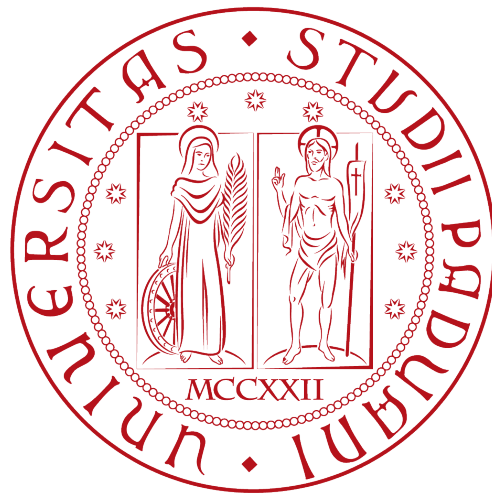

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA
DIPARTIMENTO DI FISICA ED ASTRONOMIA
“Galileo Galilei”



CORSO DI LAUREA TRIENNALE IN FISICA

**Ricerca di peculiarità nello spettro di
alta energia di alcune blazar intense
viste dal Fermi LAT**

Laureando: SIMONE FIORENTINI

Relatore: prof. DENIS BASTIERI

Co-relatore: dott. SARA BUSON

Anno accademico 2013/2014
Sessione di laurea invernale

Indice

1	Nuclei Galattici Attivi	1
1.1	Classificazione	1
1.2	Galassie Radio-quiet	3
1.2.1	LINERs-low-ionization nuclear emission-line regions	3
1.2.2	Galassie Seyfert	3
1.2.3	Quasar Radio-quiet	3
1.3	Galassie Radio-loud	4
1.3.1	Radio Galassie	4
1.3.2	Quasar radio-loud	5
1.3.3	Blazar	6
1.4	Modello unificato	7
1.4.1	Problemi dell'unificazione e quesiti ancora aperti	10
2	Fermi Gamma-ray Space Telescope	11
2.1	Large Area Telescope	12
2.1.1	Convertitore-tracciatore di precisione	13
2.1.2	Calorimetro	13
2.1.3	Rivelatore di anticoincidenza	14
2.1.4	Ricostruzione e classificazione degli eventi	14
2.1.5	Reiezione del fondo	15
2.2	Gamma-ray Burst Monitor	16
2.3	Obiettivi scientifici del Telescopio a Grande Area	17
2.3.1	Origine dell'emissione diffusa della Galassia e natura delle sorgenti non ancora identificate	17
2.3.2	Meccanismo di accelerazione delle particelle nelle sorgenti galattiche	18
2.3.3	Comportamento ad alte energie dei Gamma-Ray Burst (GRB) e dei transienti	19
2.3.4	Ricerca di segnali di annichilazione o decadimento di materia oscura	20
2.3.5	Attenuazione dei raggi gamma come funzione del redshift cosmologico	20

3	Peculiarità nello spettro di alcune blazar	21
3.1	Basi teoriche	21
3.2	Analisi	24
3.2.1	Svolgimento	24
3.2.2	Risultati	25
3.3	Conclusioni	28

Capitolo 1

Nuclei Galattici Attivi

Quando furono osservate per la prima volta le sorgenti, dall'emissione particolarmente intensa, che oggi conosciamo come AGN, si pensò dovessero essere stelle. Considerazioni sul loro spettro e sul redshift hanno però costretto a riconsiderare l'ipotesi iniziale: tali oggetti sono galassie, ma l'elevata energia della radiazione emessa non può essere ricondotta semplicemente all'emissione termica di stelle, gas e polveri. È stato quindi coniato il termine Galassie Attive, per indicare l'emissione intensa e distinguerle da quelle già note. In seguito, lo spettro nel radio ha mostrato che l'emissione è circoscritta a una zona relativamente piccola al centro della galassia, portando al termine Nuclei Galattici Attivi (AGN - Active Galactic Nuclei).

La radiazione degli AGN, osservabile in tutto lo spettro elettromagnetico, raggiunge la Terra anche da elevate distanze cosmologiche: comprendere questi oggetti è dunque fondamentale per aumentare le nostre conoscenze riguardanti la storia e la composizione dell'Universo. Per questo è stata molto importante la ricerca di un modello che potesse descrivere le varie galassie attive. Tale modello prevede approssimativamente che essi siano costituiti da un buco nero centrale in rotazione, circondato da un disco di accrescimento. Nuvole di gas ruotano a velocità elevate in prossimità del buco nero, e più lentamente verso l'esterno, causando linee di emissione nell'ottico via via più strette. Un toro di polveri circonda questa struttura centrale. Negli AGN più potenti nel radio, sono inoltre presenti getti di materia direzionati lungo l'asse di rotazione del nucleo, a velocità ultra-relativistiche. Questa struttura, che costituisce la base per il modello di unificazione, verrà meglio discussa nel seguito del capitolo.

1.1 Classificazione

La classificazione degli AGN è un argomento ancora aperto a molte discussioni: è infatti difficile conciliare i diversi fenomeni di questo tipo, osservati a lunghezze d'onda molto diverse, in un'unica schematizzazione. Inoltre, spesso le caratterizzazioni dei diversi tipi di AGN sono dovute a come storicamente gli oggetti furono scoperti e inizialmente distinti, più che effettive differenze fisiche.

In base ad una prima divisione fondata sulla presenza o meno di linee nello spettro di emissione ottico possiamo distinguere le seguenti classi:

- Type 1: Broad-lines AGN. Questi oggetti presentano uno spettro con un continuo molto brillante con linee di emissione larghe, probabilmente dovute alla presenza di gas ad alta velocità situato in profondità nel pozzo gravitazionale del buco nero centrale ($FWHM > 3000 km \cdot s^{-1}$).
- Type 2: Narrow-lines AGN. Tali sorgenti hanno solo linee di emissione strette, e un continuo debole: ciò è dovuto alla presenza di nubi di gas in moto a velocità relative inferiori a quelle degli AGN di tipo 1 ($FWHM < 3000 km \cdot s^{-1}$).
- Type 0: Blazar. Il loro spettro è caratterizzato da una forte componente continua che domina l'emissione in tutte le lunghezze d'onda. Si distinguono per forte variabilità e polarizzazione della radiazione emessa e presenza di effetti relativistici (e. g. moti superluminali); sono la principale classe di sorgenti gamma osservate dal telescopio Fermi LAT.

Un'altra categorizzazione possibile per gli AGN dipende dalla loro diversa emissione nel radio. Premettiamo che gli AGN luminosi presentano tutti una distribuzione in energia spettrale (SED¹ - Spectral Energy Distribution) molto simile. La parte che va dall'infrarosso fino all'X può essere rappresentata da una power law² con pendenza $\alpha \sim 1$, e si ritiene sia dovuta a emissione di sincrotrone. A questa sono sovrapposte altre componenti, la più importante delle quali è un eccesso di emissione nell'ultravioletto, interpretato come emissione termica dovuta al disco di accrescimento, geometricamente fino ma spesso per la radiazione nell'ottico. Questa prima parte è seguita (in alcuni AGN) a più alte energie da una seconda, molto simile nella forma, attribuita alla diffusione per effetto Compton inverso.

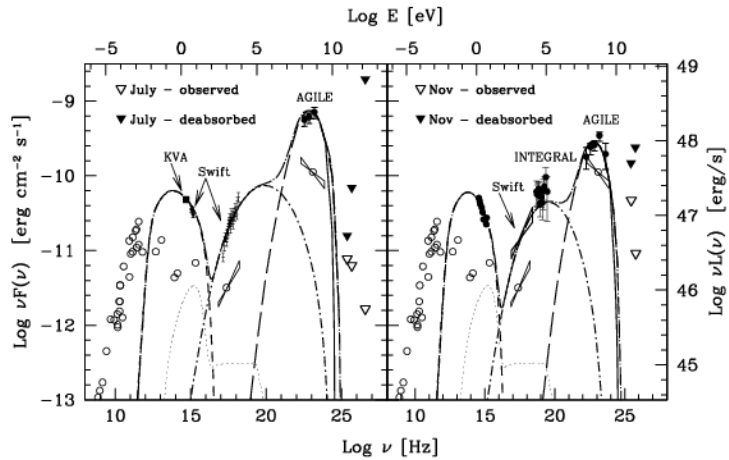


Figura 1.1: Esempio di SED della blazar 3C 454, una delle più luminose (2007)

¹si tratta di un grafico in cui viene rappresentato la densità di flusso in energia in funzione della frequenza o della lunghezza d'onda

² $dN/dE = N_0(E/E_0)^\alpha$

L'emissione nel radio è dovuta principalmente ai getti ultra-relativistici, quindi la differenza tra le due tipologie deve essere nell'efficienza della produzione di tali getti: si ritiene che tale differenza sia dovuta al valore dello spin del buco nero centrale, che per raggiungere valori sufficienti all'emissione deve avere subito eventi di forte accrescimento.

Da queste differenze spettrali nasce un'ulteriore, utile suddivisione possibile per gli AGN, che è quella tra Galassie Radio-loud e Radio-quiet, seguendo il criterio di Kellermann, basato sul rapporto R_{r-o} tra il flusso radio e ottico a specifiche lunghezze d'onda (6 cm e 4400 Å): si definisce Radio-loud un AGN per cui $R_{r-o} \geq 10$, mentre, in caso contrario, l'oggetto è radio-quiet. Risultano essere di questa tipologia circa il 15-20 % delle sorgenti finora catalogate.

1.2 Galassie Radio-quiet

1.2.1 LINERs-low-ionization nuclear emission-line regions

Come suggerito dal nome, questi sistemi mostrano solo regioni di emissione debole dal nucleo, e nessun altro segno di emissione che possa ricondurre agli AGN. Sono quindi la classe di galassie radio-quiet con la più bassa luminosità, e potrebbero essere l'analogo delle radio galassie con bassa eccitazione (LEG-Low Excitation radio Galaxies, descritte più avanti). Possono mostrare sia linee d'emissione larghe che strette.

1.2.2 Galassie Seyfert

Questi oggetti sono stati la prima classe di AGN distintamente identificata. Mostrano sempre emissione continua nucleare nell'ottico, e linee d'emissione strette; a volte mostrano anche linee di emissione larghe, forte emissione nucleare nell'X e un debole getto radio di piccola scala. Erano stati originariamente divisi in due gruppi (Seyfert 1 e 2): la differenza principale è che i primi mostrano forti linee d'emissione larghe (AGN di tipo 1), mentre i secondi no (AGN di tipo 2). Le galassie che ospitano nuclei di questo tipo sono a spirale o irregolari.

