelate dal LAT, è stato analizzato il ruolo della *core dominance* per le sorgenti del nostro campione in relazione allo studio effettuato sul campione di MAGN rivelati dal LAT secondo cui le sorgenti che emettono ad energie comprese nell'intervallo MeV - GeV sembrano presentare valori di CD più alti. L'unica sorgente del nostro campione rivelata dal LAT, la radio galassia B2 0331+39, mostra un valore della CD più piccolo rispetto alla maggior parte delle sorgenti del campione non rivelate nel γ . Dunque, non necessariamente un valore alto della CD implica la rivelazione dell'eventuale emissione alle alte energie da parte delle radio galassie.

Obiettivi futuri

I risultati ottenuti dall'analisi dei dati γ del nostro campione di radio galassie hanno confermato la difficoltà di rivelare emissione alle alte energie da parte di queste sorgenti. Sebbene sia stata rivelata emissione γ in corrispondenza di un solo oggetto spazialmente compatibile con una radio galassia del campione, bisogna tener presente che l'analisi è stata eseguita su un piccolo numero di sorgenti. Uno degli obiettivi

futuri sarà sicuramente quello di analizzare i dati γ relativi al campione completo delle 105 sorgenti in comune al catalogo B2 e al BCS da cui abbiamo selezionato le 10 radio galassie con flusso del *core* più elevato, in virtù anche dello studio della *core dominance* effettuato sul nostro campione. Infatti, nonostante il risultato ottenuto dall'analisi della CD delle sorgenti del campione non sia congruente con quello relativo ai MAGN rivelati dal LAT nei primi 15 mesi di osservazioni scientifiche, è comunque un risultato parziale dato che non sono state analizzate tutte le 105 sorgenti del campione.

Sebbene il numero di MAGN rivelati nel cielo γ dal satellite *Fermi* sia piccolo, lo studio di questa nuova classe di emettitori alle alte energie è importante per cercare di comprendere la complessità dei getti che caratterizzano le radio galassie FRI e FR II e di determinare la regione di produzione dell'emissione alle alte energie. Dall'analisi statistica delle sorgenti rivelate dal LAT, infatti, è possibile testare lo scenario di unificazione tra radio galassie e blazar, i modelli che descrivono la struttura dei getti, il *beaming factor* dell'emissione γ , e il contributo dei MAGN alla radiazione γ di *background*.

L'obiettivo principale sarà, dunque, quello di migliorare la statistica con lo scopo di cercare di comprendere la natura dell'emissione γ da parte della radio galassie FRI e FR II.

Bibliografia

- [1] Abdo, A., et al., 2009a, ApJS, 183, 46
- [2] Abdo, A., et al., 2009b, ApJ, 700, 597
- [3] Abdo, A., et al., 2009c, ApJ, 707, 55
- [4] Abdo, A., et al., 2010a, ApJS, 188, 405
- [5] Abdo, A., et al., 2010b, ApJ, 715, 429
- [6] Abdo, A., et al., 2010c, ApJ, 719, 1433
- [7] Abdo, A., et al., 2010d, Science, 328, 725
- [8] Abdo, A., et al., 2010e , ApJ, 720, 912
- [9] Acciari, V. A., et al. 2008, ApJ, 679, 397
- [10] Acciari, V. A., et al. 2009, Science, 325, 444
- [11] Ackermann, M., et al., 2011, ApJ, 743, 171
- [12] Aharonian, F., et al. 2006, Science, 314, 1424
- [13] Albert, J., et al. 2008, ApJ, 685, L23
- [14] Aloy, M. A., et al., 1999, ApJ, 523, L125
- [15] Atwood, W. B., et al. 2009, ApJ, 697, 1071
- [16] Baum, Stefi A., Heckman, Timothy, 1989, ApJ, 336, 702
- [17] Becker, R. H., White, R. L., Helfand, D. J., 1995 ApJ, 450, 559
- [18] Bennett, A. S., 1962, MNRAS, 125, 75

