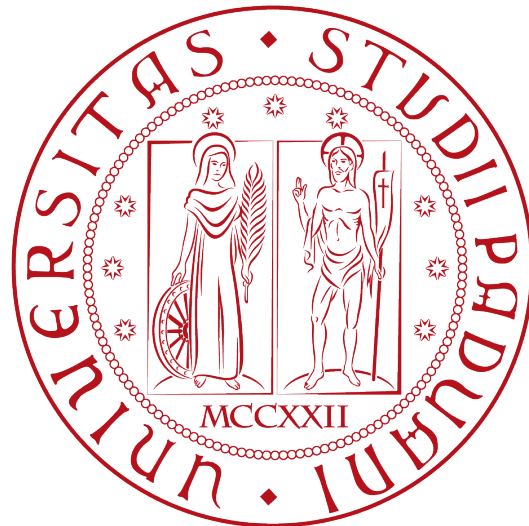


UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA
DIPARTIMENTO DI FISICA ED ASTRONOMIA
“Galileo Galilei”



CORSO DI LAUREA TRIENNALE IN FISICA

L'autocorrelazione nella curva di luce della blazar B0218+357

Laureando: MARTINA NICOLETTI

Relatore: prof. DENIS BASTIERI

Co-relatore: dott. SARA BUSON

Indice

1	Fermi Gamma-ray Space Telescope	1
1.1	Obiettivi scientifici	1
1.2	Apparato	2
1.2.1	Il Gamma-ray Burst Monitor	3
1.2.2	Il Large Area Telescope	5
2	Nuclei Galattici Attivi	13
2.1	Struttura interna degli AGN	14
2.2	Classificazione degli AGN	15
2.3	Le Blazar	20
2.3.1	L'irraggiamento relativistico	22
3	Autocorrelazione nelle curve di luce delle blazar	25
3.1	Autocorrelazione nel blazar B0218+357	26
3.1.1	Analisi della sorgente	26
3.2	Autocorrelazione nel blazar PG1553+113	33

Elenco delle figure

1.1	Schema complessivo del Fermi Gamma-ray Space Telescope . . .	3
1.2	Scintillatore all' NaI(Tl)	4
1.3	Scintillatore al BGO	4
1.4	configurazione del GBM	5
1.5	Modulo del tracciatore	6
1.6	Calorimetro	7
1.7	Rivelatore di anticoincidenza	8
1.8	Configurazione del LAT.	8
2.1	Struttura di un nucleo galattico attivo	15
2.2	Classificazione degli AGN in base all'angolo di vista	20
2.3	Dipendenza del fattore di Doppler dall'angolo di vista	22
3.1	Posizione della sorgente	26
3.2	Curva di luce di B0218+357	27
3.3	Grafico dell'autocorrelazione	29
3.4	Picco della funzione di autocorrelazione	30
3.5	Intervallo di confidenza a 7σ	31
3.6	Zona del flare	31
3.7	Grafico dell'autocorrelazione nella zona del flare	32
3.8	Curva di luce di PG1553+113	33
3.9	Grafico dell'autocorrelazione di PG1553+113	34

Capitolo 1

Fermi Gamma-ray Space Telescope

Il telescopio per raggi gamma Fermi é un telescopio spaziale di grande area concepito per lo studio della radiazione elettromagnetica emessa da corpi celesti in un intervallo di energia compreso tra 8 keV e 300 GeV. Fermi é stato lanciato l'11 Giugno 2008 in un'orbita circolare a 565 Km di altitudine, con un'inclinazione di 26.5° , e ha iniziato lo studio del cielo l'11 Agosto dello stesso anno. Le osservazioni di raggi gamma ad alta energia con Fermi sono state precedute da quelle fatte da EGRET. Le nuove tecnologie impiegate nella costruzione di Fermi hanno consentito un aumento dell'area efficace del telescopio ed un miglioramento nel tracciamento delle particelle e della risoluzione angolare, permettendo indagini più precise e approfondite delle sorgenti di raggi gamma. Fermi é costituito da due strumenti: il LAT (Large Area Telescope), che copre un intervallo di energia tra i 20 MeV e i 300 GeV, ed il GBM (gamma-ray burst monitor), sensibile a raggi X e gamma in un intervallo di energia tra gli 8 keV e i 40 MeV.

1.1 Obiettivi scientifici

Fermi é stato concepito per rispondere ad una serie di importanti obiettivi scientifici.

- **Determinazione della natura di sorgenti gamma non identificate.** Nel terzo catalogo di EGRET ben 170 delle 271 sorgenti non hanno una identificazione certa; con Fermi sono stati fatti notevoli passi in avanti soprattutto grazie al suo grande campo visivo (o FoV, *field of view*) e alla maggiore area efficace.
- **Comprensione dei meccanismi di accelerazione nelle sorgenti e dell'origine dei raggi cosmici.** Nel corso delle sue osservazioni EGRET ha rivelato molte sorgenti di raggi gamma ad alta energia tra

cui gli AGN, le pulsar e il Sole. Le osservazioni su più lunghezze d'onda di un grande numero di sorgenti che si possono fare con Fermi permettono di studiare i meccanismi di emissione in maniera più dettagliata di quanto sia stato fatto in precedenza. Mediante le osservazioni fatte con il LAT, inoltre, è stato possibile aumentare di circa un ordine di grandezza il numero delle pulsar note.

- **Studio del comportamento ad alta energia dei GRBs (gamma-ray bursts).** In Fermi la combinazione dei due strumenti, il LAT e il GBM, permette di osservare questi fenomeni su una scala molto ampia di energie; infatti il LAT è predisposto per l'osservazione di GRBs ad alta energia, mentre il GBM ha come scopo principale quello di fare osservazioni di GRBs a basse energie (da 8KeV a 40Mev).
- **Ricerca della materia oscura.** Questa ricerca viene svolta indagando il processo di annichilazione della materia oscura stessa.
- **Comprensione dell'emissione di raggi gamma da parte della galassia.** La nostra galassia è una intensa sorgente di raggi gamma, la cui emissione domina il cielo gamma.
- **Determinazione dell'attenuazione dei raggi gamma ad alta energia come funzione del red-shift cosmologico.** La EBL (extragalactic background light) è una radiazione che somma al suo interno contributi provenienti da varie sorgenti non identificate, dando origine ad un'emissione diffusa. Con il LAT è stato possibile stimare lo spettro di questa radiazione nella banda ottica e UV, dove ci aspettava la mancanza di assorbimento per le sorgenti a $z > 0.5$.

1.2 Apparato

Come già detto il telescopio Fermi è costituito da due strumenti che possono comunicare tra di loro: il GBM e il LAT. Di seguito riporterò una breve descrizione di entrambi .

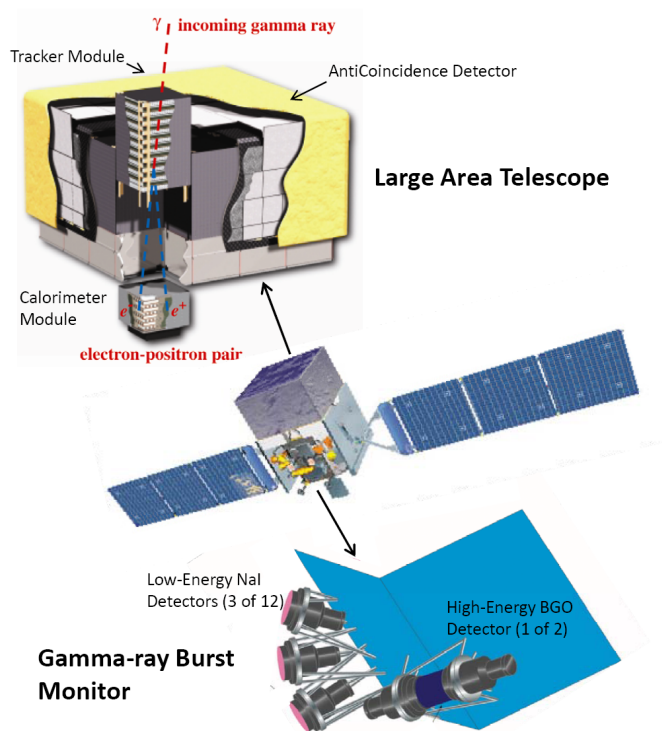


Figura 1.1: Schema complessivo del Fermi Gamma-ray Space Telescope

1.2.1 Il Gamma-ray Burst Monitor

Il GBM é stato concepito per due scopi principali:

1. estendere le osservazioni dei GRBs ad energie inferiori di quelle rivelabili con il LAT, ossia nel range 8 keV - 40 MeV,
2. calcolare la posizione in tempo quasi reale dei GRBs in modo da permettere la riorientazione del telescopio, in modo tale che il LAT possa osservare le emissioni ritardate ad alta energia caratteristiche dei GRBs.

Il GMB é composto da dodici scintillatori al NaI(Tl) e da due scintillatori al BGO; ciascuno dei due tipi di scintillatori é adibito alla rivelazione di energia, ma in range diversi: quelli al NaI(Tl) tra gli 8 keV e 1 MeV, e quelli al BGO tra i 200 keV e i 40 MeV.

Rivelatori al NaI(Tl)

Questi rivelatori sono sensibili ad energie nel range 8 keV - 1 MeV, e vengono utilizzati per determinare la direzione del GRB. Sono costituiti da cristalli

circolari di NaI(Tl) (diametro di 12.7 cm e spessore 1.27 cm), e chiusi ermeticamente dentro un contenitore di alluminio con una finestra di vetro sottile per l'entrata della luce. Questi rivelatori sono connessi a loro volta ad un fotomoltiplicatore a tubo con lo stesso diametro dei cristalli, che trasforma il segnale luminoso in un segnale elettrico che può essere elaborato. I dodici scintillatori sono orientati e posizionati sul telescopio in modo da poter ottenere informazioni sulla posizione degli eventi (figura 1.4).

