

ALMA MATER STUDIORUM - UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

SCUOLA DI SCIENZE

Corso di Laurea in Fisica

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Studio dell'emissione in Banda Gamma e Radio nel Blazar PKS 1424-41

Tesi di laurea triennale

Relatore:

Chiar.mo Prof.

Gabriele Giovannini

Presentata da:

Samantha Casadei

Co-relatore:

Dott. Filippo D'Ammando

Anno Accademico 2016-2017

*“Due cose riempiono l’animo di ammirazione e venerazione
sempre nuova e crescente, quanto più spesso e più a lungo
la riflessione si occupa di esse: il cielo stellato sopra di me, e
la legge morale dentro di me.”
Immanuel Kant*

Indice

Introduzione	7
1 I Nuclei Galattici Attivi	9
1.1 Proprietà e classificazione	9
1.2 Spettro di un AGN Radio-Quieto	14
1.2.1 SED di un Blazar	18
2 Meccanismi di emissione	21
2.1 Radiazione di sincrotrone	21
2.2 Processo Compton inverso	22
2.3 Produzione di coppie elettrone-positrone	24
2.4 Relativistic Beaming	26
2.5 Redshift	28
3 Il Cielo visto nei raggi Gamma	31
3.1 Fermi Gamma Ray Space Telescope	33
3.2 Instrument Response Function (IRF)	38
3.3 I cataloghi di AGN del satellite Fermi	39
4 Analisi dei dati del satellite fermi della sorgente PKS 1424-418	43
4.1 Introduzione alla sorgente	43
4.2 Metodo di analisi	44
4.2.1 Likelihood analysis	45
4.2.2 Fermi Science Tools	46
4.3 Risultati dell'analisi Fermi	50
5 Emissione Radio e Radiotelescopi	53
5.1 Atacama Large Millimeter/Submillimeter Array (ALMA)	54
6 Discussione dei risultati	59

Appendice A	63
Appendice B	66
Bibliografia	78

Introduzione

Tra le Galassie presenti nel nostro Universo, una piccola percentuale è caratterizzata da un'attività fortemente al di sopra di tutte le altre: queste sono chiamate Galassie attive.

Il nucleo di suddette Galassie viene chiamato Nucleo Galattico Attivo o brevemente AGN, un buco nero supermassiccio che funge da motore centrale.

I nuclei galattici attivi infatti sono le più luminose tra le fonti persistenti di radiazione elettromagnetica nell'universo e lo studio della loro evoluzione può fornire importanti contributi ai modelli cosmologici che cercano di spiegare l'origine dell'universo.

Tra le classi più caratteristiche delle galassie attive ricordiamo le galassie di Seyfert e le radiogalassie. Hanno poi un posto particolare i quasar, oggetti quasi-stellari all'osservazione, e gli oggetti BL Lac che insieme formano la classe dei Blazar: oggetti molto compatti, luminosi e fortemente variabili. I Blazar sono ad ora le sorgenti persistenti di raggi gamma più potenti conosciute.

Nel seguente lavoro di tesi analizzeremo l'emissione nella banda gamma dell'oggetto Blazar PKS 1424-41 ottenuta tramite il satellite Fermi durante 6 anni di osservazione (1 Gennaio 2011 – 31 Marzo 2017) e l'emissione in banda radio della stessa sorgente ottenuta tramite l'array di radiotelescopi ALMA, confrontandoli per vedere il rapporto che lega l'emissione prodotta nelle diverse bande.

Il primo capitolo introdurrà gli AGN e ne descriverà proprietà, classificazione e caratteristiche spettrali.

Il secondo capitolo si occuperà di spiegare dettagliatamente i meccanismi di emissione coinvolti nelle Galassie Attive.

Il terzo capitolo riguarda il cielo visto nei raggi gamma e descriverà il satellite Fermi in tutte le sue parti, spiegandone il funzionamento ed infine si illustreranno i cataloghi di sorgenti redatti a partire dai primi mesi di osservazione.

Il quarto capitolo si occuperà di introdurre la sorgente da noi studiata in questo lavoro di tesi e di descrivere il metodo di analisi utilizzato.

Alla fine del capitolo si mostrerà e commenterà la curva di luce della sorgente nella banda gamma ottenuta dall'analisi descritta in precedenza.

Il quinto capitolo introdurrà le emissioni radio ed i radiotelescopi ed in particolare spiegherà il funzionamento dell'array di radiotelescopi ALMA.

Nel sesto capitolo si discuteranno i risultati e si confronteranno le curve di luce ottenute in banda radio e gamma commentandone la connessione.

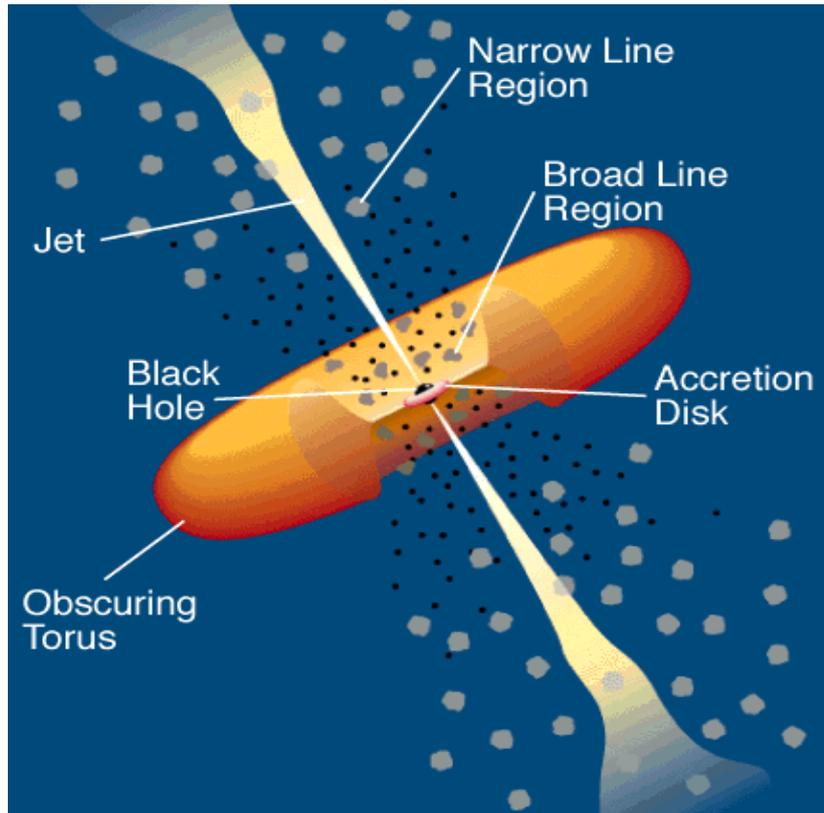
Capitolo 1

I Nuclei Galattici Attivi

1.1 Proprietà e classificazione

I nuclei galattici attivi (AGN) sono regioni molto compatte e brillanti situate al centro delle galassie attive. Le galassie attive sono circa l'1% di tutte le galassie dell'universo e la loro particolarità è quella di produrre un'enorme quantità di energia in una regione molto piccola (appunto l'AGN) tramite processi fisici non stellari, principalmente di origine non termica come l'emissione di sincrotrone e il processo di Compton inverso. La struttura approssimativa degli AGN è nota, ma molti dettagli fisici sono nascosti a causa del loro pattern di radiazione fortemente anisotropo.

Nonostante le varie tipologie di AGN siano molto diverse tra loro, vi sono alcune caratteristiche che li accomunano. Lo studio dei fenomeni di emissione degli AGN ha portato negli anni a formulare un modello unificato, che approssima quanto più possibile la loro struttura (Fig. 1.1).



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

Secondo tale modello (Urry & Padovani 1995) al centro della galassia è presente un buco nero supermassiccio (SMBH) con una massa compresa tra 1 milione e 10 miliardi di volte quella del Sole. Il SMBH rappresenta il motore centrale dell'AGN poiché la sua energia potenziale gravitazionale è la sorgente principale della luminosità di questi oggetti.

Intorno al buco nero si trova un disco di accrescimento luminoso che viene formato in quanto la materia, attratta dall'elevata forza di gravità del buco nero, spiraleggia verso il centro e perde momento angolare a causa di moti viscosi e turbolenti.

Tale disco di accrescimento emette in ottico, nell'ultravioletto e in alcuni casi nel soft-X. L'emissione in hard-X è dovuta a processi di Compton inverso tra i fotoni del disco di accrescimento e gli elettroni relativistici che si trovano sopra il disco stesso, formando una corona calda.

Allontanandosi dal BH centrale, a circa 0.1 pc dal SMBH si trovano nubi di gas molto dense ($n \sim 10^{7-9}$ particelle su cm^2) con velocità molto elevate ($v \sim 5000 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$), a causa dell'elevata attrazione gravitazionale del buco nero, dove vengono anche prodotte righe di emissione nell'ottico e nell'ultravioletto. Le righe spettrali prodotte dalla fotoionizzazione dovuta ai fotoni emessi dal disco di accrescimento molto caldo attorno al SMBH in queste regioni, chiamate Broad Line Region (BLR), risultano allargate a causa dell'Effetto Doppler e possono venire oscurate lungo alcune linee di vista da un toro molecolare di gas e polveri che si trova a circa 1pc dal SMBH. Se il toro intercetta la linea di vista, oscurando l'emissione delle componenti più interne, nello spettro emerge solo la sua emissione (prevalentemente in infrarosso) e quella delle regioni esterne al toro stesso.

Oltre il toro molecolare infatti si trovano poi le Narrow Line Region (NLR) in cui nubi di gas meno dense ($n \sim 10^{4-5}$ particelle su cm^2) si muovono più lentamente ($v \sim 1000 \text{ km s}^{-1}$) e le righe di emissione sono più strette rispetto a quelle della BLR.

Un'altra importante forma di attività degli AGN è l'espulsione di getti supersonici e relativistici costituiti da plasma. Questi getti, che si originano dal nucleo centrale qualora il BH ruoti attorno al proprio asse, si estendono fino a distanze dell'ordine del Mpc ed emettono radiazione di sincrotrone non termica osservata per lo più nella banda radio ma, nelle sorgenti più potenti, anche nelle bande ottica, X e gamma.

La radiazione emessa da questi getti è inoltre fortemente collimata lungo la linea di vista e può variare su tempi scala molto brevi.

Come già detto, a seconda dell'angolo di vista possiamo trovare caratteristiche di emissione differenti. Il modello standard degli AGN implica che anche oggetti apparentemente diversi sono in realtà il medesimo oggetto osservato ad un angolo di vista differente.

Si è creato in tal modo una classificazione empirica degli AGN a seconda dell'orientazione di essi rispetto all'osservatore (Fig. 1.2)

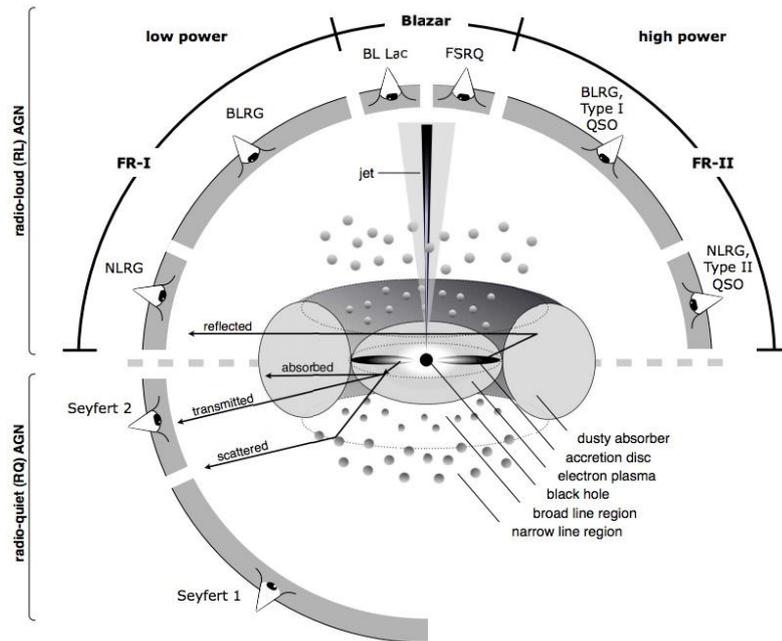


Figura 1.2:

Classificazione dei vari tipi di AGN a seconda dell'angolo di vista.

La prima immediata classificazione, basata sulle caratteristiche dello spettro ottico e UV, è quella che distingue gli AGN di tipo 1 dagli AGN di tipo 2.

I primi sono caratterizzati da un continuo brillante e righe di emissione allargate dovute al gas caldo in rapido movimento delle BLR; i secondi sono invece caratterizzati da un continuo più debole e righe di emissione più strette dovute solamente alle NLR in quanto essi solitamente non contengono gas con elevate velocità e, se lo contengono, esso viene intercettato dal toro di polvere il quale assorbe l'emissione proveniente dalle BLR.

Un'ulteriore classificazione si ottiene tramite il rapporto tra l'intensità dell'emissione in banda radio e l'intensità in banda ottica. Si parla di AGN radio loud, che sono circa il 15-20% del totale degli AGN, quando il rapporto supera 10, viceversa si parla di AGN radio quiet (Kellermann et al. 1989).

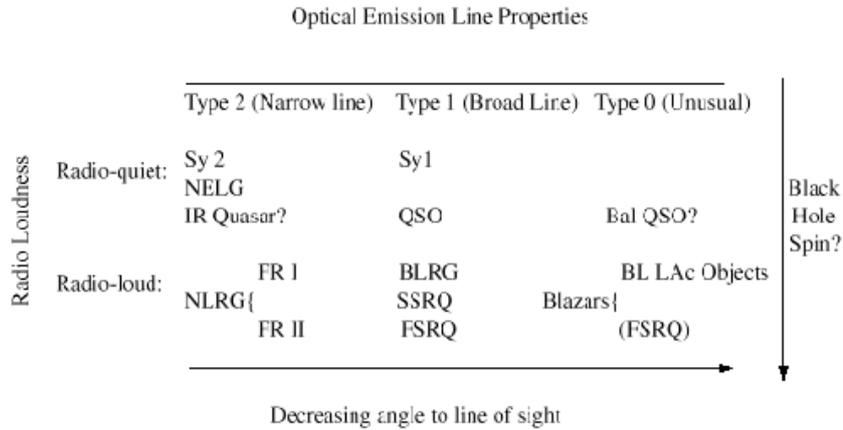


Tabella 1.1:

Tipi di AGN classificati in base alle emissioni radio e ottiche (RQ-RL, tipo 1-tipo2).

Nel gruppo degli AGN RQ di tipo 1 troviamo le galassie Seyfert 1, che hanno una luminosità relativamente bassa, ragion per cui sono viste solo nelle vicinanze (redshift $z < 0.1$) e possiamo distinguere la loro galassia ospite, e i Radio-Quiet Quasars (QSO) molto più luminosi e quindi visti a distanze molto elevate, nei quali raramente si riesce a risolvere la galassia ospite che circonda il brillante nucleo centrale.

Gli AGN RL di tipo 1 invece si distinguono in Broad Line Radio Galaxies (BLRG) con una bassa luminosità e i Radio-Loud Quasars con una luminosità molto elevata distinti in Steep Spectrum Radio Quasars (SSRQ) e Flat Spectrum Radio Quasars (FSRQ) a seconda del loro spettro radio.

A parte la luminosità, c'è ben poco che possa distinguere le Seyfert 1 dai QSO e le BLRG da SSRQ e FSRQ (Tabella 1).

Nel gruppo di tipo 2, gli AGN RQ includono le galassie Seyfert 2 e le Narrow Emission Line X-ray Galaxies (NELG) di bassa luminosità; la controparte ad alta luminosità non è ancora stata identificata.

Per quanto riguarda gli AGN RL nel tipo 2 troviamo le Narrow Line Radio Galaxies (NLRG) suddivise in due tipi: quelle a bassa luminosità chiamate Fanaroff-Riley I (FR I) e quelle ad alta luminosità chiamate Fanaroff-Riley II (FR II) che si contraddistinguono per i getti più fortemente collimati.

Una piccola parte degli AGN inoltre presenta delle caratteristiche spettrali inusuali. Questi oggetti possono venire classificati separatamente come AGN di tipo 0 e, se trattasi di AGN RL, essi vengono chiamati Blazar.

I Blazar sono le sorgenti più potenti che si conoscano nel cielo visto nei raggi gamma. Nel modello unificato degli AGN, sono interpretati come galassie attive osservate in direzione del getto relativistico, cioè ad angoli della linea di vista molto piccoli (circa 0 gradi). Questa peculiarità permette di spiegare le caratteristiche fisiche dei blazar: variazione molto rapida a tutte le lunghezze d'onda, alta polarizzazione dell'emissione ottica e radio, moto apparentemente superluminale dei getti radio ed elevata luminosità osservata.

