

Università degli Studi di Padova

DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA "GALILEO GALILEI"
Corso di Laurea in Fisica

TESI DI LAUREA TRIENNALE

**L'autocorrelazione e l'individuazione di *outliers* nel 3FGL,
il terzo catalogo del *Fermi* Large Area Telescope**

Candidato:
Piero Dal Tio
Matricola 1051865

Relatore:
Prof. Denis Bastieri

Anno Accademico 2014-2015

INDICE

1	IL FERMI GAMMA-RAY SPACE TELESCOPE	3
1.1	Introduzione e obiettivi della missione	3
1.2	Breve descrizione del Gamma-ray Burst Monitor	4
1.3	Descrizione delle componenti e caratteristiche del Large Area Telescope	6
1.3.1	Introduzione	6
1.3.2	Descrizione tecnica	7
	Il Tracker	8
	Il Calorimetro	9
	Il Rivelatore di anticoincidenza	10
	Il Data Acquisition System (DAQ) e il trigger	12
1.4	Ricostruzione e classificazione degli eventi registrati dal LAT	13
1.4.1	Ricostruzione delle tracce	13
	Il Calorimeter-Seeded Pattern Recognition (CSPR)	13
	Blind Search Pattern Recognition (BSPR)	14
1.4.2	Ricostruzione dell'energia	15
1.4.3	Reiezione del fondo	15
	Il modello del background	15
	Classificazione degli eventi e reiezione del fondo	17
1.5	I risultati finora raggiunti	19
1.6	Le principali tipologie di sorgenti puntiformi osservate dal Fermi LAT	21
1.6.1	Nuclei Galattici Attivi	21
1.6.2	Supernovae	22
1.6.3	Pulsars	23
2	AUTOCORRELAZIONE	25
2.1	Serie temporali o storiche	25
2.2	La funzione di autocorrelazione di un processo stocastico stazionario	26
2.2.1	Il correlogramma e l'intervallo di confidenza	27
2.2.2	I test di Ljung-Box e di Box-Pierce	30
3	ANALISI DATI	31
3.1	Applicazione della ACF alle curve di luce	31
3.2	Sull'efficacia del metodo dell'autocorrelazione	38
3.3	Conclusioni	45
	Bibliografia	46

ELENCO DELLE FIGURE

Figura 1	Visione d'insieme del Fermi Gamma-ray Space Telescope prima del lancio.	4
Figura 2	I due tipi di detector montati sul GBM.	5
Figura 3	Collocazione dei detector del GBM sul Fermi Gamma-ray Space Telescope.	5
Figura 4	Rappresentazione schematica del LAT.	6
Figura 5	I 16 moduli completi del tracker array prima dell'integrazione con l'ACD.	8
Figura 6	Un modulo del calorimetro. Da notare la struttura a 8 layers e la loro disposizione.	10
Figura 7	Rappresentazione schematica dell'ACD.	11
Figura 8	Schema dell'architettura del DAQ.	12
Figura 9	Flussi per orbita delle varie componenti incidenti sul LAT incluse nel modello di background.	16
Figura 10	Fondo residuo delle tre classi di analisi.	19
Figura 11	Il cielo visto dal telescopio <i>Fermi</i> .	20
Figura 12	Rappresentazione schematica di un AGN.	21
Figura 13	Serie temporale - Esempio 1.	28
Figura 14	Correlogramma - Esempio 1.	28
Figura 15	Serie temporale - Esempio 2.	29
Figura 16	Correlogramma - Esempio 2.	29
Figura 17	Curva di luce e acf di J1958.6 + 2845 (PSR).	32
Figura 18	Curva di luce e acf di J2021.1 + 3651 (PSR).	33
Figura 19	Curva di luce e acf di J1642.9 + 3950 (FSRQ).	34
Figura 20	Curva di luce e acf di J0442.6 – 0017 (fsrq).	35
Figura 21	Curva di luce e acf di J0339.5 – 0146 (fsrq).	36
Figura 22	Curva di luce e acf di J0730.2 – 1141 (fsrq).	37
Figura 23	Curva di luce di 6 anni (50 bins) e ACF di PG 1553.7 + 113 (BLL).	39
Figura 24	Curva di luce di 5 anni (41 bins) e ACF di PG 1553.7 + 113 (BLL).	40
Figura 25	Curva di luce di 4 anni (32 bins) e ACF di PG 1553.7 + 113 (BLL).	41
Figura 26	Curva di luce di 3 anni (24 bins) e ACF di PG 1553.7 + 113 (BLL).	42
Figura 27	Curva di luce di 4 anni (48 bins) e ACF di PG 1553.7 + 113 (BLL).	43

Elenco delle tabelle

Figura 28 Curva di luce di 3 anni (36 bins) e ACF di
PG 1553.7 + 113 (BLL). 44

ELENCO DELLE TABELLE

Tabella 1	Sommario dei parametri del Large Area Telescope e delle stime sulle prestazioni. 7
Tabella 2	Le varie componenti del background e provenienza dei dati utilizzati per il modello del background. 16
Tabella 3	Le classi di analisi del LAT. 18
Tabella 4	Le sorgenti del catalogo 3FGL. 20
Tabella 5	Struttura di una generica serie temporale. 25
Tabella 6	I test $T_{L\&B}$ e $T_{B\&P}$ applicati alle serie temporali degli esempi 1 e 2. 30

INTRODUZIONE

Il *Fermi Gamma-ray Space Telescope* è un progetto di ricerca internazionale creato con lo scopo di studiare il cielo gamma nel range di energie 10 keV – 300 GeV. Per far questo il telescopio spaziale *Fermi* ha a disposizione due strumenti: quello principale è il *Large Area Telescope* (LAT), che si occupa del range 20 MeV – 300 GeV, e poi c'è il *Gamma-ray Burst Monitor* (GBM), che opera nel range 10 keV – \sim 30 MeV. Fra i più importanti obiettivi della missione c'è la ricerca di nuove sorgenti gamma e la determinazione della loro natura. Il lancio in orbita del telescopio avvenne l'11 giugno 2008. Dopo 4 anni di osservazione il *Fermi* LAT aveva individuato 3034 sorgenti gamma che vennero raccolte nel catalogo 3FGL. In questa tesi, dopo una generale descrizione del telescopio e delle principali tipologie di sorgenti gamma, verranno esposti i risultati dell'analisi di autocorrelazione delle curve di luce delle sorgenti del catalogo 3FGL. Il motivo per cui è stato svolto questo tipo di analisi è l'efficacia con cui mette in evidenza eventuali comportamenti periodici delle sorgenti. Dalle caratteristiche della periodicità è infatti possibile trarre informazioni sulla natura delle sorgenti. Nell'ultima sezione si verificherà la validità del metodo dell'autocorrelazione testandolo sulla blazar PG 1553 + 113.