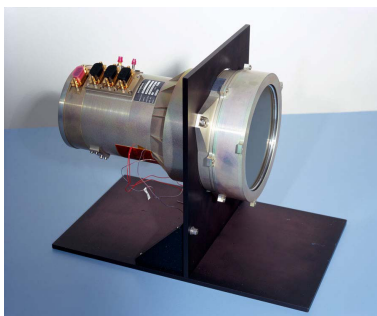


Figura 1.2: Scintillatore all' NaI(Tl)

Rivelatori al BGO

I rivelatori al BGO (scintillatori cristallini) sono progettati per rivelare energie nel range 200 keV - 40 MeV, sovrapponendosi a basse energie con i rivelatori a NaI(Tl) e ad alte energie con il LAT; tale sovrapposizione permette una calibrazione incrociata degli strumenti. Gli scintillatori al BGO sono posizionati sui lati opposti della navicella spaziale (figura 1.4). La geometria dei cristalli é la stessa dei rivelatori al NaI(Tl), sono racchiusi in contenitori di Titanio (il suo coefficiente di espansione termica é vicino a quello del BGO), e la luce entra attraverso due finestre di vetro circolari. Anche questi rivelatori sono connessi a fotomoltiplicatori montati su ambo i lati dei cristalli.



Figura 1.3: Scintillatore al BGO

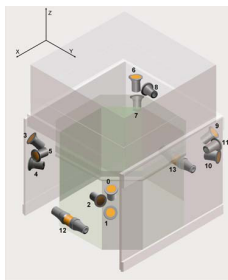


Figura 1.4: configurazione del GBM

Numeri 1-11, rivelatori al NaI(Tl), numeri 12-13, rivelatori al BGO

1.2.2 Il Large Area Telescope

Il Large Area Telescope, lo strumento principale del telescopio spaziale Fermi, é un telescopio a produzione di coppie, che opera in un range di energie compreso tra i 20 MeV e i 300 GeV, concepito per rispondere ad una serie di obiettivi scientifici fondamentali nell'astronomia gamma:

1. identificazione delle sorgenti non identificate da EGRET, e studio dell'emissione diffusa galattica ed extragalattica
2. comprensione dei meccanismi di accelerazione di particelle nelle sorgenti, in particolare negli AGN,
3. studio del comportamento ad alta energia dei GRBs,
4. ricerca dell'evidenza della materia oscura,
5. studio dell'Universo primordiale.

Il LAT misura le tracce di elettroni e positroni prodotti dai raggi gamma incidenti su un sottile foglio di materiale ad elevato numero atomico (Z), e l'energia rilasciata dallo sciame elettromagnetico prodotto nel calorimetro. Questo strumento può operare in due modalità diverse, una detta "scanning mode", nella quale tutto il cielo viene mappato in maniera pressoché uniforme nel corso dell'orbita di Fermi (circa tre ore), l'altra, invece, consiste nell'osservazione prolungata di un punto di interesse. Come il GBM, anche il LAT é costituito da diverse componenti: un tracciatore di precisione, il *precision converter tracker*, un calorimetro elettromagnetico, ed un rivelatore di anticoincidenza, che sono descritti di seguito.

Precision converter tracker

Il "precision converter tracker" é un tracciatore di precisione con una struttura modulare, adibito alla rivelazione della traccia lasciata dai raggi gamma

incidenti Ogni modulo del tracciatore é composto da 16 piani di tungsteno ($Z = 74$), nei quali i raggi gamma incidenti danno origine a produzione di coppie $e^+ e^-$; tra i piani di tungsteno sono posti i rivelatori a strip di silicio per la tracciatura delle particelle (in un modulo ci sono 18 piani di rivelatori, ciascuno dei quali é costituito da due strati di rivelatori a strip di silicio tra loro ortogonali, per una ricostruzione bidimensionale della posizione). I moduli del tracciatore sono disposti a formare un quadrato con quattro moduli per lato. L'alta efficienza dei rivelatori impiegati per la tracciatura e la geometria dell'apparato sono tali da minimizzare il piú possibile l'area inattiva del rivelatore, rendendo, cosí, ottimale la resa dello strumento.

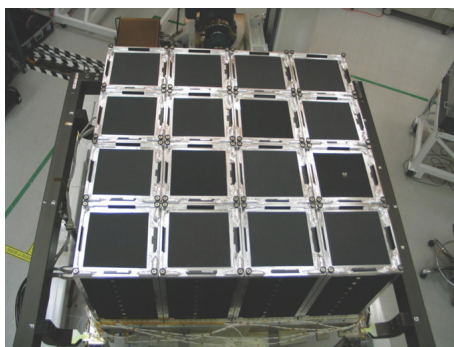


Figura 1.5: Modulo del tracciatore

Calorimetro elettromagnetico

Un altro componente del LAT é il calorimetro elettromagnetico, che svolge due funzioni principali:

1. misura dell'energia depositata dagli sciame elettromagnetici creati dalle coppie $e^+ e^-$,
2. creazione dell'immagine del profilo dello sciame, fornendo un importante discriminatore per il fondo e un estimatore delle fluttuazioni nella perdita di energia dello sciame.

Anche il calorimetro presenta una struttura a moduli; ciascun modulo é composto da 96 cristalli di CsI(Tl) (dimensioni cristallo: $2.5\text{cm} \times 2.0\text{cm} \times 32.6\text{cm}$). I cristalli sono isolati otticamente uno dall'altro e disposti orizzontalmente in otto strati da 12 cristalli ciascuno. L'altezza totale del calorimetro é di circa 8.6 lunghezze di radiazione e la sua profonditá di 10.1. I moduli sono disposti in modo tale che ciascuno di essi sia posizionato a 90° rispetto ai vicini; questa particolare disposizione rende possibile una ricostruzione bidimensionale della posizione dello sciame. Alle estremitá di ogni cristallo viene posizionato un fotomoltiplicatore che misura la luce di

scintillazione prodotta dalle cariche incidenti; la misura della differenza di luce giunta a ciascuna estremità fornisce l'informazione sulla localizzazione del deposito di energia nel cristallo. Da ogni cristallo si è quindi in grado di estrarre un'informazione tridimensionale: due coordinate si ottengono dalla posizione del cristallo nell'array, e la terza dalla coordinata del deposito di energia. La particolare struttura del calorimetro permette di misurare energia superiori al TeV, e una ricostruzione accurata dell'immagine dello sciame e della sua direzione .

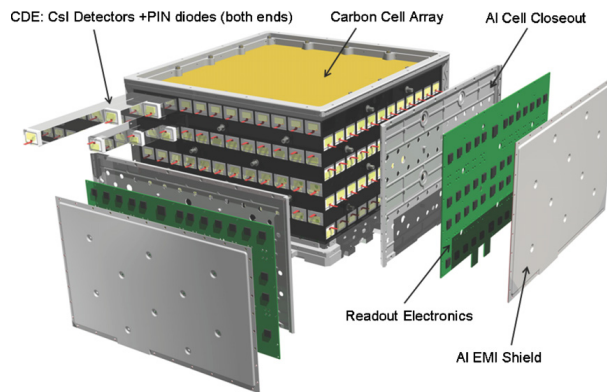


Figura 1.6: Calorimetro

Rivelatore di anticoincidenza (ACD).

L'ACD ha un ruolo fondamentale, ovvero quello di identificare i segnali dovuti al fondo di particelle cariche, in modo da permetterne l'eliminazione. All'ACD è richiesto di avere un'efficienza minima dello 0.9997 sulla rivelazione della singola particella carica che entra nel campo visivo del LAT. L'ACD è costituito da 89 piastre di scintillatori plastici disposti nel seguente modo: sulla parte superiore in una matrice 5×5 , e su ognuno dei quattro lati altre 16 piastre. La luce di scintillazione prodotta su ciascuna piastra viene raccolta mediante delle WLS (wavelength shifting fibers), immerse a loro volta nello scintillatore e collegate a due fotomoltiplicatori. Per ridurre l'effetto del fenomeno di *backsplash* (le particelle secondarie dello sciame elettromagnetico prodotto dal raggio gamma incidente possono dare luogo a scattering Compton sull'ACD creando un falso segnale di veto proveniente dall'elettrone di rinculo) l'ACD è segmentato in maniera tale da poter considerare solamente il segnale sulla piastra più vicina al fotone candidato, riducendo quindi in maniera drastica l'area dell'ACD che potrebbe contribuire a questo effetto.

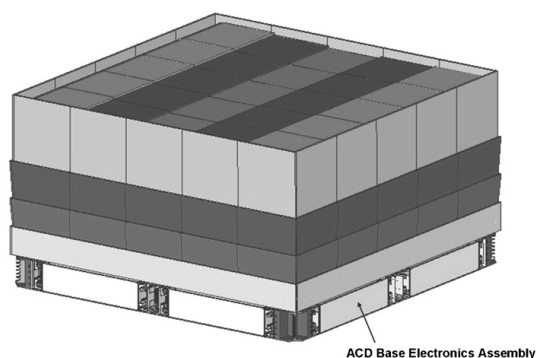


Figura 1.7: Rivelatore di anticoincidenza

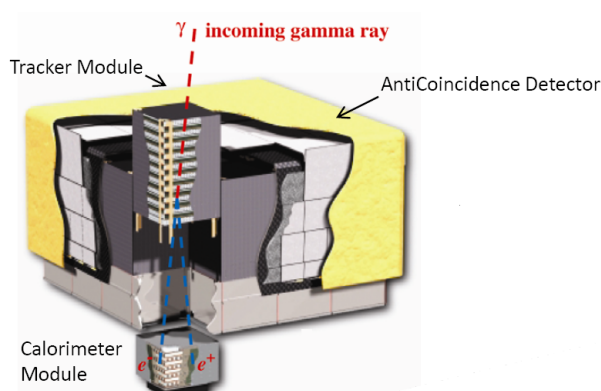


Figura 1.8: Configurazione del LAT.

Ricostruzione degli eventi e loro classificazione .

Per ricostruire un evento i dati provenienti dai vari sistemi di acquisizione vengono correlati e raccolti sotto un'unica ipotesi di evento.

Ricostuzione della traccia. I segnali provenienti da parti adiacenti del tracciatore vengono raggruppati insieme a formare dei *cluster*, le cui coordinate lungo i tre assi vengono utilizzate per identificare la traccia e ricostruirla. Un passo fondamentale nella costruzione della traccia é la formulazione di una ipotesi di traccia, che poi viene rifiutata o accettata in base alla sua consistenza con le informazioni ottenute dai vari sottosistemi di acquisizione. La generazione dell'ipotesi di traccia viene fatta utilizzando due diversi algoritmi.