Quest'ultima appare infatti maggiore di quanto sia in realtà, poiché la relazione tra luminosità emessa dal getto e luminosità osservata dalla Terra dipende dalle caratteristiche del getto stesso.

Questi effetti relativistici possono alle volte complicare la comprensione delle reali caratteristiche di questi oggetti; infatti a seconda dell'angolo con cui il getto è disposto rispetto alla Terra, due blazar di per sé identici potrebbero sembrarci molto diversi tra loro.

In generale però possiamo suddividere i Blazar in due tipi: gli oggetti di tipo BL Lacertae 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. Questa differenza è dovuta alla diversa efficienza dell'accrescimento di materia.

In entrambi i casi le galassie ospiti sono giganti ellittiche.

Gli oggetti BL Lac (Fig. 1.3), nonostante possano essere classificati come particolari AGN di tipo 1 osservati ad angoli di vista molto piccoli, presentano uno spettro di emissione inusuale: le linee di assorbimento/emissione non sono presenti in quanto gli effetti relativistici amplificano l'emissione continua del getto.

Anche le FSRQ possono essere definite come particolari AGN di tipo 1 e rappresentano la controparte a luminosità più elevata delle BLRG.

1.2 Spettro di un AGN Radio-Quieto

A differenza degli spettri di stelle o galassie, gli spettri degli AGN non possono essere descritti solo in termini di emissione di un corpo nero.

Infatti, come già accennato precedentemente, sono per lo più i processi non stellari a definire l'emissione di un AGN. In tal modo le distribuzioni spettrali, chiamate SED (Spectral Energy Distribution), risulteranno avere delle caratteristiche differenti rispetto ai normali spettri conosciuti di stelle e galassie (Fig. 1.3 e 1.5).

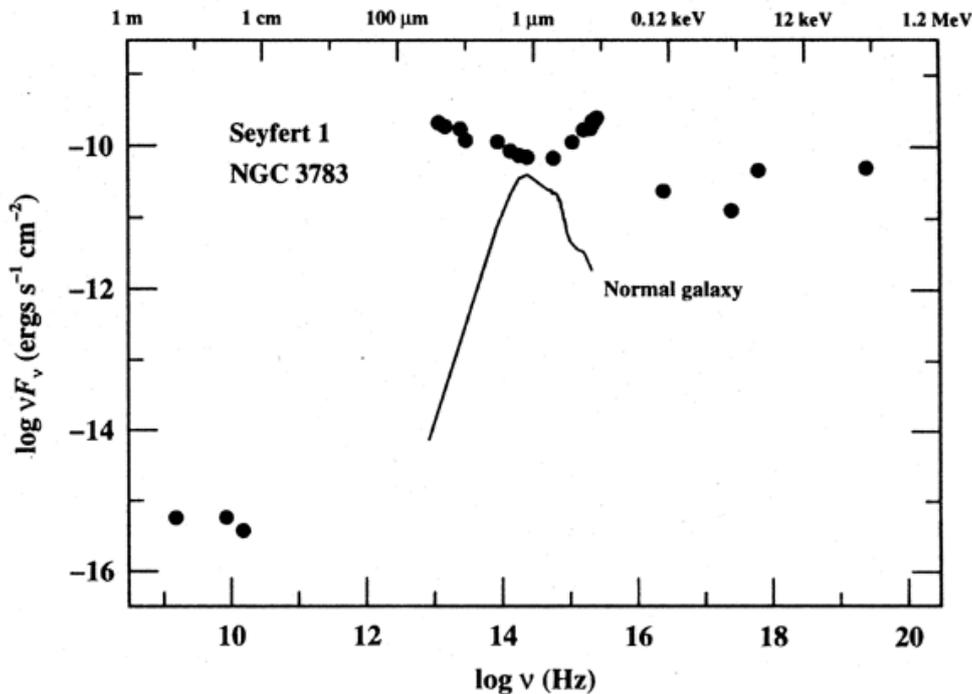


Figura 1.3:

Distribuzione spettrale dell'energia (SED) della galassia NGC 3783 di tipo Seyfert 1 paragonata alla SED di una normale galassia.

Innanzitutto gli AGN hanno in genere uno spettro di tipo Broad Band, ovvero che si estende lungo tutto lo spettro elettromagnetico (Fig. 1.4), in cui generalmente troviamo forti emissioni di raggi X e un forte continuo ottico-UV di natura non stellare (la cosiddetta regione del Big Blue Bump, BBB).

La radiazione X è per lo più dovuta al processo Compton Inverso tra gli elettroni relativistici della corona ($T=10^8 - 10^9$ K) e i fotoni più freddi del disco di accrescimento; l'emissione ottica-UV è generata da una sovrapposizione di spettri di radiazione di corpo nero prodotta da plasma termico ($T=10^4 - 10^6$ K) che costituisce il disco di accrescimento.

Le regioni del Big Blue Bump e quella dei raggi X, insieme alla regione del Bump infrarosso, costituiscono le tre regioni fondamentali nel SED di un AGN RQ.

La componente del Big Blue Bump si estende dal vicino infrarosso (a circa $1 \mu\text{m}$) fino a più di 1000 \AA ¹ negli UV e in alcuni casi fino alla regione del soft-X.

¹Angstrom, unità di lunghezza pari a 0,1 nm

Più della metà della luminosità bolometrica¹ è tipicamente emessa entro questo range spettrale e la sua origine è quindi direttamente correlata al meccanismo di produzione di questa energia.

Il Bump infrarosso si estende da ~ 100 a $\sim 1 \mu\text{m}$ e si pensa sia generato dall'emissione termica di polveri a temperatura compresa tra 10 e 1800 K. In corrispondenza di $1 \mu\text{m}$ si ha un minimo che è dovuto alla temperatura di sublimazione (~ 1800 K) delle polveri.

L'emissione radio invece, che rappresenta una frazione trascurabile della luminosità bolometrica, è forte solo negli oggetti RL in cui gli elettroni relativistici che costituiscono i getti emettono radiazione sincrotrone.

In generale, lo spettro di un AGN RL può essere rappresentato da una legge di potenza:

$$F_\nu = C\nu^{-\alpha} \quad [\text{ergs s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}] \quad (1.1)$$

dove α è l'indice spettrale, C una costante e F è il flusso per unità di frequenza.

Convenzionalmente un indice spettrale positivo descrive una sorgente la cui densità di flusso decresce al crescere della frequenza.

Un modo utile di rappresentare lo spettro Broad Band di un AGN è quello di mettere $\log(\nu F_\nu)$ in ordinata e $\log(\nu)$ in ascissa come in Figura 1.4.

In questo caso, la legge di potenza diventa $\nu F_\nu \propto \nu^{(1-\alpha)}$, quindi il caso $\alpha=1$ è una linea orizzontale nel grafico e nel caso $\alpha=0$ lo spettro cresce con la frequenza. Questo è il formato da preferire per esaminare da dove è emessa l'energia dell'AGN poiché esso riflette la quantità di energia emessa in ogni intervallo spaziale sull'asse della frequenza logaritmica.

Negli AGN RL l'emissione infrarossa è un misto di radiazione termica e non termica, ma in molti casi una delle due componenti è dominante.

Nella regione dei raggi X lo spettro di questi AGN può essere rappresentato da una legge di potenza il cui indice spettrale assume valore di circa 0.9.

¹Luminosità assoluta dell'oggetto

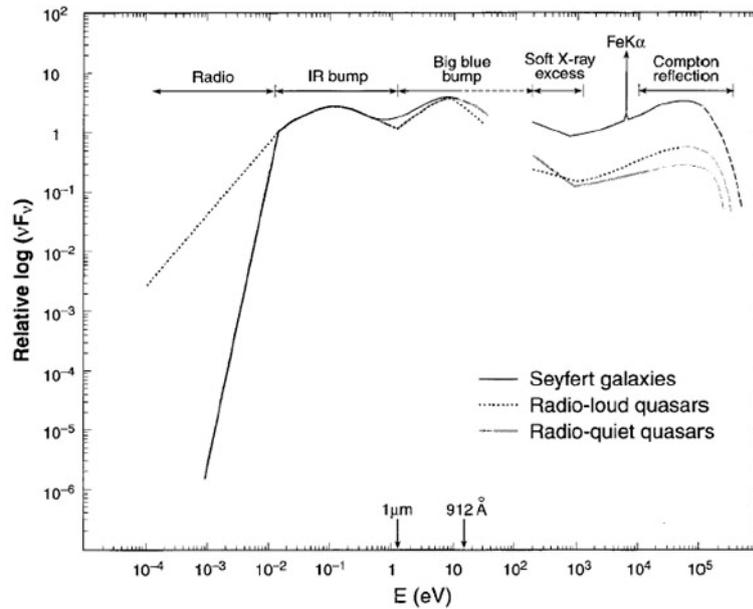


Figura 1.4:

Rappresentazione della Spectral Energy Distribution (SED) di diversi tipi di AGN. Lo spettro RQ può essere suddiviso in tre regioni fondamentali: il Bump infrarosso, il BBB e la regione dei raggi X.

Una delle caratteristiche fondamentali negli spettri ottici degli AGN sono le righe di emissione eccezionalmente larghe (FWHM $\sim 1000 - 10000$ km/s), come per esempio in quelli delle galassie Seyfert, dove queste righe di emissione sono interpretabili come prodotte da nuvole di gas dense e ad alto grado di ionizzazione in moto a grandi velocità. Lo spettro ha inoltre una componente non termica importante soprattutto nella banda ultravioletta. Sulla base degli spettri le Seyfert sono classificate in tipo 1 e 2. Nelle Seyfert 1 la larghezza delle righe permesse indica tipiche velocità dell'ordine di 10^4 km·s⁻¹, mentre le righe proibite sono più strette; nelle Seyfert 2 tutte le righe sono relativamente strette, con velocità $< 10^3$ km·s⁻¹. Si conclude che nelle Seyfert 1 le righe permesse si formano in regioni dense e più esterne dal nucleo. Nelle Seyfert 2 per contrasto non esisterebbero nuvole di gas dense.

Le Seyfert sono forti sorgenti infrarosse e spesso quelle di tipo 1 mostrano forte emissione X. Non sono invece forti sorgenti radio come le radio galassie.

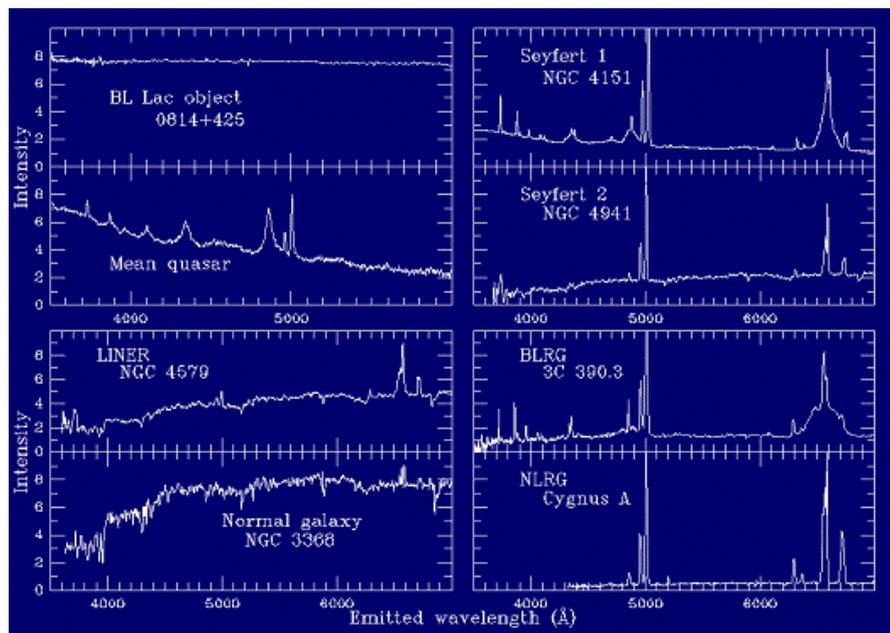


Figura 1.5:

Spettri ottici delle diverse classi di galassie attive in confronto con le galassie normali.

1.2.1 SED di un Blazar

Le SED degli AGN radio-loud oltre alle componenti discusse nella precedente sezione e mostrate in Figura 1.4 presentano l'emissione di un getto relativistico dal radio ai raggi gamma, dove si osserva il massimo dell'emissione.

Grazie alle osservazioni nei raggi γ dell'EGRET (Energetic Gamma Ray Experiment Telescope), a bordo del CGRO (Compton Gamma Ray Observatory), oggi conosciamo l'intero spettro energetico dei Blazar.

Esso è caratterizzato da due picchi di emissione: il primo è dovuto alla radiazione di sincrotrone ed è localizzato in corrispondenza della banda IR/ottica nei FSRQ e Low-Energy-peaked BL Lac e della banda UV/X negli High-Energy-peaked BL Lac; il secondo è dovuto al processo di Compton inverso generato dagli stessi elettroni che producono anche la radiazione sincrotrone con i fotoni interni o esterni al getto (Fig. 1.6).

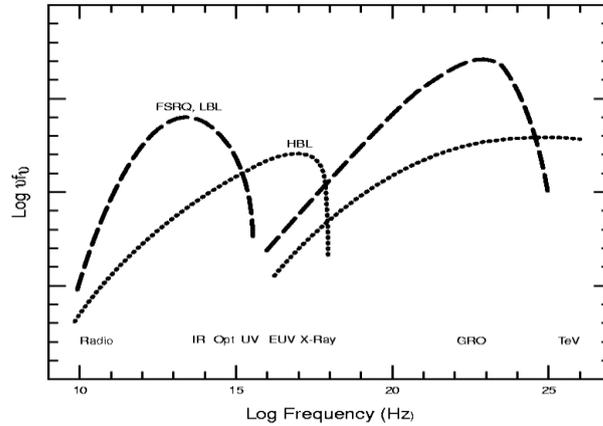


Figura 1.6:

SED di un FSRQ a confronto con quello di un HBL: la sorgente HBL essendo meno luminosa ha il primo picco in corrispondenza dell'UV/soft-X e il secondo in corrispondenza della banda energetica dei TeV; la FSRQ invece è più luminosa e quindi i picchi sono shiftati verso frequenze più basse.

I Blazar formano quindi una sequenza (Fossati et al. 1998, Ghisellini et al. 1998): la loro SED cambia in maniera continua al variare della luminosità bolometrica (Fig. 1.7). Oggetti meno luminosi come gli HBL hanno il picco sincrotrone nella banda UV/soft-X e il picco del Compton inverso tra la banda energetica dei GeV e TeV. Le due componenti hanno più o meno la stessa potenza. All'aumentare della luminosità bolometrica, entrambi i picchi si spostano a frequenze più basse e il picco Compton diventa sempre più dominante, come osservato nei FSRQ, perché le particelle coinvolte sono più energetiche e perdono energia più velocemente.

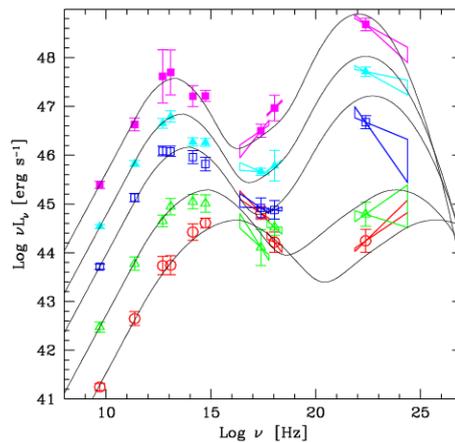


Figura 1.7:

Blazar SED sequence.

Capitolo 2

Meccanismi di Emissione

Per comprendere le caratteristiche spettrali degli AGN è fondamentale la conoscenza dei meccanismi di emissione. L'emissione di queste sorgenti extragalattiche è determinata principalmente da processi fisici non termici che coinvolgono sia fotoni che particelle, quest'ultime caratterizzate da una distribuzione di energia non Maxwelliana.

2.1 Radiazione di Sincrotrone

La radiazione di sincrotrone è una radiazione elettromagnetica che viene generata dall'interazione tra particelle cariche (elettroni o positroni) relativistiche e il campo magnetico.

Nel momento in cui le particelle cariche attraversano un campo magnetico, perdono energia e sono costrette a spiraleggiare attorno alle linee di forza del campo.