1.2.3 Quasar Radio-quiet

Sono praticamente una versione più luminosa delle Seyfert 1: la distinzione non è del tutto univoca ed è solitamente espressa in termini di una magnitudine ottica limite. Le quasar (quasi-stellar radio source) sono così chiamate perché inizialmente scoperte come potenti sorgenti radio (si intendono qui le quasar radio-loud, par. 1.3.1), la cui componente ottica risultava puntiforme, come quella di una stella. Le quasar radio-quiet mostrano sempre forte emissione continua nell'ottico e nell'X, e linee d'emissione sia strette sia larghe. Alcuni astronomi preferiscono riservare il termine quasar per gli oggetti Radio-loud, e chiamano queste sorgenti Quasi-Stellar Objects (QSO). Le Galassie ospiti possono essere irregolari, a spirale o ellittiche: vi è una correlazione tra la luminosità degli oggetti e la massa della Galassia che li contiene, quindi le quasar più luminose si trovano nelle galassie più massive (ellittiche).

Un'ulteriore categoria è costituita dalle 'Quasar 2', in analogia con gli AGN Seyfert 2: sono infatti simili a quasar, ma mancano della forte emissione continua e di linee d'emissione larghe. Sono molto difficili da osservare, anche se è stato identificato un certo numero di possibili candidati.

1.3 Galassie Radio-loud

1.3.1 Radio Galassie

Il loro spettro ottico è molto simile a quello delle normali Galassie, ma al contrario delle galassie non attive, manifestano una forte ed estesa emissione radio, che va da 10^{41} a $10^{46} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}$; tale emissione proviene principalmente dalle zone centrali di questi oggetti, il che le include nella classe degli AGN.

L'emissione nel radio è dovuta alla radiazione di sincrotrone, come si può intuire dalla sua forma molto liscia e a bande larghe, e dalla forte polarizzazione. Questo ci permette di fare alcune ipotesi sulle modalità di emissione: si suppone che essa sia dovuta a un plasma, che quindi deve contenere elettroni con velocità relativistiche e campi magnetici, e poiché un plasma è quasi neutro, deve contenere anche protoni o positroni, anche se non è possibile dedurre il contenuto preciso di particelle semplicemente osservando lo spettro. Non è inoltre possibile distinguere se l'emissione sia dovuta a un elevato numero di particelle e campo debole, o il contrario, o entrambi gli effetti simultaneamente.

Un processo fortemente legato all'emissione di sincrotrone è la diffusione per effetto Compton inverso, durante la quale elettroni a velocità relativistiche interagiscono con fotoni d'ambiente, diffondendoli a più alte energie. Tale emissione è particolarmente evidente nel range della radiazione X, e poiché dipende solamente dalla densità di particelle, il suo rilevamento permette una stima di tale densità e, dalle informazioni sulla radiazione di sincrotrone, permette di risalire anche al possibile valore dei campi magnetici presenti.

Le strutture generalmente osservabili per le Radio Galassie nella banda radio sono:

- **Radio core:** è una componente compatta a spettro piatto ($\alpha \sim 0$) associata al nucleo della sorgente; mostra poca variabilità su larghe scale temporali, e si ritiene sia l'origine dei getti relativistici.
- **Radio Jet** sono strutture lineari che collegano il core a formazioni estese più esterne, e possono essere visibili, del tutto o in parte, in diverse forme. Sono collimati dai campi magnetici, e hanno un indice spettrale α di circa 0.6.
- **Radio Lobes:** estese regioni esterne (da centinaia di kpc a qualche Mpc dal nucleo) di plasma con emissione nel radio rilasciato dai getti, con $\alpha > 1$.
- **Hot-spots:** si tratta di componenti luminose situate alle estremità dei lobi di potenti radio galassie. Si ritiene siano dovuti alla ri-accelerazione dei getti quando questi incontrano il mezzo intergalattico. Presentano un indice spettrale α compreso tra 0.5 e 1.

Le Radio Galassie osservate hanno caratteristiche molto varie, e possono rientrare sia nel tipo 1 che nel tipo 2. Nel primo caso, si parla di galassie a linee d'emissione strette (NRLG - Narrow-Line Radio Galaxies), mentre nel secondo, di galassie a linee d'emissione larghe (BLRG - Broad Line Radio Galaxies). Nel 1974, le NRLG vennero divise, da Fanarof e Riley, in due categorie, denominate FR I e FR II: la distinzione era inizialmente basata sulla morfologia dell'emissione radio su larga scala: gli oggetti del primo tipo sono più brillanti al centro, e l'emissione si attenua verso i lobi, mentre nel secondo tipo la luminosità dei lobi è più grande di quella centrale. La differenza tra i due tipi di emissione è abbastanza drastica in luminosità, con transizione definita dalla potenza radio totale a 178 MHz, che avviene a $L_{178MHz} = 2 \times 10^{26} \text{WHz}^{-1}$. Tale morfologia riflette l'efficienza nel trasporto di energia nelle due sorgenti: le FR II hanno getti che riescono a trasportare molta più energia alla fine dei lobi, mentre le FR I hanno una dispersione molto più elevata. Le due classi di oggetti sono inoltre diverse per quel che riguarda la luminosità assoluta della galassia ospite.

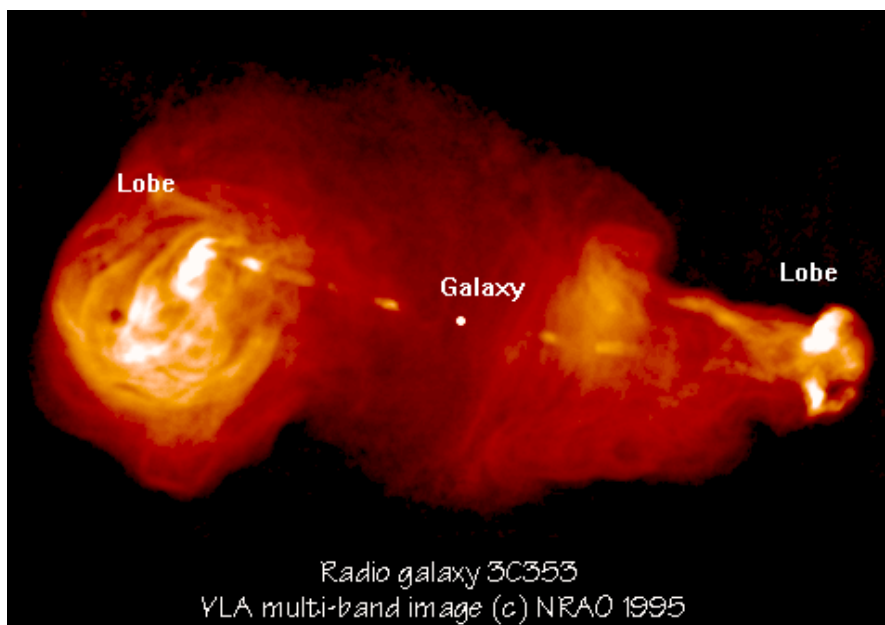


Figura 1.2: Esempio di immagine nel radio della Radio Galassia 3c353

1.3.2 Quasar radio-loud

Tali oggetti sono simili alle quasar radio-quiet, salvo presentare l'emissione caratteristica da un getto. Quindi, assieme alle caratteristiche di emissione già elencate, presentano anche emissione nucleare pronunciata e spesso molto estesa nel radio. Questo gruppo è formato da radio galassie a linee di emissione larghe (BLRG - Broad Line Radio Galaxies), poco luminose, dalle quasar radio-loud vere e proprie, che possono essere ulteriormente suddivise, in base alla pendenza dello spettro nel radio, in Steep Spectrum

e Flat Spectrum Radio Quasars. Anche in questo caso la distinzione non è univoca, ed è di solito posta ad un valore $\alpha = 0.5$, per un densità di flusso $F_\nu \propto \nu^{-\alpha}$, calcolata nello spettro del radio (misurato ad alcuni GHz). Ad oggi sono noti circa 200000 quasar, con redshift compreso tra $z = 0.056$ e $z = 7.085$, che implica distanze piuttosto elevate (il quasar più luminoso visto dalla Terra ha magnitudine apparente di appena $m = 12.8$). La luminosità media di questi oggetti è invece di circa $10^{13}M_\odot$, quindi pari a quella di centinaia di normali Galassie. Le dimensioni stimate, considerando la grande variabilità della loro luminosità in periodi brevi (da poche ore a qualche mese), e visto il fatto che relativisticamente un oggetto non può variare la propria luminosità più velocemente di quanto la luce impieghi ad attraversarlo, sono molto ridotte, non più di qualche anno luce ($10^{16}m$).

1.3.3 Blazar

Questi oggetti si distinguono per la loro emissione nell'ottico polarizzata e rapidamente variabile, nel radio e nell'X. Si dividono in due categorie: oggetti BL Lac e OVV (Optically Violently Variable) quasars. I primi non mostrano linee d'emissione nell'ottico, nè larghe nè strette, così che per determinarne il redshift generalmente si analizzano le caratteristiche della galassia ospite. Le linee d'emissione possono essere assenti sia intrinsecamente, sia a causa della componente variabile aggiuntiva: nel secondo caso potrebbe essere possibile vedere le linee quando questa sia abbastanza debole. Le quasar OVV sono invece molto più simili a quasar radio loud, ma anch'esse con l'aggiunta di una componente altamente variabile. Per entrambi gli oggetti, si ritiene che tale emissione variabile abbia origine nel getto relativistico, orientato molto vicino alla linea di vista. La somiglianza di questi oggetti con alcune delle FSRQ porta a considerare anche le più variabili di queste ultime come blazar (vedi Tab.1.1).