- *Calorimeter-Seeded Pattern Recognition (CSPR)*. Questo metodo ha come base il calcolo del centroide e dell'asse dello sciame del deposito

di energia sul calorimetro, imponendo la richiesta che il centroide di quest'ultimo stia sulla traccia. Il primo punto della traccia ipotizzata é costituito da una coppia (x, y) , selezionata casualmente tra quelle possibili, sul modulo del tracciatore più lontano dal calorimetro; a questo punto se é presente un punto nelle vicinanze della linea congiungente tale punto e il centroide del deposito, allora viene generata una ipotesi di traccia, tale traccia viene poi popolata con una coppia di punti (x, y) presa sul modulo successivo del tracciatore, questo processo viene iterato su tutti i moduli successivi. Un prodotto di questo iter é la traccia fittata, dalla quale si ricavano i parametri (χ^2 , numero di punti, etc...) che vengono utilizzati per definire la qualità della traccia; le tracce candidate vengono quindi classificate dalla peggiore alla migliore. Ad alte energie (> 1 GeV) la ricerca del primo punto della traccia viene limitata all'interno di un cono intorno alla direzione dello sciame fornita dal calorimetro, in modo da minimizzare possibili errori causati dalla presenza di particelle secondarie generate dall'effetto di backslash.

- *Blind Search Pattern Recognition* (BSPR). Con questo algoritmo la traccia non viene costruita utilizzando l'informazione proveniente dal calorimetro. Il primo punto della traccia viene selezionato come nel caso precedente, mentre il secondo viene selezionato in maniera random sul modulo del tracciatore più vicino al calorimetro. Questa traccia viene poi proiettata sul modulo successivo, e se si trova un punto vicino alla proiezione allora viene generata l'ipotesi di traccia. Il procedimento con cui la traccia viene popolata é simile a quello usato nella CSPR, ma questa volta senza sfruttare l'informazione sull'energia della traccia.

Il passaggio finale nella ricostruzione della traccia consiste nella combinazione delle tracce ai vertici, il processo comincia con la traccia migliore, poi con la seconda; si calcola dunque la distanza minima tra le due tracce, se questa rientra all'interno di una certa distanza (6 mm di default), si genera una soluzione per il vertice combinando i parametri delle due tracce.

Ricostruzione dell'energia. La ricostruzione dell'energia della traccia comincia con la combinazione dei segnali, provenienti da ciascuna delle due estremità del singolo cristallo del calorimetro, per ottenere l'energia totale depositata e la posizione del deposito lungo il cristallo. Successivamente vengono calcolati il centroide tridimensionale del deposito e la direzione dello sciame. Inizialmente si assume che l'energia totale depositata sia data dalla somma dei depositi sui singoli cristalli; a questo punto la traccia migliore, ricostruita con il metodo sopra descritto, viene utilizzata per stimare le correzioni all'energia totale depositata. La necessità di tali correzioni é legata

al fatto che occorre tenere conto della perdita di energia nel calorimetro. Per il calcolo di queste correzioni vengono applicati tre diversi algoritmi:

- *parametric correction* o PC, basata sul calcolo del baricentro dello sciame,
- *shower profile* o SP, che consiste nella procedura di fit del profilo dello sciame tenendo conto del suo sviluppo trasversale e longitudinale,
- *maximum likelihood* o LK, che consiste in un fit della traccia che tiene conto delle correlazioni dell'energia totale depositata con il numero di punti nel tracciatore e dell'energia rilevata sull'ultimo modulo.

L'unico metodo applicabile a tutto il range di energia del LAT è il PC. A basse energie una frazione significativa ($\sim 50\%$) dell'energia di conversione di un fotone viene depositata nel tracciatore. La determinazione dell'energia ivi depositata è quindi molto importante, e viene fatta trattando il tracciatore come un calorimetro *sampling* nel quale il numero di strip di silicio colpite in ogni modulo fornisce una stima dell'energia depositata. L'energia rilasciata nel tracciatore viene poi sommata all'energia del calorimetro.

Reiezione del fondo. La reiezione del fondo è una delle componenti più importanti nel processo di ricostruzione degli eventi. Il primo passo è quello di distinguere ed eliminare il contributo proveniente dalle particelle cariche che entrano nel campo di vista del LAT sfruttando i segnali provenienti dall'ACD; per fare ciò, tuttavia, non è sufficiente richiedere che per l'evento in considerazione non vi siano segnali di trigger dall'ACD, a causa del fenomeno di back splash. Di conseguenza vengono considerati solo i segnali provenienti dalle piastre vicine a quella individuata dalla traccia ricostruita, per eventi ad alta energia si considera, invece solo il segnale della piastra indicata dalla traccia. Il tracciatore fornisce una descrizione chiara della tipologia di evento. Un altro parametro per la discriminazione del fondo è l'identificazione dello sciame elettromagnetico. La reiezione si ottiene anche tenendo conto del tipo di evento che si vuole studiare; perciò vengono definite tre specifiche classi di analisi, con la caratteristica comune di rigettare i segnali dovuti alle particelle cariche che entrano nel campo visivo del LAT. Queste classi sono differenziate da richieste sempre più stringenti sugli eventi candidati, imponendo quindi che gli eventi abbiano una maggior probabilità di essere stati originati da raggi gamma.

Classe di analisi	Residual background rate (Hz)	Caratteristiche
Transient	2	Massimizza l'area efficace, in particolare a basse energie, a spese di un maggior fondo residuo. Utilizzata per lo studio di transienti localizzati
Source	0.4	Fondo residuo comparabile con la EBL stimata da EGRET. Utilizzata per lo studio di sorgenti localizzate
Diffuse	0.1	Fondo residuo comparabile con il limite irriducibile. Utilizzata per lo studio delle sorgenti piú deboli

Capitolo 2

Nuclei Galattici Attivi

Gli AGN, o Nuclei Galattici Attivi sono tra gli oggetti più affascinanti del nostro universo. Gli AGN sono delle sorgenti extragalattiche con la peculiarità di dare luogo, a differenza delle stelle normali, ad una emissione in tutto lo spettro elettromagnetico. La sigla AGN riassume in sé le principali caratteristiche di queste sorgenti. Il termine “Galattici” si riferisce al fatto che queste sorgenti sono delle galassie intere, talmente lontane da poter essere confuse a prima vista con delle comuni stelle, il termine “Attivi” si riferisce invece al fatto che rispetto ad una normale galassia queste sorgenti presentano un’attività, ovvero la loro emissione non può essere spiegata considerando solamente il contributo di stelle, gas e polveri, come avviene per le galassie standard; infine il termine “Nuclei” si riferisce al fatto che l’attività che queste sorgenti esibiscono è concentrata nella zona centrale, ovvero appunto nel nucleo della galassia.

Attualmente per la classificazione di queste sorgenti si utilizza il cosiddetto *modello unificato*, elaborato negli anni Novanta da Urry e Padovani. In questo modello tutti gli AGN presentano una struttura interna comune, ma vengono poi distinti sulla base di tre parametri fondamentali: la loro potenza di emissione nel radio, la larghezza delle loro righe di emissione, e l’angolo con la linea di vista. All’epoca in cui tale modello venne elaborato, le osservazioni degli AGN erano già cominciate da molto tempo, anzi furono proprio le innumerevoli osservazioni di queste sorgenti fatte nel corso degli anni che hanno permesso la costruzione di un modello in grado di rendere conto della enorme varietà di sorgenti che rientrano nella classe degli AGN. Le prime osservazioni note degli AGN risalgono al 1909, quando Fath e Slipher notarono all’osservatorio Lick le intense linee dello spettro di emissione nucleare di NGC1068; tuttavia il primo vero tentativo di classificazione è dovuto a Seyfert (nel 1943) e si basa sulla presenza (Seyfert1) o sull’assenza (Seyfert2) di righe di emissione larghe ($FWHM > 1000 \text{ km s}^{-1}$). Negli anni Sessanta, in seguito alla scoperta delle quasar, lo studio di questo tipo di sorgenti extragalattiche ricevette un grande impulso, sino a portare alla

classificazione attuale.

2.1 Struttura interna degli AGN

Il grande pregio del modello unificato é che rende conto della grande varietà di sorgenti che fanno parte della categoria degli AGN, prendendo come base la descrizione di un unico oggetto fisico osservato sotto differenti angolazioni. Di seguito riporterò una descrizione della struttura interna di un nucleo galattico attivo.

- **Buco nero centrale.** Il motore centrale di un nucleo galattico attivo é un buco nero supermassiccio, con una massa compresa tra $10^6 M_\odot$ e $10^9 M_\odot$. Il buco nero centrale di un AGN non é, però un'entità statica, ma ruota intorno ad un asse, creando una direzione privilegiata di emissione .
- **Disco di accrescimento.** Il disco di accrescimento é costituito da un disco di materia che si estende in una regione compresa tra 3 e $100 R_S$, con $R_S = 3 \cdot 10^{13}$ cm il raggio di Schwarzschild del buco nero. La materia presente nel disco di accrescimento cade nel buco nero. Il flusso di materia all'interno del buco nero causa il trasferimento di momento angolare all'esterno del buco nero causando il riscaldamento del materiale nel disco, il quale a sua volta emette radiazione. Lo spettro di emissione del disco di accrescimento si estende nell'UV e negli X soffici. Il disco di accrescimento é parzialmente coperto da una corona di materiale caldo che può dare luogo ad effetto Compton con la radiazione emessa dal disco e causare emissioni negli X duri.
- **Broad line region (BLR).** Questa regione si estende tra i $2 \cdot 10^{16}$ cm e $20 \cdot 10^{16}$ cm, ed é costituita da nubi di gas che danno luogo a righe di emissione nella banda dell'ottico e dell'UV. Il termine *broad* si riferisce al fatto che le righe di emissione sono allargate (la larghezza tipica di queste linee é di migliaia di $\frac{\text{km}}{\text{s}}$) a causa dell'effetto Doppler dovuto al fatto che i gas in prossimità del buco nero si muovono con velocità elevate, tipicamente tra i 10^3 km s^{-1} e 10^4 km s^{-1} .
- **Toro di polveri.** Attorno alle BLR si estende un toro di polveri con un raggio interno di 10^{17} cm.
- **Narrow line region (NLR)** Al di fuori del toro di polveri tra la distanza di 10^{18} cm e 10^{20} cm, si estende la NLR, anch'essa costituita da nubi di gas che si muovono a velocità comprese tra i 10^2 km s^{-1} e 10^3 km s^{-1} , dando origine a linee di emissione nell'ottico molto strette (con una larghezza di qualche centinaio di km s^{-1}).