I | IL FERMI GAMMA-RAY SPACE TELESCOPE

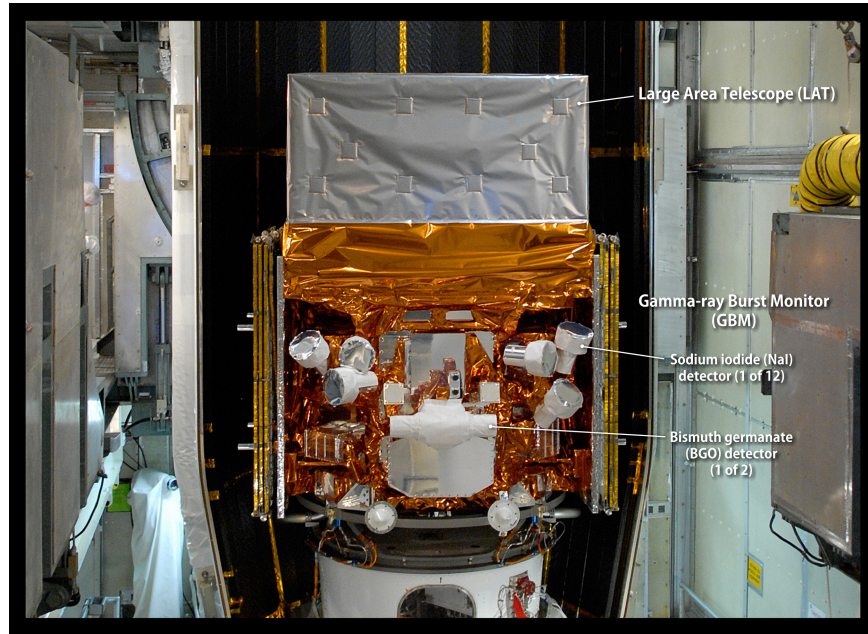
1.1 INTRODUZIONE E OBIETTIVI DELLA MISSIONE

Il telescopio EGRET (*Energetic Gamma Ray Experiment Telescope*), lanciato nel 1991, fece la prima mappatura completa del cielo nel range di energie 30 MeV – 10 GeV e mostrò che il cielo, visto nella banda dei raggi γ ad alta energia, era incredibilmente dinamico e vario, con sorgenti che vanno dal Sole e la Luna, a buchi neri massicci di grande redshift. Il *Fermi Gamma-ray Space Telescope* è un progetto di ricerca internazionale creato con lo scopo di approfondire ed estendere l'indagine di EGRET studiando l'universo nel range 10 keV – 300 GeV. Per far questo il *Fermi* ha a disposizione due strumenti: quello principale è il *Large Area Telescope* (LAT), che si occupa del range 20 MeV – 300 GeV, e poi c'è il *Gamma-ray Burst Monitor* (GBM), che opera nel range 10 keV – \sim 30 MeV.

Gli obiettivi principali della missione, cominciata con il lancio l'11 giugno 2008, sono i seguenti:

- spiegare in che modo i nuclei galattici attivi (AGN), le pulsars, le supernovae remnants (SNR) e il Sole accelerino e collimino *jets* di particelle che nel caso degli AGN possono estendersi anche per milioni di parsec ed essere composti da particelle di velocità prossime a quelle della luce;
- ricavare informazioni sui cosiddetti *gamma-ray burst* (GRB): intense ed improvvise emissioni di raggi γ ad alta energia con durata che varia tra qualche millisecondo e qualche minuto;
- rispondere a svariati interrogativi riguardanti brillamenti o *flares* solari, pulsars, materia oscura e origine dei raggi cosmici;
- estendere il catalogo di EGRET di sorgenti γ e determinarne la natura se ancora sconosciuta;
- studiare l'*Extragalactic Gamma-ray Background*¹ (EGB), una componente isotropa che illumina il cielo gamma, dovuta a contributi di sorgenti non risolte ma anche che potrebbe essere dovuta anche all'annichilazione di materia oscura e a fenomeni di nuova fisica;
- per mezzo dei raggi γ ad alta energia, studiare l'universo primitivo e l'evoluzione cosmologica delle sorgenti con $z \geq 6$.

¹ L'analisi dell'EGB in realtà si è rivelata molto difficoltosa a causa di diverse incertezze sistematiche come quelle dovute alla strumentazione e alla *Diffuse Galactic Emission*. Quest'ultima è una componente dovuta all'interazione dei raggi cosmici (principalmente protoni ed elettroni) con gas e radiazione interstellare attraverso i processi di Bremsstrahlung e di scattering Compton inverso; questa componente è più intensa in prossimità del piano galattico e si indebolisce allontanandosi da esso.



(a)



(b)



(c)

Figura 1: *Visione d'insieme del Fermi Gamma-ray Space Telescope prima del lancio.*

1.2 BREVE DESCRIZIONE DEL GAMMA-RAY BURST MONITOR

Il GBM incorpora due serie di detector: dodici scintillatori al ioduro di sodio (NaI), ciascuno di 12,7 cm di diametro e 1,27 cm di spessore, e due scintillatori cilindrici di germanato di bismuto (BGO), ciascuno di 12,7 cm di diametro e 12,7 cm di altezza. I due tipi di rivelatori sono rappresentati in Figura 2. I primi sono sensibili a energie da circa 8 keV a 1 MeV e provvedono al triggering e alla localizzazione dei burst, i quali emettono principalmente

in questo range. Lo ioduro di sodio è lo scintillatore ideale a queste energie perché combina economicità, efficienza e risoluzione spettrale. I detector a NaI, ciascuno con un ristretto campo visivo, sono sistemati in 4 gruppi da 3 (vedi Figura 3b), in modo da ridurre le incertezze sistematiche e consentire lo sviluppo di un avanzato algoritmo di trigger. I detector al BGO coprono invece il range $\sim 150 \text{ keV} - \sim 30 \text{ MeV}$ e sono letti ciascuno da due PMT per aumentarne la risoluzione e l'affidabilità raccogliendo in modo omogeneo la luce e conferendo all'apparato ridondanza in caso di danneggiamento di uno dei due. La risoluzione in energia del cristallo di BGO è 14% a 661 keV e 4% a 10 MeV e, come si può vedere dalla Tabella 1, molto meglio di quella del LAT per le basse energie. Tutto viene controllato dalla DPU (Data Processing Unit) che raccoglie, processa e impacchetta i dati provenienti da ciascun singolo detector. Le funzioni principali della DPU sono: digitalizzare l'ampiezza degli impulsi dei segnali analogici, accumulare nel tempo gli spettri degli impulsi con risoluzione temporale variabile, etichettare gli spettri con tempo e informazioni sul detector, impacchettare i dati per la telemetria e utilizzare i dati per gestire il trigger e computare la direzione dei burst. Il trigger si attiva quando due segnali provenienti da due detector superano una certa soglia prefissata. La DPU controlla anche le operazioni dello strumento, alimentazione inclusa, e raccoglie parametri sullo stato di funzionamento da includere nella telemetria. Essa è l'unica interfaccia elettronica tra il GBM e il computer di bordo: il triggering e la localizzazione dei burst rendono possibile il riposizionamento del satellite in modo che il burst entri nel campo visivo del LAT.