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:

$$P_{syn} = \frac{4}{3} \sigma_T c U_B \gamma^2 \beta^2 \quad (2.1)$$

dove σ_T rappresenta la sezione d'urto Thomson, 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:

$$N(\gamma) = N_0 \gamma^{-p} = N(E) \frac{dE}{d\gamma} \gamma_{min} < \gamma_e < \gamma_{max} \quad (2.2)$$

Se l'equazione sopra rappresenta una densità, per ottenere l'emissività prodotta dagli elettroni relativistici (es. 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):

$$\varepsilon_{syn}(\nu, \theta) = \frac{1}{4\pi} \int_{\gamma_{min}}^{\gamma_{max}} N(\gamma) P(\gamma, \nu, \theta) d\gamma \quad (2.3)$$

Risolvendo l'integrale si ottiene:

$$\varepsilon_{syn}(\nu, \theta) = N_0 B^{\frac{s+1}{2}} \nu^{-\frac{(s-1)}{2}} \quad [\text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \text{ sr}^{-1}] \quad (2.4)$$

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 di loro. Indicando con α l'indice spettrale della radiazione, avremo che:

$$\varepsilon_{syn}(\nu) \propto \nu^{-\alpha} \quad (2.5)$$

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

2.2 Processo di Compton Inverso

Il processo di Compton inverso (IC) si origina dall'interazione tra un elettrone relativistico e un fotone: l'elettrone, essendo caratterizzato da un'energia molto maggiore, trasferisce parte della sua energia al fotone che viene, quindi, diffuso a frequenze maggiori (Fig. 2.1).

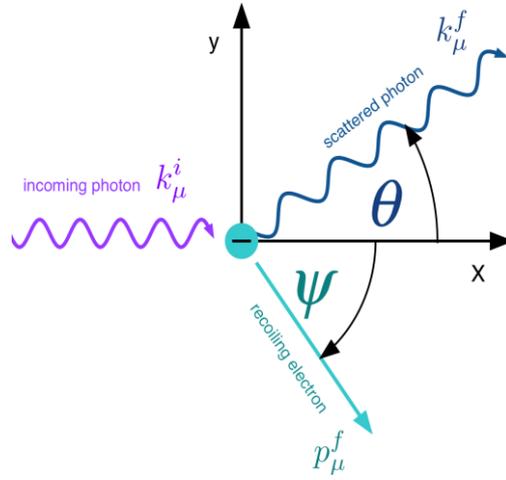


Figura 2.1:
Rappresentazione del Processo Compton Inverso.

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:

$$\frac{dE_\gamma}{dt} = \sigma_T c \gamma^2 \int (1 - \beta \cos \psi)^2 \varepsilon n(\varepsilon) d\varepsilon \quad (2.6)$$

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:

$$\frac{dE_\gamma}{dt} = \sigma_T c \gamma^2 \left(1 + \frac{\beta^2}{3}\right) U_r \quad (2.7)$$

dove $U_r = \int \varepsilon n(\varepsilon) d\varepsilon$ 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:

$$P_c(\gamma) = \frac{dE_\gamma}{dt} - \sigma_T c U_r = \frac{4}{3} \sigma_T c \gamma^2 \beta^2 U_r \quad (2.8)$$

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 (2.2).

L'emissività sarà data, quindi, dalla seguente espressione:

$$\varepsilon_c(\nu_c) d\nu_c = \frac{1}{4\pi} m_e c^2 P_c(\gamma) N(\gamma) d\gamma \quad (2.9)$$

da cui:

$$\varepsilon_c(\nu_c) = \frac{1}{4\pi} \frac{(4/3)^\alpha}{2} \sigma_T c N_0 \frac{U_r}{\nu_0} \left(\frac{\nu_c}{\nu_0}\right)^{-\alpha} \quad (2.10)$$

Anche in questo caso lo spettro è descritto da una legge di potenza con $\alpha=(p-1)/2$.

Integrando la 2.10 su tutte le frequenze dei fotoni incidenti (si assume che i fotoni non siano monocromatici), avremo che:

$$\varepsilon_c(\nu_c) \propto N_0 \nu_c^{-\alpha} \frac{\int U_r(\nu) \nu^\alpha}{\nu} d\nu \quad [\text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \text{ sr}^{-1}] \quad (2.11)$$

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).

2.3 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 coppia $e^- e^+$ nel campo elettrico del nucleo.

La reazione $e^- e^+ : \gamma + Z \rightarrow Z + e^+ + e^-$ (dove Z è il nucleo atomico o un elettrone), ha un'energia di soglia di 1.022 MeV.

La sezione d'urto differenziale è:

$$\frac{d\sigma}{dE'} = 4\alpha r_e^2 Z^2 \frac{F(E,E')}{E'} \quad (2.12)$$

dove α è la costante di struttura fine, r_e è il raggio classico dell'elettrone, 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 totale si ottiene integrando la relazione precedente:

$$\sigma_{coppie} = 4\alpha r_e^2 Z^2 \int_0^{E-2m_e c^2} \frac{F(E,E')}{E'} dE' \quad (2.13)$$

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

$$\int_0^{E-2m_e c^2} \frac{F(E,E')}{E'} dE' = \frac{7}{9} \ln \frac{2E}{m_e c^2} - \frac{109}{54} \quad (2.14)$$

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

$$\int_0^{E-2m_e c^2} \frac{F(E,E')}{E'} dE' = \frac{7}{9} \ln 183 Z^{-1/3} - \frac{1}{54} \quad (2.15)$$

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 $E \gg \frac{m_e c^2}{\alpha Z^{1/3}}$

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

$$\mu_{coppie} = \frac{N_0 \rho}{A} \sigma_{coppie} \quad (2.16)$$

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:

$$\mu_{coppie} \sim 4\alpha r_e^2 \frac{N_0 \rho Z^2}{A} \frac{7}{9} \ln 183 Z^{-1/3} = \frac{7}{9} \frac{1}{X_0} \quad (2.17)$$

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 moderni rivelatori di emissione alle alte energie.

2.4 Relativistic Beaming

Come abbiamo visto precedentemente, i Blazar hanno delle caratteristiche particolari che derivano dal fatto che essi sono osservati in direzione del loro getto relativistico. Infatti, essendo in tal modo la sorgente di emissione orientata verso l'osservatore e dotata di velocità relativistica ($\beta=v/c \rightarrow 1$), occorre tener conto dell'effetto Doppler relativistico che comporta uno shift della frequenza, dei periodi di variabilità e del flusso S ricevuti rispetto a quelli emessi, per effetto dell'aberrazione e della dilatazione dei tempi.

Assumendo che θ sia l'angolo tra la direzione del moto della sorgente e la direzione di vista, possiamo esprimere la frequenza del segnale ricevuto come:

$$\nu_{oss} = \frac{\nu_{em}}{\gamma(1-\beta\cos\theta)} = \nu_{em} D \quad (2.18)$$

mentre il periodo di variazione è:

$$\tau_{oss} = \gamma(1 - \beta\cos\theta)\tau_{em} \quad (2.19)$$

dove D è il fattore Doppler relativistico in cui γ è il fattore di Lorentz.

La luminosità osservata invece non dipende solo dalla velocità del getto e dall'angolo θ , ma anche dalle proprietà del getto stesso come si può notare dalla presenza dell'indice spettrale (α) nella seguente formula:

$$S_0 = S_e D^p \quad (2.20)$$

in cui $p=3-\alpha$

Gli effetti che causano queste alterazioni abbiamo detto essere l'aberrazione e la dilatazione dei tempi.

L'aberrazione è in generale il cambiamento nella posizione apparente di un oggetto, causata dalla velocità relativa dell'osservatore.

Nel caso del getto relativistico l'aberrazione porta la radiazione osservata in laboratorio ad essere concentrata nella direzione del moto.

Quantitativamente questo effetto causa un apparente aumento della luminosità di un fattore D^2 .

La dilatazione dei tempi invece contribuisce all'aumento della luminosità apparente di un fattore D .

Inoltre possiamo considerare un terzo effetto di *Blue/Red shifting* che contribuisce con un fattore di $1/D^\alpha$

Oltre a ciò, anche la velocità stessa della sorgente è percepita in maniera differente e si può esprimere come:

$$v_{app} = \frac{v \sin \theta}{1 - \beta \cos \theta} \quad (2.21)$$

dove $\beta=v/c$, v è la velocità della sorgente e v_{app} è la velocità apparente.

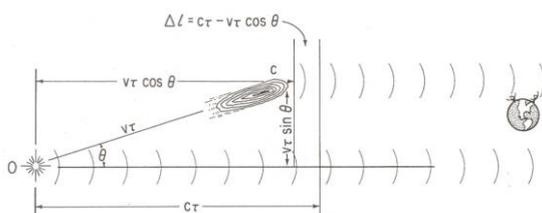


Figura 2.2:

Un plasma relativistico è espulso dall'origine O con una velocità v nella direzione θ rispetto alla linea di vista.

Il moto apparentemente superluminale è il risultato di quando la sorgente si muove a

velocità prossime a quelle della luce e l'orientazione del moto è ad un angolo piccolo rispetto alla linea di vista.

2.5 Redshift

Il *redshift* è un fenomeno di Effetto Doppler, che consiste in un cambiamento della frequenza di un'onda, rilevato quando la sorgente dell'onda e un osservatore sono in movimento l'una rispetto all'altro. La frequenza aumenta quando c'è avvicinamento (in quanto si osservano più onde nell'unità di tempo), mentre diminuisce nel caso di allontanamento (si osservano meno onde). L'effetto Doppler si manifesta per qualsiasi fenomeno ondulatorio e anche per la luce, provocando in questo caso variazioni di colore. La luce di una stella che si avvicina a noi ha una frequenza più elevata e si osserva quindi uno spostamento verso il violetto dello spettro luminoso (*blueshift*); la luce di una stella in allontanamento ha una frequenza minore e a essa corrisponde uno spostamento verso il rosso dello spettro (*redshift*) (Fig. 2.3). Il *redshift* è causato dall'espansione dell'Universo che a sua volta causa un conseguente allontanamento delle Galassie dalla Terra.

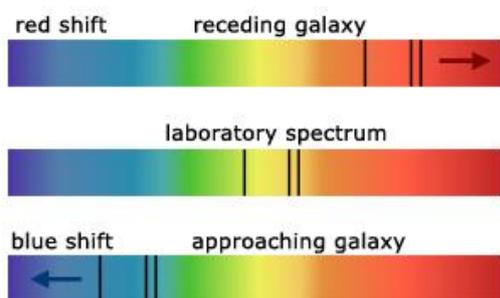


Fig. 2.3:

Esempio di Redshift e Blueshift

La luce delle galassie è costituita da un insieme di lunghezze d'onda (tipiche degli elementi più abbondanti che le costituiscono), che si presentano all'analisi mediante spettroscopio come una successione disordinata di "righe" luminose separate fra loro, di colori diversi, dette spettri.

Gli spettri delle galassie manifestano una proprietà particolare: le righe appaiono

spostate rispetto alla posizione che avrebbero gli stessi elementi considerati in laboratorio; lo spostamento è sempre verso la regione rossa dello spettro (segno che le galassie si stanno allontanando, in accordo con l'effetto Doppler).

In astronomia il *redshift* è rappresentato da una grandezza adimensionale chiamata z che può essere calcolata dalla seguente formula:

$$z = \frac{v_e - v_0}{v_0} \quad (2.22)$$

o analogamente:

$$z = \frac{\lambda_0 - \lambda_e}{\lambda_e} \quad (2.23)$$

Per i valori di $z > 0$ si ha un *redshift* e ciò significa che la sorgente si sta allontanando, mentre per $z < 0$ si ha un *blueshift* cioè la sorgente si sta avvicinando.

Capitolo 3

Il Cielo visto nei Raggi Gamma

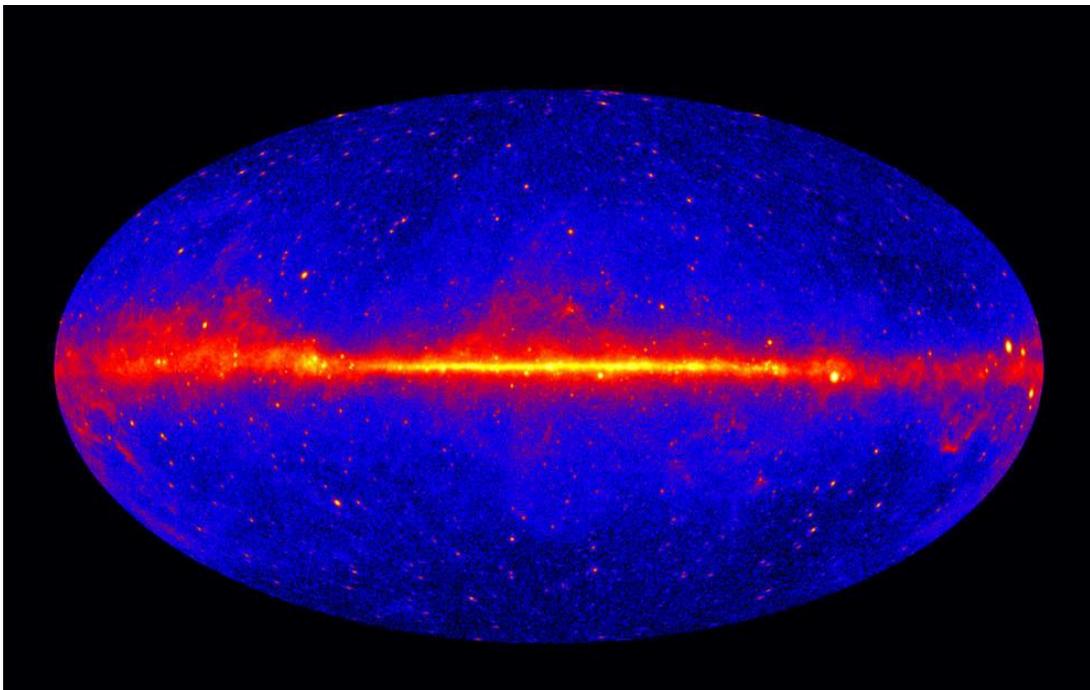


Figura 3.1:

Raffigurazione dell'intero cielo ad energie superiori di 1 GeV basata su cinque anni di dati ricavati dal LAT (strumento a bordo del Fermi Gamma Ray Space Telescope). I colori più brillanti indicano sorgenti di raggi gamma più potenti.

Parte dell'astronomia si occupa dello studio delle emissioni gamma nell'Universo. I raggi gamma sono una radiazione fortemente energetica emessa durante alcuni dei fenomeni più violenti dell'Universo come materia che cade in un Buco Nero, Gamma Ray Burst o esplosioni di supernova.

Poiché però i raggi gamma provenienti dallo spazio sono in gran parte assorbiti

dall'atmosfera terrestre, la loro emissione non si è potuta osservare fino agli anni sessanta del secolo scorso, finché cioè non fu possibile mandare rivelatori al di sopra dell'atmosfera, utilizzando palloni sonda¹ o satelliti.

Il primo telescopio per l'osservazione dei raggi gamma fu mandato in orbita a bordo del satellite Explorer 11 nel 1961 ed osservò meno di 100 fotoni. Questi apparivano provenire da tutte le direzioni, facendo ipotizzare la presenza di una sorta di “fondo uniforme di raggi gamma” che permeava lo spazio. Tale fondo potrebbe formarsi proprio dall'interazione dei raggi cosmici con il gas del mezzo interstellare.

Grossi progressi ci furono nel 1972 con l'avvento del satellite SAS-2 (Second Small Astronomy Satellite) e tra il 1975 e il 1982 con il satellite Cos-B. Questi due satelliti fornirono un'importante vista nell'universo alle alte energie: entrambi confermarono l'esistenza del fondo di raggi gamma, producendo la prima mappa dettagliata del cielo alle lunghezze d'onda gamma e scoprirono un certo numero di sorgenti puntiformi. Tuttavia, la bassa risoluzione angolare degli strumenti a bordo rese impossibile identificare la maggior parte di esse con singole sorgenti puntiformi.

Attualmente i principali osservatori di raggi gamma operativi nello spazio sono l'*International Gamma Ray Astrophysics Laboratory* (INTEGRAL) e il *Gamma-ray Large Area Telescope* (GLAST) rinominato *Fermi* dopo il lancio. INTEGRAL è una missione spaziale dell'Agenzia Spaziale Europea (ESA) in collaborazione con la Repubblica Ceca, la Polonia, gli Stati Uniti e la Russia. Il satellite fu lanciato il 17 Ottobre 2002.

GLAST, poi rinominato Fermi, fu lanciato dalla NASA l'11 Giugno 2008 e ha portato in orbita il Large Area Telescope (LAT) e il GLAST Burst Monitor (GBM).

La missione Fermi è stata progettata per rispondere a molte delle importanti questioni riguardo l'astrofisica delle alte energie sollevate dai risultati ottenuti con i precedenti osservatori. La tecnologia di ultima generazione utilizzata nella progettazione di questo satellite ha permesso di ottenere un notevole progresso in termini di prestazioni rispetto alle precedenti missioni, nel tentativo di esplorare nel modo migliore il cielo gamma (Fig. 3.1) e di comprendere i processi non termici che caratterizzano l'emissione ad alte energie.