- [19] Bignami, G. F., Boella, G., Burger, J. J., Taylor, B. G., Keirle, P., Paul, J. A., Mayer-Hasselwander, H. A., Pfeffermann, E., Scarsi, L., Swanenburg, B. N., 1975, SSI, 1, 245
- [20] Biretta, J. A., Sparks, W. B., Macchetto, F., 1999, ApJ, 520, 621
- [21] Böttcher, M., Dermer, C. D., 2010, ApJ, 711, 445
- [22] Burgess, A. M., Hunstead, R. W., 2006, AJ, 131, 114
- [23] Cheung, C. C., Harris, D. E., Stawarz, Ł., 2007, ApJ, 663, L65
- [24] Chiaberge, M., Capetti, A., Celotti, A., 2001, MNRAS, 324, L33
- [25] Clark, G. W.; Garmire, G. P.; Kraushaar, W. L., 1968, ApJ, 153L, 203
- [26] Colla, G., Fanti, C., Fanti, R., Ficarra, A., Formiggini, L., Gandolfi, E., Lari, C., Marano, B., Padrielli, L., Tomasi, P., 1972, A&AS, 7, 1
- [27] Comastri, A., Brusa, M., Mignoli, M., HELLAS2XMM Team, 2003, AN, 324, 28
- [28] Costamante, L., & Ghisellini, G., 2002, A&A, 384, 56
- [29] Croft, S., et al. 2010, ApJ, 719, 45
- [30] Curtis, H. D. 1918, Pub. Lick Obs., 13, 31
- [31] de Ruiter, H. R., Parma, P., Fanti, C., Fanti, R., 1986, A&AS, 65, 111
- [32] Donato, D., Ghisellini, G., Tagliaferri, G., Fossati, G., 2001, A&A, 375, 739
- [33] Dondi, L., Ghisellini, G., 1995, MNRAS, 273, 583
- [34] Fanaroff, B.L., Riley, J. M., 1974, MNRAS, 167, 31
- [35] Fanti, C., Fanti, R., de Ruiter, H. R., Parma, P., 1986, A&AS, 65, 145
- [36] Fanti, C., Fanti, R., de Ruiter, H. R., Parma, P., 1987, A&AS, 69, 57F
- [37] Fichtel, C. E., Hartman, R. C., Kniffen, D. A., Thompson, D. J., Bignami, G. F., Ögelman, H., Özel, M. F., & Tümer, T. 1975, Ap.J., 198, 163
- [38] Finke, J. D., Dermer, C. D., & Böttcher, M. 2008, ApJ, 686, 181
- [39] Fossati, G., Maraschi, L., Celotti, A., Comastri, A., Ghisellini, G., 1998, MNRAS, 299, 433
- [40] Georganopoulos, M., & Kazanas, D., 2003, ApJ, 589, L5

- [41] Ghisellini, G., Celotti, A., Fossati, G., Maraschi, L., Comastri, A., 1998, MNRAS, 301, 451
- [42] Ghisellini, G., Tavecchio, F., & Chiaberge, M. 2005, A&A, 432, 401
- [43] Ghisellini, G., Maraschi, L., Tavecchio, F., 2009, MNRAS, 396, L105
- [44] Giovannini, G., Feretti, L., Comoretto, G., 1990, ApJ, 358, 159
- [45] Giovannini, G., Cotton, W. D., Feretti, L., Lara, L., Venturi, T. 2001, ApJ, 552, 508
- [46] Giovannini, G., Taylor, G. B., Feretti, L., Cotton, W. D., Lara, L., Venturi, T., 2005, ApJ, 618, 635
- [47] Giroletti, M., Reimer, A., Fuhrmann, L., Pavlidou, V., Richards, J. L., 2010, arXiv:1001.5123
- [48] Hardcastle, M. J., Harris, D. E., Worrall, D. M., Birkinshaw, M., 2004, ApJ, 612, 729
- [49] Harris, D. E., Grindlay, J. E., 1979, MNRAS, 188, 25
- [50] Harris, D., 2006, *cxo*, pro., 2298
- [51] Harris, D., 2003, NAR, 47, 617
- [52] Harris, D.E., & Krawczynski, H. 2006, ARAA, 44, 463
- [53] Hartman, R. C., et al., 1999, APJS, 123, 79
- [54] Hartman, R. C., Kadler, M., Tueller, J., 2008, ApJ, 688, 852
- [55] Healey et al., 2007, APJS, 171,61
- [56] Healey et al., 2008, APJS, 175, 97
- [57] Hes, R.; Barthel, P. D., Fosbury, R. A. E., 1993, Nature, 362, 326
- [58] Hui, C. M. (for the VERITAS collaboration) 2009, arXiv:0907.4792v1
- [59] Ho, L. C., Filippenko, A. V., Sargent, W. L. W., 1994, IAUS, 159, 275
- [60] Jackson, N., Browne, I. W. A., 1990, Nature, 343, 43J
- [61] Kellermann, K. I., Sramek, R., Schmidt, M., Shaffer, D. B., Green, R., 1989, AJ, 98, 1195K