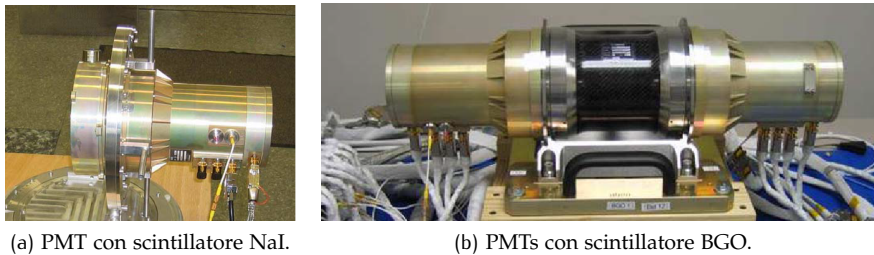


Figura 2: I due tipi di detector montati sul GBM.

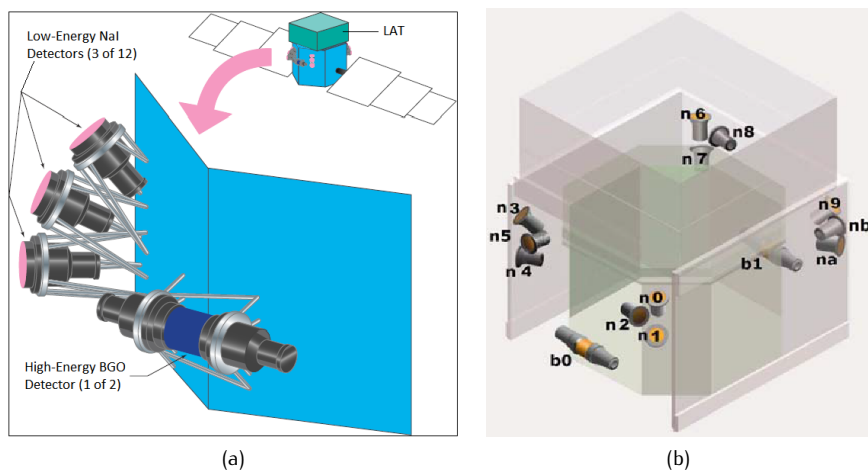


Figura 3: Collocazione dei detector del GBM sul Fermi Gamma-ray Space Telescope.

1.3 DESCRIZIONE DELLE COMPONENTI E CARATTERISTICHE DEL LARGE AREA TELESCOPE

1.3.1 Introduzione

EGRET fece la prima mappatura completa del cielo oltre i 50 MeV ottenendo sensazionali osservazioni sui raggi γ ad alta energia delle blazars, delle pulsars, delle emissioni ritardate dei GRBs, delle eruzioni solari più energetiche e della radiazione diffusa dalla nostra Galassia e oltre. Diverse sorgenti rivelate da EGRET però non erano ancora state identificate. Il LAT offre numerose opportunità di determinare la natura di queste sorgenti e di estendere le conoscenze sull'astronomia, sull'astrofisica e sulla fisica delle particelle. Il LAT, sostanzialmente, è un telescopio ad ampio campo visivo capace di registrare immagini del cielo nel range dei raggi γ ad alta energia, più precisamente fra 20 MeV e 300 GeV. Come già accennato, il LAT è il frutto di una collaborazione internazionale che vede coinvolte agenzie spaziali, istituti di fisica delle alte energie e università di Francia, Italia, Giappone, Svezia e Stati Uniti.

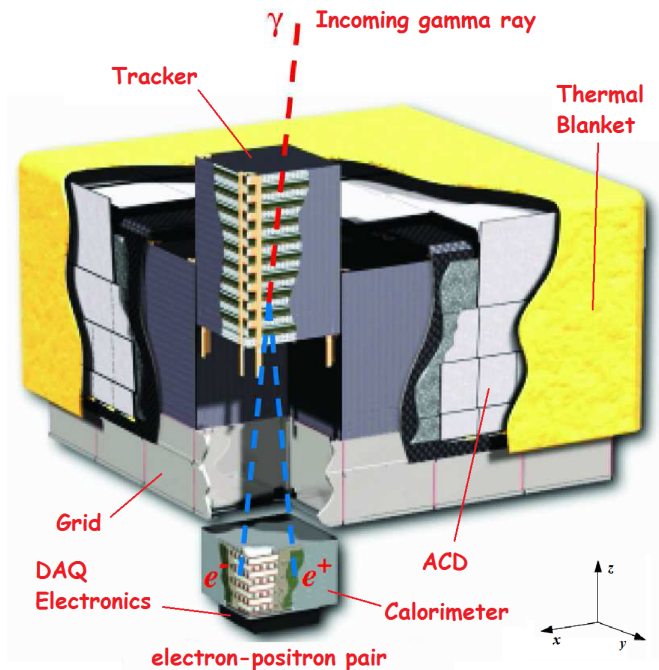


Figura 4: Rappresentazione schematica del LAT. La sigla ACD sta per Anticoincidence Detector mentre DAQ per Data Acquisition. Le dimensioni del telescopio sono $1,8\text{ m} \cdot 1,8\text{ m} \cdot 0,72\text{ m}$. La potenza richiesta e la massa sono rispettivamente 650 W e $2,789\text{ kg}$.

Per compiere progressi significativi nella comprensione del cielo alle suddette energie, il LAT, schematizzato in Figura 4, ha una buona risoluzione angolare per la localizzazione delle sorgenti e per l'osservazione a diverse frequenze. Esso inoltre ha un'elevata sensibilità su un ampio campo visivo (FoV: *Field of View*) per monitorare la variabilità e rivelare i transienti, nonché dei buoni calorimetri, operativi in una estesa banda di energia, per studiare pause e limiti dello spettro. Infine, una buona calibrazione e stabilità permette misurazioni del flusso precise e a lungo termine. Il LAT rivela

le tracce delle coppie elettrone-positrone prodotte dai fotoni γ incidenti e misura l'energia della conseguente sciame elettromagnetica che si sviluppa nel calorimetro. In Tabella 1 sono indicate le prestazioni.

Tabella 1: *Sommario dei parametri del Large Area Telescope e delle stime sulle prestazioni.*

Parameter	Value or Range
Energy range	20 MeV – 300 GeV
Effective area at normal incidence	$\leq 8,400 \text{ cm}^2$
Energy resolution (equivalent Gaussian 1σ):	
100 MeV – 1 GeV (on axis)	9% – 15%
1 GeV – 10 GeV (on axis)	8% – 9%
10 GeV – 300 GeV (on axis)	8,5% – 18%
> 10 GeV (> 60° incidence)	$\leq 6\%$
Single photon angular resolution (space angle)	
on-axis, 68% containment radius:	
> 10 GeV	$\leq 0,15^\circ$
1 GeV	$0,6^\circ$
100 MeV	$3,5^\circ$
on-axis, 95% containment radius	$< 3 \cdot \theta_{68\%}$
off-axis containment radius at 55°	$< 1,7 \cdot \text{on-axis value}$
Field of View (FoV)	2,4 sr
Timing accuracy	300 ns
Event readout time (dead time)	26,5 μs
GRB location accuracy on-board	$< 10'$
GRB notification time to spacecraft	$< 5 \text{ s}$
Point source location determination	$< 0,5'$
Point source sensitivity (> 100 MeV)	$3 \cdot 10^{-9} \text{ ph cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$

Per trarre il massimo vantaggio dal grande FoV del LAT, la principale modalità di osservazione del LAT è il cosiddetto *scanning mode* nel quale la normale alla faccia frontale dello strumento (asse z) viene puntata, ad orbite alterne, a $+50^\circ$ rispetto allo zenit verso il polo dell'orbita e a -50° dallo zenit. In questo modo dopo due orbite (circa tre ore), l'esposizione del cielo è pressoché uniforme. Per osservare sorgenti di particolare interesse, il telescopio può comunque effettuare dei puntamenti.