¹Particolare pallone aerostatico che porta a bordo degli strumenti di misura, solitamente per la meteorologia.

3.1 Fermi Gamma Ray Space Telescope

Il satellite Fermi è in orbita attorno alla Terra ad una quota di circa 565 km con un'inclinazione di 25.6° rispetto all'Equatore (Fig. 3.2).

Fermi ha a bordo due strumenti: il Large Area Telescope (LAT) e il GLAST Burst Monitor (GBM).



Figura 3.2:

Immagine del satellite Fermi in orbita attorno alla Terra.

LAT

Il LAT (Fig. 3.3) è lo strumento primario di Fermi ed è un telescopio a conversione di coppia che di fatto assomiglia più agli apparati sperimentali per la fisica delle alte energie utilizzati dai grandi acceleratori di particelle.

Con il suo campo di vista molto grande, il LAT vede circa il 20% del cielo in qualsiasi momento. Nella modalità *sky survey* (modalità di osservazione principale), il LAT osserva l'intero cielo ogni 2 orbite del satellite (circa 3 ore) intorno alla Terra, garantendo un'esposizione quasi uniforme del cielo su tempi scala del giorno.

I suoi requisiti strumentali di base derivano direttamente dallo scenario estremamente dinamico e variegato che il satellite si troverà ad affrontare: un tempo morto breve per lo studio delle sorgenti, una buona risoluzione energetica (10%), un ampio campo di vista (2.4 sr) e un'area efficace di raccolta di circa 8000 cm^2 che permette di raggiungere un'elevata sensibilità, almeno 30 volte superiore a quella di qualsiasi precedente strumento.

Esso fu assemblato al Stanford Linear Accelerator Center (SLAC), ma con un contributo sostanziale dai partners in Francia, Italia, Giappone, Svezia.

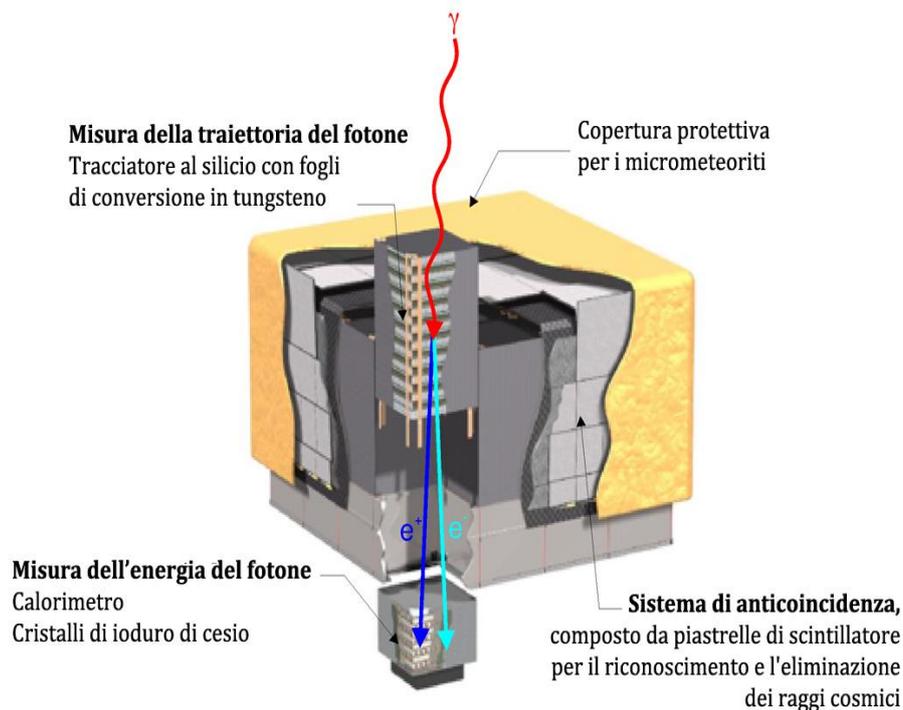


Figura 3.3:

Illustrazione della composizione del LAT.

Esso è formato da quattro sottosistemi che lavorano insieme per rilevare i raggi gamma e rigettare segnali che provengono dagli intensi bombardamenti dei raggi cosmici. Per ogni raggio gamma che entra nel LAT, esso deve filtrare dai 100,000 a un milione di raggi cosmici (particelle cariche che assomigliano alle particelle prodotte dai raggi gamma).

I quattro sottosistemi sono:

Tracciatore-convertitore

Il Tracciatore consiste in una matrice 4x4 di moduli identici chiamati torri. Ogni torre è composta a sua volta da strati al silicio, in cui i piani di rivelazione sono alternati a lamine sottili di tungsteno, ed un calorimetro elettromagnetico di ioduro di cesio.

I raggi gamma che incidono sul rivelatore vengono convertiti in coppie elettrone-positrone nel tungsteno; le coppie vengono a loro volta tracciate dai rivelatori al silicio

(il che permette di risalire, evento per evento, alla direzione del fotone incidente) ed assorbite nel calorimetro (che permette di misurarne l'energia).

Calorimetro

Il Calorimetro misura l'energia di una particella quando essa è totalmente assorbita. Esso è formato da un materiale chiamato cesio iodato che produce lampi di luce la cui intensità è proporzionale all'energia della particella incidente. Il Calorimetro è inoltre utile a rigettare i raggi cosmici, in quanto il loro pattern di energia è molto differente da quello dei raggi gamma.

Schermo Anti-coincidenza (ACD)

Lo schermo anti-coincidenza è la prima difesa contro i raggi cosmici, che in orbita bassa sono molto più numerosi dei raggi gamma. Consiste in piani di una speciale plastica che producono lampi di luce quando urtati da particelle cariche dei raggi cosmici (ma non da raggi gamma che sono elettronicamente neutri). L'ACD forma una sorta di “cappello” sopra il Tracciatore.

Sistema di acquisizione dati (DAQ)

Il sistema di acquisizione dati è il cervello del LAT. Esso riceve informazioni dal Tracciatore, dal Calorimetro e dall'ACD e fa una distinzione iniziale tra segnali indesiderati provenienti dai raggi cosmici e i segnali dei raggi gamma. Il DAQ consiste in componenti elettronici e microprocessori specializzati.

Funzionamento del LAT (come il LAT intercetta i raggi gamma e rigetta i raggi cosmici)

Un raggio gamma entra nel LAT passando prima attraverso lo schermo anti-coincidenza senza produrre alcun segnale (Fig. 3.4).

In seguito il raggio gamma interagisce con uno dei 16 strati di tungsteno; questa interazione converte il raggio in un elettrone e un positrone attraverso il processo di produzione di coppie.

Il tracciatore utilizza strisce di silicone per misurare il cammino dell'elettrone e del positrone, permettendo al LAT di determinare la direzione di arrivo del raggio gamma. L'elettrone e il positrone entrano poi nel Calorimetro, che misura le energie delle particelle e quindi in seguito anche l'energia del raggio gamma originario. Le particelle dei raggi cosmici indesiderate producono un segnale nello schermo anti-coincidenza che dice al sistema di acquisizione dati di rigettare il segnale. Lo schermo anti-coincidenza rigetta il 99.97% dei segnali prodotti dai raggi cosmici che entrano nel LAT.

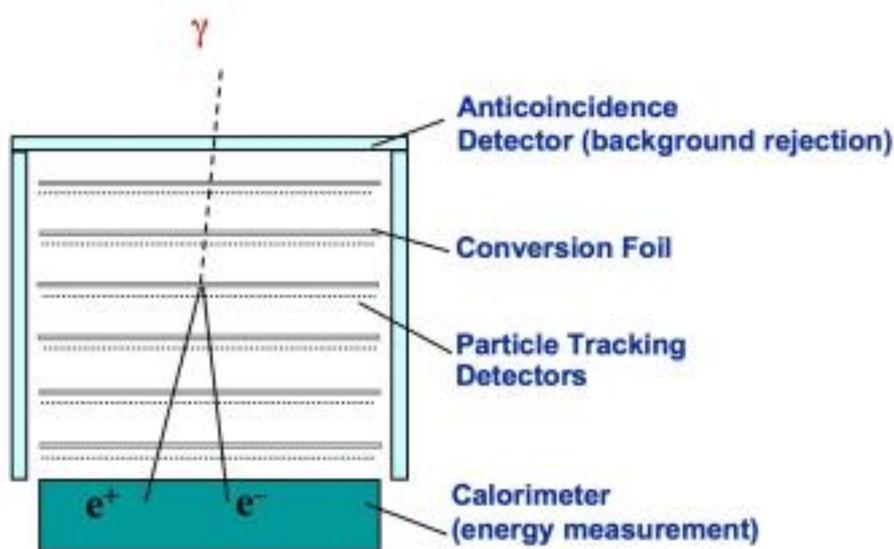


Figura 3.4:

Illustrazione della modalità di funzionamento del LAT.

GLAST Burst Monitor (GBM)

Il GBM (Fig. 3.5) consiste in 12 rivelatori di sodio iodato per catturare raggi X e raggi gamma a bassa energia, e due rivelatori fatti di germanio bismuto per raggi gamma ad alta energia. Insieme rivelano raggi X e gamma nel range di energia tra 8 keV e 30 MeV, sovrapponendosi al limite di bassa energia del LAT.

I ricettori del GBM vedono l'intero cielo non oscurato dalla Terra e colgono circa 200 Gamma Ray Bursts all'anno, come i flares solari e altri eventi. La combinazione del

GBM con il LAT forma un potente strumento per studiare i gamma ray bursts in un ampio range di energie



*Figura 3.5:
Foto del GBM.*

Lo sviluppo del GBM e l'analisi dei suoi dati osservativi è compito della *National Space Science and Technology Center* negli U.S. e il *Max Planck Institute for Extraterrestrial Physics* (MPE) in Germania.

Lo strumento è gestito dal *Marshall Space Flight Center* della NASA in Huntsville, Alabama.

Componenti del GBM:

Low-Energy Detectors

Rivelatori a bassa energia di sodio iodato rivelano raggi X di circa 8 keV di energia fino ai raggi gamma di circa 1 MeV. Essi forniscono la posizione dei gamma ray bursts entro grandi angoli.

I 12 ricevitori sono orientati in varie direzioni così che si affaccino su differenti zone di cielo. Il GBM usa i segnali provenienti dai ricettori per localizzare la zona del burst.

High-Energy Detectors

I rivelatori di alta energia sono fatti di germanio bismuto e coprono un range di energia che va dai 150 keV a circa 30 MeV, essendo così complementari ai ricettori di bassa energia e al LAT. Il germanio bismuto è un materiale ad alta densità che consente una maggior sensibilità ad alte energie. I due ricettori di alta energia sono posizionati su lati opposti del satellite in modo tale da coprire quasi l'intero cielo.

Data Processing Unit

L'elettronica e i microprocessori nell'unità di elaborazione dati riceve e analizza i dati provenienti dai ricettori di bassa energia e dai ricettori di alta energia. Rileva i Gamma Ray Bursts, determina la loro energia e la direzione di arrivo.

Funzionamento del GBM:

Un raggio X o un raggio gamma di bassa energia proveniente dallo spazio profondo entra in uno dei 12 rivelatori a bassa energia, che sono dischi piatti fatti di materiale di sodio iodato che produce un debole lampo di luce quando viene colpito. Un tubo fotomoltiplicatore intercetta il lampo di luce.

I 12 rivelatori sono localizzati sui lati opposti del satellite così da affacciarsi in differenti direzioni del cielo.

Quando i raggi gamma prodotti da un gamma ray burst raggiungono il GBM, i dischi che si affacciano al processo di produzione dei raggi intercetta più raggi gamma rispetto agli altri. Comparando il numero di segnali intercettati, il GBM può approssimarne la direzione di arrivo.

I due ricettori ad alta energia misurano le energie di raggi gamma più energetici alla stessa maniera di quelli intercettati dai 12 ricettori a bassa energia.

3.2 Instrument Response Function (IRF)

Il funzionamento del LAT dipende essenzialmente da tre parametri: design del LAT, algoritmi di ricostruzione degli eventi e selezione della qualità degli eventi.

Le *Instrument Response Functions* (IRFs) sono funzioni che descrivono il rapporto tra flusso di fotoni incidenti ed eventi rilevati, quindi permettono di descrivere la prestazione dello strumento in termini di probabilità che un evento rilevato sia effettivamente un fotone.

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

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

E' e Ω' rappresentano l'energia e la direzione del fotone misurate, mentre E e Ω sono le quantità reali.

La conoscenza delle IRF permette di stimare la risposta del rivelatore per una sorgente con flusso noto $F(E, \Omega, t)$.

$A(E, \Omega)$ è l'area efficace: funzione rappresentante 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 $F(E, \Omega, t)$.

D è la dispersione energetica: esprime la densità di probabilità che un fotone di energia E e direzione di incidenza Ω abbia un'energia ricostruita E' .

P è la risoluzione angolare o Point Spread Function: densità di probabilità che un fotone di energia E e direzione di incidenza Ω abbia una posizione ricostruita Ω' .

3.3 I cataloghi di AGN del satellite Fermi

Come detto in precedenza, la missione di Fermi è quella di indagare l'emissione alle alte energie di sorgenti galattiche ed extragalattiche, la cui classe più numerosa è quella degli AGN, e studiarne quindi le proprietà.

Nei primi due anni della missione Fermi sono stati redatti tre cataloghi di sorgenti gamma: LAT Bright Source List (BSL; Abdo et al. 2009a), first Fermi-LAT catalog (1FGL; Abdo et al. 2010a) e second Fermi-LAT catalog (2FGL; Nolan et al. 2012).

BSL

Questo catalogo si basa sui primi 3 mesi di osservazioni (4 Agosto 2008 – 30 Ottobre 2008) che hanno rivelato 132 sorgenti brillanti con significatività $\geq 10\sigma$ nell'intervallo di energia 200 MeV – 100 GeV, 106 delle quali sono state associate con un elevato livello di confidenza con AGN noti.

1FGL

Costruito sulla base di un periodo di osservazione di 11 mesi, ha rivelato 1451 sorgenti gamma con una significatività $\geq 4\sigma$ nell'intervallo di energia 100 MeV – 100 GeV.

Questo catalogo rappresenta quindi un'espansione del precedente in termini di intervallo di tempo considerato, intervallo di energia e soglia minima di significatività. Tra le sorgenti, 671 sono sorgenti associate a 709 AGN e rappresentano il First LAT AGN Catalogue (1LAC; Abdo et al. 2010b).

2FGL

Relativo a 24 mesi di operazioni scientifiche, questo catalogo comprende 1873 sorgenti gamma osservate in un range di energia compreso tra 100 MeV e 100 GeV. Di queste sorgenti 1070 hanno una significatività $\geq 4\sigma$ e sono state associate ad AGN conosciuti ed introdotte nel Second LAT AGN Catalogue (2LAC; Ackermann et al. 2011).

3FGL e 3LAC

Il catalogo 3FGL è relativo ai primi 4 anni di osservazione ed è perciò il più completo, infatti rispetto al catalogo 2FGL incorpora il doppio dei dati. Inoltre include molti miglioramenti nell'analisi dei dati e nella definizione precisa della posizione della sorgente.

Le sorgenti, in tutto 3303, hanno una significatività $\geq 4\sigma$ e sono state rilevate nell'intervallo energetico di 100 MeV – 300 GeV.

In totale, le sorgenti identificate con assoluta certezza sono 232. La classe dominante è sicuramente quella dei pulsar che contribuiscono con 137 oggetti, seguiti da 38 Flat Spectrum radio quasar e 18 BL Lac, poi si torna in campo galattico con 12 resti di supernova, 9 PWN, 3 sorgenti binarie e così via.

Anche quando non sia possibile identificare con sicurezza le sorgenti, si possono utilizzare i cataloghi (con particolare attenzione alle classi di oggetti che si sanno emettere in raggi gamma) per cercare possibili candidate controparti per poi valutare la probabilità dell'associazione. In questo modo si compila la lista delle sorgenti associate, molto più numerose di quelle identificate. Si tratta di 1809 sorgenti, 1500 delle quali sono associate a galassie attive di vario tipo.

Alla fine, rimangono 992 sorgenti per le quali non si è trovata alcuna associazione plausibile, sono le sorgenti non identificate che rappresentano del 33% dell'intero catalogo, una percentuale simile a quella del secondo catalogo di sorgenti Fermi. Un terzo delle sorgenti non identificate è concentrato in prossimità del piano della nostra galassia mentre le restanti 658 sono uniformemente spalmate nel cielo.

Il catalogo 3LAC si basa su 3FGL ed è il catalogo degli AGN più aggiornato attualmente.

Contiene 1591 AGN, il 71% in più rispetto al 2LAC, di cui il 98% sono state identificate come Blazar.