È interessante notare che, nonostante costituiscano solo circa il 5% del panorama degli AGN, la maggior parte delle sorgenti γ del catalogo FERMI identificate come tali siano blazar. Per poter spiegare questo, è necessario rifarsi alle proprietà di tali oggetti; a quelle già elencate, si aggiunge la velocità superluminale che a volte raggiungono questi oggetti. Tale fenomeno è noto (Padovani, [4]), ed è tipico delle sorgenti in moto a velocità relativistiche e a piccoli angoli dalla linea di vista: esse infatti, dopo aver emesso, tendono a 'rincorrere' i fotoni appena rilasciati, riducendo il tempo che trascorre tra un evento e l'altro nel sistema di riferimento dell'osservatore e dando l'impressione di un moto a velocità anche di molto maggiori a c . Analiticamente, la relazione che lega la velocità osservata di un oggetto, $\beta_a = v_a/c$, alla sua velocità vera $\beta = v/c$ e all'angolo di vista θ è:

$$\beta_a = \frac{\beta \sin \theta}{1 - \beta \cos \theta} \quad (1.1)$$

La presenza di questo effetto è consistente con il moto relativistico del plasma emittente verso l'osservatore (effetto di *beaming*). Esso ha anche un enorme effetto sulla

luminosità: preso infatti il tipico fattore di Doppler $\delta = [\gamma(1 - \beta \cos\theta)]^{-1}$, la relazione che lega la luminosità emessa L_{em} e quella osservata L_{obs} è

$$L_{obs} = \delta^p L_{em} \quad (1.2)$$

con $p = 2 + \alpha$ o $3 + \alpha$ rispettivamente nel caso di un getto continuo o di una sfera in moto (con α sempre inteso come la pendenza dello spettro di emissione). Ciò può portare a un'amplificazione anche di tre ordini di grandezza. L'irraggiamento crea inoltre un'emissione molto collimata, tanto più quanto è maggiore γ . Il fatto che la radiazione sia relativistica è fondamentale, in quanto è possibile dimostrare che, perché i fotoni emessi dal nucleo centrale possano arrivare fino a noi senza essere assorbiti per collisione con altri fotoni, serve avere un fattore di Doppler sufficientemente elevato, possibile solo ammettendo l'effetto relativistico.

Emissione Radio	Proprietà dell'emissione nell'ottico		
	Tipo 2 (linee larghe)	Type 1 (linee strette)	Tipo 0 (inusuali)
Radio-quiet	Sy 2	Sy 1 QSO	
Radio-loud	NLRG { FR 1 FR 2	BLRG SSRQ FSRQ	Blazars { BL Lac OVV FSRQ

Tabella 1.1: Schematizzazione dei diversi tipi di AGN, in base alle linee di emissione nell'ottico e alla potenza radio

1.4 Modello unificato

L'unificazione della vasta gamma di oggetti finora descritta sotto un'unica struttura fisica sottostante, che vari per pochi parametri fondamentali, è un obiettivo molto importante nello studio e nella comprensione degli AGN.

Il modello unificato, così come è sviluppato oggi, propone che le varie tipologie di AGN siano in realtà un unico tipo di oggetto osservato ad angoli di vista diversi (*orientation-based unified models*). In questo modo, l'emissione anisotropica degli AGN può essere ricondotta a due diversi effetti:

- oscurazione della regione centrale, dovuta alla presenza di una spessa struttura che ne circonda il centro (valida sia per galassie radio-loud che radio-quiet);
- irraggiamento relativistico della radiazione emessa dall'interno dei getti (in questo caso, solo per le radio-loud, le uniche a presentare queste strutture).

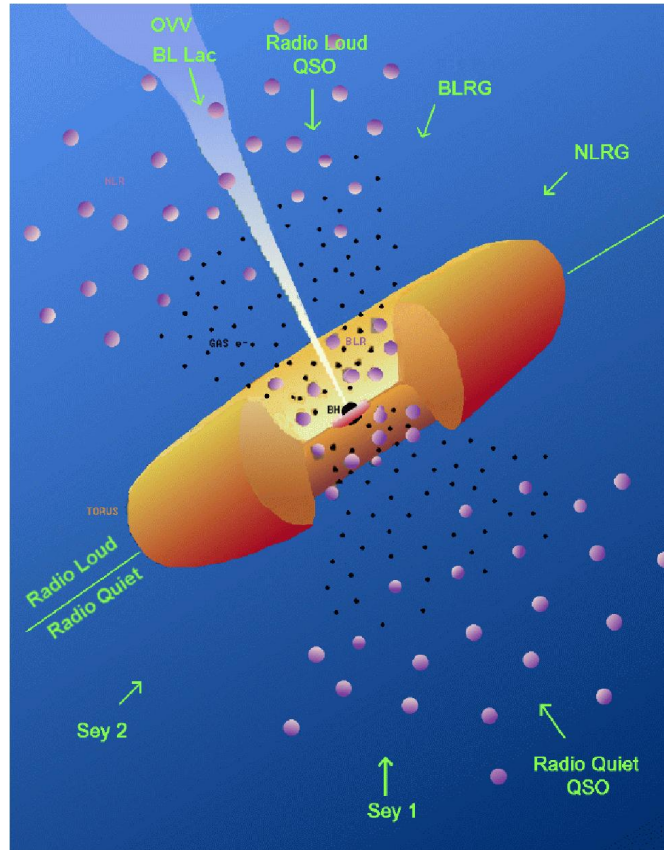


Figura 1.3: Rappresentazione di un Nucleo Galattico Attivo; sono indicate le diverse regioni e alcune delle tipologie, legate all'angolo di vista

La figura risultante da tale schema unificato, come già anticipato nell'introduzione, è la seguente: al centro della struttura si trova un buco nero supermassivo ($M_{BH} \sim 10^7 - 10^9 M_{\odot}$); esso è circondato da un disco (detto di accrescimento) di materia che cade all'interno del pozzo gravitazionale. Per dare un'idea delle dimensioni di tale disco, si calcola che, per un buco nero di massa superiore a $10^8 M_{\odot}$ e con un raggio di Schwarzschild³ di $R_S \sim 3 \cdot 10^{11} m$, esso si estende per un raggio che va da 3 a $100 R_S$. Tale struttura emette radiazione che va dall'ultravioletto ai raggi X soffici, e a volte raggiunge anche la radiazione X dura. Per un raggio di $\sim 2 - 20 \cdot 10^{14} m$ diverse nuvole di gas formano la cosiddetta Broad-Line Region (BLR), cioè la regione di emissione che produce le bande larghe nello spettro ottico/ultravioletto (tale caratteristica è dovuta all'elevata velocità di rotazione del gas, essendo questo molto vicino al buco nero centrale). A circondare la BLR troviamo un toro di polveri, con raggio interno dell'ordine di $\sim 10^{15} m$. Al di fuori di questo, troviamo la Narrow Line Region, fatta anch'essa di nubi di gas, ma più lontane dalla zona centrale e quindi con velocità minori, che creano le linee di emissione strette

³ $R_S = 2GM_{BH}/c^2$, G costante di gravitazione universale, M_{BH} massa del buco nero

dello spettro ottico/UV; essa si estende da un raggio di $\sim 10^{16} - 10^{18} m$. Due getti con emissione nel radio si estendono dal buco nero in direzioni opposte, e perpendicolarmente al disco di accrescimento, andando ad alimentare i lobi esterni: possono estendersi fino ad un Mpc al di fuori del nucleo. Si suppone, per spiegare la presenza di questi getti, che il buco nero non sia un buco nero di Schwarzschild (quindi in quiete), ma che sia un buco nero di Kerr (dotato di spin): l'asse di rotazione viene allora a coincidere con l'asse di emissione dei getti, a causa della torsione dello spazio-tempo operata dalla rotazione stessa.

Data questa rappresentazione, la suddivisione degli AGN in tipo 0, 1 e 2 sembra essere solo una questione, appunto, di angolo di vista. Se tale angolo è elevato, la linea di vista dell'osservatore si trova ad intercettare il toro di polveri, che nasconde sia l'emissione continua nell'ottico della regione centrale, sia quella della BLR. Avremo così un oggetto di tipo 2, cioè con linee d'emissione strette nello spettro dell'ottico. Ad angoli intermedi, la linea di vista riesce ad attraversare il toro, ma non intercetta i jet relativistici: si osserveranno NLR, BLR e continuo ottico, ma gli effetti di irraggiamento relativistico non saranno riscontrabili. Avremo quindi un oggetto di tipo 1, sia esso uno Broad-Line Radio Galaxy o una Steep Spectrum Radio Quasar. Se invece la linea di vista è pressoché parallela al getto, si hanno tutti gli effetti già descritti per la classe delle blazar.

Il modello unificato prevede quindi che le galassie FR II si possano ricondurre a BLRG, SSRQ e FSRQ, in ordine decrescente di angolo di vista. L'assenza di linee di emissione larghe per le FR II è dovuta quindi alla presenza del toro di polveri.

Le FR I sono a loro volta considerate oggetti del tipo BL Lac, ma disallineati. Poiché questi ultimi hanno uno spettro privo di caratteristiche peculiari, con deboli o assenti linee di emissione, si è supposto che essi siano intrinsecamente privi di una Broad-Line Region, forse a causa di un più debole continuo ionizzante. I parametri che regolano questa divisione in oggetti ad alta o bassa potenza, rispettivamente, non sono ancora noti.

Le evidenze sperimentali a favore dello schema unificato per gli oggetti radio-loud sono le seguenti:

- la struttura radio delle blazar è compatibile con la loro rappresentazione come radio-galassie allineate;
- sia le blazar che le radio galassie sembrano essere ospitate da galassie ellittiche (nonostante le blazar siano molto più brillanti della galassia intorno, e quindi quest'ultima non sia facile da risolvere); inoltre, le galassie ospiti di FR I e FR II sono comparabili a quelle che circondano quasar e BL Lac, rispettivamente;
- la distribuzione in luminosità delle linee di emissione di [O III] negli spettri di NLRG e quasar sono completamente sovrapponibili; inoltre, sia FR I che BL Lac presentano solo linee d'emissione deboli.

1.4.1 Problemi dell'unificazione e quesiti ancora aperti

L'unificazione ha certamente portato maggiore chiarezza nella varietà di fenomeni che caratterizzano gli AGN, e ha avuto successo nello spiegare le principali differenze tra di essi, soprattutto per quel che riguarda la distinzione tra spettri a linee strette o larghe. Tuttavia, restano aperti diversi quesiti e problemi che sono e saranno oggetto di ulteriore ricerca. Elenchiamo qui i principali:

- separazione tra oggetti radio-quiet e radio-loud: sono state avanzate ipotesi che prendono in considerazione la diversa velocità di rotazione del buco nero, oppure differenze nell'ambiente in cui si sono sviluppate le galassie, ma non vi è ancora una soluzione univoca al problema dell'esistenza di differenze nel potere radio di queste sorgenti;
- esistenza dei jet: sebbene, come accennato, si ipotizza che i jet si formino a causa della rotazione del nucleo, il meccanismo preciso della loro formazione, che spieghi la loro assenza nelle sorgenti radio-quiet, è ancora in sviluppo;
- evoluzione: ancora non è del tutto chiaro come queste strutture nascano e come si evolvano a formare ciò che possiamo osservare, e se esse possano essere legate alle galassie non attive (in particolare, se galassie attualmente 'spente' non possano aver presentato strutture analoghe agli AGN in passato)
- oggetti non classificati: esistono oggetti che ancora non hanno trovato una collocazione nello schema unificato degli AGN: tra questi, galassie compatte con spettro ad elevata pendenza (CSS-Compact Steep Spectrum) e galassie con emissione piccata nella banda GHz (GHz-Peaked), che sono sorgenti radio di piccola scala (risulta improbabile che siano oggetti che emettano su larga scala visti a piccoli angoli), e QSO a larghe linee d'assorbimento (BAL - Broad Absorption Line), che mostrano tale caratteristica sia nello spettro UV che nell'ottico (caratteristiche che non trovano una spiegazione univoca nell'ambito del modello unificato), e possono essere sia radio-quiet che radio-loud.