- **Radio Jet.** Questi getti emergono in direzioni opposte lungo l'asse di rotazione del nucleo centrale, estendendosi per distanze tra 0.1 Mpc e 1 Mpc.

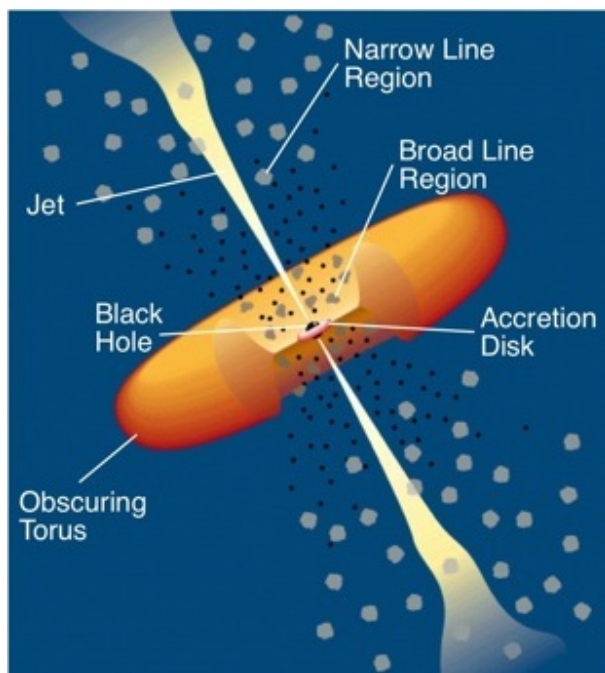


Figura 2.1: Struttura di un nucleo galattico attivo

2.2 Classificazione degli AGN

Gli AGN emettono su tutto lo spettro elettromagnetico, grazie a questa caratteristica è possibile compiere osservazioni di questi oggetti in tutte le bande di lunghezze d'onda, tuttavia questo fatto ha comportato notevoli difficoltà nel processo di classificazione di queste sorgenti. I nuclei galattici attivi possono essere classificati in base alla loro potenza radio e alle proprietà del loro spettro nell'ottico e nell'UV. Gli AGN vengono solitamente divisi in due classi: *radio-loud* e *radio-quiet*. La distinzione tra le due tipologie di AGN verrà discussa dettagliatamente in seguito. Una delle classificazioni storiche degli AGN si basa sulla presenza di righe di emissione larghe e sul loro contributo rispetto al continuo:

- **Tipo I: Broad line AGN.** Questa classe di AGN presenta uno spettro con una componente continua molto luminosa e righe di emissione larghe ($FWHM > 3000 \text{ km s}^{-1}$) dovute a gas caldi in moto ad alta velocità nelle vicinanze del buco nero centrale.

- **Tipo II: Narrow line AGN.** Presentano spettri con una componente continua poco luminosa e righe di emissione strette.
- **Tipo 0: Blazar.** Le blazar sono una classe di AGN che presenta particolari caratteristiche: non é presente una forte componente continua in tutte le lunghezze d'onda. Le proprietà nucleari implicano che l'emissione sia originata all'interno dei jet e che questi siano pesantemente influenzati dall'irraggiamento relativistico.

Gli AGN luminosi generalmente mostrano una *distribuzione spettrale di energia* (o SED: Spectral Energy Distribution) molto simile. Lo spettro continuo dall'infrarosso agli X può essere rappresentato da una legge di potenza con una pendenza $\alpha \sim 1$, che si ritiene sia dovuto all'emissione di sincrotrone. Questo spettro é sovrapposto ad altre componenti, la più prominente delle quali é dovuta ad un eccesso di emissione nella banda UV chiamata comunemente *blue bump*, e interpretato come emissione termica da parte del disco di accrescimento. La SED presenta anche un altro picco, generalmente nel gamma, che si ritiene originato dallo scattering Compton inverso.

Le principali differenze tra le varie tipologie di AGN si manifestano nel loro spettro radio: un fattore $10^2 - 10^3$ nella potenza radio distingue gli AGN radio-loud da quelli radio-quiet. Di seguito riporterò la descrizione delle due tipologie.

Galassie radio-quiet e radio-loud

Già con le osservazioni fatte nei primi anni Sessanta risultò evidente che le sorgenti radio più intense associate a galassie a spirale sono di circa tre ordini di grandezza più deboli di quelle associate alle galassie ellittiche. Le prime osservazioni di questi oggetti indicano che le due modalità di emissione nel radio possono essere associate alla morfologia della galassia ospite. Un criterio molto utile per distinguere tra radio-loud e radio-quiet é quello di considerare il rapporto ottico-radio R_{r-o} per il flusso specifico a 5 GHz e nell'ottico (solitamente in banda B); per le galassie radio-loud questo rapporto é tipicamente in un range $10 < R_{r-o} < 100$, mentre per le galassie radio-quiet é nel range $0.1 < R_{r-o} < 1$. Solamente il 15-20% degli AGN é radio-loud .

Galassie radio-quiet Di seguito riporterò una breve descrizione degli AGN che fanno parte di questa categoria.

- **LINERs (*low ionization nuclear-emission line regions*).** Questi sistemi mostrano solo regioni di emissione nucleare debole e non presentano alcun altro tratto caratteristico degli AGN radio-quiet, di cui costituiscono la classe meno luminosa.

- **Galassie Seyfert.** Queste galassie sono la prima categoria di AGN ad essere stata identificata e classificata. Presentano un'emissione continua nell'ottico, linee di emissione sia strette che larghe (meno frequenti), una forte componente di emissione nucleare nell'X e a volte anche dei jet deboli. La classificazione originaria di queste galassie prevede una suddivisione in galassie Seyfert di tipo 1, che presentano linee larghe molto intense, e galassie Seyfert di tipo 2, che invece non presentano queste righe.
- **Radio-loud quasars (QSO).** Queste galassie sono la versione più luminosa delle galassie Seyfert di tipo 1, e vengono distinte da queste ultime in termini di luminosità nell'ottico, nel senso che queste galassie sono più luminose rispetto alle galassie Seyfert di tipo 1.
- **Quasar 2s.** Questi oggetti presentano una luminosità vicina a quella di una quasar, ma senza una emissione continua nell'ottico di origine e nucleare o righe di emissione larghe.

Galassie radio-loud Le tipologie di AGN che fanno parte delle galassie radio-loud sono riportate di seguito .

- **Radio-loud quasar.** Queste sorgenti vengono classificate anche come AGN di tipo I e II, sono il corrispettivo *radio-loud* delle quasar, ma presentano in aggiunta emissione da parte dei getti. Il loro spettro presenta una forte componente di emissione continua nell'ottico, linee sia larghe che strette, una forte emissione nell'X accompagnata da una emissione nucleare estesa nel radio. Questo gruppo è costituito dalle *Broad Line Radio Galaxies (BLRG)* e dalle quasar radio-loud propriamente dette, a loro volta suddivise in due sotto-classi, le quasar a spettro ripido (*steep*) o SSRQ, e quelle a spettro piatto (*flat*) o FSRQ.
- **Blazars.** I due principali tipi di sorgenti che compongono questa classe sono gli oggetti *BL Lac* e le quasar OVV. Questi AGN vengono classificati anche come AGN di tipo 0 e sono contraddistinti da una grande variabilità e da una emissione polarizzata nell'ottico, nel radio e nell'X. I BL Lac non presentano linee di emissione nell'ottico, né larghe né strette, e di conseguenza il loro redshift è difficilmente misurabile, potendosi ricavare solo a partire dall'osservazione della galassia ospite. Le quasar OVV si comportano in maniera molto simile alle quasar radio-loud, mostrando, però, una componente variabile. Per entrambi questi oggetti l'emissione variabile può essere ricondotta a getti relativistici quasi allineati con la direzione di vista.
- **Radiogalassie.** Questa categoria di AGN presenta delle caratteristiche peculiari, in quanto mostrano una emissione radio e nucleare

estesa. Le radiogalassie sono sorgenti radio molto potenti, la loro luminosità radio é, infatti, dell'ordine di $10^{41} - 10^{46} \text{ erg s}^{-1}$. Si pensa che l'emissione radio da parte di queste galassie sia dovuta all'emissione di sincrotrone, dovuta alla presenza di elettroni relativistici e campi magnetici nel plasma emittente. Un processo conseguente all'emissione di luce di sincrotrone é lo scattering Compton inverso, in cui un elettrone relativistico collide con un fotone dell'ambiente; questa emissione risulta particolarmente importante soprattutto nell'X e la sua osservazione permette di determinare la densità di energia delle particelle e i campi magnetici coinvolti nel processo di emissione della luce di sincrotrone. Le radio galassie presentano delle componenti strutturali comuni a tutte le sorgenti.

- *Radio-core*: componente a spettro piatto associata al nucleo della sorgente, che mostra una piccola variabilità su scale temporali lunghe.
- *Radio-Jets*: sono getti di emissione radio estremamente collimati per la presenza del campo magnetico.
- *Lobi*. Il termine é utilizzato per descrivere delle regioni estese di emissione radio, con una grandezza che varia tra migliaia di kpc e qualche Mpc.
- *Hot spots*. Si pensa siano regioni in cui si verifica una riaccelerazione dei getti relativistici quando incontrano il mezzo interstellare, si trovano dunque all'estremità dei lobi radio.

Le radio galassie vennero per la prima volta classificate da Fanaroff e Riley (1974). In questa classificazione le radio galassie vengono suddivise in due classi: la classe FR I e la classe FR II, la prima comprende le sorgenti più luminose, la seconda quelle meno luminose.

Prima di procedere con la descrizione del modello unificato per la classificazione degli AGN é utile riassumere quanto detto sin qui in una tabella.