- [62] Laing, R. A., Riley, J. M., & Longair, M. S., 1983, MNRAS, 204, 1
- [63] Laing, R. A., Jenkins, C. R., Wall, J. V., Unger, S. W., 1994, ASPC, 54, 201L
- [64] Laing, R. A., 1996, ASPC, 100, 241
- [65] Langston, G. I., Heflin, M. B., Conner, S. R., Lehar, J., Carilli, C. L., Burke, B. F., 1990, ApJS, 72, 621
- [66] Massaro et al., 2009, A&A, 495, 691
- [67] Mattox, J. R., Hartman, R. C., Reimer, O., 2001, APJS, 135, 155
- [68] Migliori, G., Grandi, P., Palumbo, G.G.C., Brunetti, G., Stanghellini, C. 2007, ApJ, 668, 203
- [69] Miller, N. A., Hornschemeier, A. E., Mobasher, B., Bridges, T. J., Hudson, M. J., Marzke, R. O., Smith, R. J., 2009, AJ, 137, 4450
- [70] Murphy, D. W., Browne, I. W. A., Perley, R. A., 1993, MNRAS, 264, 298M
- [71] Murgia, M., 2003, PASA, 20, 19M
- [72] Murgia, M., Parma, P., Mack, K.-H., de Ruiter, H. R., Fanti, R., Govoni, F., Tarchi, A., Giacintucci, S., Markevitch, M., 2011, A&A, 526A, 148
- [73] Muxlow, T.W.B., Garrington, S.T. 1991, "Beams and Jets in Astrophysics" , edited by P.H. Hughes, Cambridge Astrophysics Series, p55
- [74] Nolan, P. L., et al., 2012, ApJS, 199, 31
- [75] Owen, F. N., Hardee, P. E., Cornwell, T. J., 1989, ApJ, 340, 698O
- [76] Owen, F. N., Eilek, J., A., Kassim, N., E., 2000, ApJ, 543, 611
- [77] Parma, P., de Ruiter, H. R., Fanti, C., Fanti, R., 1986, A&AS, 64, 135
- [78] Perlman, E. S., Biretta, J. A., Zhou, Fang, Sparks, W. B., Macchetto, F. D., 1999, AJ, 117, 2185
- [79] Perlman, E. S., Biretta, J. A., Sparks, W. B., Macchetto, F. D., Leahy, J. P., 2001, ApJ, 551, 206
- [80] Pittori, C., et al., 2009, A&A, 506, 1563
- [81] Polatidis, A. G., Conway, J. E., 2003, PASA, 20, 69P
- [82] Pauliny-Toth, I. I. K., Wade, C. M., Heeschen, D. S., 1966, ApJS, 13, 65