Capitolo 2

Fermi Gamma-ray Space Telescope



Figura 2.1: Rappresentazione del telescopio spaziale fermi

Il telescopio spaziale per raggi gamma Fermi (Fermi Gamma-ray Large Area Telescope - GLAST) è un progetto approvato nel 2001 dalla NASA, in collaborazione con le agenzie spaziali di Italia, Francia, Giappone e Svezia. È stato sviluppato per osservare la radiazione elettromagnetica con energia comprese tra gli 8 keV e i 300 GeV, in particolare per l'osservazione di nuove sorgenti e la catalogazione di oggetti rilevati, ma non identificati, dall'esperimento che lo ha preceduto (Energetic Gamma Ray Experiment Telescope - EGRET).

Il telescopio si compone di due rivelatori principali: il Large Area Telescope (LAT) e il Gamma-ray Burst Monitor (GBM). Il lavoro di tesi si basa sui dati raccolti dal LAT, quindi ad esso viene riservata la trattazione più ampia. Sarà poi comunque dedicata una sezione al GBM.

2.1 Large Area Telescope

Il Telescopio ad Ampia Area (LAT - Large Area Telescope) è un telescopio ad ampio campo visivo in grado di coprire un range di energie che va da 20 MeV ad oltre 300 GeV. Il principio di funzionamento di questo strumento si basa sul fatto che il principale meccanismo di interazione dei fotoni con la materia è la produzione di coppie elettrone-positrone. Questo processo permette sia di distinguere i fotoni dai raggi cosmici (il cui flusso è fino a 10^5 volte maggiore) sia di determinarne la direzione ricostruendo le traiettorie della coppia prodotta.

I rivelatori principali dello strumento sono quindi il *tracker*, per la rilevazione del percorso seguito dagli elettroni generati dai fotoni incidenti, ed il calorimetro che ne misura l'energia. Entrambi questi sistemi consistono di una matrice 4×4 di 16 moduli identici, sostenuti da una leggera griglia di alluminio. L'array del tracker è racchiuso in un rivelatore di anticoincidenza (ACD). Il sistema di acquisizione dati utilizza i segnali prodotti da tracker, calorimetro, e ACD per creare il trigger in grado di distinguere tra eventi e segnali di fondo. Un aspetto importante che contraddistingue il progetto da quelli precedenti è la capacità del tracker, grazie all'uso di rivelatori a strip di silicio come elementi attivi, di eseguire già una prima cernita dei segnali acquisiti, in modo da avere una prima reiezione del fondo già al momento dell'acquisizione. Una prima analisi dei segnali viene svolta a bordo, in modo da scartare quelli prodotti da particelle appartenenti al background di raggi cosmici, così che i dati inviati a terra siano soprattutto quelli relativi ai raggi gamma. Il grande campo di osservazione (Field of View - FoV) dell'apparato permette l'osservazione simultanea di una vasta regione del cielo, circa il 20% dell'intero angolo solido.

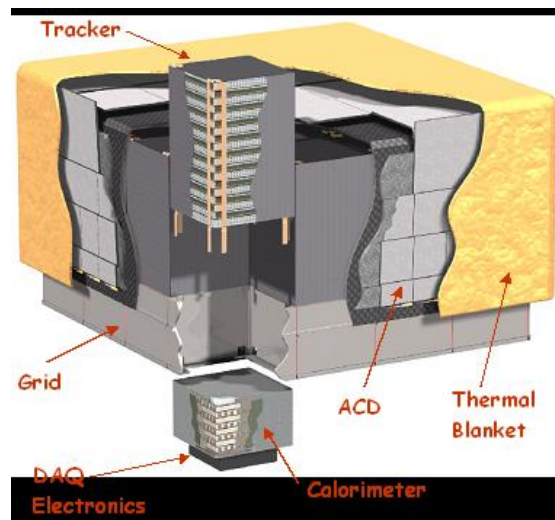


Figura 2.2: Rappresentazione del Large Area Telescope, con indicate le diverse componenti

2.1.1 Converter-tracciatore di precisione

L'elemento principale del tracciatore(tracker)-convertitore sono i 16 piani di materiale a Z elevato in cui i raggi gamma incidenti hanno alta probabilità di produrre una coppia $e^+ - e^-$. Il percorso delle particelle viene ricostruito grazie a rivelatori sensibili alla posizione in cui passano le particelle, che vengono alternati ai piani di conversione.

La struttura è sostenuta da una pila di 19 pannelli compositi, sorretti da pareti in carbonio, materiale scelto per l'elevata lunghezza di radiazione, l'elevato modulo del rapporto tra rigidità e densità, buone conduttività e stabilità termica. La struttura a pannelli è inoltre sede della strumentazione elettronica.

Ogni modulo di tracciamento è costituito da 18 piani, ognuno composto da due livelli di strip monodirezionali di silicio (SSD: Silicon Strip Detector). Infatti, le strip presenti in cima e sul fondo di un singolo pannello sono parallele, mentre il pannello successivo è ruotato di 90° , ottenendo un piano di strip incrociate a formare un piano $x y$. I due livelli sono tenuti il più vicino possibile per aumentare il potere risolutivo dello strumento, Solo i primi 16 sono alternati con i piani di tungsteno, usato come materiale pesante per la conversione. L'elettrone e il positrone risultanti dalla produzione di coppie in uno dei piani di conversione sono poi registrati dagli SSD nei piani successivi. La traccia lasciata dalle coppie è inoltre utile per rigettare il fondo dovuto ai raggi cosmici, che è un segnale molto maggiore rispetto a quello che interessa misurare.

Alla direzione dei raggi gamma, emessi da sorgenti puntiformi, così ricostruita viene associata una distribuzione di probabilità detta Point-Spread Function (PSF). La risoluzione dello strumento è infatti limitata dallo scattering coulombiano multiplo a cui gli elettroni prodotti sono sottoposti: per questo motivo è importante cercare di registrare il passaggio degli elettroni subito dopo l'evento di conversione. Di conseguenza i piani di strip di silicio sono tenuti vicini ai fogli di conversione, le zone inattive (quelle in cui la strumentazione non è in grado di registrare eventi) sono localizzate e rese il più piccole possibile, e la quantità di materiale passivo è ridotta al minimo. Il progetto finale del tracker è scaturito dalla necessità di combinare il bisogno di convertitori sottili, per una buona PSF a bassa energia, dove domina la dipendenza (E^{-1}) dello scattering, e quello di avere un materiale di conversione che massimizzasse l'area efficace, più importate ad alte energie. Per questo i moduli sono stati divisi in due regioni: gli ultimi quattro piani sono 6 volte più spessi dei primi 12, in modo da avere un'acquisizione bilanciata tra le due sezioni.

Per garantire alta affidabilità dell'apparato, si è fatto in modo di avere ridondanza nei dati acquisiti, sia facendo lavorare ogni modulo separatamente, sia grazie ai molteplici strati che compongono la struttura. Grazie a questi accorgimenti, il mancato funzionamento di un singolo chip o cavo di lettura porterebbe a una perdita trascurabile di dati.

2.1.2 Calorimetro

Il calorimetro ha due scopi principali: misurare l'energia prodotta dalla cascata elettromagnetica derivata dalle interazioni della coppia e^+e^- con il tracker, e ricostruire il

profilo della cascata stessa. Ogni modulo del calorimetro è costituito da 96 cristalli di CsI(Tl), isolati otticamente uno dall'altro e disposti orizzontalmente in 8 strati da 12 cristalli ciascuno, che fanno raggiungere allo strumento una profondità verticale di 8.6 lunghezze di radiazione. Come per il tracker, ogni strato è disposto a 90° rispetto a quelli vicini. Ogni cristallo è in grado di fornire 3 coordinate: 2 coordinate fisiche dovute alla propria posizione nell'array, e la terza determinata dall'asimmetria della luce emessa ai bordi del cristallo stesso, misurato lungo il lato piú esteso.

Nonostante le dimensioni contenute del calorimetro, esso permette la misura di energie che arrivano fino all'ordine del TeV. Dal profilo longitudinale della cascata si ricava l'energia iniziale degli elettroni, tramite un fit delle misure con una descrizione analitica del profilo longitudinale medio in funzione dell'energia. La risoluzione in energia risultante è limitata dalle fluttuazioni nelle perdite di elettroni durante la formazione della cascata.

2.1.3 Rivelatore di anticoincidenza

Lo scopo principale dell'ACD (Anticoincidence Detector) è di rigettare gli eventi dovuti alle particelle cariche: dunque il suo prerequisito fondamentale è di avere grande efficienza (0.9997) nella rivelazione di queste particelle. Il problema principale che si è dovuto affrontare nella sua progettazione è dovuto alle particelle secondarie della cascata elettromagnetica prodotta dal fotone incidente: queste infatti producono particelle secondarie all'interno dell'ACD stesso, e gli elettroni così diffusi possono creare segnali fasulli. Per sopperire al problema, lo strumento è stato diviso in diversi segmenti, in modo tale che per ogni evento vada preso in considerazione solo il segmento vicino al punto di incidenza dell'evento, in modo da ridurre l'area che può contribuire all'effetto discusso sopra.

L'ACD è composto di piastre di scintillatori plastici, ognuna delle quali produce luce di scintillazione che viene raccolta da fibre comprese in ogni scintillatore, accoppiate a due tubi fotomoltiplicatori (PMT), per avere ridondanza nei risultati. Tutta l'elettronica è posizionata nel perimetro inferiore dell'ACD: essa è composta di dodici gruppi da 18 canali, ognuno dei quali è indipendente dagli altri 11 e dall'elettronica centrale del LAT.

2.1.4 Ricostruzione e classificazione degli eventi

Per ricostruire gli eventi registrati vengono processati i dati grezzi dai vari sottosistemi, in modo da correlarli e unificarli sotto un'unica ipotesi, facendo ampio uso di simulazioni di Monte Carlo.