1.3.2 Descrizione tecnica

I raggi γ ad alta energia non possono essere riflessi o rifratti, interagiscono tramite la conversione in coppia $e^+ e^-$. Il LAT è dunque un telescopio che rivela, traccia e misura l'energia di queste coppie utilizzando un Tracker (TKR) e un calorimetro (CAL), entrambi costituiti da un array 4×4 di 16 moduli supportati da una leggera griglia di alluminio. Uno scintillatore di anticoincidenza (ACD) riveste il rivelatore, ed il sistema di acquisizione dati (DAQ) utilizza i segnali provenienti da TKR, CAL e ACD per realizzare il trigger. Subito dopo il triggering, il DAQ inizia il readout di questi tre sottosistemi e processa a bordo gli eventi per ridurre il rate di quelli trasmessi a terra a un valore compatibile con 1 Mbps che è la capacità di trasmissione del LAT. In particolare vengono scartati gli eventi dovuti al background di raggi cosmici, mentre viene massimizzato il numero di eventi corrispondenti a raggi γ . Il calore prodotto dai sottosistemi e dal DAQ viene trasferito ai radiatori attraverso condotti termici nella griglia.

Il Tracker

Il tracker ha un rapporto altezza/larghezza di 0,4, che permette un largo FoV e assicura che quasi tutte le coppie $e^+ e^-$ entranti passeranno nel calorimetro per la misura dell'energia. Ognuno dei 16 moduli dell'array ha 18 strati di rivelatori di posizione consistenti di 2 rivelatori a strip di silicio (SSD) orientati perpendicolarmente, che registrano il passaggio delle particelle cariche. Queste informazioni servono per ricostruire le direzioni dei raggi γ incidenti. 16 strati, chiamati *converters*, di materiale ad alto Z (tungsteno) intervallano i 16 strati di materiale attivo più esterni permettendo la produzione di coppie.

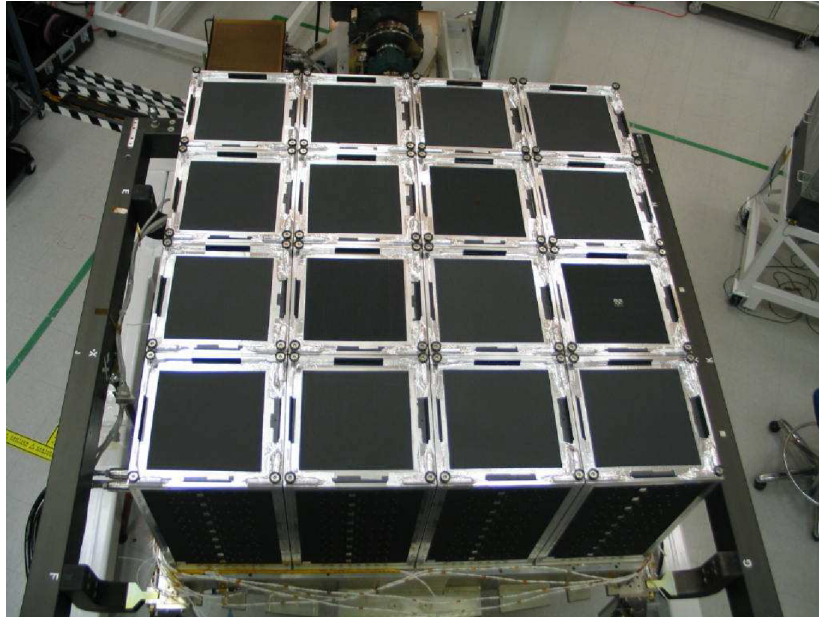


Figura 5: I 16 moduli completi del tracker array prima dell'integrazione con l'ACD.

Gli SSDs sono accoppiati in AC e hanno 384 strips di alluminio larghe $56 \mu\text{m}$ con pitch² di $228 \mu\text{m}$, hanno un'area, incluso il bordo inattivo di larghezza 1 mm, di $8,95 \times 8,95 \text{ cm}^2$ e uno spessore di $400 \mu\text{m}$. Gli SSDs sono uniti ai lati, in serie di 4, con resina epossidica ponticellando poi le strips dei wafer adiacenti tramite *wire bonding*: in questo modo ciascun canale di amplificazione riceve segnale da una strip lunga 35 cm. La qualità degli SSDs è molto alta, con una percentuale di canali danneggiati minore dello 0,01% e corrente di leakage di 110 nA. Alla fine si riesce a ridurre lo spazio morto fra un modulo e l'altro a soli 18 mm.

In sintesi ciò che avviene nel tracker è quanto segue. Il fotone γ produce la coppia $e^+ e^-$ in uno degli strati di tungsteno, poi le due particelle cariche lasciano coppie $e - h$ passando negli SSDs e vengono così tracciate con molta precisione leggendo il segnale in uscita dalle strips. La grande accuratezza, efficienza ed affidabilità della ricostruzione tridimensionale delle tracce permette la determinazione della direzione del fotone incidente.

La distribuzione di probabilità per la ricostruzione della direzione di un raggio γ incidente proveniente da una sorgente puntiforme è chiamata *Point Spread Function* (PSF). La risoluzione è limitata dallo scattering multiplo e dal bremsstrahlung. Per avere risultati ottimali bisognerebbe misurare le direzioni di e^+ ed e^- subito dopo la produzione. A tal fine è importante che gli SSDs abbiano un'alta efficienza e che siano tenuti aderenti agli strati di

² Distanza fra i centri di due strips adiacenti.

tungsteno; si deve inoltre minimizzare il materiale passivo e tutte le regioni inattive. Tuttavia, una buona PSF a basse energie, quando è determinata prevalentemente dalla dipendenza da $1/E$ dovuta allo scattering multiplo, richiede lastre di tungsteno sottili; invece ad alte energie c'è bisogno di molto materiale per massimizzare l'area efficace. La ricerca di un compromesso fra le due esigenze opposte ha portato alla divisione del tracker in due parti, un fronte e un retro. Il fronte, ovvero i primi 12 strati attivi, ha convertitori sottili 0,03 volte la lunghezza di radiazione³ per ottimizzare la PSF a basse energie, mentre i 4 nel retro sono spessi circa 6 volte di più, per massimizzare l'area efficace al costo di meno di un fattore 2 in risoluzione angolare (a 1 GeV) per i fotoni convertiti in questa regione.