Radio loudness	Proprietà delle linee di emissione		
	Tipo I (Broad line)	Tipo II	Tipo 0
Radio quiet	Seyfert 1 , QSO	Seyfert 2	/
Radio loud	BLRG, SSRQ, FSRQ	NLRG (FR I, FR II)	Blazar (BL Lac, FSRQ)
angolo di vista decrescente – >			

Modello unificato

La grande varietà di sorgenti che fanno parte della categoria degli AGN e il fatto che sia possibile compiere osservazioni di questi oggetti su tutto lo spettro elettromagnetico, ha portato all'elaborazione di diverse metodologie di classificazione indipendenti, a seconda della regione dello spettro elettromagnetico in cui queste venivano studiate. Con il passare del tempo si è fatta sempre più stringente la necessità di elaborare un modello unico per la classificazione che permettesse di rendere conto della grande varietà delle tipologie di sorgenti che fanno parte della classe degli AGN.

Il modello unificato elaborato da Antonucci (1993) e da Urry e Padovani (1995) si muove proprio in questa direzione. Questo modello, che continua a basarsi sulle classificazioni precedenti, ha come fondamento l'idea che tutti gli AGN siano lo stesso oggetto fisico, ma osservato sotto differenti condizioni, motivo per cui viene detto *orientation-based model*. Il sistema fisico che sta alla base della descrizione è quello che ho descritto nel dettaglio nella sezione dedicata alla struttura interna dei nuclei galattici attivi; le varie tipologie di sorgenti vengono poi distinte sulla base dell'angolo di vista dell'osservatore, mantenendo inalterata la distinzione tra AGN radio-loud e radio-quiet.

Il modello unificato è anche in grado di rendere conto delle anisotropie nell'emissione dei nuclei galattici attivi, che risultano derivare da due cause diverse: l'oscuramento delle regioni centrali da parte del toro di polveri, e l'effetto di irraggiamento relativistico della radiazione emessa nei getti. Data la struttura di base già descritta, la distinzione tra AGN di tipo I e II è semplicemente questione di angolo di vista; se l'angolo di vista è ampio, la linea di vista dell'osservatore intercetta il toro di polveri rendendo impossibile la visione delle regioni centrali e della BLR, in questo caso l'oggetto viene classificato come sorgente di tipo I. Per angoli di vista intermedi l'osservazione è ancora parzialmente impedita dal toro di polveri, tuttavia risultano visibili sia la NRL sia la BLR, queste sorgenti vengono classificate come AGN di tipo II. Quando l'angolo di vista intercetta i getti relativistici che vengono emessi lungo l'asse di rotazione del buco nero, l'effetto di irraggiamento relativistico amplifica notevolmente la luminosità e produce oltre che ad una forte variabilità un moto apparentemente superluminale.

La figura 2.2 permette una comprensione molto chiara di quello che si intende per *orientation-based model*. Il modello unificato è uno strumento molto potente, che permette di classificare un grande numero di sorgenti sulla base di pochi semplici parametri, tuttavia lascia aperte alcune questioni fondamentali. Il modello chiarisce la distinzione tra AGN di tipo 0, I e II, ma non spiega quella tra AGN radio-loud e radio-quiet; inoltre lascia aperta la questione sul meccanismo di formazione dei jet. Una classe molto importante di AGN è quella delle blazar, che desciverò in maniera più dettagliata nella sezione successiva.

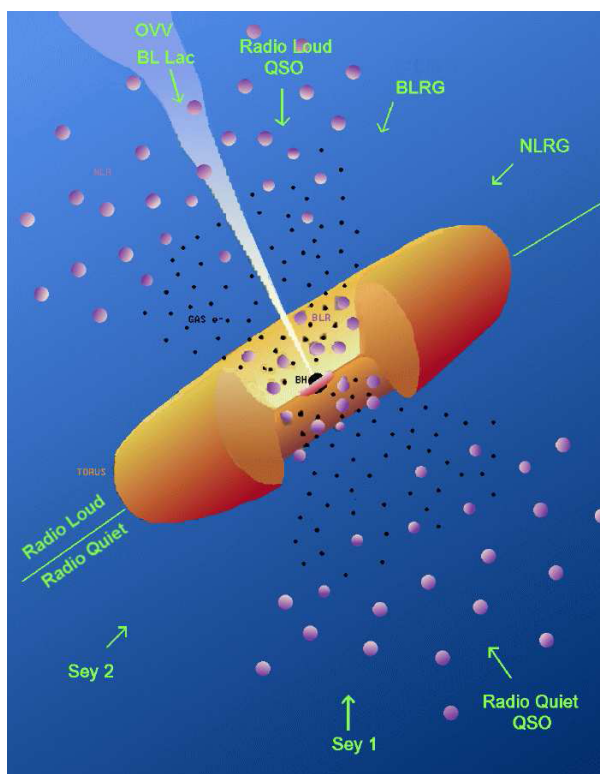


Figura 2.2: Classificazione degli AGN in base all'angolo di vista

2.3 Le Blazar

Le blazar sono una classe di nuclei galattici attivi che fanno parte della categoria degli AGN radio-loud di tipo 0. Il tratto distintivo delle blazar é quello di presentare dei jets che puntano direttamente all'osservatore; inoltre esibiscono una intensa luminosità nel gamma (nel range $10^{45} - 10^{49} \text{ erg s}^{-1}$) che domina sugli altri contributi. Le blazar costituiscono solamente il 5% di tutti gli AGN. Le caratteristiche principali di una blazar sono:

1. elevata potenza radio,
2. rapida variabilità,
3. polarizzazione ottica molto consistente e variabile,
4. continuo non termico liscio e largo,
5. emissione radio compatta e a spettro piatto,
6. moto superluminale.

Le osservazioni delle blazar sono molto importanti perché permettono di studiare diversi fenomeni fisici.

- Studio dei meccanismi di accelerazione che operano all'interno dei jet.
- Modelli adronici. La distribuzione spettrale di energia di alcune BL Lac mostrano l'esistenza di una componente spettrale che si estende fino ad energie dell'ordine del TeV; una possibile spiegazione per questo fatto è che vi sia accelerazione di adroni all'interno dei jet.
- Neutrini e nuova fisica. Un modo possibile per identificare gli UHECRs (ultra-high energy cosmic rays) è quello di rivelare i neutrini (Padovani e Resconi, 2014).

Nonostante il modello unificato ci fornisca una buona descrizione degli AGN, nel caso delle blazar permangono, però, alcuni problemi irrisolti.

- Il tempo di variabilità di alcuni oggetti è di un ordine di grandezza inferiore a quello atteso (qualche ora per un buco nero di $10^9 M_\odot$).
- Al contrario del punto sopra esiste una sottoclasse di BL Lac che mostra getti estremamente stabili, e dunque poco variabili, ad energie dell'ordine del TeV.
- Cambiamento della differenza di indice spettrale con il redshift ad energie dell'ordine del GeV e del TeV. Per le sorgenti è lontane si osserva un'attenuazione dell'emissione ad alta energia rispetto alle sorgenti vicine, quindi il valore assoluto della differenza di indice spettrale alle energie del GeV e del TeV cresce in maniera monotona con il redshift.
- Risultati contrastanti sulla localizzazione del sito di emissione dei raggi gamma nelle blazar.
- Negli scenari di accelerazione previsti, nelle blazar il tempo di accelerazione t_{acc} necessario per dare luogo ad emissione di sincrotrone dovrebbe essere molto maggiore del tempo di Larmor t_L , dal momento che la particella deve compiere molti giri prima di accumulare un'energia sufficiente ad emettere radiazione di sincrotrone; tuttavia, se si eguagliano i due tempi si trova che il massimo dell'energia emessa per radiazione di sincrotrone dovrebbe trovarsi e circa 100γ MeV, che è circa un ordine di grandezza maggiore rispetto al picco d'emissione di sincrotrone che viene rivelato nelle blazar.

2.3.1 L'irraggiamento relativistico

Il fenomeno dell'irraggiamento relativistico é molto importante, in quanto causa moto superluminale, una delle caratteristiche essenziali per l'identificazione delle blazar, e pertanto merita una trattazione piú approfondita. Per moto *superluminale* si intende che la velocità apparente dei getti emessi é $v_{\text{app}} > c$. Questo fenomeno si verifica quando le regioni di emissione si muovono a velocità molto alte e vengono osservate sotto piccoli angoli con la linea di vista. La velocità trasversa osservata é data dalla:

$$v_{\text{app}} = \beta_{\text{app}} c,$$

ed é in relazione con la velocità vera della regione emittente $v = \beta c$ e con l'angolo di vista θ mediante l'equazione:

$$\beta_{\text{app}} = \frac{\beta \sin \theta}{1 - \beta \cos \theta}.$$

Si può dimostrare che se $\beta > 1/\sqrt{2}$, per delle specifiche orientazioni é possibile osservare un moto sopraluminale. Il fenomeno appena descritto viene detto fenomeno di irraggiamento relativistico, e ha enormi effetti sulla luminosità osservata, che viene notevolmente amplificata. Se definiamo il fattore di Doppler relativistico come

$$\delta = \frac{1}{\gamma(1 - \beta \cos \theta)},$$

la luminosità osservata, L_{obs} , ad una data frequenza é legata alla luminosità emessa, L_{em} , in un riferimento in quiete dalla relazione:

$$L_{\text{obs}} = \delta^p L_{\text{em}},$$

con $p = 2 + \alpha$ o $p = 3 + \alpha$, con α indice spettrale. Dal grafico sottostante é facile notare come quando $\theta \sim 0^\circ$ la luminosità venga amplificata di un fattore 10^3 .

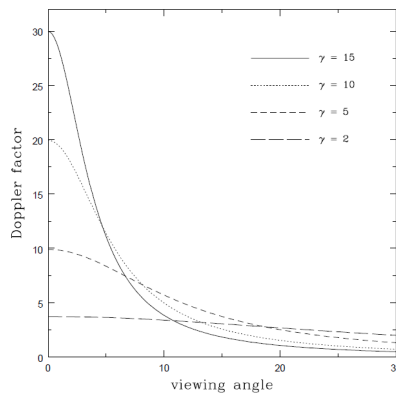


Figura 2.3: Dipendenza del fattore di Doppler dall'angolo di vista

L'irraggiamento relativistico fa sí non solo che la luminosità della sorgente venga amplificata di tre ordini di grandezza, ma anche che la radiazione emessa dei getti sia fortemente collimata. Il ruolo che questo fenomeno gioca nel caso delle blazar é fondamentale, poiché in sua assenza le blazar non sarebbero sorgenti osservabili di raggi gamma, infatti i fotoni gamma verrebbero assorbiti nelle collisioni e non riuscirebbero a “scappare” dalla sorgente ed essere rivelati.