- [83] Rossi, P., Mignone, A., Bodo, G., Massaglia, S., Ferrari, A., 2008, *A&A*, 488, 795
- [84] Scheuer, P. A. G., Readhead, A. C. S., 1979, *Nature*, 277, 182S
- [85] Sheridan, K. V., 1958, *AuJPh*, 11, 400
- [86] Sguera, V., Bassani, L., Malizia, A., Dean, A. J., Landi, R., Stephen, J. B., 2005, *A&A*, 430, 107
- [87] Sreekumar, P., Bertsch, D. L., Hartman, R. C., Nolan, P. L., Thompson, D. J., 1999, *APh*, 11, 221S
- [88] Stickel, M., Fried, J. W., Kuehr, H., 1993, *A&AS*, 98, 393S
- [89] Sutherland, W., Saunders, W., 1992, *MNRAS*, 259, 413
- [90] Tavecchio, F., Maraschi, L., Ghisellini, G., 1998, *ApJ*, 509, 608
- [91] Urry M.C., Padovani P., 1995, *PASP*, 107, 803
- [92] White, Richard L., Becker, Robert H., 1992, *ApJS*, 79, 331
- [93] Wilson, A.S., Young, A.J., Shopbell, P.L. 2001, *ASP Conference Series*, Vol. 250, editors R.A. Laing & K.M. Blundell
- [94] Zirbel, Esther L., Baum, Stefi A., 1995, *ApJ*, 448, 521Z

Elenco delle figure

| | | |
|-----|---|----|
| 1.1 | Rappresentazione grafica della struttura fisica di un AGN. | 10 |
| 1.2 | Classificazione empirica di un AGN. | 12 |
| 1.3 | Esempi di radio galassie FRI e FRII. | 15 |
| 1.4 | Spectral Energy Distribution di un AGN (SED). | 18 |
| 1.5 | Confronto tra la SED delle radio galassie NGC 6251, Cen A e M87 e la <i>blazar sequence</i> | 20 |
| 1.6 | Processo di emissione di sincrotrone. | 21 |
| 1.7 | Processo di Inverse Compton. | 23 |
| 1.8 | Processo di produzione di coppie $e^- - e^+$ | 24 |
| 3.1 | Rappresentazione grafica delle componenti del LAT. | 36 |
| 3.2 | Rappresentazione schematica di un telescopio a conversione di coppia. | 37 |
| 3.3 | A_{eff} del LAT in funzione dell'energia dei fotoni incidenti. | 40 |
| 3.4 | Grafico a sinistra: 68% e il 95% del <i>containment angle</i> in funzione dell'energia. Grafico a destra: rapporto tra il 95% e il 68% del <i>containment angle</i> | 40 |
| 3.5 | $\Delta E/E$ per il 68% del <i>containment angle</i> in funzione dell'energia dei fotoni incidenti. | 41 |
| 5.1 | Localizzazione dell'emissione γ rivelata dal LAT della radio galassia M87. | 67 |
| 6.1 | Indice spettrale Γ in funzione della luminosità L_γ (0.1 GeV -100 GeV). | 74 |
| 6.2 | Immagine a sinistra: ellissi di confidenza al 95% per la sorgente B2 0331+39. Immagine a destra: ellissi di confidenza al 95% per la sorgente B2 1003+35. | 77 |
| 6.3 | Istogramma della distribuzione della luminosità γ dei MAGN. | 78 |
| 6.4 | Modello di emissione omogeneo SSC/EC. | 79 |
| 6.5 | Modelli proposti per descrivere la struttura del getto | 80 |
| 6.6 | Immagine radio della struttura su scale del parsec della sorgente B2 0331+39. | 81 |
| 6.7 | Immagine radio della struttura su grande scala della sorgente B2 0331+39. | 82 |
| 6.8 | Core dominance (CD) in funzione del flusso totale a 178 MHz. | 85 |

Elenco delle tabelle

| | | |
|-----|---|----|
| 5.1 | Il catalogo. | 57 |
| 5.2 | Il campione di radio galassie. | 64 |
| 5.3 | Risultati dell'analisi dei dati γ di M 87. | 68 |
| 5.4 | Risultati dell'analisi dei dati γ della sorgente B2 0331+39. | 70 |
| 5.5 | Risultati dell'analisi dei dati γ della sorgente B2 1003+35. | 70 |
| 5.6 | Upper Limit. | 71 |
| 6.1 | Luminosità γ per le sorgenti del nostro campione. | 75 |