L'utilizzo di rivelatori a semiconduttore è il punto forte del LAT, che supera di gran lunga in velocità, efficienza, stabilità e precisione il telescopio EGRET, il quale utilizzava come rivelatori delle camere a scintilla. Gli SSDs abbinati a una buona elettronica di readout permettono di contenere notevolmente il tempo morto fra due eventi ($\sim 26 \mu\text{s}$ nel caso del LAT). A differenza delle camere a scintilla, inoltre, non hanno bisogno di gas, che si perde poi nello spazio, e mantengono quindi un'elevata efficienza per molto tempo. Il LAT ha anche una risoluzione spaziale migliore rispetto a quella di EGRET che si traduce in una migliore localizzazione angolare dei fotoni incidenti: per EGRET la risoluzione angolare (angolo spaziale) on-axis è $5,5^\circ$ a 100 MeV e decresce a $0,5^\circ$ a 5 GeV, mentre per il LAT è $3,5^\circ$ a 100 MeV e decresce a meno di $0,15^\circ$ a valori superiori ai 10 GeV.

Il Calorimetro

Le due funzioni principali del calorimetro sono:

- misurare l'energia depositata dalla cascata elettromagnetica derivante dalla coppia e^+e^- prodotta dal fotone incidente;
- ricostruire lo sviluppo della cascata per poter discriminare il rumore di fondo e per dare una stima delle fluttuazioni dell'energia depositata: parte della cascata infatti non rimane all'interno del calorimetro con conseguente perdita di energia.

Il calorimetro è suddiviso in 16 moduli a cui corrispondono i 16 moduli del tracker. Ogni modulo del calorimetro ha 96 cristalli di ioduro di cesio drogato tallio CsI(Tl), di $2,7 \text{ cm} \times 2,0 \text{ cm} \times 32,6 \text{ cm}$. I cristalli sono otticamente isolati fra loro e sono disposti orizzontalmente in 8 layers di 12 cristalli ciascuno. In totale il calorimetro è alto 8,6 lunghezze di radiazione (contro le 10,1 di tutto lo strumento). Ogni layer è ruotato di 90° rispetto al successivo. La Figura 6 illustra schematicamente la struttura di un modulo del calorimetro.

Le dimensioni dei cristalli sono un compromesso tra il conto dei canali dell'elettronica e la segmentazione desiderata all'interno del calorimetro.

³ La lunghezza di radiazione, solitamente indicata con X_0 , è una quantità che descrive come le particelle cariche o i raggi γ interagiscano in un materiale. X_0 dipende dalla densità e dalla carica dei nuclei. Se prendiamo in considerazione, come è nel nostro caso, un materiale con alto numero atomico, allora gli elettroni e positroni con energia $> \sim 10 \text{ MeV}$ perdono la maggior parte della loro energia per bremsstrahlung, e i fotoni ad alta energia per produzione di coppie e^+e^- . In questo caso, la lunghezza di radiazione è la distanza media alla quale l'energia degli e^+ od e^- si è ridotta di un fattore e per bremsstrahlung, ed è anche $7/9$ del cammino libero medio per la produzione di coppie da parte dei fotoni ad alta energia. Sempre sotto le stesse ipotesi, la lunghezza di radiazione è data approssimativamente dalla:

$$X_0 = \frac{716,4 \cdot A}{Z(Z+1) \ln \frac{287}{\sqrt{Z}}} \text{ g} \cdot \text{cm}^{-2} \quad (1)$$

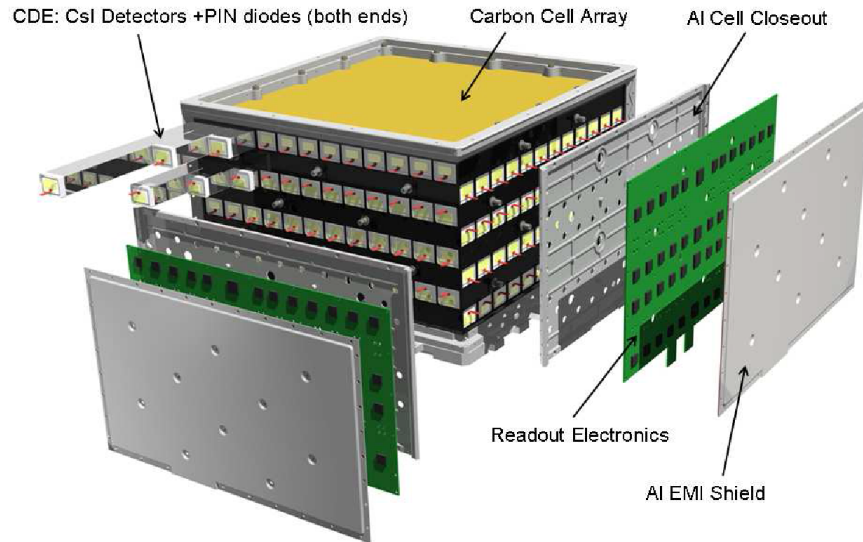


Figura 6: Un modulo del calorimetro. Da notare la struttura a 8 layers e la loro disposizione.

Le dimensioni laterali sono comparabili con la lunghezza di radiazione del CsI (1,86 cm) e con il raggio di Molière⁴ per le cascate elettromagnetiche (3,8 cm). Ciascun cristallo fornisce 3 coordinate spaziali per l'energia depositata all'interno: 2, discrete, per la posizione fisica del cristallo nell'array e una terza, più precisa, determinata misurando l'asimmetria della produzione di luce alle estremità del lato più lungo del cristallo. La luce di scintillazione viene misurata dai fotodiodi PIN montati alle due estremità dei cristalli. La differenza di intensità dà una stima della deposizione di energia lungo il cristallo. Ci sono due fotodiodi per ogni estremità, uno più largo di area 147 mm² e uno più piccolo di area 25 mm², che garantiscono la lettura in un ampio range dell'energia depositata nel cristallo. I fotodiodi grandi coprono il range 2 MeV – 1,6 GeV, mentre quelli piccoli il range 100 MeV – 70 GeV. A tutte le estremità è collegata una propria elettronica di readout costituita da un pre-amplificatore, uno shaper, un paio di circuiti Track & Hold con differente guadagno, un multiplexer e un ADC. La risoluzione sulla posizione raggiunta tramite la misura del rapporto tra la luce vista da un capo e dall'altro del cristallo, varia con l'energia depositata da qualche millimetro a valori bassi (~ 10 MeV) ad una frazione di millimetro a valori alti (> 1 GeV).

Il Rivelatore di anticoincidenza

Lo scopo dell'*Anticoincidence Detector* (ACD) è quello di provvedere alla reiezione delle particelle cariche di background; pertanto il requisito fondamentale è un'alta efficienza di rivelazione per particelle cariche. Si richiede almeno un'efficienza dello 0,9997 nella rivelazione di una particella carica singola entrante nel campo visivo del LAT.