Capitolo 3

Autocorrelazione nelle curve di luce delle blazar

Le blazar sono sorgenti caratterizzate da una elevata variabilità temporale a tutte le lunghezze d'onda. La caratterizzazione di questa variabilità permette di accrescere la conoscenza dei processi fisici che operano all'interno della sorgente, e può essere condotta con diverse tecniche:

- curve di luce,
- studio dell'autocorrelazione delle curva di luce,
- spettri di Fourier e di fase,
- funzioni di struttura,
- distribuzione tempo-frequenza.

La mia tesi si concentrerà sull'analisi dell'autocorrelazione nella curva delle blazar B0218+357 e PG1553+113.

3.1 Autocorrelazione nel blazar B0218+357

La blazar B0218+357 si trova nella costellazione del Triangolo, ad un redshift $z = 0.944 \pm 0.002$ [12]. È stata osservata per la prima volta dal telescopio NRAO 140-ft nel 1972.

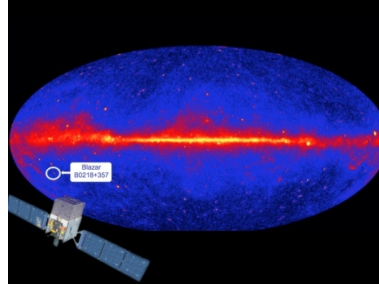


Figura 3.1: Posizione della sorgente

Dalle prime immagini radio è risultato evidente che questa sorgente è soggetta all'effetto di lente gravitazionale da parte di una galassia che si trova ad un redshift $z = 0.685$. B0218+57 è stata rivelata come sorgente di raggi gamma dal LAT. Il flusso medio di fotoni è di circa $F_\gamma = (0.83 \pm 0.05) \cdot 10^{-7}$ fotoni cm^2s^{-1} [12]. Con le osservazioni fatte dal LAT non è possibile, però, risolvere le immagini multiple create dall'effetto di lente gravitazionale; tuttavia è possibile rivelare l'emissione ritardata causata da questo effetto studiando la curva di luce della sorgente, in particolare durante il fenomeno di flare.

3.1.1 Analisi della sorgente

La curva di luce

La curva di luce di una sorgente rappresenta l'andamento del flusso, espresso in fotoni cm^2s^{-1} , in funzione del tempo. Nella figura 3.2 è riportata la curva di luce della sorgente in esame per energie comprese tra 100 MeV e 1 GeV. L'intervallo temporale totale riportato sull'asse delle ascisse è di sei anni, dal 4 Agosto 2008 (MJD 56683.155, MET 239600627) all'11 Ottobre 2014 (MJD 56941.155, MET 434691827) a *bin* di un giorno (2259 punti in totale). Si nota facilmente un significativo fenomeno di flare in un intervallo temporale compreso tra $3.62 \cdot 10^8$ s e $3.85 \cdot 10^8$ s, ovvero tra il 22 Giugno 2012 e il 14 Marzo 2013. Questo flare presenta una struttura interna molto articolata, la cui descrizione non sarà oggetto di questa tesi. Per facilitare la comprensione dell'andamento temporale del flusso, è stato preso come riferimento per i tempi $T_0 = 56100$ giorni ($T = 0$ il 22 Giugno 2012), quando il fenomeno di flare ha cominciato ad essere evidente.

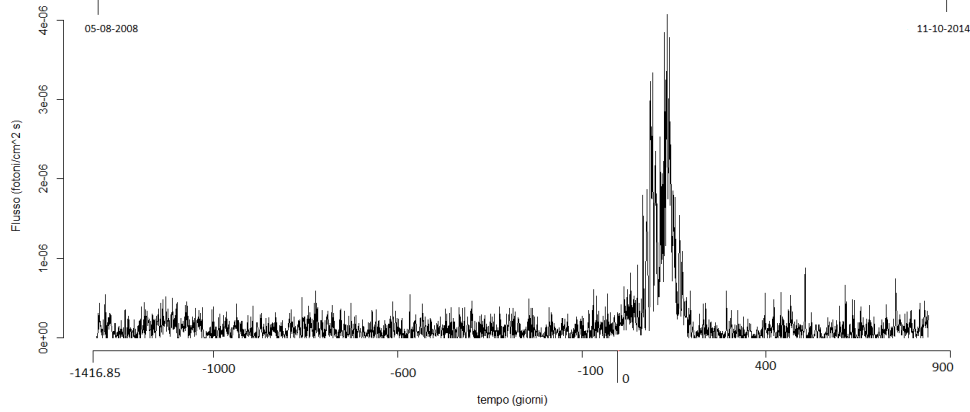


Figura 3.2: Curva di luce di B0218+357

Al fine di caratterizzare la variabilità temporale della sorgente in esame, ho svolto un'analisi dell'autocorrelazione della sua curva di luce

Autocorrelazione della curva di luce

Lo studio dell'autocorrelazione é un valido strumento per lo studio delle caratteristiche dell'andamento temporale di una determinata quantità espressa come funzione del tempo. Nel caso degli AGN lo studio dell'autocorrelazione permette di ottenere importanti informazioni sulle proprietà della sorgente. Date due quantità funzione del tempo $f(t)$ e $g(t)$, la loro correlazione incrociata é definita come:

$$R_{fg}(t) = \int_{-\infty}^{\infty} f^*(t)g(t + \tau) dt \quad (3.1)$$

e fornisce informazioni sulla similitudine tra le due funzioni. L'autocorrelazione non é altro che la correlazione incrociata di $f(t)$ con se stessa:

$$R_{ff}(t) = \int_{-\infty}^{\infty} f^*(t)f(t + \tau) dt. \quad (3.2)$$

Nel nostro caso, però, non si ha a che fare con funzioni continue, ma con curve di luce discrete. La correlazione incrociata tra due curve di luce egualmente campionate, $x(t_i)$ e $y(t_i)$ come funzione del ritardo temporale τ é data dalla:

$$CCF(\tau) = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \frac{[x(t_i) - \bar{x}][y(t_i - \tau) - \bar{y}]}{\sigma_x \sigma_y} \quad (3.3)$$

Generalmente, però, le curve di luce su intervalli di tempo molto lunghi non sono campionate in maniera uguale, e contengono dei *gap* nei dati.

Vi sono due diverse tipologie di analisi che permettono di risolvere questo problema: il calcolo della *interpolated cross-correlation function* o ICCF e il calcolo della *discrete cross-correlation function* o DCCF. L'approccio che sarà descritto in seguito é quello che prevede il calcolo della DCCF, introdotto da Edelson e Krolik (1988). Questo metodo permette di calcolare la DCCF utilizzando unicamente i dati a disposizione; pertanto essa risulta definita solo per i ritardi per cui sono disponibili dati misurati, e non richiede nessuna interpolazione o l'applicazione di altre tecniche che colmino i gap nei dati. Date due curve di luce x e y , rispettivamente con M ed N punti, ad ogni coppia di punti, ciascuno dei quali proviene da una delle due curve di luce, viene associato un valore della correlazione ad un ritardo corrispondente alla loro separazione temporale. Questo processo permette il calcolo della cosiddetta *unbinned cross-correlation function* o UCCF,

$$UCCF_{ij} = \frac{(x_i - \bar{x})(y_i - \bar{y})}{\sigma_x \sigma_y}. \quad (3.4)$$

A questo punto la DCCF si ottiene mediando la UCCF sui bin di ritardo temporale. Si noti che nel calcolo della UCCF \bar{x} , σ_x , e \bar{y} , σ_y sono la media e la varianza globali di ciascuna delle due curve di luce. Detto ciò, l'espressione dei coefficienti di autocorrelazione in funzione del ritardo τ si ottiene in maniera immediata sostituendo la curva di luce x con y . Detta $Y(t)$ la curva di luce in questione, i coefficienti di autocorrelazione sono definiti come:

$$\rho(k) = \frac{\gamma(k)}{\gamma(0)} \quad (3.5)$$

Dove $\gamma(k)$ é la funzione di autocovarianza al ritardo k , ovvero $\gamma(k) = \text{cov}[Y(t), Y(t-k)]$, mentre $\gamma(0) = \text{cov}[Y(t), Y(t)]$. A questo punto é immediato vedere che i coefficienti di autocorrelazione cosí ottenuti corrispondono agli $UCCF_{ij}$. Le principali proprietà dei coefficienti di autocorrelazione sono:

- la simmetria, che comporta $\rho(k) = \rho(-k)$,
- $-1 \leq \rho(k) \leq 1$,
- se $Y(t)$ e $Y(t-k)$ sono indipendenti allora $\rho(k) = 0$,
- l'inverso della condizione precedente non é vero, ossia la condizione $\rho(k) = 0$ non implica che $Y(t)$ e $Y(t-k)$ siano indipendenti.

Per svolgere l'analisi della curva di luce della blazar B0218+357 ho utilizzato l'ambiente R per l'analisi dei dati, il quale fornisce una funzione che calcola i coefficienti di autocorrelazione attraverso un processo autoregressivo al primo ordine che può essere scritto come:

$$Y_t = \alpha Y_{t-1} + Z_t. \quad (3.6)$$

L'espressione precedente equivale a dire che la curva di luce al tempo t è α volte quella al tempo $t - 1$ è un termine random Z_t (i termini Z non sono dipendenti dalla serie, hanno media zero e varianza finita). Per le serie temporali stazionarie $-1 < \alpha < 1$. I coefficienti di autocorrelazione sono dati da :

$$\rho_k = \alpha^k \quad k = 0, 1, 2, \dots \quad (3.7)$$

Nella figura 3.3 è riportato il grafico dell'autocorrelazione di B0218+357 in funzione del ritardo temporale in giorni. Il ritardo massimo utilizzato per il calcolo dei coefficienti di autocorrelazione è pari all'intervallo temporale dell'intera curva di luce, ovvero 2259 giorni, nel grafico è riportata solo la zona di interesse.