Capitolo 4

Analisi dei dati del Satellite Fermi della Sorgente PKS 1424-418

4.1 Introduzione alla sorgente

Abbiamo già visto nel primo capitolo come alcuni AGN RL chiamati Blazar, con getti relativistici allineati alla nostra linea di vista, abbiano una forte emissione variabile in tutte le lunghezze d'onda.

Nel presente lavoro di tesi si vuole innanzitutto effettuare un'analisi dei dati raccolti dal satellite Fermi della sorgente PKS 1424-418 per confrontarli poi con i dati raccolti da ALMA.

Tale sorgente è classificata come Blazar di tipo FSRQ ed ha un *redshift* di $z=1.522$ (White et al. 1988) che tramite la legge di Hubble¹ ci fornisce la sua distanza dalla Terra: $d_L=11.3$ Gpc.

Tra il 2009 e il 2010 la sorgente ha avuto due flares principali, visti sia nell'ottico (Hauser et al. 2009, 2010) che nei raggi gamma (Longo et al. 2009; Donato 2010). La sorgente è entrata in una nuova fase di elevata emissione gamma nell'Ottobre 2012 (Ojha & Dutka 2012). I flares più intensi nelle frequenze dell'ottico, X e gamma sono stati individuati tra Gennaio e Febbraio 2013 (Ciprini & Cutini 2013; D'Ammando et al. 2013).

Lo studio approfondito di PKS 1424-418 rappresenta un'ottima opportunità di comprendere meglio il comportamento generale dei Blazar.

Inoltre, come vedremo in seguito grazie ai dati raccolti dell'array di radiotelescopi ALMA (capitolo 5), è una forte sorgente variabile anche nella banda radio.

Nonostante le radiazioni gamma provenienti da PKS 1424-418 fossero state riportate

¹ $z = \frac{H_0 D}{c}$, relazione lineare tra lo spostamento verso il rosso della luce emessa dalla sorgente (redshift) e la sua distanza D. H_0 è la costante di Hubble il cui valore è circa 67,15 km/s/Mpc

nel Terzo Catalogo di EGRET¹ (Hartman et al. 1999), esse non erano incluse nella lista di sorgenti luminose del Fermi LAT nei suoi primi tre mesi di missione (Abdo et al. 2009). Il Blazar è stato riportato solo in seguito sia nel Primo che nel Secondo Catalogo LAT.

Recentemente è stato suggerito che PKS 1424-418 sia una possibile sorgente di neutrini (Kadler et al. 2016).

4.2 Metodo di Analisi

I dati astrofisici raccolti dal LAT possono essere estratti direttamente dal sito web del Fermi Science Support Center e sono stati analizzati tramite il software *Fermi Science Tools v10r0p5* attraverso il metodo *binned likelihood*.

Questi dati sono divisi in due files, entrambi fondamentali per l'analisi:

“*file di eventi*” (FT1) che contiene tutte le informazioni riguardanti i fotoni raccolti (energia, posizione e qualità di ricostruzione dell'evento)

“*spacecraft file*” (FT2) che contiene informazioni sull'orientamento e la posizione dello strumento (puntamento del LAT e modalità di osservazione del satellite)

Entrambi i files hanno estensione FITS (Flexible Image Transport System)².

Il file di eventi FT1 deriva dall'elaborazione da parte del LAT dei dati raccolti dal satellite Fermi in modo tale da identificare il tipo di evento e i parametri fisici come direzione ed energia.

Gli eventi vengono poi separati a seconda della loro qualità in varie classi, ciascuna caratterizzata da un proprio set di IRF: la classe che corrisponde ad una probabilità più elevata di selezionare un fotone astrofisico avrà un'area efficace minore, una PSF più stretta e una frazione di conteggi di particelle di fondo minore.

Transient class che rappresenta il criterio di selezione meno restrittivo è indicata per studiare eventi di breve durata come i Gamma Ray Bursts ed è caratterizzata da un'area efficace più grande e una grande contaminazione di particelle di fondo.

Source class, sviluppata per analizzare sorgenti puntiformi e sorgenti diffuse brillanti, rappresenta un criterio di selezione intermedio; area efficace minore della Transient class ma ancora un'elevata contaminazione di particelle di fondo.

¹*Energetic Gamma Ray Experiment Telescope*, predecessore del telescopio Fermi.

²Formato standard di gran lunga più diffuso, 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.

Clean class rappresenta un criterio di selezione molto restrittivo ed è indicata per studiare il background γ extragalattico.

Ultraclean class è quella che rappresenta il criterio più restrittivo di tutti.

Oltre alle classi appena elencate abbiamo anche altri parametri che ci aiutano ad affinare la selezione dei dati: possiamo selezionare una specifica regione di cielo, un particolare intervallo di energia e una determinata finestra temporale. Inoltre, si possono selezionare eventi in corrispondenza dei cosiddetti 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.

Anche altri criteri di selezione sono necessari per ridurre la contaminazione da parte di radiazioni γ prodotte dall'interazione dei raggi cosmici con l'atmosfera terrestre. Queste radiazioni vengono rilevate dallo strumento allo stesso modo dei fotoni provenienti dalle diverse sorgenti e si riesce ad eliminarle 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.

4.2.1 Likelihood Analysis

L'analisi dei dati del LAT viene fatta attraverso un metodo chiamato likelihood analysis, basato sulla statistica di Poisson. La likelihood (L) è la probabilità di ottenere dei dati osservativi a partire da un modello, in questo caso per i dati Fermi il modello sarà la distribuzione delle sorgenti gamma nel cielo. L sarà massimizzata in modo tale da ottenere il miglior confronto tra il modello e i dati osservativi. Ciascun set di dati può essere suddiviso in diversi bins, ognuno dei quali contiene un numero limitato di conteggi caratterizzato da una distribuzione Poissoniana. L , quindi, 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 4.1 può anche essere riscritta nel modo seguente:

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

dove è stato inserito il numero totale di conteggi predetto dal modello $N_{\text{exp}} = \sum_k m_k$. Questa equazione è la base per l'analisi *binned likelihood*, mentre il metodo *unbinned likelihood* si utilizza quando la dimensione del bin è infinitesimale, cioè per $n_k = 0$ o 1. Di conseguenza la formula 4.2 diventa:

$$L = e^{-N_{\text{exp}}} \prod_k m_k \quad (4.3)$$

La significatività di ciascuna sorgente è rappresentata dal *Test Statistic* (TS) che viene definito come:

$$TS = -2 \ln \left(\frac{L_{\text{max},0}}{L_{\text{max},1}} \right) \quad (4.4)$$

dove $L_{\text{max},0}$ rappresenta il massimo valore di L per il modello senza sorgente e $L_{\text{max},1}$ rappresenta il massimo valore di L per il modello con la sorgente localizzata in una determinata posizione. Quando L è massimizzata anche il TS lo è. Per massimizzare L bisogna adattare il modello della likelihood per cercare i parametri migliori.

4.2.2 Fermi Science Tools

I files FT1 e FT2 contengono tutto ciò che è necessario all'analisi, tuttavia questi files devono essere filtrati in modo tale da poter selezionare solamente i dati di nostro interesse; per fare ciò si utilizzano due funzioni:

gtselect

Il tool *gtselect* seleziona gli eventi eseguendo dei tagli sul file di eventi in input. Questi tagli sono generalmente applicati al range di tempo (MET¹), all'energia, alla posizione espressa in funzione dell'ascensione retta (RA) e della declinazione (DEC), alla regione di interesse (RoI) e all'angolo di zenith che serve a ridurre la radiazione di fondo gamma proveniente dalla terra.

¹Mission Elapsed Time: secondi trascorsi dal tempo di riferimento che coincide con la mezzanotte (0h:0m:0s) del 1° Gennaio 2001.

Nel nostro caso specifico, si vuole analizzare la sorgente Blazar PKS 1424-41 di coordinate RA=216.985° e DEC=-42.1054° in un range di tempo che va da un MET=315532802 corrispondente al 1° Gennaio 2011 fino a un MET=512697605 corrispondente alla data del 1° Aprile 2017. Per quanto concerne l'energia, il range preso in considerazione è tra i 100 MeV e i 300 GeV.

gtmtime

Questo tool seleziona i cosiddetti *Good Time Intervals* (GTI), cioè 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. In questo modo vengono esclusi i periodi temporali in cui la qualità dei dati raccolta non è ottimale a causa dell'orientamento e della posizione dello strumento.

Per fare ciò esso si avvale dello *spacecraft file* in cui sono contenute tutte le informazioni necessarie riguardanti lo strumento. Combinando queste nuove informazioni con gli eventi già selezionati dal tool *gtselect*, viene creato un altro file in cui troviamo solamente i GTI filtrati sia dal tool *gtselect* che dal tool *gtmtime*.

Questa selezione appena esplicitata è attuata dal tool *gtmtime* utilizzando il seguente filtro logico:

```
(DATA_QUAL>0)&&(LAT_CONFIG==1)
```

dove DATA_QUAL è un parametro che indica la qualità dei dati e LAT_CONFIG tiene conto della configurazione dello strumento.

In seguito alla preparazione dei dati, si prosegue con la *likelihood analysis* attraverso i seguenti tool:

gtbin

Il tool *gtbin* può essere usato per varie funzioni:

- Discretizzare gli eventi in un singolo spettro o in una serie di spettri sequenziati in funzione del tempo
- Discretizzare le energie in base che in base al tipo di algoritmo scelto avranno

- una discretizzazione lineare o logaritmica.
- Generare curve di luce dal file di eventi.
- Creare una mappa 2D o 3D (a seconda che si usi l'opzione CMAP o CCUBE) di conteggi della RoI.

gtltcube

Il tool *gtltcube* genera l'insieme dei *livetime* in funzione della posizione nel cielo e dell'angolo di off-axis, cioè di inclinazione tra la direzione della sorgente e la normale allo strumento. Il *livetime* è il tempo in cui il LAT raccoglie i dati in corrispondenza della regione di cielo di nostro interesse e l'insieme generato di questi *livetime* è chiamato *livetime cube* o *exposure hypercube*.

gtexpcube2

Questo tool applica il *livetime* calcolato dal tool precedente alla nostra RoI e permette di generare una mappa di esposizione per ogni posizione del cielo.

gtsrcmaps

Il tool *gtsrcmaps* convolve le componenti del modello della sorgente con la IRF dello strumento per una data osservazione. Per questo necessita di due file in input, una mappa di conteggi, creata con *gtbin*, e una mappa di esposizione, creata con *gtexpcube2*.

gtlike

Per eseguire il tool *gtlike* è necessario scegliere il tipo di algoritmo, chiamato ottimizzatore, che massimizza la likelihood.

Gli ottimizzatori tra cui possiamo scegliere sono 5: DRMNGB, DRMNFB, NEWMINUIT, MINUIT, LBFGS.

Solitamente gli ottimizzatori DRMNFB e MINUIT vengono utilizzati insieme in quanto il primo è efficiente nella ricerca del massimo della funzione ma fornisce delle incertezze sui parametri non affidabili, il secondo fornisce stime più accurate dei

parametri e delle relative incertezze.

La *likelihood analysis* fornisce il valore del flusso, espresso dal parametro *Prefactor* che viene moltiplicato con il valore del parametro *Scale* per ottenere il flusso in unità di fotoni (ph) $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$. Il parametro *Index* rappresenta invece l'indice spettrale modellato su tutto l'intervallo di energia. Il parametro *Npred* esprime il numero di fotoni predetto in base al modello dato. *ROI distance* indica la separazione angolare tra il centro della ROI e la sorgente in esame. *TS value* indica la significatività della sorgente.

Il tool *gtlike* legge il modello della sorgente da un file XML (eXtensible Markup Language)¹. Per definire le sorgenti comprese nella *Source Region* bisogna fare riferimento ai cataloghi Fermi LAT. I parametri che costituiscono il modello hanno alcune caratteristiche come il valore (value), il fattore di scala (scale), il nome assegnato (name), il valore massimo o minimo ammesso (max/min) e il valore indicante se il parametro deve essere o meno modellato (free): se free = 0 significa che il valore del parametro è fissato, free = 1 invece permette di modellare il parametro.

In base al tipo di analisi da eseguire è possibile scegliere tra diversi tipi di modelli spaziali:

SkyDirFunction (per le sorgenti puntiformi), *ConstantValue* (per le sorgenti diffuse con flusso costante), *SpatialMap* (per le sorgenti diffuse variabili spazialmente) e *MapCubeFunction* (per mappare l'emissione diffusa).

Per caratterizzare lo spettro delle sorgenti vengono utilizzati invece modelli spettrali rappresentati da una legge di potenza (Power-law):

$$\frac{dN}{dE} = N_0 \left(\frac{E}{E_0}\right)^\Gamma \quad (4.5)$$

dove dN/dE è il differenziale del flusso, N_0 è il fattore di normalizzazione, Γ è l'indice spettrale ed E_0 rappresenta l'energia di riferimento, oppure da una log-parabola (LogParabola):

$$\frac{dN}{dE} = N_0 \left(\frac{E}{E_0}\right)^{-[\alpha_g + \beta \ln \frac{E}{E_0}]} \quad (4.6)$$

dove α_g è l'indice spettrale e β il parametro di curvatura.

Questi modelli sono espressi in unità di $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{MeV}^{-1}$ nel caso di sorgenti puntiformi e di $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{MeV}^{-1} \text{sr}^{-1}$ nel caso di sorgenti diffuse.

¹Linguaggio utilizzato per definire ed immagazzinare i dati

4.3 Risultati dell'analisi Fermi

Tramite il software *Fermi Science Tools* è stata eseguita la prima parte dell'analisi spettrale della sorgente blazar PKS 1424-418.

I dati che sono stati utilizzati per l'analisi sono quelli raccolti dal satellite Fermi in 6 anni di osservazione: dal 1 Gennaio 2011 (MET = 315532802) al 31 Marzo 2017 (MET = 512697605).

Il primo passo dell'analisi è stato quello di inserire i seguenti dati della sorgente per applicare il tool *gtselect*: ascensione retta e declinazione espresse in gradi (RA=216.985° e DEC=-42.1054°), angolo di zenith scelto pari a 90° in modo da ridurre il background dato dalla terra, il raggio attorno alla sorgente entro cui considerare altre sorgenti di emissione gamma scelto di 30° e il range di energia scelto tra 100 MeV e 300 GeV.

In seguito, per selezionare i cosiddetti *Good Time Intervals* cioè gli intervalli di tempo in cui il satellite Fermi ha operato nella configurazione nominale, si è utilizzato il tool *gtmktime*. L'espressione logica utilizzata è quella che pone il parametro DATA_QUAL > 0 e il parametro LAT_CONFIG = 1.

Il tool utilizzato successivamente è *gtbin* che crea una mappa di conteggi della ROI in 3D utilizzando l'opzione CCUBE per il tipo di file in output.

Il passo successivo è stato quello di utilizzare il tool *make3FGLxml.py* per creare un file di tipo XML contenente il modello della sorgente (parametri di locazione e forma spettrale della sorgente) che sarà poi letto dal tool *gtbin*. In questa fase si sono inseriti il modello di emissione diffusa della galassia (*gll_iem_v06.fits*) e il corrispondente modello isotropico per l'analisi delle sorgenti puntiformi (*iso_SOURCE_v06.txt*), e il parametro relativo alla ROI (-r 10) ossia il raggio centrato sulle coordinate della nostra sorgente al di fuori del quale si considerano fissati i parametri delle sorgenti.

In seguito il tool *gtlcube* ci è servito per calcolare il *livetime* dell'intero cielo ponendo *zmax* = 90, *Step Size* = 0.025 e *Pixel Size* = 1.

Questo *livetime* deve poi essere applicato alla nostra regione di interesse attraverso il tool *gtexpcube2* che genera una mappa di esposizione.

Il modello delle mappe utile alla *binned likelihood* è stato creato tramite il tool *gtsrcmaps* ponendo PTSRC = NO per evitare di generare mappe di sorgenti puntiformi.

Infine è stato lanciato l'ultimo tool *gtlike* esplicitando il tipo di analisi che si vuole utilizzare, nel nostro caso BINNED, l'analisi standard usata per lunghi periodi o alta densità di dati. Per quanto riguarda l'ottimizzatore scelto è MINUIT. Da questo passaggio di analisi si ottiene un file in output con tutte le sorgenti rilevate nel periodo di tempo inserito inizialmente. Per ogni sorgente abbiamo riportati i parametri di

Flusso, TS e indice spettrale per le sorgenti entro 10°.

Il modello spettrale di PKS 1424-418 è un log-parabola definita come:

$$N(E) \propto e^{-(\alpha + \beta \ln \frac{E}{E_0})} \quad (4.7)$$

dove α è l'indice spettrale e β il parametro di curvatura dello spettro.

Da questo file di sorgenti sono poi state rimosse tutte le sorgenti con TS < 25 poiché troppo significative e si è ripetuta l'analisi con *gtlike*.