Il LAT deve misurare raggi γ con energie fino a 300 GeV e questo porta all'utilizzo di un denso calorimetro (~ 1800 kg) per poter assorbire una

⁴ Il raggio di Molière viene spesso usato per descrivere la dimensione trasversale delle cascate elettromagnetiche prodotte da un elettrone o un fotone ad alta energia. Per definizione il raggio di Molière è il raggio di un cilindro contenente il 90% dell'energia depositata dalla cascata ed è legato alla lunghezza di radiazione dalla

$$R_M = 0,0265 \cdot X_0(Z + 1,2) \quad (2)$$

porzione sufficiente dell'energia delle cascate prodotte dai fotoni. La massa stessa del calorimetro, tuttavia, crea il problema dell'*effetto backslash*: le particelle secondarie formatesi nella cascata elettromagnetica (per lo più fotoni di 100 – 1000 keV) possono fare scattering Compton nell'ACD creando così falsi segnali di fondo per via degli elettroni liberati. Questo effetto era presente anche in EGRET, in cui l'efficienza di rivelazione oltre i 10 GeV era inferiore di almeno un fattore due rispetto che a 1 GeV proprio a causa del backslash. Si è stabilito che questi falsi segnali, nel caso del LAT, non avrebbero dovuto portare allo scarto di più del 20% dei fotoni a 300 GeV altrimenti accettati. Per ridurre il backslash, l'ACD è segmentato in modo che solo il segmento vicino al candidato fotone incidente sia interessato, riducendo così drasticamente la porzione di superficie dell'ACD che può contribuire all'effetto. Il sistema di reiezione del fondo, inoltre, viene escluso quando l'energia depositata nel calorimetro supera un certo valore prefissato (10 – 20 GeV). Successivamente questi eventi vengono analizzati con software più complessi di quelli che possono essere implementati a bordo.

Il design risultante da vari test e studi condotti per risolvere queste problematiche è illustrato in Figura 7. Sono state scelte tavolette (*tiles*) di scintillatore plastico perché più affidabile, efficiente, ben conosciuto, economico e con molte precedenti applicazioni in ambito spaziale. La luce di scintillazione di ciascuna tavoletta è collezionata da WLS (*Wavelength Shifting Fibers*) che la rimettono ad una lunghezza d'onda più adatta ai PMT ai quali viene trasportata. Questa configurazione permette una collezione uniforme della luce, tipicamente meglio del 95% in ogni tavoletta, decrescente a $> 75\%$ solamente entro 1 – 2 cm dal contorno (l'area di una tavoletta è $< 1000 \text{ cm}^2$).

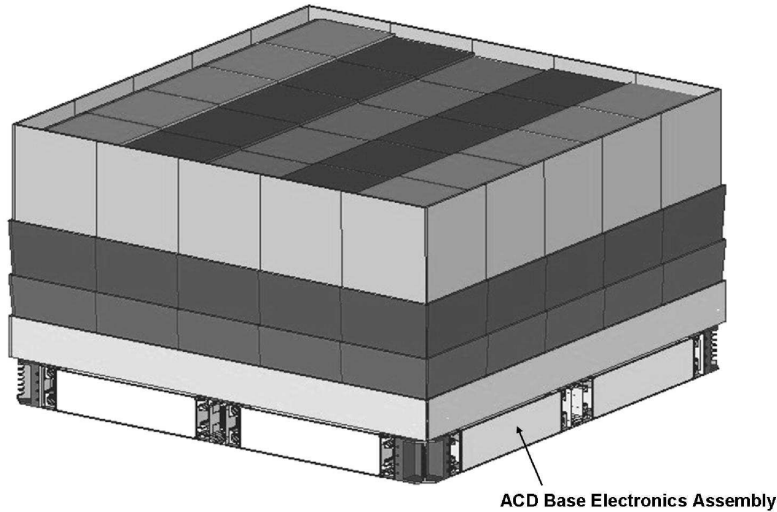


Figura 7: Rappresentazione schematica dell'ACD. Per minimizzare la possibilità di perdite di luce dovute all'urto con micrometeoriti e detriti spaziali, l'ACD è completamente avvolto da un apposito scudo di bassa densità ($0,39 \text{ g cm}^{-2}$).

Tutta l'elettronica e i PMTs sono posizionati attorno al perimetro inferiore dell'ACD. I readout delle tavolette hanno due soglie: una, di circa 0,45 MIP, valutata a bordo per la prima reiezione delle particelle cariche, e un'altra per le analisi finali, a circa 0,30 MIP, valutata a terra.

Il Data Acquisition System (DAQ) e il trigger

Il DAQ colleziona i dati provenienti dagli altri sottosistemi, implementa il trigger degli eventi, provvede a processare gli eventi a bordo con algoritmi di filtraggio per ridurre il numero di dati trasmessi a terra, e attua un'analisi per la ricerca rapida di transienti. L'architettura del DAQ è gerarchica. Con riferimento alla Figura 8, al livello più basso si trovano i 16 TEMs (*Tower Electronics Modules*) che realizzano ciascuno l'interfaccia con un modulo del tracker e un modulo del calorimetro. Ogni TEM genera un trigger dalla combinazione dei triggers del tracker e del calorimetro, provvede al buffering degli eventi per supportare il readout, e comunica con l'*Event Builder Module* che fa parte del *Global-trigger/ACD-module/Signal distribution Unit* (GASU).

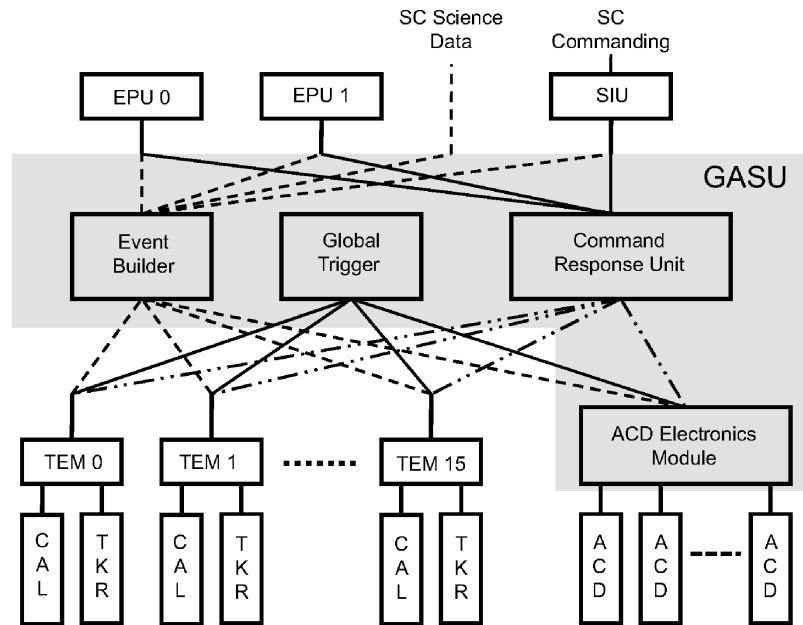


Figura 8: Schema dell'architettura del DAQ.

Il GASU ha diverse componenti:

- il *Command Response Unit* (CRU) spedisce e riceve i comandi e trasmette il clock del DAQ ai vari sottosistemi;
- il *Global-Trigger Electronics Module* (GEM) che genera i segnali di start per il readout sulla base dei trigger forniti dai TEMs e dall'ACD;
- l'*ACD Electronic Module* (AEM) con funzioni molto simili a quelle dei TEMs, ma per l'ACD;
- l'*Event Builder Module* (EBM) che ricostruisce gli eventi completi del LAT partendo dalle informazioni ricevute dai TEMs e dall'AEM, e li spedisce alle due *Event Processor Units* (EPUs).