La prima e piú importante analisi è quella della traccia lasciata dai segnali: essa infatti costituisce una guida fondamentale per avere un'idea di che risultati aspettarsi sia nel calorimetro che nell'ACD per vari tipi di evento. Alla base degli algoritmi per il calcolo della traccia vi è un meccanismo che ricostruisce l'*ipotesi* per la traccia stessa. Tale ipotesi viene poi accettata o scartata a seconda della sua affinità con i dati acquisiti.

Esistono due algoritmi principali per tale generazione. La prima si basa sull'assunzione che il centroide dell'energia (che si può calcolare dall'energia depositata nel

calorimetro) sia localizzato sulla traiettoria. In tal caso infatti si può costruire una traccia ipotetica lasciata da un segnale cercando di connettere tra loro solo gli eventi che non si discostino troppo dalla linea che congiunge il punto di impatto nel primo strato con la posizione del centroide nel calorimetro, iterando il procedimento sui vari strati.

Il secondo algoritmo, invece, non si serve dei dati del calorimetro. La procedura è la stessa, ma la traccia ipotetica viene ricavata connettendo il primo punto di impatto con uno scelto in maniera casuale nello strato più vicino al calorimetro.

Per la ricostruzione del segnale in energia, i dati ai lati di ogni cristallo del calorimetro vengono combinati insieme per fornire l'energia totale nel cristallo stesso, indipendentemente dalla sua posizione, e il punto lungo il cristallo dove l'energia si è depositata. La traiettoria fornita dalla traccia migliore è usata come input per stimare le perdite di energia ai bordi e nelle fessure tra i moduli. Ad ogni evento vengono affidati tre diversi algoritmi: una correzione parametrica ricavata dalla posizione del baricentro della cascata elettronica, un fit per il profilo della cascata, che tiene conto del suo sviluppo longitudinale e trasverso, e un fit di massima verosimiglianza che tiene conto delle correlazioni tra l'energia totale nel calorimetro e il numero di impatti nel tracker, e l'energia ivi depositata nell'ultimo strato.

2.1.5 Reiezione del fondo

Molti degli eventi registrati da LAT sono in realtà eventi di fondo, in particolare particelle cariche e raggi gamma prodotti nell'atmosfera terrestre. Lo scopo della reiezione è sia di ridurre l'impatto di tale fondo sui tempi morti dello strumento, sia di scartare un numero sufficiente di eventi di fondo dai dati acquisiti, sacrificando il minor numero possibile di segnali veri, in modo che la larghezza di banda sia sufficiente a trasmettere i dati residui. Un'ulteriore selezione viene poi effettuata a terra.

Per permettere un filtraggio efficiente e il buon funzionamento degli algoritmi di ricostruzione e classificazione degli eventi, si è optato per sviluppare un modello che possa descrivere il fondo che il LAT può incontrare nella sua analisi. Il modello include raggi cosmici e raggi gamma dovuti all'albedo della Terra in un range tra 10 e 10^6 : esso è basato su fit empirici dei vari dati raccolti da esperimenti precedenti, considerati costanti nel tempo. Il modello viene poi migliorato direttamente in orbita, grazie ai dati raccolti dall'esperimento stesso.

Questo modello è particolarmente utile per le analisi successive alla ricostruzione di traccia ed energia: il compito più difficile in questa fase consiste infatti nella reiezione del fondo, che viene molto facilitata da un modello coerente per il fondo atteso. Le analisi a cui vengono sottoposti gli eventi servono per determinare l'accuratezza delle determinazioni in energia e direzione, e per verificare se siano o meno raggi gamma, grazie a probabilità generate tramite alberi di classificazione (CT - Classification Tree).

2.2 Gamma-ray Burst Monitor

Lo scopo principale del GRB è quello di aumentare le capacità del LAT nella rilevazione dei lampi gamma (GRB - Gamma Ray Burst), principalmente aumentando il range di energie in cui è possibile operare con lo strumento: esso infatti è sensibile a raggi X e gamma con energie comprese tra 8 keV e 40 MeV, dove esiste già una buona quantità di dati precedenti. Un altro importante obiettivo conseguito è quello di fornire allo strumento la possibilità di localizzare i GRB già a bordo, in modo da permettere al LAT, riorientando opportunamente il veicolo, di misurare l'emissione dei lampi più luminosi anche nella cosiddetta fase *prompt*.

Il GBM consiste di due set di sei scintillatori cristallini al NaI(Tl) di bassa energia (da 8 keV a 1 MeV) ed uno scintillatore in BGO ad alta energia (da 0.2 a 40 MeV); tali set sono montati ai lati opposti del veicolo spaziale. Tali rivelatori sono non schermati e non collimati. Sono disposti con diversi angoli di vista in modo da determinare la direzione di un singolo lampo tramite il confronto tra i numero di fotoni arrivati ad ogni rivelatore. Per lampi che superino una certa soglia, il veicolo è automaticamente riposizionato in modo da farlo entrare nel campo di vista del LAT per le cinque ore successive, per permettere un'osservazione ottimale di eventi estesi nel tempo.

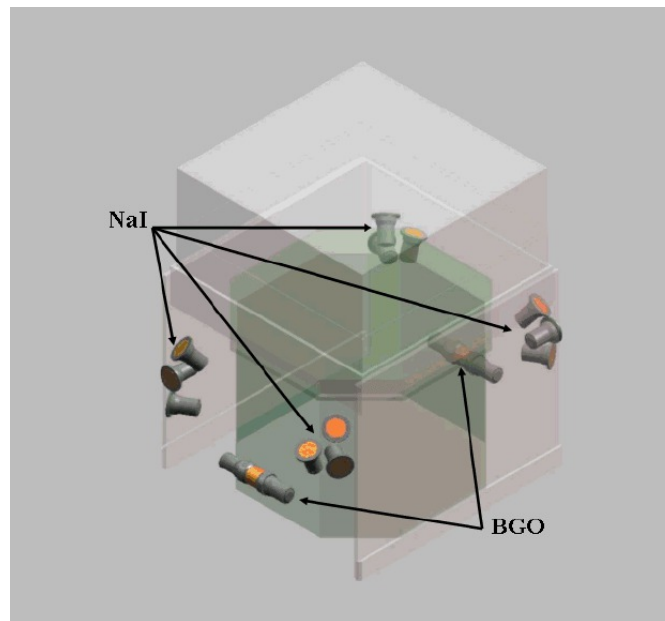


Figura 2.3: Rappresentazione del Gamma-ray Burst Monitor, con indicati i vari rivelatori

2.3 Obiettivi scientifici del Telescopio a Grande Area

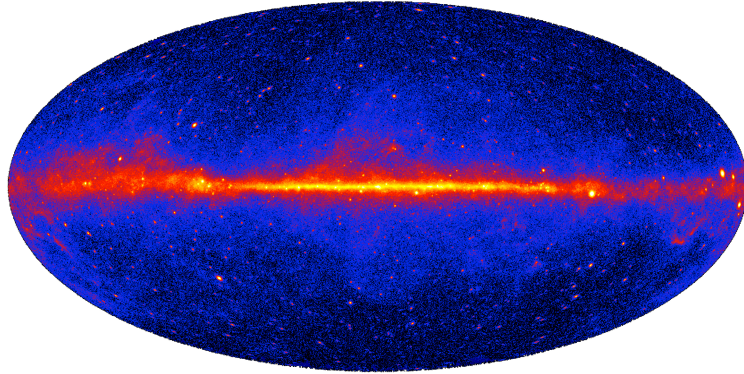


Figura 2.4: Immagine a colori falsati del cielo di raggi gamma come visto da Fermi dopo tre anni di osservazioni

Il LAT è stato progettato per conseguire diversi scopi, che possiamo riassumere nei seguenti punti:

- determinare l'origine dell'emissione diffusa della Galassia e la natura delle sorgenti non ancora identificate (sezione 2.2.1)
- comprendere il meccanismo di accelerazione delle particelle nelle sorgenti galattiche (sezione 2.2.2)
- studiare il comportamento ad alte energie dei Gamma-Ray Burst e dei transienti (sezione 2.2.3)
- cercare segni di annichilazione o decadimento di materia oscura
- determinare l'attenuazione dei raggi gamma come funzione del redshift cosmologico

I precedenti punti verranno ora spiegati piú nel dettaglio.

2.3.1 Origine dell'emissione diffusa della Galassia e natura delle sorgenti non ancora identificate

Sebbene la dipendenza tipica dal tempo abbia permesso di identificare molte delle sorgenti di EGRET come blazar o pulsar, 170 delle 271 sorgenti osservate sono rimaste senza precisa identificazione. I progressi nell'identificazione sono stati limitati soprattutto dai grossi margini di errore del precedente esperimento, che spesso includevano anche possibili controparti delle candidate sorgenti.

Si sono fatte diverse ipotesi sulla natura di tali controparti, tra cui:

- pulsar di recente scoperta, con emissione nel radio o nell'X;
- stelle a neutroni isolate;
- regioni di formazione di stelle, o insiemi di stelle calde e massive;
- residui di supernove;
- microquasar;

Il LAT dispone di diversi miglioramenti che permettono un'identificazione molto piú precisa. Infatti, i valori tipici dei box d'errore sono rispettivamente 2'.5 per EGRET e \approx 0'.4 per LAT, il che permette al secondo una localizzazione delle sorgenti molto piú precisa. Il LAT ha rispetto ad EGRET, sia una maggiore risoluzione in energia, sia un range in energia molto ampio, il che permette di analizzare caratteristiche intrinseche delle sorgenti come segnali di assorbimento, cambi di pendenza negli spettri, transizioni, e cutoff. Infine, il LAT è in grado di misurare variazioni nel flusso delle sorgenti su un ampio intervallo di tempi, grazie a un'area efficace e a un campo di vista (FoV - Field of View) molto ampi, all'elevata stabilità e bassi tempi morti nella lettura dei dati: questo dà un contributo notevole all'identificazione delle sorgenti, in quanto la variabilità nel tempo può essere un fattore discriminante per distinguere diverse popolazioni di sorgenti.

Oltre alle sorgenti singole, un importante contributo alle emissioni nello spettro del gamma viene dalla emissione diffusa della Via Lattea (oltre che di altre galassie vicine e cluster di galassie). Essa traccia le interazioni tra particelle del mezzo interstellare, offrendo quindi informazioni su spettro e intensità in luoghi distanti dei raggi cosmici, e potrebbe anche contenere informazioni su nuova fisica, come ad esempio la materia oscura. In questo campo, EGRET ha lasciato un interrogativo aperto: esso ha infatti misurato un'emissione superiore a quella attesa al di sopra di 1 GeV. Grazie al suo apparato strumentale, LAT sarà in grado di dare un'idea piú precisa sulla fisicità di tale effetto, in modo da verificare che esso non sia solo una conseguenza della scarsa precisione di EGRET in tale range energetico.