Dall'analisi sono stati trovati i valori degli indici spettrali: $\alpha = (2.0788 \pm 0.0077)$ e $\beta = (0.0637 \pm 0.0051)$.

Successivamente si sono analizzati i dati mese per mese, utilizzando sempre il modello delle sorgenti calcolato sull'arco totale di tempo di 6 anni. I dati raccolti alla fine sono stati utilizzati per produrre la curva di luce in figura con bin temporale di un mese.

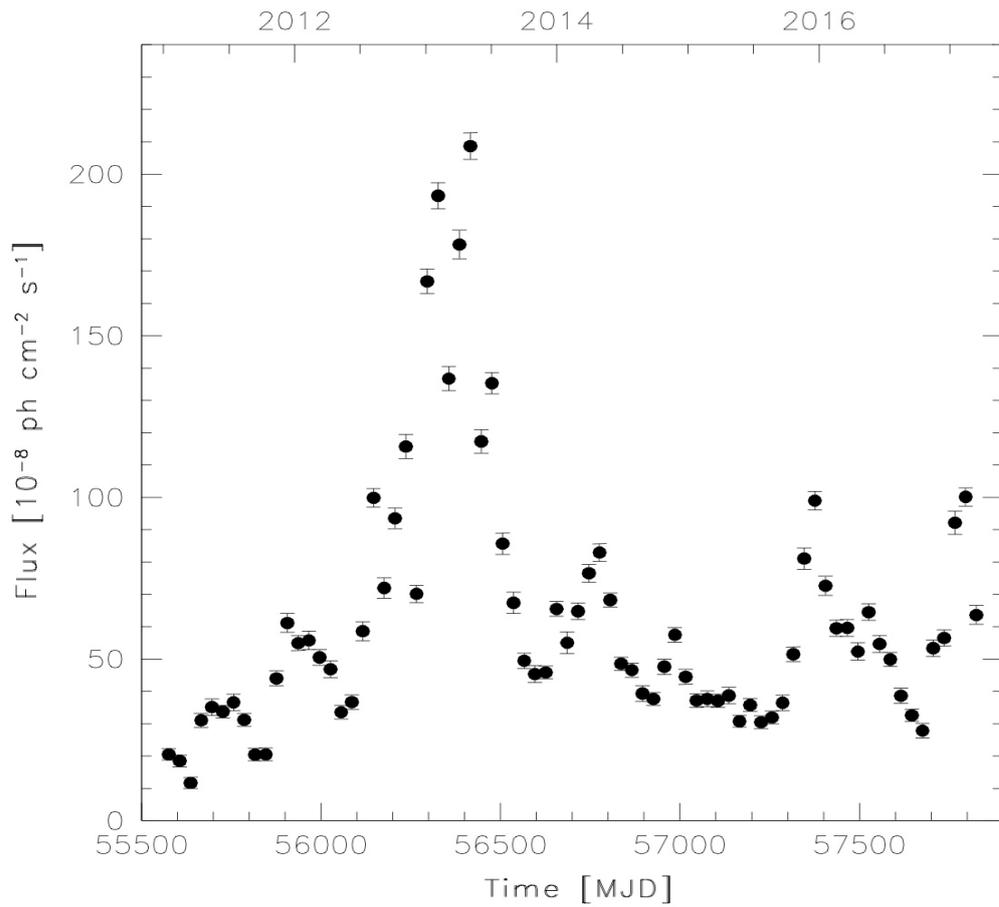


Figura 4.1:

Curva di luce della sorgente PKS 1424-418 effettuata su un bin temporale di un mese.

Capitolo 5

Emissione Radio e Radiotelescopi

Oltre ai raggi gamma, un ruolo molto importante nell'astronomia è ricoperto dalle onde radio.

Le onde radio sono radiazioni elettromagnetiche comprese nella banda di frequenza che va da 0 a 300 GHz e il loro studio è di fondamentale importanza per comprendere i meccanismi alla base della formazione dei getti di plasma negli AGN RL come nel caso della sorgente presa in esame in questa tesi.

Le onde radio sono studiate per mezzo di particolari strumenti chiamati radiotelescopi che, analogamente ai telescopi nel caso della banda ottica, captano radiazioni nella banda radio.

Un radiotelescopio è quindi un telescopio specializzato nel rilevare onde radio emesse dalle varie sorgenti sparse per l'Universo, generalmente grazie ad una grande antenna parabolica o più antenne collegate.

Oltre alle antenne, questo strumento è formato da un ricevitore, un preamplificatore e sistemi di elaborazione. Lo scopo delle antenne è quello di captare le onde radio e trasmetterle, tramite un impulso elettrico, al radiorecettore e al sistema di amplificazione il cui scopo è quello di determinare l'intensità delle onde elettromagnetiche della banda radio e convertirle in segnali numerici che i calcolatori sono in grado di trattare.

Tipicamente i radiotelescopi sono costruiti a forma di parabola in modo tale da riflettere tutte le onde nel fuoco, dove è posto il ricevitore. La grandezza tipica è di 25m ma i radiotelescopi più potenti possono arrivare ad avere dimensioni anche di centinaia di metri.

Essendo infatti la radiazione emessa da una radiosorgente molto debole, i diametri di questi strumenti devono essere sensibilmente maggiori di quelli dei normali telescopi, in quanto la sensibilità dello strumento è direttamente proporzionale all'area di raccolta (area efficace). Inoltre, la risoluzione angolare θ dello strumento, ovvero la capacità di risolvere due oggetti, è data da $\theta \sim \lambda/D$, dove λ è la lunghezza d'onda osservata e D

corrisponde al diametro dell'antenna.

E' da notare però che alle lunghezze d'onda radio le risoluzioni che si possono ottenere anche con paraboloidi di 100 metri di diametro sono di alcuni arcominuti, generalmente inadeguati allo studio delle radiosorgenti. Inoltre tali grandi dimensioni pongono dei problemi costruttivi poiché la struttura risulta molto pesante e molto costosa e problemi riguardanti l'interferenza radio data dall'elettronica moderna.

Proprio dalla necessità di ottenere un potere risolutivo maggiore, mantenendo ridotte le dimensioni dei radiotelescopi sono nati i radiointerferometri, formati da un array di radiotelescopi.

In questo modo, il fronte d'onda non colpisce le due antenne contemporaneamente ma si misurerà un ritardo fra le onde radio; i segnali ricevuti vengono quindi inviati ad uno strumento detto correlatore che li fa interferire ottenendo una figura a frangia di interferenza successivamente studiata.

I radiointerferometri lavorano quindi come se fossero un'unica antenna con diametro pari alla distanza massima tra le antenne. In questo modo si possono ottenere risoluzioni angolari ben inferiori all'arcosecondo o del miliardosecondo. L'interferometria permette quindi di avere un'ottima risoluzione, in grado di rilevare molte più sorgenti e farne una caratterizzazione adeguata.

Per lo studio della nostra sorgente abbiamo considerato i dati raccolti da un radiointerferometro chiamato *Atacama Large Millimeter Array* (ALMA).

5.1 Atacama Large Millimeter/Submillimeter Array (ALMA)

ALMA (Fig. 5.1) è un radiointerferometro situato a 5000m d'altitudine nel deserto di Atacama in Cile. Esso non è quindi un telescopio nell'accezione tradizionale del termine, ovvero di un singolo elemento che raccoglie la radiazione (fotoni) emessa da corpi celesti, ma un insieme (array) di 66 antenne paraboliche che operano assieme come se fossero un unico strumento.

ALMA consiste di un array principale di cinquanta antenne da 12m di diametro e di un array compatto chiamato "Atacama Compact Array" (ACA) costituito da dodici antenne da 7m di diametro e quattro da 12m.

Le antenne possono muoversi all'interno dell'altopiano desertico per distanze da 150m a 16km, il che dà ad ALMA un potente zoom variabile; inoltre ogni antenna è equipaggiata con dieci ricevitori operanti in differenti bande di frequenza.

Sia il grande numero di antenne che la possibilità di posizionarle su un ampio intervallo di distanze fanno di ALMA uno strumento potente in termini di potere risolutivo (la capacità di distinguere i dettagli degli oggetti osservati) e di sensibilità (la capacità di raccogliere fotoni).

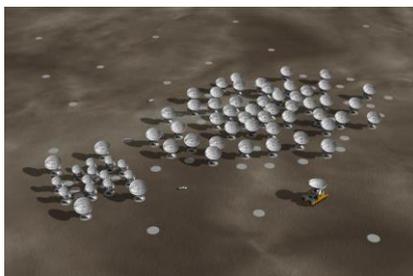


Figura 5.1:

Fotografia dall'alto di ALMA.

Per operare al meglio, le 66 antenne di ALMA e i suoi componenti elettronici devono lavorare in perfetta sincronia. Inoltre, i segnali ricevuti dalle singole antenne devono essere combinati (“correlati”) in modo che possano arrivare ad un computer (il “correlatore”) con la medesima fase. Questo richiede di conoscere con estrema accuratezza la lunghezza del cammino che il fronte d'onda percorre tra l'antenna e il computer dove avviene la combinazione dei segnali. Ciò è tutt'altro che semplice ed è complicato dal fatto che il fronte d'onda può essere distorto dal vapore acqueo nell'atmosfera, causando un ritardo nella trasmissione del segnale. Il ritardo è diverso da un'antenna all'altra a causa della distribuzione non uniforme del vapore nell'atmosfera e alla sua variabilità nel tempo. Per poter efficacemente correlare i segnali è necessario correggere in tempo reale tali ritardi misurando, per mezzo di radiometri collocati in ciascuna antenna, il quantitativo di vapore acqueo sopra ogni antenna. Per minimizzare gli effetti dell'atmosfera, le antenne sono collocate ad alta quota: ALMA si trova al di sopra del 40% dell'atmosfera e sopra a più del 95% del vapore acqueo, se confrontato con un sito a livello del mare.

La sfida più grande è quella di orientare tutte le antenne simultaneamente verso la stessa regione di cielo, per poter catturare con ognuna di esse il segnale astronomico e poi convertirlo in formato digitale così che possa essere trasmesso da ciascuna antenna ad un supercomputer che successivamente combina i segnali ricevuti per creare dei dati adatti ad un'analisi scientifica delle proprietà della sorgente di tale segnale.

Ciascuna delle componenti ha quindi una funzione specifica, paragonabile per esempio a quella dell'apparato uditivo umano. Infatti, la sequenza che avviene nell'ascolto di

un'onda sonora attraverso l'orecchio di canalizzazione, ricezione, conversione, trasmissione, combinazione e analisi è analoga a quella a cui vanno incontro le onde radio una volta entrate nelle antenne di ALMA (Fig. 5.2).

Componenti di ALMA:

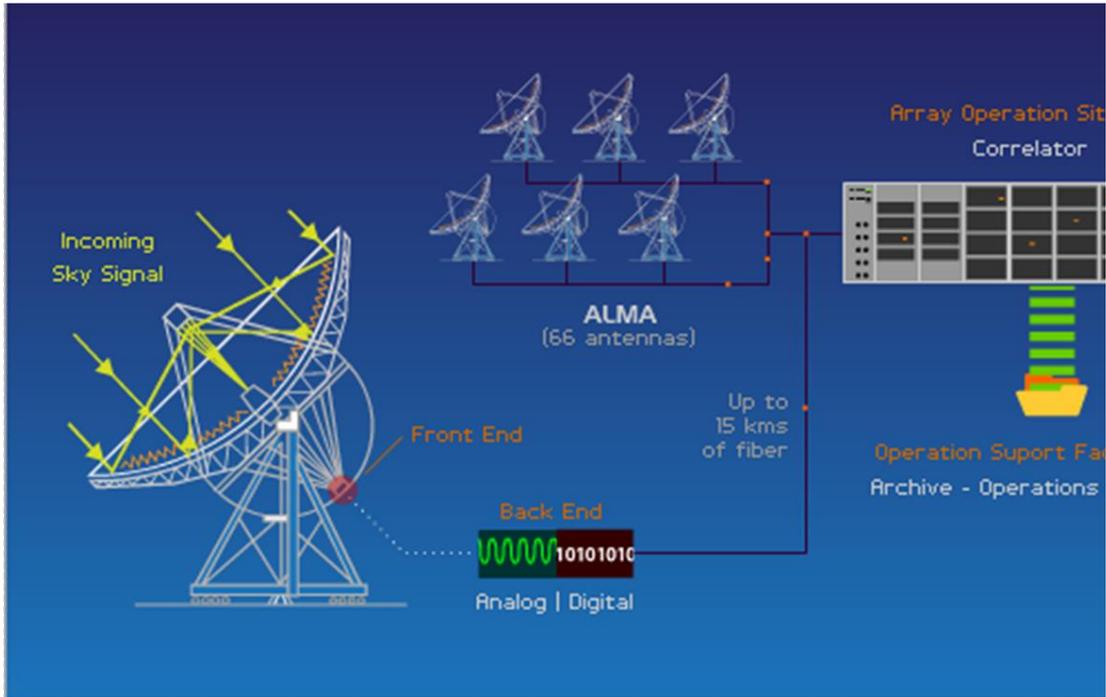


Figura 5.2:

Schema riproduttivo del funzionamento di tutte le componenti di ALMA.

Antenna

La funzione delle antenne è quella di catturare e concentrare le onde radio delle sorgenti astronomiche in un punto chiamato fuoco. La luce concentrata nel fuoco è riflessa da una seconda superficie riflettente in un punto dietro la superficie parabolica dove è collocato un ricevitore.

Le antenne devono essere molto precise, ragion per cui le richieste tecniche sono molto severe. Devono infatti essere in grado di puntare entro 2 secondi d'arco in ciascuna posizione del cielo, di fare un puntamento relativo con un'accuratezza di 0.6 secondi d'arco e la loro superficie deve essere accurata entro $25\mu\text{m}$; inoltre queste specifiche devono resistere alle condizioni climatiche dell'Array Operation Site.

Front-End (FE)

Il Front-End è l'inizio di una complessa catena atta a catturare, amplificare, convertire e digitalizzare il segnale. Esso è il primo componente elettronico attraverso cui il segnale passa ed inoltre deve massimizzare il rilevamento del segnale originale minimizzando invece la perturbazione e il rumore. Per questa ragione il Front-End è contenuto in un criostato a temperature di circa 4K (-269°C).

Per prima cosa il segnale, dopo essere stato riflesso, è canalizzato attraverso una serie di piccoli specchi e guide verso le componenti fredde dove risiedono i ricettori. Al centro del FE il segnale è mescolato ad un segnale che abbassa la frequenza originale (tra 30 e 900 GHz) ad una frequenza intermedia (IF, meno di 15 GHz). La IF, essendo più bassa, è più facilmente amplificata e processata dal sistema di digitalizzazione e trasmissione (chiamato Back End) che invia i dati al correlatore attraverso delle fibre ottiche lunghe 15 Km.

I ricettori del FE vengono utilizzati in 10 bande di frequenza diverse (Fig. 5.3).

ALMA Band	Frequency Range (GHz)	Receiver Noise (K) over 80% of the RF band	Temperature (K) at any RF Frequency	To be produced by	Receiver Technology
1	31 - 45	17	26	tbd	HEMT
2	67 - 90	30	47	tbd	HEMT
3	84 - 116	37	60	HIA	SIS
4	125 - 163	51	82	NAOJ	SIS
5*	162 - 211	65	105	OSO	SIS
6	211 - 275	83	136	NRAO	SIS
7	275 - 373	147	219	IRAM	SIS
8	385 - 500	196	292	NAOJ	SIS
9	602 - 720	175	261	NOVA	SIS
10	787 - 950	230	344	NAOJ	SIS

tbd: to be decided
IRAM: Institut de Radio Astronomie Millimétrique (Grenoble, France)
HIA: Herzberg Institute of Astrophysics (Victoria, Canada)
NAOJ: National Astronomical Observatory of Japan (Mitaka, Japan)
NOVA: Nederlandse Onderzoekschool voor Astronomie (Groningen, the Netherlands)
NRAO: National Radio Astronomy Observatory (Charlottesville, USA)
OSO: Onsala Space Observatory/Chalmers University (Onsala, Sweden)
* EU FP6 receivers from Onsala

Figura 5.3:

Schema che illustra i 10 range di frequenza a cui operano i ricettori presenti nell'ALMA.

Back End (BE)

Il Back End funge da sistema nervoso per l'ALMA. La funzione primaria è quella di

trasmettere il segnale che è stato ricevuto da ogni ricevitore del FE presente in ogni antenna, al computer centrale (correlatore). Per prima cosa il segnale proveniente dal FE è nuovamente convertito ad una frequenza ancora più bassa, tra i 2 e i 4 GHz (o addirittura anche lunghezze d'onda maggiori, da 7.5 a 15 cm). Poi un sistema di digitalizzazione processa il segnale e successivamente lo trasmette attraverso la fibra ottica sotterranea fino alla struttura centrale.