Le due EPUs processano a bordo gli eventi con algoritmi di filtraggio che riducono il rate da 2 – 4 kHz a ~ 400 Hz per poi trasmetterli a terra. Il filtraggio è ottimizzato per rimuovere gli eventi di fondo delle particelle cariche e massimizzare gli eventi dei raggi γ , ma entro il rate massimo di trasmissione. Infine lo *Spacecraft Interface Unit* (SIU) controlla il LAT e contiene l'interfaccia di comando dello spacecraft. Il tempo morto minimo

strumentale per ogni readout è $26,50 \mu s$ ed è il tempo richiesto per prendere l'informazione del trigger nel GEM e mandarla all'EBM.

1.4 RICOSTRUZIONE E CLASSIFICAZIONE DEGLI EVENTI REGISTRATI DAL LAT

La ricostruzione di un evento comincia correlando e unificando i dati grezzi provenienti dai vari sottosistemi sotto un'unica ipotesi di evento. Lo sviluppo della ricostruzione fa forte affidamento su simulazioni Monte Carlo dell'evento. Nelle seguenti sottosezioni verranno descritti i passaggi fondamentali della ricostruzione; a partire dalla ricostruzione delle tracce, fondamentale per capire cosa aspettarsi dai dati del calorimetro e dell'ACD per i vari tipi di evento.

1.4.1 Ricostruzione delle tracce

Al passaggio di una particella carica si attivano le strips che si trovano lungo la sua traiettoria: le strips spazialmente adiacenti che vengono attivate sono raggruppate assieme, formando i *clusters*. Ciascun cluster determina una precisa posizione in z quanto in x e y (in Figura 4 sono disegnati gli assi). Poiché i piani di SSDs sono sovrapposti ortogonalmente a coppie, si possono determinare le coordinate x e y , sebbene la scelta di questi rivelatori comporta delle ambiguità associate alla lettura di queste due coordinate nel caso 2 o più particelle passino contemporaneamente attraverso lo stesso piano. Questa ambiguità viene risolta per le particelle che passano attraverso più di un modulo del tracker. Se le tracce, invece, sono confinate in un unico modulo, allora l'ambiguità viene risolta, nel 90% circa dei casi, utilizzando le informazioni del calorimetro. In realtà questo problema è di secondaria importanza perché in primo luogo bisogna occuparsi della reiezione del fondo.

A capo degli algoritmi di tracciamento c'è il meccanismo di generazione dell'ipotesi di traccia. Un'ipotesi di traccia è una traiettoria che può essere accettata o respinta a seconda della coerenza con i segnali. L'algoritmo di generazione è combinatorio, con stretti vincoli imposti dal limitato numero di traiettorie di prova derivante dalla potenza di calcolo disponibile. Vengono usati due algoritmi, di seguito descritti.

Il Calorimeter-Seeded Pattern Recognition (CSPR)

Se c'è deposizione di energia nel calorimetro allora il centroide e l'asse della cascata possono essere analizzati, in molti casi, con l'analisi dei momenti dell'energia⁵. Solitamente si assume che il centroide dell'energia giaccia sulla traiettoria. Il primo punto dell'ipotetica traccia, composto da una coppia (x, y) nel layer del tracker più lontano dal calorimetro, viene selezionato randomicamente tra le possibili coppie (x, y) . Se viene trovato un punto successivo vicino alla linea che collega il primo punto e il centroide nel calorimetro, allora viene generata l'ipotesi di traccia. I punti della traccia candidata sono poi individuati, a partire dal primo, tramite un filtro Kalman. Viene fatta una proiezione lineare sul layer successivo sul quale viene propagata la matrice di covarianza che permette di stimare l'ellisse d'errore

⁵ Simili ai momenti d'inerzia ma con l'energia al posto della massa.

entro cui cercare il punto da aggiungere alla traccia. La propagazione della matrice di covarianza include i dettagli completi del materiale attraversato e produce così un'accurata stima dell'errore dovuto allo scattering multiplo. Se nel layer è presente un candidato punto, allora viene incluso nella traiettoria e pesato con la matrice di covarianza. La procedura viene iterata a tutti i layer successivi. L'aggiunta di punti alla traccia finisce quando si accumulano più di un certo numero (solitamente 2) di layer senza punti associati con la traccia (*gaps*). Si ripete l'intero processo partendo da ogni possibile coppia (x, y) del layer più esterno e proseguendo poi con quelli più interni. Il processo intero termina quando viene trovata una traccia di qualità sufficiente e almeno due layer sono stati completati. Il filtro Kalman fornisce χ^2 , numero di punti e numero di *gaps*: con queste informazioni si stabilisce la qualità della traccia. La traccia di qualità "migliore", l'unica che viene conservata quando l'algoritmo finisce di lavorare, risulta essere quella più "lunga e dritta" e quindi, per quanto riguarda la conversione di un raggio γ , preferenzialmente la traccia, più energetica, della coppia e^+e^- . Ad alte energie (> 1 GeV) la ricerca del primo punto è limitata ad un cono attorno alla direzione della cascata onde evitare confusione con i punti generati dalle particelle secondarie del backplash. L'angolo di apertura del cono si restringe all'aumentare dell'energia, riflettendo l'aumento di precisione nella stima della direzione.

Blind Search Pattern Recognition (BSPR)

Questo algoritmo non usa le informazioni del calorimetro per la ricerca delle tracce e per questo motivo viene applicato agli eventi che non depositano energia nel calorimetro. Il BSPR usa la stessa procedura descritta per il CSPR, ma la selezione del secondo punto della traiettoria, utilizzato per la creazione della traiettoria iniziale, avviene in modo casuale fra i punti del layer successivo a quello di partenza. Altra differenza con il CSPR è che non viene effettuata alcuna misura dell'energia della traccia: gli errori associati allo scattering multiplo vengono stimati assumendo un'energia minima di 30 MeV di default. I punti, inoltre, possono essere condivisi da più tracce nel caso del primo punto della miglior traccia (potrebbe esserci un vertice) oppure se la dimensione del cluster, ovvero il numero di strips attivate, è più grande di quello aspettato per la traccia che già ci è assegnata. Il numero totale delle tracce ricostruibili è limitato a 10 di default.

Una volta finita la ricostruzione delle tracce, l'algoritmo passa alla ricerca di vertici di interazione. Il processo comincia dalla miglior traccia e seleziona la seconda semplicemente a turno fra le altre nell'evento. Vengono calcolate le distanze fra le tracce per tutte le possibili coppie e, individuata quella minore, se non supera i 6 mm, viene generata una soluzione di vertice combinando i parametri delle due tracce della coppia corrispondente. Queste tracce vengono allora segnate come utilizzate e il processo riprende da un'altra traccia. Nel qual caso una traccia non riesca a formare un vertice, allora gli viene assegnato un vertice per lei sola.

La ricerca di vertici può essere migliorata se si includono, quando disponibili, le informazioni del calorimetro. Solitamente il punto di conversione del raggio γ incidente è ben determinato e, se unito al centroide dell'energia depositata nel calorimetro, dà una chiara stima della direzione. Si combinano dunque questa direzione e quella della miglior traccia per trovare il vertice di interazione (in questo caso chiamato *Neutral Vertex*).