Un'ulteriore componente dello spettro dei raggi gamma è l'emissione diffusa extragalattica, costituita da una sovrapposizione di tutte le sorgenti non risolte. Aumentando il numero di sorgenti risolte, il LAT contribuirà a far sì che i processi che portano alla formazione di tale emissione siano piú chiari.

2.3.2 Meccanismo di accelerazione delle particelle nelle sorgenti galattiche

Le osservazioni dei raggi gamma finora effettuate costituiscono la prova diretta di meccanismi di accelerazione delle particelle nei sistemi astrofisici, in quanto la semplice emissione termica non fornisce una spiegazione adeguata.

Una delle sorgenti primarie di raggi gamma non termici è costituita dalle blazar, così come confermato dall'osservazione e classificazione, da parte di EGRET, di oltre 60 di questi, quasi tutti identificati con BL Lacs o Flat Spectrum Radio Quasar (FSRQ). Tali sorgenti sono potenti e molto variabili, così come previsto dal modello unificato

degli AGN, come buchi neri supermassicci con disco di accrescimento e emissione di jet. Poichè l'emissione termica è per la maggior parte concentrata nelle bande dell'ottico, ultravioletto e X, tali sorgenti dominano il cielo ad alte energie.

Ci si aspetta che il LAT sia in grado di rilevare da uno a qualche migliaio di questi oggetti, così da migliorare molto la nostra comprensione di essi, e da permetterci di effettuare studi di popolazione dettagliati e portare a termine analisi spettrali e temporali su un vasto numero di oggetti luminosi.

In particolare, la possibilità di monitorare la variabilità degli AGN su un'ampia varietà di scale temporali e di avere spettri di emissione precisi potrà portare a formare ipotesi più precise sulla composizione e formazione dei jet che caratterizzano questi oggetti, in modo da permettere la formulazione di modelli che spieghino i meccanismi di questi eventi.

Oltre a questi, altri importanti contributi al panorama delle sorgenti galattiche puntiformi arrivano dalle pulsar, che grazie alle loro particolari variazioni nel tempo sono le uniche sorgenti univocamente e definitivamente risolte da EGRET. Grazie alla sua maggiore sensibilità per le sorgenti puntiformi, il LAT è in grado di semplificare ricerche cieche sia per pulsar nel range del gamma sia per l'emissione di sorgenti nel radio e nell'xX note. In particolare, nel primo anno di attività il numero di pulsar identificate è cresciuto di un ordine di grandezza.

2.3.3 Comportamento ad alte energie dei Gamma-Ray Burst (GRB) e dei transienti

I GRB, cioè intensi lampi di emissione nel gamma, che possono durare da pochi secondi fino a qualche minuto, molto probabilmente segnalano la formazione di buchi neri di massa stellare, avvengono a distanze cosmologiche nell'ordine di alcuni al giorno. Solitamente i GRB più lunghi provengono da zone della Galassia con una maggiore formazione di stelle, suggerendo che siano legati anche al collasso di stelle molto massive. EGRET ha rilevato due componenti dell'emissione di raggi gamma da queste sorgenti: una ad oltre 100 MeV contemporanea con l'emissione immediata registrata nella banda da 10 a 1000 keV, e una componente ritardata che si estende fino al GeV, e che è arrivata a durare più di un'ora. Inoltre, EGRET ha registrato un caso in cui era evidente una terza componente al di sopra del modello usuale, con un picco che si è mantenuto intorno ai 300 MeV per la maggior parte dell'emissione, facendolo ricadere nel range di energie del LAT.

Il LAT, grazie ai tempi morti ridotti ($26 \mu\text{s}/\text{event}$), maggiore area efficace e più ampia FoV ha già fornito una serie di dati molto più precisi riguardanti gli spettri dei GRB, che permetteranno una maggiore comprensione della loro natura e della ragione di formazione delle varie componenti del loro spettro tipico.

2.3.4 Ricerca di segnali di annichilazione o decadimento di materia oscura

Vi sono diverse fonti di evidenze convincenti sull'esistenza di grandi quantità di materia non barionica nell'universo, come ad esempio le curve di rotazione delle galassie, argomenti su formazione e struttura delle stesse, le dinamiche e il debole effetto di lente gravitazionale dei cluster di galassie, e più recentemente, le misure dell'anisotropia della radiazione cosmica di fondo fornite dall'esperimento WMAP. Tuttavia, ancora non si conoscono candidati certi che possano costituire questa materia. Si pensa che il più probabile sia costituito da particelle massive debolmente interagenti (WIMP - Weakly Interacting Massive Particle). Si ritiene che l'annichilazione di tali particelle possa portare a segnali costituiti da onde radio, neutrini, antiprotoni, positroni e raggi gamma: osservando quindi strutture particolari nello spettro dei raggi gamma il LAT potrebbe permettere di identificare la natura particellare di tali elementi, e stabilire un legame tra tali particelle e la materia oscura. Le quantità che il LAT può permettere di misurare sono la sezione d'urto totale, mediata sulle velocità, la frazione di particelle decadute in un certo modo in diversi stati finali, e la massa delle WIMP. La sfida principale a cui è sottoposta la missione è quella di riuscire a distinguere tali eventi dall'emissione diffusa.

2.3.5 Attenuazione dei raggi gamma come funzione del redshift cosmologico

I fotoni al di sopra dei 10 GeV possono fornire una mappa all'epoca della formazione delle galassie attraverso l'assorbimento da parte della luce del fondo extragalattico (EBL - Extragalactic Background Light) vicino all'UV, nell'ottico e vicino all'infrarosso. In queste lunghezze d'onda l'EBL è infatti costituita da radiazione accumulata dalla formazione di stelle e strutture e dalla loro successiva evoluzione. Tuttavia, una misura diretta di tale fondo è soggetta a grosse incertezze, dovute alla forte emissione delle altre sorgenti: un modo complementare per stimare alla densità dell'EBL risulta quindi essere quello di procedere per via indiretta, osservando l'attenuazione dello spettro di emissione delle blazar dovuta all'assorbimento per produzione di coppie. Poiché la sezione d'urto della produzione di coppie ha un massimo pronunciato intorno a 0.8 TeV, il range energetico del LAT, che si estende fino oltre i 300 GeV, è ideale per cercare informazioni sull'EBL nelle bande dall'ottico all'UV, finora quasi inesplorate.

Capitolo 3

Peculiarità nello spettro di alcune blazar

Grazie ai dati recentemente raccolti dal telescopio Fermi, si sono potuti ricavare spettri gamma delle sorgenti decisamente più dettagliati di quelli disponibili in passato. Questo ha permesso un'analisi più accurata della loro forma, permettendo di confrontare le previsioni teoriche del modello AGN con quanto osservato, e di intuire, da eventuali differenze, informazioni riguardo caratteristiche non ancora note delle Galassie Attive.

Bisogna innanzi tutto anticipare che la componente non termica dei raggi gamma emessa dai getto delle blazar subisce diverse interazioni prima di essere rilevata, quindi lo spettro che visualizziamo nei range energetici di Fermi (MeV-GeV) può essere anche molto diverso da quello intrinseco. In particolare, se i getti fossero originati molto vicino al buco nero centrale, i fotoni emessi potrebbero interagire con quelli della BLR (Broad-Line Region) tramite produzione di coppie e^+e^- , causando un deficit di fotoni gamma nello spettro previsto della blazar, ad energie ben definite, legate all'energia di soglia dell'interazione.

La radiazione γ può inoltre interagire con i fotoni (ottici e UV) del fondo extragalattico (EBL). L'effetto globale è un'attenuazione, dipendente dal redshift, dello spettro osservato ad alte energie ($> \text{GeV}$)

Lo studio effettuato si è concentrato soprattutto su alcune blazar della classe FSRQ, in quanto le brillanti righe d'emissione presenti nel loro spettro ottico li rendono i migliori candidati per l'osservazione dell'assorbimento da BLR. Le sorgenti scelte, prese dall'articolo di Stern e Poutanen ([11]), vengono studiate con un nuovo metodo di analisi (massima verosimiglianza) più raffinato, in modo da controllare l'affidabilità dei dati ottenuti nell'articolo.

3.1 Basi teoriche

La distribuzione spettrale in energia (SED - Spectral Energy Distribution) delle blazar si estende dalla banda radio fino ai raggi γ , ed è caratterizzata, come visto, dalla presenza di due componenti, una piccata nella zona di energia di raggi infrarossi o X, e una tra

i raggi X e γ . Il primo effetto viene attribuito a radiazione di sincrotrone, mentre il secondo all'effetto Compton inverso (IC - Inverse Compton) di fotoni a bassa energia diffusi dagli elettroni relativistici del getto, sebbene la natura dei fotoni bersaglio sia ancora oggetto di dibattito (i possibili candidati, oltre ai fotoni di sincrotrone stessi, includono l'emissione UV del disco di accrescimento e quella termica nell'infrarosso del toro di polveri). L'importanza relativa di queste componenti dipende soprattutto dalla distanza del punto di emissione dei raggi γ dal buco nero centrale: a grandi distanze i fotoni di sincrotrone dovrebbero dominare, mentre a distanze dell'ordine di $10^{14} - 10^{15}m$, ricavate dalla variabilità temporale di questi oggetti (considerando come massa tipica del buco nero centrale $10^9 M_\odot$). Nel secondo caso, l'interazione con i fotoni della BLR non avverrebbe solo attraverso l'effetto IC, ma anche attraverso conversione da γ a e^\pm , causando un parziale assorbimento. Nelle FSRQ la ricca presenza di nubi di gas con larghe linee d'assorbimento implica un grande spessore ottico (optical depth) che i γ ad energie superiori ad 1 GeV devono attraversare: esse quindi costituiscono i migliori candidati per la ricerca di questo assorbimento caratteristico, dato che esso può essere univocamente riconosciuto nello spettro. La rilevazione della firma della BLR nello spettro di queste sorgenti porterebbe a localizzare univocamente la regione di emissione dei raggi γ vicino al buco nero.