Oltre a tutto ciò, il BE ha anche un ruolo paragonabile a quello di un conduttore di orchestra, inviando un ritmo di riferimento a tutti i componenti per assicurare che il movimento delle antenne, i componenti elettronici e la scrittura dei dati avvenga in perfetta sincronia. Anche un orologio atomico di idrogeno collocato nell'AOS genera un impulso di riferimento che il Back End invia a tutti i componenti.

Inoltre, il BE invia anche un segnale laser di andata e ritorno a tutte le antenne per monitorare costantemente la lunghezza delle fibre ottiche, poiché esse possono espandersi o contrarsi giornalmente a causa delle variazioni di temperatura nel sito di ALMA. Ogni cambiamento nella lunghezza del percorso fatto dal segnale proveniente dalle antenne fino al correlatore sono compensate tirando o contraendo meccanicamente la fibra ottica. Questo assicura che la lunghezza del cammino percorso da ciascuna antenna sia stabilizzato a circa 1micron.

Correlatore

Il correlatore è il cervello dell'ALMA. È sostanzialmente un supercomputer il quale unico scopo è quello di prendere i segnali provenienti dalle sue multiple antenne e combinarli per poter generare dati astronomici per una successiva analisi. Il correlatore moltiplica i segnali delle varie antenne e salva i dati in files chiamati “Visibilities”, i quali contengono tutte le informazioni necessarie a formare un immagine 2D della regione di cielo osservata. Il processo di passaggio dalla “Visibilities” ad una immagine scientifica richiede un numero di passaggi di calibrazione e riduzione per cui è stato ideato un programma specializzato.

Capitolo 6

Discussione dei Risultati

L'emissione gamma da parte di oggetti extragalattici è dominata dalla popolazione di radiosorgenti di tipo Blazar. Il fatto che i Blazar rappresentino le più forti sorgenti di raggi gamma si pensa sia collegato ai meccanismi di emissione coinvolti. Anche eventuali cambiamenti nel loro comportamento viene attribuito a cambiamenti nel flusso e nell'energia dello spettro delle particelle emesse.

Tra le prime analisi riguardanti lo spettro della banda radio di PKS 1424-418 ci sono quelle dei radiotelescopi *VLBI (Very Long Baseline Interferometry)* del programma TANAMI, *ATCA (Australian Telescope Compact Array)* e *Ceduna*. Le osservazioni sono state fatte durante un periodo di 33 mesi (Agosto 2008 – Maggio 2011) e, nonostante siano state notate forti variabilità nella banda gamma e ottica, in banda radio e a frequenze sub-millimetriche sono state rilevate solo moderate variabilità. Questo fatto ha suggerito che le emissioni radio potrebbero essere ritardate rispetto a quelle ottiche e gamma.

La parte finale di questo lavoro di tesi è stata quella di confrontare le curve di luce della sorgente Blazar PKS 1424-418 nella banda gamma attraverso i dati raccolti da Fermi-LAT (vedi Capitolo 4), con la curva di luce della banda radio a 100 GHz e 345 GHz, creata attraverso i dati raccolti dall'array di radiotelescopi ALMA (Fig. 6.1).

I picchi in banda γ e radio a 345 GHz e 100 GHz vengono prodotti principalmente per effetto Compton Inverso e Sincrotrone, rispettivamente, e in generale potremo notare che hanno un corrispettivo nelle curve di luce nelle due bande.

Nella curva di luce gamma si possono notare 4 picchi: il picco principale nel Maggio 2013 e gli altri nell'Aprile 2014, Dicembre 2015 e Febbraio 2017.

Il picco del Maggio 2013 è quello con intensità massima, infatti si può notare che il flusso è aumentato significativamente rispetto ai valori del 2012 da $(33,5725 \pm 2,1215) 10^{-8} \text{ ph cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ fino a raggiungere un'intensità pari a $(208,6820 \pm 4,1181) 10^{-8}$

ph cm⁻² s⁻¹, riscontrando un fattore di crescita di circa 6. Questo picco ha un corrispettivo in banda radio che però risulta essere ritardato: a 100 GHz il flusso passa da un valore di (3,800 ± 0,190) Jy¹ ad un valore massimo di (8,080 ± 0,300) Jy e mostra quindi un fattore di crescita di circa 2, molto minore rispetto all'incremento in banda gamma e risulta essere ritardato anche rispetto al corrispettivo in banda radio a 345 GHz che assume un valore massimo di (4,40 ± 0,35) Jy rispetto a un valore iniziale di (3,09 ± 0,15) Jy.

I fattori che comportano un incremento minore ed un ritardo dei picchi nel radio rispetto al gamma sono principalmente due:

- I raggi γ vengono emessi nelle regioni più interne dell'AGN, cioè regioni molto compatte, e da particelle estremamente energetiche i cui processi di emissione portano ad una rapida perdita di energia delle particelle stesse. Il flusso radio invece proviene da regioni più estese e viene prodotto da particelle meno energetiche che impiegano più tempo a perdere energia per sincrotrone.
- Quando la temperatura di brillanza della sorgente si avvicina alla temperatura cinetica degli elettroni, l'assorbimento interno da parte degli elettroni relativistici coinvolti nel processo di sincrotrone che produce l'emissione radio non è trascurabile. Quindi, la regione che produce l'emissione di sincrotrone radio rimane opaca per un certo periodo causando un ritardo del picco di emissione osservato in radio rispetto a quello gamma dovuto ad auto-assorbimento. Questo processo di auto-assorbimento è più rilevante a sorgenti a frequenza radio minori.

Il picco registrato nel 2014 invece, ha avuto una crescita del flusso da (45,3495 ± 2,5600) 10⁻⁸ ph cm⁻² s⁻¹ a (82,9565 ± 2,6929) 10⁻⁸ ph cm⁻² s⁻¹, mentre quello del 2017 da (27,8490 ± 2,2086) 10⁻⁸ ph cm⁻² s⁻¹ a (100,1700 ± 2,8495) 10⁻⁸ ph cm⁻² s⁻¹.

In questi due casi abbiamo i corrispettivi picchi a 100 GHz e 345 GHz senza evidenti ritardi, però non è da escludere un picco gamma precedente a quelli radio in quanto la curva di luce gamma è prodotta su bin temporali di un mese, ma analizzando i dati Fermi su scale di tempi più brevi come una settimana o addirittura un giorno, potremmo trovare altri picchi vista la rapida variabilità dei Blazar nei raggi gamma.

L'incremento del flusso in banda radio del 2014 è da (4,240 ± 0,160) Jy a (5,800 ± 0,160) Jy e nel 2017 da (2,37 ± 0,04) Jy a (4,277 ± 0,214) Jy a 100 GHz, mentre a 345 GHz nel 2014 da (2,054 ± 0,082) Jy a (3,790 ± 0,200) Jy e da (0,96 ± 0,19) Jy a (2,277 ± 0,114) Jy nel 2017.

¹ Il *Jansky* (Jy) è un'unità di misura del flusso comunemente usata in radioastronomia.
1 Jy = 10⁻²⁶ W/(m² Hz)

Il picco del 2015 che raggiunge un valore massimo di $(98,9743 \pm 2,8524) 10^{-8}$ ph $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ non ha un corrispettivo nelle curve radio, anche se dai dati possiamo comunque notare un piccolo aumento del flusso.

In generale si può notare come una debole intensità nell'emissione alle alte energie comporta una intensità debole anche ad energie minori. Questo è dovuto al fatto che gli elettroni che producono emissioni gamma nelle regioni più interne e dense sono gli stessi che producono l'emissione radio nelle regioni più esterne e meno dense della sorgente.

In conclusione, dal confronto delle curve di luce della sorgente Blazar PKS 1424.418, possiamo affermare che, nonostante in banda gamma gli incrementi di flusso siano maggiori e mostrino quindi una maggiore variabilità, esiste una correlazione tra l'emissione nella banda gamma e radio che è dovuta ai processi di emissione coinvolti.

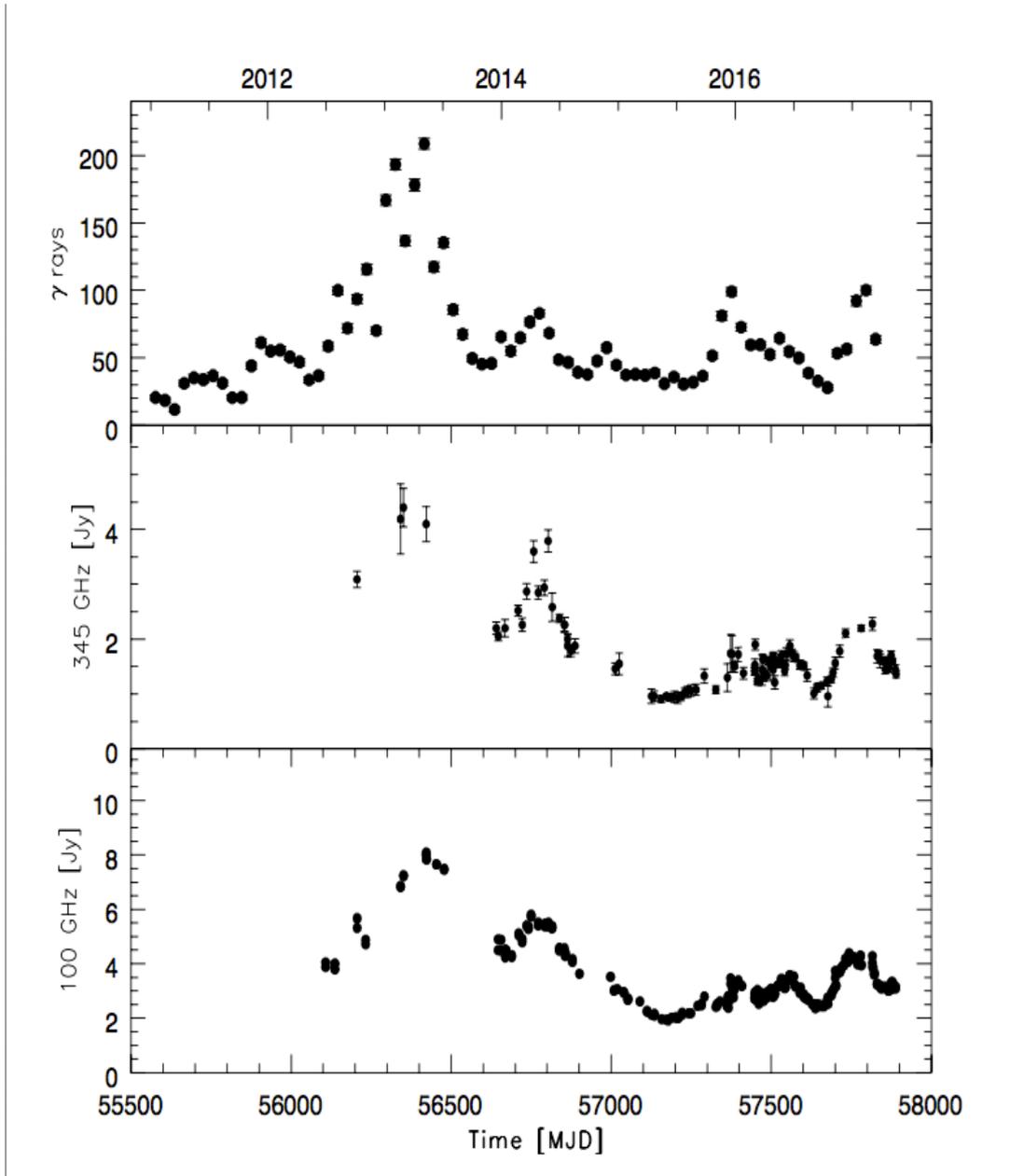


Fig. 6.1:

Confronto tra le curve di luce gamma e radio della sorgente PKS 1424-418.

Appendice A

La seguente tabella contiene tutti i dati gamma ottenuti dall'analisi descritta nel paragrafo 4.2 per produrre la curva di luce in banda gamma.

Vengono riportati la data del rilevamento espressa in MJD¹, i valori del TS e della densità di flusso con relativo errore espressa in $\text{ph cm}^{-2} \text{s}^{-1}$.

Data (MJD)	TS	Flusso ($10^{-8} \text{ph cm}^{-2} \text{s}^{-1}$)	Errore ($10^{-8} \text{ph cm}^{-2} \text{s}^{-1}$)
55576	320.063	20.4908	1.75
55606	227.018	18.4886	1.81734
55636	106.16	11,661	1.71636
55666	507.414	31.0424	2.20422
55696	489.768	35.1272	2.53047
55726	890.59	33.7513	1.90682
55756	577.557	36.6055	2.50032
55786	723.138	31.2088	1.94753
55816	246.918	20.4447	1.94312
55846	244.646	20.4929	1.97034
55876	1094.7	44.0352	2.27013
55906	1291.28	61.1685	2.89657
55936	1753.54	54.9272	2.30743
55966	1095.13	55.7596	2.83607
55996	1320.77	50.5159	2.39738
56026	917.663	46.8393	2.64131
56056	645.274	33.5725	2.12149
56086	778.242	36.6942	2.20816
56116	1328.22	58.6035	2.89286
56146	4670.88	99.8534	2.86045

¹ Il *Modified Julian Day* è un formato introdotto dallo *Smithsonian Astrophysical Observatory* nel 1958 per registrare l'orbita dello Sputnik; corrisponde ai giorni passati dalla mezzanotte del 17 Novembre 1858.

56176	1770.86	71.99	3.12042
56206	3052.99	93.5113	3.23281
56236	3720.06	115,724	3.71519
56266	2286.75	70.1489	2.6642
56296	7781.58	166,828	3.79559
56326	9790.05	193,312	4.04135
56356	5610.1	136,745	3.68185
56386	6352.37	178,212	4.45369
56416	11567.5	208,682	4.11819
56446	3898.93	117,302	3.67468
56476	6794.72	135,323	3.28049
56506	2303.99	85.6954	3.30782
56536	1416.37	67.3815	3.25859
56566	1347.66	49.4769	2.34718
56596	905.803	45.3495	2.55996
56626	1640.65	45.8698	1.9866
56656	2610.69	65.5141	2.30929
56686	802.145	55.0541	3,313
56716	2077.18	64.7796	2.51925
56746	2459.89	76.55	2.76161
56776	3283.35	82.9565	2.69286
56806	3189.83	68.2585	2.18541
56836	1761.5	48.5581	2.02976
56866	1352.04	46.5801	2.18405
56896	730.859	39.3304	2.43152
56926	1023.96	37.6496	2.00723
56956	1321.53	47.6394	2.35299
56986	2146.91	57.4846	2.30476
57016	1152.3	44.5146	2.32785
57046	907.322	37.1793	2.08871
57076	661.333	37.6984	2.40141
57106	976.642	37.0931	2.04216
57136	638.51	38,703	2.54275
57166	787.537	30.7617	1.83739
57196	925.738	35.7637	1.97653
57226	636.851	30,455	2.02217
57256	738.6	31.9252	1.99594
57286	651.373	36.4631	2.3736

57316	1705.26	51.4908	2.25084
57346	2164.73	81,075	3.25245
57376	4369.1	98.9743	2.85237
57406	1835.93	72,671	2.98787
57436	1725.14	59.5403	2.52007
57466	1670.69	59.6421	2.59995
57496	1222.24	52.3239	2.66336
57526	2190	64.5142	2.51461
57556	1335.95	54.6497	2.5976
57586	1564.31	49.9014	2.16855
57616	747.664	38.6618	2.34545
57646	825.213	32.6057	1.8833
57676	453.601	27,849	2.20859
57706	1300.14	53.3596	2.57296
57736	1534	56.4942	2.50418
57766	2204.16	92.1755	3.61244
57796	4322.36	100.17	2.84952
57826	1526.75	63.6315	2.91289

Appendice B

Questa appendice contiene i dati radio utilizzati per creare le curve di luce riportate e confrontate con la curva di luce gamma nel capitolo 6.

La seguente tabella riporta la densità di flusso con relativo errore della sorgente alla frequenza di 345 GHz espressi in *Jansky* (Jy) e le date dei rilevamenti, compresa la data in MJD.