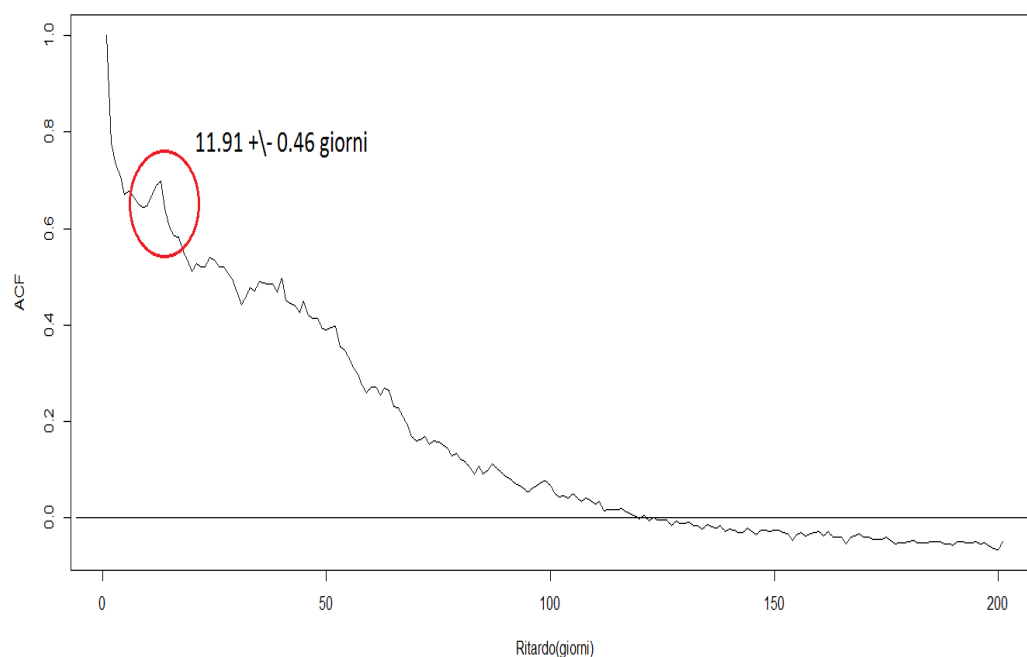


Figura 3.3: Grafico dell'autocorrelazione

Come si nota facilmente è presente un picco nella funzione di autocorrelazione per valori del ritardo compresi tra 11 e 12 giorni

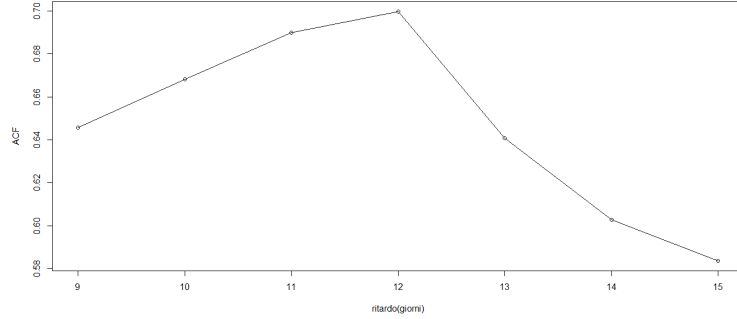


Figura 3.4: Picco della funzione di autocorrelazione

Il centroide del picco é stato ottenuto con una media pesata sui valori dei coefficienti di autocorrelazione :

$$\mu = \frac{\sum_{i=1}^N x_i p_i}{\sum_{i=1}^N p_i} = (11.91 \pm 0.46) \text{giorni} \quad (3.8)$$

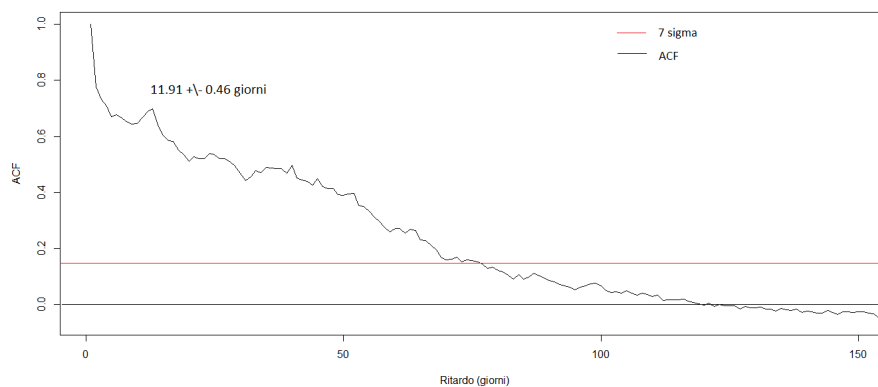
$$\sigma_\mu = \sqrt{\frac{1}{\sum_{i=1}^N p_i}} = \pm 0.46 \text{giorni} \quad (3.9)$$

Una stima della significatività del picco é stata ottenuta calcolando gli intervalli di confidenza per la ACF, assumendo la distribuzione normale (visto che il numero di punti a disposizione é molto alto). L'intervallo di confidenza per il numero di σ prescelto, é dato da:

$$\left[\frac{-n_\sigma}{\sqrt{N}}, \frac{-n_\sigma}{\sqrt{N}} \right] \quad (3.10)$$

Come si vede dalla figura 3.5, il picco studiato é significativo oltre 7σ (linea rossa).

La stima del livello di significatività del picco di autocorrelazione ottenuta con il metodo appena descritto é approssimativa, specie quando il numero di punti a disposizione é scarso; sarà dunque necessario sviluppare metodi più efficaci che permettano di ottenere tale informazione anche con campioni di dati limitati.

Figura 3.5: Intervallo di confidenza a 7σ

Analisi della zona del flare

Come ho già osservato, la sorgente in esame presenta un fenomeno di flare in corrispondenza di un intervallo temporale compreso tra $3.62 \cdot 10^8$ s e $3.85 \cdot 10^8$ s, ovvero tra il 22 Giugno 2012 e il 14 Marzo 2013.

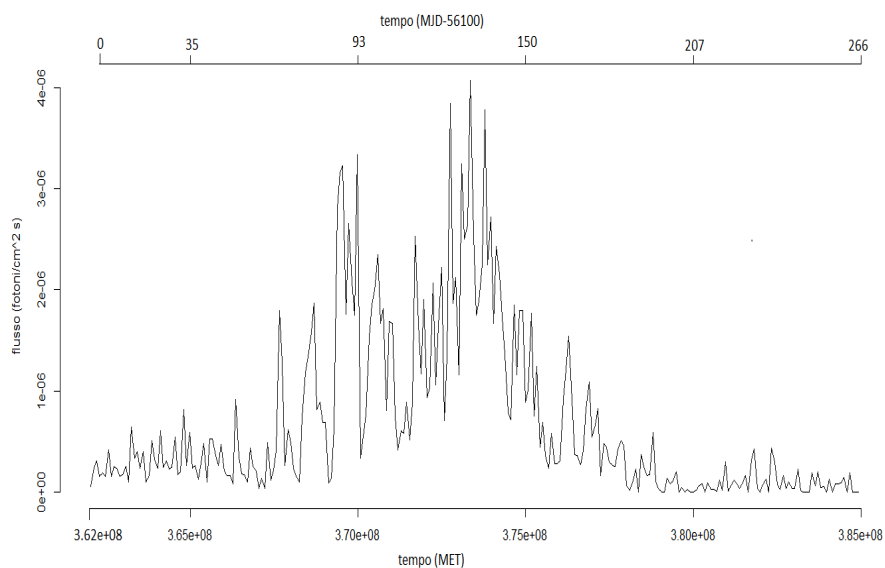


Figura 3.6: Zona del flare

Per ottenere una conferma dei risultati sino ad ora ottenuti, ho ripetuto l'analisi precedente considerando unicamente la zona del flare; in questo

caso il numero di punti preso in considerazione é 266, anziché 2259. Il grafico dell'autocorrelazione mostra ancora un picco pronunciato intorno agli 11 giorni, con una significatività superiore a 7σ . Il ritardo massimo utilizzato per il calcolo dei coefficienti di autocorrelazione é pari all'intervallo temporale del flare, ovvero 266 giorni, nel grafico é riportata la zona di interesse.

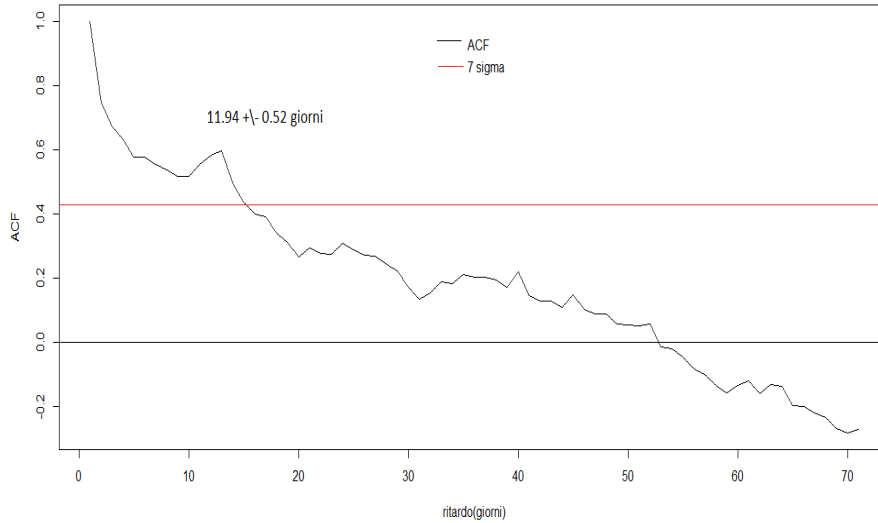


Figura 3.7: Grafico dell'autocorrelazione nella zona del flare

Il centroide del picco é stato calcolato facendo la media pesata sui coefficienti di autocorrelazione, e risulta essere:

$$\mu = (11.94 \pm 0.52) \text{giorni}, \quad (3.11)$$

coincidente entro l'errore con i valori nell'analisi della curva di luce completa. I risultati ottenuti concordano entro l'errore con la stima del ritardo di $(11.46 \pm 0.16) \text{giorni}$ ottenuta da C.C. Cheung et al.[12] per la stessa sorgente. L'origine fisica del picco nella funzione di autocorrelazione é legata all'effetto di lente gravitazionale. La presenza di un'altra galassia ad un redshift $z = 0.65$ induce una curvatura dello spazio-tempo, e fa sì che quando sorgente, galassia lente e osservatore sono allineati, la luce proveniente dalla sorgente, che si trova ad un redshift $z = 0.994$, possa percorrere cammini diversi creando due immagini della stessa sorgente ad angoli simmetrici rispetto alla direzione di vista. Il LAT non é in grado di risolvere le due immagini della sorgente, a causa della loro piccolissima separazione angolare (335 milliarcosecondi), tuttavia con un'analisi di autocorrelazione é stato

possibile stimare il ritardo nei tempi di arrivo della luce dovuto a questo effetto.