L'attenuazione subita dallo spettro γ interagendo con la BLR è legata allo spessore ottico dei fotoni, $\tau_{\gamma\gamma}(E)$ per un fotone γ di energia E. La formula che descrive tale quantità è $\tau_{\gamma\gamma}(E) = \overline{\sigma_{\gamma\gamma}}(E)\tau_T/\sigma_T = N_{ph}\sigma_{\gamma\gamma}(s)$, dove:

$$\tau_T = \frac{L_{BLR}\sigma_T}{4\pi R c \bar{E}} \quad (3.1)$$

$$\overline{\sigma_{\gamma\gamma}}(E) = \frac{1}{N_{ph}} \int_{s>1} \sigma_{\gamma\gamma}(s) N_{ph}(E_0) dE_0 \quad (3.2)$$

$$\bar{E} = \frac{1}{N_{ph}} \int E_0 N_{ph}(E_0) dE_0 \quad (3.3)$$

con σ_T sezione d'urto di Thompson, N_{ph} densità del campo di fotoni contenuto in una regione di raggio R, E_0 energia di emissione di una singola linea, $s = EE_0/(m_e c^2)^2$, m_e è la massa dell'elettrone, c è la velocità della luce, $\sigma_{\gamma\gamma}(s)$ è la sezione d'urto per la produzione di coppie mediata sugli angoli; la sezione d'urto e l'energia medie sono calcolate sulla pdf (probability distribution function) dell'energia dei fotoni. Il flusso risultante viene attenuato di una quantità proporzionale a $e^{-\tau_{\gamma\gamma}(E)}$.

Nel sistema di riferimento a riposo (quello della sorgente) la sezione d'urto per una determinata linea d'emissione risulta avere un'energia di soglia $E_{thr} = 19.2 GeV/(E_0/13.6eV)$, e raggiunge il massimo ad un'energia di $E \sim 3.5 E_{thr}$, con E_0 l'energia della linea.

Lo spettro di emissione della BLR è complesso, tuttavia, le righe più brillanti sono quelle che causano gli effetti più facilmente rilevabili: queste linee corrispondono a He II Lyman continuum (He II LyC), con energia di 54.4 eV, e H LyC, con energia di 13.6 eV. Grazie alla formula precedente possiamo risalire alle rispettive soglie di interazione per i raggi γ a $\sim 4.8 GeV$ e $\sim 19.2 GeV$, e picchi ad energie di $\sim 16.8 GeV$ e $\sim 67.2 GeV$:

è a queste energie che possiamo osservare dei peculiari avvallamenti rispetto alla curva attesa (dip).

Il lavoro di Stern e Poutanen riscontra tali effetti, tuttavia l'analisi effettuata è svolta con metodologie non completamente affidabili. Gli autori infatti utilizzano la statistica del chi quadro sui dati del LAT binnati in energia. Tali bin potrebbero essere tuttavia correlati, mentre il chi quadro richiede che i dati siano indipendenti. Inoltre, la scelta del binnaggio energetico potrebbe, anche intuitivamente, introdurre delle sistematiche. Il lavoro di questa tesi consiste in un primo approccio a metodi statistici più accurati, attraverso l'analisi delle sorgenti risultate più significative nell'articolo citato per testare l'affidabilità dei risultati.

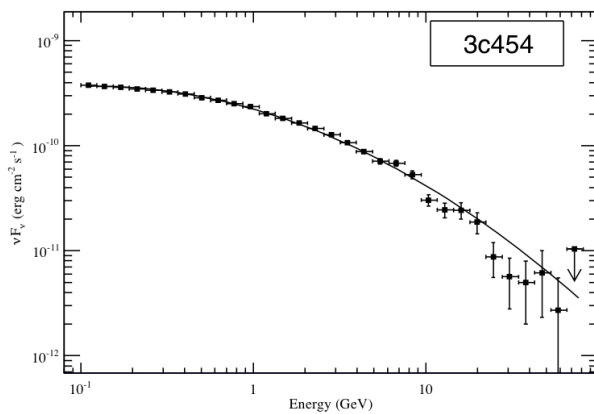


Figura 3.1: L'immagine mostra la SED del sorgente 3C 454.3 ad alte energie, in scala logaritmica; sovrapposta ai dati vi è la curva della log-parabola, che fa risaltare le due conche di assorbimento a ~ 10 e ~ 30 GeV

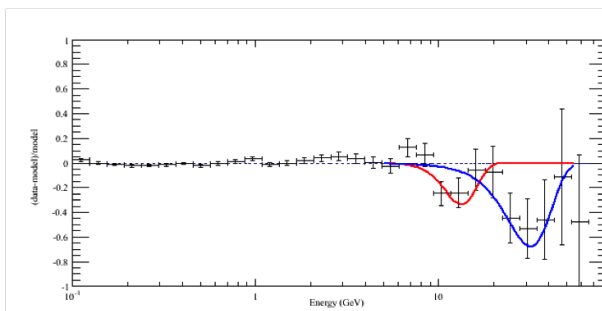


Figura 3.2: In questo grafico vengono rappresentati i residui relativi all'immagine precedente; la forma dei dip è approssimata con due gaussiane

3.2 Analisi

L'analisi svolta consiste nell'applicazione del metodo della massima verosimiglianza ai dati raccolti da Fermi per le sorgenti selezionate. Esso consiste nel calcolo del massimo del logaritmo della verosimiglianza ($L_{\text{oklike}} = \log(L)$) relativa ai due diversi modelli, con e senza la presenza dei dip, e al successivo confronto tra i valori ottenuti.

Poiché i due modelli sono ricavati uno dall'altro, nel senso che l'ipotesi nulla costituisce un caso particolare dell'ipotesi con attenuazione (cioè con attenuazione = 0), il teorema di Wilks assicura di poter stabilire quale modello, e con che significatività, è preferito dai dati. In particolare, la significatività dell'ipotesi di assorbimento è determinata tramite $\sqrt{|-2 \cdot \Delta \log(L)|}$, dove $\log(L)$ è il valore restituito dall'analisi.

Per poter procedere all'analisi, è necessario avere a disposizione un modello (best-fit model) che includa i valori dei parametri che meglio descrivano i dati analizzati nell'ipotesi nulla. A questo modello vengono poi aggiunti i gradi di libertà relativi all'assorbimento. Lo strumento utilizzato per ricavarlo, e per l'analisi successiva, è denotato *gtlike* e fa parte degli strumenti messi a disposizione dalla collaborazione Fermi.

3.2.1 Svolgimento

Sorgente	Redshift
3C 454.3	0.859
PKS 1502+106	1.893
4C +21.35	0.433
PKS 0537-441	0.892

Tabella 3.1: Nella tabella sono riportate le sorgenti analizzate e il relativo redshift.

Sono state selezionate, tra le sorgenti analizzate da Stern e Poutanen, alcune tra quelle in cui era stato trovato il livello più alto di significatività. Le sorgenti utilizzate, e il loro redshift, sono riportate in tabella 3.1. La sorgente 3C 454.3 è la più brillante tra di esse, e mostra nel suo spettro peculiarità attribuibili all'assorbimento cercato (figure 3.1, 3.2), quindi ci aspettiamo sia la più promettente per la verifica dei risultati di Stern e Poutanen.

Il modello assunto per la descrizione dello spettro delle sorgenti, considerato con ipotesi nulla, senza assorbimento, è quello della log-parabola, essendo la funzione che meglio descrive l'emissione di alta energia (MeV - GeV) delle blazar. La formula del flusso è la seguente: (3.4):

$$\frac{dN}{dE} = N_0 \left(\frac{E}{E_b} \right)^{-\left(\alpha + \beta \log\left(\frac{E}{E_b}\right)\right)} \quad (3.4)$$

dove α descrive la pendenza della curva, β la sua curvatura, E_b l'energia di soglia per la log-parabola. A questo modello di partenza sono poi stati aggiunti diversi parametri

che potessero dare una descrizione degli avvallamenti dovuti all'assorbimento, che sono stati computati, nel modello, con un profilo gaussiano, che fornisce una buona approssimazione della loro forma, basandosi sullo spettro della sorgente 3C 454.3. Per ottenere tale risultato il modello della log-parabola viene moltiplicato per il fattore di attenuazione $e^{-\tau_\gamma(E)}$ discusso nel paragrafo precedente. I parametri comprendono il redshift della sorgente, che causa una differenza di un fattore $1/(1+z)$ tra le energie dello spettro nel riferimento dell'osservatore rispetto a quello della sorgente, l'energia alla quale ci si aspetta di riscontrare il massimo dell'attenuazione, il livello di attenuazione dello spettro causata dall'assorbimento, e la larghezza dell'attenuazione.

Tutti i parametri che non fossero quelli della sorgente interessata (quindi le altre sorgenti e il modello galattico) sono rimasti fissi; per quel che riguarda il modello della sorgente, sono stati lasciati liberi tutti i parametri della log-parabola, tranne E_b . Sono poi stati svolti quattro diversi fit, sempre con il metodo della maximum likelihood:

- nel primo fit sono stati lasciati liberi i parametri relativi a larghezza e assorbimento di entrambi i dip;
- nel secondo, sono stati fissati a 0 i parametri relativi al secondo dip (67.2 GeV), lasciando libero solo il primo;
- nel terzo, si è fissato a 0 anche il secondo dip (16.8 GeV), lasciando liberi solo i parametri base della log-parabola;
- infine, si è svolto un fit lasciando nuovamente libero il secondo dip, mentre si è lasciato fisso, sempre al valore 0, il primo.

3.2.2 Risultati

Sono riportati, nella seguente tabella (3.1), i risultati ottenuti: per ogni sorgente vengono scritti il logaritmo del rapporto di verosimiglianza, la significatività relativa, e i valori che il fit ha raggiunto per attenuazione e larghezza dei dip. I valori sono riportati senza errore, in quanto durante il fit l'algoritmo di minimizzazione non ha calcolato correttamente la matrice di covarianza. Tuttavia ciò non compromette lo scopo del nostro studio, in quanto ciò a cui siamo interessati è la differenza di likelihood tra i vari modelli.