Data	Data (MJD)	Flusso (Jy)	Errore (Jy)
03/08/17	57968	1,32	0,07
24/07/17	57958	1,3	0,07
18/07/17	57952	1,41	0,06
08/07/17	57942	1,46	0,08
02/07/17	57936	1,54	0,06
17/05/17	57890	1,36	0,06
15/05/17	57888	1,45	0,08
06/05/17	57879	1,59	0,05
05/05/17	57878	1,6	0,06
02/05/17	57875	1,71	0,07
24/04/17	57867	1,47	0,07
23/04/17	57866	1,53	0,07
22/04/17	57865	1,5	0,05
13/04/17	57856	1,58	0,1
13/04/17	57856	1,6	0,06
13/04/17	57856	1,45	0,08
28/03/17	57840	1,61	0,13
23/03/17	57835	1,72	0,06
23/03/17	57835	1,72	0,06
19/03/17	57831	1,69	0,12
04/03/17	57816	2,28	0,11
28/01/17	57781	2,2	0,06
10/12/16	57732	2,11	0,08
22/11/16	57714	1,78	0,11

08/11/16	57700	1,56	0,108
01/11/16	57693	1,39	0,08
27/10/16	57688	1,27	0,06
16/10/16	57677	0,96	0,19
13/10/16	57674	1,23	0,08
25/09/16	57656	1,15	0,06
17/09/16	57648	1,14	0,06
12/09/16	57643	1,11	0,07
02/09/16	57633	1,01	0,1
12/08/16	57612	1,34	0,11
02/08/16	57602	1,5	0,06
30/07/16	57599	1,52	0,07
23/07/16	57592	1,54	0,07
21/07/16	57590	1,52	0,07
07/07/16	57576	1,65	0,06
06/07/16	57575	1,67	0,07
01/07/16	57570	1,68	0,09
26/06/16	57565	1,75	0,07
19/06/16	57558	1,88	0,11
09/06/16	57548	1,74	0,11
05/06/16	57544	1,53	0,07
03/06/16	57542	1,42	0,09
24/05/16	57532	1,7	0,09
24/05/16	57532	1,59	0,1
13/05/16	57521	1,57	0,08
13/05/16	57521	1,57	0,08
04/05/16	57512	1,63	0,094
03/05/16	57511	1,21	0,121
29/04/16	57507	1,62	0,145
28/04/16	57506	1,44	0,168
27/04/16	57505	1,69	0,05
22/04/16	57500	1,5	0,07
15/04/16	57493	1,57	0,1
14/04/16	57492	1,61	0,08
09/04/16	57487	1,34	0,1
29/03/16	57476	1,32	0,08
27/03/16	57474	1,63	0,08
25/03/16	57472	1,44	0,28119

14/03/16	57461	1,26	0,06
13/03/16	57460	1,26	0,1
10/03/16	57457	1,23	0,06
03/03/16	57450	1,9	0,1
02/03/16	57449	1,53	0,11
02/03/16	57449	1,42	0,07
02/03/16	57449	1,42	0,07
26/01/16	57413	1,38	0,11
10/01/16	57397	1,72	0,13
29/12/15	57385	1,53	0,05
29/12/15	57385	1,5	0,1
22/12/15	57378	1,73	0,33735
17/12/15	57373	1,74	0,3393
07/12/15	57363	1,3	0,2535
01/11/15	57327	1,08	0,07
26/09/15	57291	1,33	0,13
31/08/15	57265	1,08	0,1
15/08/15	57249	1,06	0,1
04/08/15	57238	1,04	0,1
27/07/15	57230	1,03	0,08
16/07/15	57219	0,95	0,07
05/07/15	57208	0,93	0,1
24/06/15	57197	0,95	0,1
09/06/15	57182	0,94	0,07
31/05/15	57173	0,96	0,048
14/05/15	57156	0,91	0,06
22/04/15	57134	0,96	0,09
14/04/15	57126	0,96	0,13
03/01/15	57025	1,55	0,2
21/12/14	57012	1,46	0,11
18/08/14	56887	1,88	0,13
05/08/14	56874	1,79	0,11
26/07/14	56864	2	0,1
26/07/14	56864	1,88	0,2
16/07/14	56854	2,26	0,13
16/07/14	56854	2,26	0,13
30/06/14	56838	2,38	0,08
08/06/14	56816	2,59	0,259

26/05/14	56803	3,79	0,2
14/05/14	56791	2,94	0,14
25/04/14	56772	2,85	0,12
11/04/14	56758	3,6	0,2
20/03/14	56736	2,87	0,14
06/03/14	56722	2,26	0,12
21/02/14	56709	2,52	0,1
11/01/14	56668	2,2	0,16
21/12/13	56647	2,05	0,082
15/12/13	56641	2,2	0,11
10/05/13	56422	4,1	0,32
28/02/13	56351	4,4	0,35
19/02/13	56342	4,19	0,64
06/10/12	56206	3,09	0,15

La seguente tabella riporta i valori della sorgente alla frequenza di 100 GHz.

Data	Data (MJD)	Flusso (Jy)	Errore (Jy)
18/07/17	57952	3,16	0,07
18/07/17	57952	3,08	0,07
18/07/17	57952	3,16	0,06
02/07/17	57936	3,26	0,09
02/07/17	57936	3,44	0,1
02/07/17	57936	3,29	0,06
02/07/17	57936	3,47	0,06
23/06/17	57927	3,02	0,06
23/06/17	57927	3,26	0,07
15/05/17	57888	3,09	0,06
15/05/17	57888	3,16	0,06
14/05/17	57887	3,13	0,08
06/05/17	57879	3,23	0,08
06/05/17	57879	3,31	0,08
05/05/17	57878	3,29	0,08
05/05/17	57878	3,25	0,05
05/05/17	57878	3,32	0,05
02/05/17	57875	3,31	0,06
01/05/17	57874	3,06	0,153

01/05/17	57874	3,26	0,163
24/04/17	57867	3,01	0,06
24/04/17	57867	3,08	0,05
22/04/17	57865	3,02	0,07
22/04/17	57865	3,06	0,06
13/04/17	57856	3,14	0,09
13/04/17	57856	3,16	0,08
01/04/17	57844	3,09	0,08
01/04/17	57844	3,13	0,07
28/03/17	57840	3,17	0,1
28/03/17	57840	3,16	0,1
26/03/17	57838	3,18	0,06
26/03/17	57838	3,21	0,05
19/03/17	57831	3,24	0,16
19/03/17	57831	3,26	0,16
10/03/17	57822	3,6	0,1
10/03/17	57822	3,66	0,08
05/03/17	57817	3,86	0,09
05/03/17	57817	3,89	0,07
04/03/17	57816	4,04	0,202
04/03/17	57816	4,28	0,214
28/01/17	57781	3,94	0,05
28/01/17	57781	3,97	0,06
26/01/17	57779	4,31	0,215
26/01/17	57779	4,28	0,214
17/01/17	57770	3,97	0,1
17/01/17	57770	4,04	0,1
17/01/17	57770	4,16	0,09
17/01/17	57770	4,15	0,09
05/01/17	57758	4,25	0,15
05/01/17	57758	4,22	0,15
01/01/17	57754	4,22	0,2
01/01/17	57754	4,2	0,2
29/12/16	57751	4,17	0,2
21/12/16	57743	4,39	0,06
18/12/16	57740	4,06	0,2
10/12/16	57732	4,19	0,04
04/12/16	57726	3,94	0,15

03/12/16	57725	3,93	0,09
26/11/16	57718	3,8	0,19
26/11/16	57718	3,84	0,19
22/11/16	57714	3,68	0,09
10/11/16	57702	3,18	0,1
10/11/16	57702	3,21	0,1
08/11/16	57700	3,48	0,174
08/11/16	57700	3,74	0,187
04/11/16	57696	3,08	0,15
04/11/16	57696	3,09	0,15
01/11/16	57693	3,01	0,08
27/10/16	57688	2,84	0,14
27/10/16	57688	2,93	0,15
16/10/16	57677	2,52	0,23
16/10/16	57677	2,75	0,26
13/10/16	57674	2,64	0,07
04/10/16	57665	2,44	0,04
25/09/16	57656	2,44	0,05
25/09/16	57656	2,47	0,05
17/09/16	57648	2,51	0,05
12/09/16	57643	2,44	0,08
12/09/16	57643	2,48	0,08
07/09/16	57638	2,51	0,05
07/09/16	57638	2,37	0,04
07/09/16	57638	2,47	0,05
02/09/16	57633	2,47	0,06
29/08/16	57629	2,51	0,05
29/08/16	57629	2,53	0,05
15/08/16	57615	2,7	0,04
15/08/16	57615	2,69	0,04
12/08/16	57612	2,74	0,06
11/08/16	57611	2,71	0,08
04/08/16	57604	2,76	0,1
02/08/16	57602	2,86	0,08
02/08/16	57602	2,8	0,07
30/07/16	57599	2,88	0,05
30/07/16	57599	2,89	0,08
23/07/16	57592	3,12	0,1

21/07/16	57590	2,92	0,15
21/07/16	57590	3,01	0,07
07/07/16	57576	3,16	0,08
07/07/16	57576	3,18	0,08
06/07/16	57575	3,21	0,07
01/07/16	57570	3,54	0,1
01/07/16	57570	3,52	0,11
26/06/16	57565	3,45	0,04
26/06/16	57565	3,45	0,05
19/06/16	57558	3,58	0,08
19/06/16	57558	3,57	0,07
16/06/16	57555	3,41	0,09
16/06/16	57555	3,42	0,09
09/06/16	57548	3,41	0,08
05/06/16	57544	3,13	0,06
05/06/16	57544	3,14	0,06
03/06/16	57542	3,11	0,09
03/06/16	57542	3,12	0,08
24/05/16	57532	3,39	0,14
24/05/16	57532	3,45	0,12
24/05/16	57532	3,24	0,07
24/05/16	57532	3,24	0,07
13/05/16	57521	3,2	0,06
13/05/16	57521	3,19	0,06
13/05/16	57521	3,17	0,07
13/05/16	57521	3,18	0,07
04/05/16	57512	3,06	0,153
04/05/16	57512	3,07	0,154
03/05/16	57511	2,88	0,144
03/05/16	57511	2,91	0,145
29/04/16	57507	2,97	0,148
29/04/16	57507	2,99	0,15
28/04/16	57506	2,77	0,139
28/04/16	57506	2,81	0,14
26/04/16	57504	2,95	0,11
26/04/16	57504	2,96	0,1
26/04/16	57504	2,95	0,11
26/04/16	57504	2,96	0,1

22/04/16	57500	3,05	0,09
22/04/16	57500	3,09	0,09
15/04/16	57493	2,91	0,05
14/04/16	57492	2,98	0,149
14/04/16	57492	3	0,15
09/04/16	57487	2,77	0,06
09/04/16	57487	2,78	0,06
09/04/16	57487	2,81	0,08
09/04/16	57487	2,85	0,08
29/03/16	57476	2,66	0,06
29/03/16	57476	2,7	0,06
29/03/16	57476	2,66	0,06
29/03/16	57476	2,7	0,06
29/03/16	57476	2,68	0,06
29/03/16	57476	2,7	0,07
29/03/16	57476	2,71	0,06
27/03/16	57474	2,8	0,14
25/03/16	57472	2,74	0,260015
25/03/16	57472	2,92	0,277685
17/03/16	57464	2,68	0,07
14/03/16	57461	2,53	0,1
14/03/16	57461	2,6	0,09
13/03/16	57460	2,66	0,08
13/03/16	57460	2,68	0,07
10/03/16	57457	3,02	0,15
10/03/16	57457	3,02	0,15
08/03/01	57455	2,76	0,08
08/03/16	57455	2,83	0,08
07/03/16	57454	2,76	0,13
07/03/16	57454	2,84	0,11
03/03/16	57450	2,84	0,14
03/03/16	57450	2,96	0,15
02/03/16	57449	2,89	0,14
02/03/16	57449	2,88	0,14
02/03/16	57449	2,72	0,06
02/03/16	57449	2,71	0,05
02/03/16	57449	2,72	0,06
02/03/16	57449	2,71	0,05

02/03/16	57449	2,79	0,06
02/03/16	57449	2,78	0,05
21/01/16	57408	3,18	0,08
19/01/16	57406	3,21	0,13
10/01/16	57397	3,4	0,1
29/12/15	57385	3,07	0,06
26/12/15	57382	2,77	0,26351
26/12/15	57382	3,01	0,28595
26/12/15	57382	3,17	0,30115
26/12/15	57382	3,28	0,3116
25/12/15	57381	2,97	0,28215
25/12/15	57381	3,22	0,3059
24/12/15	57380	2,97	0,28215
24/12/15	57380	3,22	0,3059
22/12/15	57378	3,09	0,29355
22/12/15	57378	3,29	0,31255
17/12/15	57373	3,26	0,3097
17/12/15	57373	3,47	0,32965
11/12/15	57367	2,59	0,24605
11/12/15	57367	2,82	0,26789
10/12/15	57366	2,38	0,2261
10/12/15	57366	2,8	0,2659
10/12/15	57366	2,77	0,14
10/12/15	57366	2,8	0,1
06/12/15	57362	2,54	0,09
06/12/15	57362	2,62	0,08
05/12/15	57361	2,49	0,07
05/12/15	57361	2,45	0,07
05/12/15	57361	2,51	0,07
14/11/15	57340	2,62	0,17
05/11/15	57331	2,46	0,07
05/11/15	57331	2,52	0,06
01/11/15	57327	2,41	0,06
26/09/15	57291	2,79	0,08
17/09/15	57282	2,48	0,04
17/09/15	57282	2,53	0,04
05/09/15	57270	2,45	0,07
15/08/15	57249	2,18	0,05

08/08/15	57242	2,18	0,09
19/07/15	57222	2,12	0,04
19/07/15	57222	2,19	0,04
06/07/15	57209	2	0,04
29/06/15	57202	2,03	0,07
29/06/15	57202	2,02	0,06
16/06/15	57189	2,02	0,05
04/06/15	57177	1,92	0,04
04/06/15	57177	1,92	0,05
31/05/15	57173	1,95	0,06
16/05/15	57158	1,96	0,05
23/04/15	57135	2,1	0,06
23/04/15	57135	2,16	0,1
14/04/15	57126	2,13	0,04
31/03/15	57112	2,27	0,12
31/03/15	57112	2,23	0,03
09/03/15	57090	2,62	0,07
30/01/15	57052	2,67	0,13
30/01/15	57052	2,72	0,13
17/01/15	57039	2,94	0,08
17/01/15	57039	2,95	0,08
28/12/14	57019	3,07	0,08
18/12/14	57009	3,01	0,05
18/12/14	57009	3,02	0,04
07/12/14	56998	3,52	0,09
01/09/14	56901	3,63	0,09
10/08/14	56879	4,06	0,13
10/08/14	56879	4,17	0,12
19/07/14	56857	4,28	0,05
19/07/14	56857	4,39	0,05
16/07/14	56854	4,47	0,07
16/07/14	56854	4,57	0,06
30/06/14	56838	4,48	0,06
30/06/14	56838	4,58	0,05
07/06/14	56815	5,3	0,18
07/06/14	56815	5,38	0,16
27/05/14	56804	5,38	0,23
27/05/14	56804	5,51	0,17

06/05/14	56793	5,37	0,07
06/05/14	56793	5,48	0,06
25/04/14	56772	5,41	0,07
25/04/14	56772	5,52	0,06
03/04/14	56750	5,73	0,16
03/04/14	56750	5,8	0,16
25/03/14	56741	5,28	0,07
25/03/14	56741	5,36	0,07
20/03/14	56736	5,4	0,12
20/03/14	56736	5,39	0,18
06/03/14	56722	4,8	0,14
06/03/14	56722	4,91	0,13
23/02/14	56711	5,05	0,2
23/02/14	56711	5,12	0,17
01/02/14	56689	4,25	0,16
01/02/14	56689	4,31	0,15
13/01/14	56670	4,49	0,01
13/01/14	56670	4,49	0,01
13/01/14	56670	4,49	0,02
13/01/14	56670	4,49	0,02
12/01/14	56669	4,24	0,16
30/12/13	56656	4,49	0,17
30/12/13	56656	4,88	0,16
21/12/13	56647	4,5	0,135
21/12/13	56647	4,9	0,147
05/07/13	56478	7,45	0,18
05/07/13	56478	7,49	0,13
11/06/13	56454	7,66	0,47
11/06/13	56454	7,65	0,45
11/05/13	56423	7,86	0,35
11/05/13	56423	7,83	0,39
10/05/13	56422	7,99	0,33
10/05/13	56422	8,08	0,3
28/02/13	56351	7,22	0,12
28/02/13	56351	7,26	0,06
19/02/13	56342	6,83	0,38
19/02/13	56342	6,85	0,33
02/11/12	56233	4,72	0,13

02/11/12	56233	4,88	0,11
06/10/12	56206	5,32	0,27
06/10/12	56206	5,67	0,28
29/07/12	56137	3,8	0,19
29/07/12	56137	4	0,17
30/06/12	56108	3,88	0,09
30/06/12	56108	4,05	0,05

Bibliografia

- [1] www.fermi.gsfc.nasa.gov
- [2] The Astrophysical Journal
- [3] Publications of the Astronomical Society of the Pacific
- [4] www.almaobservatory.org
- [5] Ferrari A., 2011, “Stelle, Galassie e Universo - Fondamenti di Astrofisica”