3.2 Autocorrelazione nel blazar PG1553+113

La sorgente PG1553+113 é una blazar della classe dei BL Lac nella costellazione della testa del Serpente, la cui scoperta risale al 1986 (Green et al.). Come avviene per molte sorgenti di questa classe la stima del suo redshift rimane ancora incerta, $z \sim 0.4$ [16]. Nella figura 3.8 é riportata la curva di luce nel gamma della sorgente, ottenuta con le osservazioni fatte dal LAT, in un periodo che va dal 27 Agosto 2008 (MJD 54705.501), al 25 Ottobre 2014 (MJD 56910.502) con bin di 45 giorni

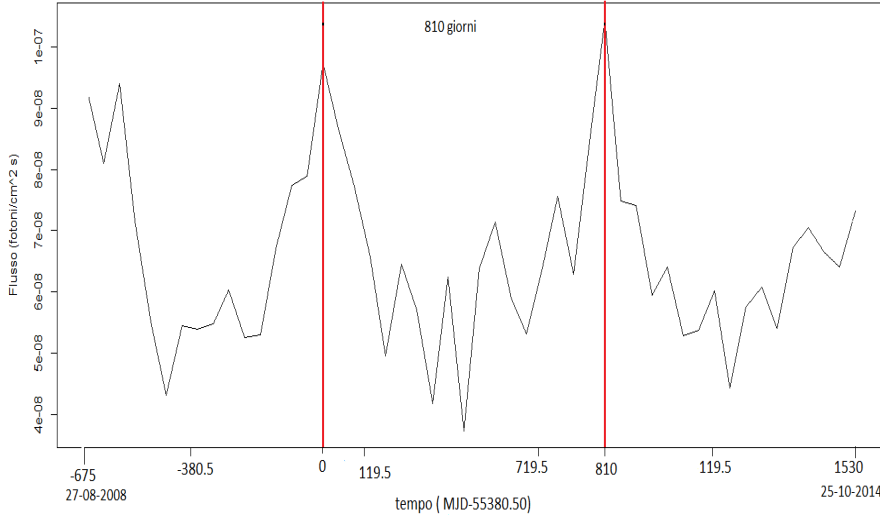


Figura 3.8: Curva di luce di PG1553+113

La curva di luce nel gamma mostra chiaramente una variabilità a lungo termine. Per ottenere una approssimativa indicazione sul periodo della sorgente ho considerato la differenza temporale tra i due massimi della curva di luce:

$$picco1 \simeq 55380.50MJD \quad (03 - 07 - 2010) \quad (3.12)$$

$$picco2 \simeq 56190.50MJD \quad (20 - 09 - 2012) \quad (3.13)$$

$$\pi \simeq picco2 - picco1 = 810giorni \quad (3.14)$$

Per comprendere meglio le caratteristiche di variabilità temporale ho svolto uno studio della funzione di autocorrelazione. La figura 3.9 mostra chiara-

mente una periodicità nell'emissione da parte della sorgente. La stima della significatività dei picchi di autocorrelazione è stata ottenuta con il metodo già utilizzato nello studio della sorgente B0218+357; in questo caso si nota l'inadeguatezza del metodo, poiché il numero di punti a disposizione è limitato (in questo caso solo una cinquantina).

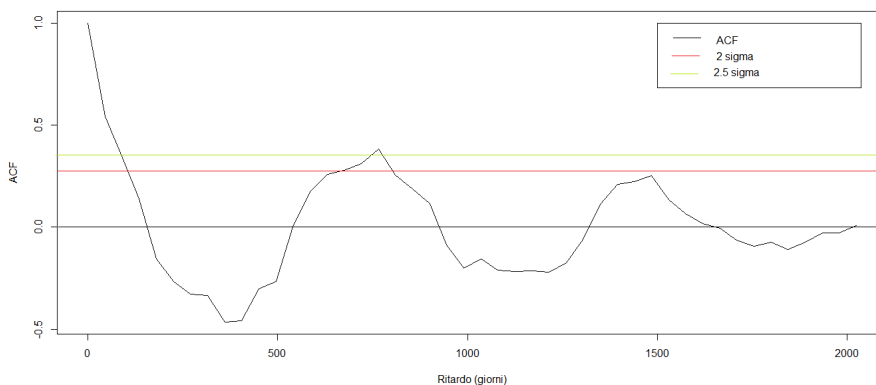


Figura 3.9: Grafico dell'autocorrelazione di PG1553+113

La stima del periodo della sorgente è stata ottenuta calcolando il centroide del primo picco, che è anche quello con una significatività maggiore (intorno a 2.5σ):

$$\mu = (733.77 \pm 0.71)\text{giorni}. \quad (3.15)$$

La sorgente presenta, dunque, un'emissione periodica, con un periodo di circa due anni. Per il momento l'origine di tale periodicità rimane ancora incerta, anche a causa del fatto che essendo il periodo molto lungo è difficile ottenere una statistica sufficiente a condurre analisi dettagliate in tempi relativamente brevi. Nonostante ciò, ci sono altre sorgenti della stessa classe che mostrano caratteristiche periodiche simili, come per esempio Markarian 501, ON 231, 3C 273, OJ 287, PKS 0735+178, 3C 345, e AO 0235+16, la cui periodicità può essere spiegata se si assume di essere in presenza di un sistema binario con due buchi neri, che orbitano attorno al centro di massa comune. Il modello che descrive questo tipo di sistema si basa su tre presupposti principali.

1. La periodicità osservata è associata al moto relativistico nei jet.
2. Il jet che domina l'emissione è quello formato dal buco nero di massa minore.
3. La periodicità osservata ha origine da una modulazione per effetto Doppler del flusso della sorgente, infatti a causa del moto orbitale dei

due buchi neri attorno al loro centro di massa, il fattore di Doppler per la regione di emissione in questione é una funzione periodica del tempo:

$$\delta(t) = \frac{\sqrt{1 - \frac{(\nu_z^2 + \Omega_k^2 R^2)}{c^2}}}{1 - \frac{(\nu_z \cos i + \Omega_k \sin i \cdot \sin(\Omega_k t))}{c}} \quad (3.16)$$

Dove $\nu_z = c(1 - \gamma_b)^{\frac{1}{2}}$ é la velocità del jet, $\Omega_k = \frac{\sqrt{G(m+M)}}{d^{\frac{3}{2}}}$ é il periodo dell'orbita Kepleriana associata al moto dei due buchi neri di massa m e M , i é l'angolo di inclinazione rispetto alla direzione di vista

In definitiva, una possibile interpretazione per la periodicit  della sorgente potrebbe essere legata alla presenza di un sistema binario con due buchi neri, tuttavia saranno necessarie ulteriori indagini per verificare questa ipotesi.

Bibliografia

- [1] P.F.Minchelson, W.B. Atwood, S. Ritz. *Fermi Gamma-ray Space Telescope: High-Energy Results from the First Year*. Rep. Prog. Phys. 73 (2010) 074901
- [2] W.B.Atwood et al. *The Large Area Telescope on the Fermi Gamma-ray Space Telescope Mission*. ApJ 697:1071-1102, 1 Giugno 2009
- [3] C.Meegan et al. *The Fermi Gamma-Ray Burst Monitor*. ApJ 702:791-804, 1 Settembre 2009
- [4] D.R Baldi *The Birth, Life, and Death of Active Galactic Nuclei in radio galaxies*. PhD thesis, Università degli studi di Torino,2009
- [5] Paolo Padovani. *High energy emission from AGN and unified schemes*, Talk at the Vulcano Workshop “Frontier Objects in Astrophysics and Particle Physics”, Invited Review at the Vulcano Workshop 1998 ‘Frontier Objects in Astrophysics and Particle Physics’, F. Giovannelli and G. Mannocchi eds., SIF, Volume 65, p. 159
- [6] C.D.Demer. *The blazar paradigm and its discontents*. arXiv:1408.6453v2, 2 Settembre 2014.
- [7] H.Krawczynski, E.Treister *Active Galactic Nuclei-the Physics of Individual Sources and the Cosmic History of Formation and Evolution*. arXiv:1301.4179v1, January 18, 2013
- [8] C.Tadhunter. *An introduction to active galactic nuclei: classification and unification*. New Astronomy Reviews, vol.52, Agosto 2008, pagine 227-239.
- [9] C.M.Urry and P.Padovani. *Unified Schemes for Radio-Loud Active Galactic Nuclei*. PASP 107 (1995) 803
- [10] S.Larsson. *Statistical Analysis of Multiwavelength Light curves*. 2011 Fermi & jansky: Our Evolving Understanding of AGN, St Michaels, MD, 10-12 Novembre

- [11] J.D.Scargle. *Cross-Analysing Radio and γ -Ray Time Series Data: Fermi Meets Jansky*. arXiv:1006.4643v1, 16 Giugno 2010.
- [12] C.C.Cheung et al. *Fermi-LAT Detection of Gravitational Lens Delayed Gamma-ray Flares from Blazar B0218+357*. arXiv:1401.0548v1, 2 Gennaio 2014
- [13] R.A Edelson, J.H. Krolik. *The discrete correlation function - A new method for analysing unevenly sampled variability data*. ApJ 333:646-659,15 Ottobre 1988
- [14] M.J Crawley. *The R book*, John Wiley & Sons, Ltd, 2007
- [15] J. Aleksić et al. *PG1553+13: five years of observation with MAGIC*. arXiv:1101.2764v4,8 Gennaio 2012
- [16] E.Prandini, F. Tavecchio., S.Buson, S.Larsson. *The MAGIC view of PG1553+113*. 2011 Fermi Symposium, Roma, 9 Maggio 2012.
- [17] C.Rödig, T. Burkart, O.Elbracht, F. Spanier. *Multiwavelength periodicity study of Markarian 501*. arXiv:0904.4392v2. 15 Maggio 2009.
- [18] F.M. Rieger. *Periodic Variability in Close Supermassive Binary Black Hole Systems*. 22nd Texas Symposium on Relativistic Astrophysics at Stanford University, 13-17 Dicembre 2004