Sorgente	Significatività		Parametri	
	$2\Delta\log(L)$	σ	Attenuazione	Larghezza (MeV)
3c454.3	Entrambi: -18.11534	4.25621	$\left\{ \begin{array}{l} 3.130 \cdot 10^{-2} \\ 7.106 \cdot 10^{-1} \end{array} \right.$	$\left\{ \begin{array}{l} 5.624 \cdot 10^3 \\ 4.282 \cdot 10^4 \end{array} \right.$
	1°(16.8 GeV): -0.58894	0.76742	$5.428 \cdot 10^{-2}$	$4.157 \cdot 10^3$
	2°(67.2 GeV): -17.92414	4.23369	$7.064 \cdot 10^{-1}$	$4.282 \cdot 10^4$
PKS 1502+106	Entrambi: -0.06647	0.25781	$\left\{ \begin{array}{l} 4.775 \cdot 10^{-7} \\ 1.325 \cdot 10^{-1} \end{array} \right.$	$\left\{ \begin{array}{l} 2.000 \cdot 10^3 \\ 6.000 \cdot 10^3 \end{array} \right.$
	1°(16.8 GeV): 0.00003	0.00546	$9.057 \cdot 10^{-7}$	$2.000 \cdot 10^3$
	2°(67.2 GeV): -0.00000	0.00100	$9.539 \cdot 10^{-7}$	$6.000 \cdot 10^3$
4C +21.35	Entrambi: -2.45989	1.56840	$\left\{ \begin{array}{l} 2.776 \cdot 10^{-1} \\ 2.334 \cdot 10^{-7} \end{array} \right.$	$\left\{ \begin{array}{l} 2.000 \cdot 10^3 \\ 6.000 \cdot 10^3 \end{array} \right.$
	1°(16.8 GeV): -16.24779	4.03086	1.000	$1.940 \cdot 10^2$
	2°(67.2 GeV): 0.00000	0.00020	$9.511 \cdot 10^{-7}$	$6.000 \cdot 10^3$
PKS 0537-441	Entrambi: -0.49918	0.70653	$\left\{ \begin{array}{l} 1.223 \cdot 10^{-1} \\ 2.952 \cdot 10^{-5} \end{array} \right.$	$\left\{ \begin{array}{l} 8.727 \cdot 10^2 \\ 1.085 \cdot 10^2 \end{array} \right.$
	1°(16.8 GeV): -0.49919	0.70653	$1.223 \cdot 10^{-1}$	$8.727 \cdot 10^2$
	2°(67.2 GeV): 0.00000	0.00048	$9.962 \cdot 10^{-7}$	$1.000 \cdot 10^2$

Tabella 3.2: Tabella riportante i risultati ottenuti attraverso i diversi fit.

- **3C 454.3.** L'articolo di Stern e Poutanen aveva trovato, per questa sorgente, significatività di $\sim 5.5\sigma$. Nella nostra analisi, il secondo dip, relativo alla linea H LyC, viene rivelato a $\sim 4\sigma$: sebbene la significatività non sia altrettanto elevata, l'assorbimento è significativo. Il primo invece dà risultato negativo ($\sim 4\sigma$): quindi nemmeno per questa sorgente si rileva una evidenza di assorbimento per la linea di He II LyC. Tuttavia lo spettro, anche se binnato, manifesta un'evidente peculiarità, a due diverse energie, come visto in figura (3.1, 3.2). Si è quindi tentata un'ulteriore analisi di questo spettro, per il solo primo dip, con energia di 25 GeV. I risultati sono i seguenti:

Sorgente	Significatività		Parametri	
	$2\Delta\log(L)$	σ	Attenuazione	Larghezza (MeV)
3C 454.3	-12.47209	3.53158	$3.533 \cdot 10^{-1}$	$5.112 \cdot 10^3$

Tabella 3.3: La tabella riporta i risultati relativi all'analisi di attenuazione a 25 GeV per la sorgente 3C 454.3

Il dip risulta significativo a $\sim 3.5\sigma$, quindi il risultato non è comunque da considerarsi ottimo, ma vi è un miglioramento rispetto a quello precedente. Poiché le linee di transizione previste da modello della BLR attuale sono diverse, è possibile che in realtà l'assorbimento sia presente, ma dovuto a una linea d'emissione diversa da quella inizialmente ipotizzata. Sarà necessario effettuare ulteriori analisi per circoscrivere il range energetico dell'assorbimento, e trovare la linea che corrisponda

al migliore candidato per spiegare le osservazioni. Si dovrà poi cercare evidenze di assorbimento per tale transizione anche nella altre sorgenti.

- **PKS 1502+106.** La significatività ottenuta per questa sorgente nell'articolo di Stern e Poutanen era di 3σ ; la nostra analisi non ha invece prodotto alcun risultato, il che potrebbe far ritenere che gli eventi precedentemente rilevati fossero fluttuazioni rese più significative dal binnaggio scelto. Durante il primo fit, la nostra analisi ha evidenziato una lieve attenuazione dello spettro (0.13) in coincidenza del secondo dip: tale valore non è tuttavia risultato significativo ($\sim 0.3\sigma$). Il fit con tale dip da solo conferma la preferenza dei dati per l'ipotesi nulla.
- **4C +21.35.** In questo caso, durante il primo fit il programma sembra trovare una attenuazione marginale ($2.776 \cdot 10^{-1}$), che non è sufficiente per scartare l'ipotesi nulla ($\sim 1.6\sigma$). La significatività diventa invece importante per il fit con il primo dip da solo, dove raggiunge un valore di $\sim 4\sigma$, con attenuazione che viene portata al massimo consentito. Tuttavia, la larghezza viene portata a un valore tale (194MeV) da rendere non attendibile il risultato: infatti, il rapporto tra la larghezza del dip risulta essere, dopo aver considerato la correzione dovuta al redshift, di $\sim 2\%$, che è inferiore alla risoluzione energetica dell'apparato (5-8 %): siamo pertanto portati a pensare che il risultato ottenuto sia da attribuire a una fluttuazione statistica nei pressi dell'energia relativa al primo assorbimento. L'articolo di Stern e Poutanen aveva invece stimato una significatività di $\sim 3.5\sigma$.
- **PKS 0537-441.** In questo caso, sia il primo che il secondo fit rilevano un'attenuazione marginale in corrispondenza del dip a 17 GeV; tuttavia, la significatività è quasi nulla, portandoci anche in questo caso alla conclusione che si tratti di lievi fluttuazioni non attribuibili definitivamente all'effetto cercato; l'analisi di Stern e Poutanen aveva portato a un risultato di $\sim 4\sigma$

Per le sorgenti PKS 1502+106 e PKS 0537-441, l'articolo di Stern e Poutanen aveva ritenuto rilevante il solo dip relativo all'assorbimento della linea H LyC, ovvero la seconda, mentre il risultato dell'analisi dei dati non binnati ha dato esito negativo: probabilmente la scelta della suddivisione energetica effettuata ha evidenziato un effetto che è in realtà meno significativo di quanto precedentemente supposto, o addirittura risultante solo da fluttuazioni casuali; per la sorgente 4C +21.35 era stato trovato significativo anche il secondo dip, ma la nostra analisi non evidenzia invece nessuna peculiarità.

3.3 Conclusioni

L'obiettivo della tesi era di ripetere l'analisi svolta da Stern e Poutanen, ovvero la stima della significatività di peculiarità nello spettro di alcune blazar, nell'ipotesi che siano dovute ad assorbimento nella BLR, con metodi più raffinati. I risultati ottenuti sono in contrasto con quelli degli autori, e portano per ora a ritenere che gli effetti di assorbimento, se presenti in tutte le sorgenti, siano meno intensi di quanto inizialmente rilevato. Tuttavia è necessario aggiungere che i risultati delle due analisi non sono direttamente confrontabili, in quanto l'analisi precedente si era concentrata non sull'intero periodo di attività registrato per le sorgenti, ma sui periodi di maggiore attività delle stesse. Tale metodo andrà ulteriormente indagato, in quanto gli effetti riscontrati potrebbero, anche se con poca probabilità, essere legate a fenomeni caratteristici dei soli flare e non dell'attività generale della sorgente. Si erano inoltre analizzati gli spettri complessivi di gruppi di sorgenti meno intense, in modo da avere un incremento di eventuali effetti, dovuto alla sovrapposizione degli spettri (dopo la correzione per il redshift). Sarà quindi necessario svolgere ulteriori analisi, che dovranno concentrarsi su:

- studio delle sorgenti in diversi stati di attività, e confronto tra la significatività ottenuta per i fenomeni nei diversi casi;
- miglioramento dei modelli utilizzati per descrivere le regioni di cielo analizzate per ogni sorgente;
- allargare il campione di sorgenti studiate e verificare la significatività statistica complessiva degli assorbimenti.

Il risultato del lavoro svolto è quello di aver verificato il funzionamento dell'analisi tramite massima verosimiglianza, e di aver dato un primo spunto per nuovi possibili lavori sull'assorbimento della radiazione γ negli AGN. Una volta ottenuti risultati affidabili su una vasta gamma di sorgenti, sarà possibile studiarli ed applicarli alla soluzione dei seguenti quesiti ancora aperti:

- risolvere il problema a lungo dibattuto dell'origine dell'emissione di raggi γ nelle blazar (quindi possibilmente anche degli altri oggetti radio-loud);
- estendere le misure di EBL alle epoche cosmiche ancora inesplorate (con redshift di 3);
- testare la presenza di possibili componenti secondarie nello spettro γ oltre a quelle di origine leptonica, attribuibili a interazioni di natura adronica o a materia oscura (in particolare, alle cosiddette *axion like particles* (ALP)).

Bibliografia

- [1] C. M. Urry, P. Padovani, *Unified Schemes for Radio-Loud Active Galactic Nuclei*, PASP **107** (1995) 803 1995.
- [2] C. Tadhunter, *An introduction to active galactic nuclei: classification and unification*. New Astronomy Reviews **52** (2008) 227
- [3] R. D. Baldi, *The Birth, Life and Death of Active Galactic Nuclei in radio galaxies*. PhD Thesis, Università degli Studi di Torino, 2009.
- [4] P. Padovani, *High Energy Emission from AGN and Unified Schemes*. Talk at the Vulcano Workshop “Frontier Objects in Astrophysics and Particle Physics”, Invited Review at the Vulcano Workshop 1998 ‘Frontier Objects in Astrophysics and Particle Physics’, F. Giovannelli and G. Mannocchi eds., SIF, Volume 65, p. 159
- [5] P.F. Michelson, W. B. Atwood, S. Ritz, *Fermi Gamma-Ray Space Telescope: High-Energy Results from the First Year*. Rep. Prog. Phys. **73** (2010) 074901
- [6] W. B. Atwood et al., *The Large Area Telescope on the Fermi Gamma-Ray Space Telescope Mission*. ApJ **697** (2009) 1071
- [7] C. Meegan, MSFC, *Gamma-ray Burst Monitor (GBM)* (2011)
<http://fermi.gsfc.nasa.gov>
- [8] C. D. Dermer, *The blazar paradigm and its discontents* Mem. S.A.It. Vol. **1** 2008
- [9] L. Pacciani et al., *Exploring the blazar zone in high energy flares of FSRQs* 20 June 2014
- [10] Juri Poutanen and Boris Stern, *GeV breaks in blazars as a result of Gamma-ray absorption within the broad-line region* The Astrophysical Journal Letters, 10 July 2010
- [11] Boris E. Stern and Juri Poutanen, *The Mystery of spectral breaks: Lyman continuum absorption by photon-photon pair production in the Fermi GeV spectra of bright blazars* The Astrophysical Journal, 4 August 2014
- [12] fermi.gsfc.nasa.gov