1.4.2 Ricostruzione dell'energia

La ricostruzione dell'energia inizia applicando gli appropriati piedistalli⁶ e guadagni ai segnali digitali. Poi, per ogni cristallo del calorimetro, i segnali alle due estremità sono combinati per ottenere l'energia totale nel cristallo e la posizione precisa dove è avvenuta la deposizione. Il risultato è un array di energie e posizioni. Il centroide dell'energia depositata è calcolato attraverso i momenti d'energia. La direzione della cascata è data dall'autovettore con autovalore più piccolo. La traiettoria della miglior traccia ricostruita con gli algoritmi precedenti viene usata per stimare la correzione dell'energia necessaria a tenere conto della perdita dalle pareti del calorimetro e nelle gaps fra un modulo e l'altro.

A basse energie (~ 100 MeV), una frazione significativa ($\sim 50\%$) dell'energia degli eventi di conversione dei γ può essere depositata nel tracker e quindi diventa importante la determinazione di questo contributo all'energia totale. In questi casi il numero di strips attivate in un layer dà una stima dell'energia depositata in quel livello.

1.4.3 Reiezione del fondo

La grande maggioranza degli eventi triggerati dagli strumenti, e conseguentemente i dati trasmessi, sono eventi di fondo causati da particelle cariche oltre che dai raggi γ dell'albedo terrestre⁷. L'obiettivo del trigger hardware è di minimizzare i loro effetti sul tempo morto associato al loro readout. Successivamente è compito del filtraggio a bordo l'eliminazione di un sufficiente numero di eventi di background senza perdere quelli buoni e in modo che la quantità di dati risultante possa essere trasmessa. Spetta poi all'analisi a terra il saper distinguere gli eventi significativi e non. La combinazione di questi tre elementi riduce di quasi un fattore 10^6 il background, mentre mantiene l'efficienza di riconoscimento dei raggi γ superiore al 75%. Come riferimento si pensi che il rate totale di arrivo dei raggi γ cosmici nel LAT è circa 2 Hz.

Il modello del background

Nell'intenzione di facilitare le operazioni di triggering e filtraggio a bordo, è stato sviluppato un modello del background che il LAT rivela nello spazio. Come mostrato in Tabella 2, il modello include i raggi cosmici e l'albedo terrestre, suddiviso nelle sue componenti⁸, entro il range $10 - 10^6$ MeV. Il modello è valido al di fuori delle Fasce di Van Allen⁹ e della *South Atlantic*

⁶ Valore misurato quando non c'è segnale in ingresso.

⁷ L'albedo è un coefficiente, compreso tra 0 ed 1, che indica la frazione di radiazione incidente che viene dispersa in tutte le direzioni da una superficie. L'albedo dipende chiaramente dalla lunghezza d'onda della luce incidente. Con albedo terrestre però non s'intende solamente la luce diffusa dalla Terra ma anche le particelle che per diversi motivi vengono espulse dall'atmosfera nello spazio.

⁸ Le componenti dell'albedo terrestre prese in considerazione sono: raggi γ , neutroni, albedo splash e albedo re-entrant. Con albedo splash si intendono le particelle prodotte nelle interazioni nell'atmosfera che stanno propagandosi verso l'alto. La frazione di queste particelle che escono dall'atmosfera e vengono intrappolate nel campo geomagnetico vengono guidate verso la posizione opposta della Terra. Esse, costituenti l'albedo re-entrant, possono poi entrare nell'atmosfera con energie al di sotto del corrispondente cutoff geomagnetico e sembrare di origine extraterrestre.

⁹ Le Fasce di Van Allen sono regioni della magnetosfera terrestre ricche di particelle cariche, prevalentemente elettroni e protoni, intrappolate dal campo magnetico che fa compiere loro traiettorie spiraleggianti. Queste particelle possono rilasciare radiazione (fino a 30 keV) interagendo fra di loro e con gli atomi dell'atmosfera.

Tabella 2: Le varie componenti del background e provenienza dei dati utilizzati per il modello del background. La geomagnetic cutoff rigidity locale di una particella intrappolata nel campo geomagnetico è definita come la rigidità (p/q) richiesta affinché possa sfuggire al campo e sia capace di portarsi all'infinito.

	ENERGY RANGE		
	> local geomagnetic cutoff	150 MeV to geomagnetic cutoff	10 MeV – 150 MeV
Galactic Cosmic Rays			
protons+antiprotons	AMS		
electrons	AMS		
positrons	AMS		
He	AMS		
$Z > 2$ nuclei	HEAO-3		
Splash Albedo			
protons		AMS	NINA
electrons		AMS	MARIYA
positrons		AMS	MARIYA
Re-entrant Albedo			
protons		NINA	
electrons		MARIYA	
positrons		MARIYA	
Earth albedo γ -rays		10 MeV – 100 GeV, EGRET	
Neutrons		10 MeV – 1 TeV, varie fonti	

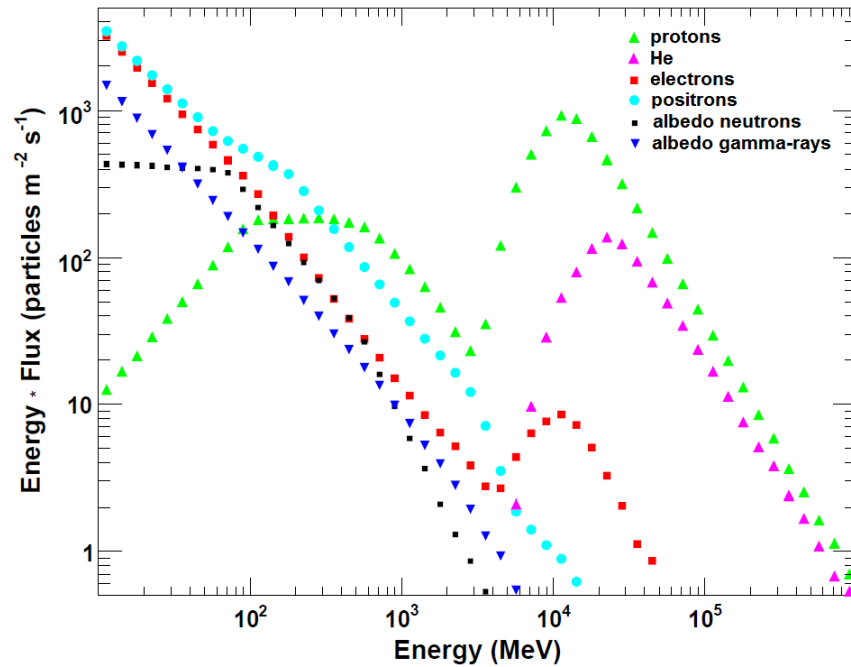


Figura 9: Flussi per orbita delle varie componenti incidenti sul LAT incluse nel modello di background. L'effetto del cutoff geomagnetico è visibile a 3 GeV per protoni ed elettroni, e ad energie maggiori per i nuclei di elio. A basse energie le curve mostrano la somma del re-entrant e splash albedo per elettroni e positroni.

*Anomaly*¹⁰ (SAA). Il confine delle fasce è definito come il punto in cui il flusso di particelle raccolte è $1 \text{ protone cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ($E > 10 \text{ MeV}$). La costruzione del modello è stata resa possibile in particolare dagli esperimenti AMS (*Alpha Magnetic Spectrometer*) e BESS (*Balloon-borne Experiment with Superconducting Spectrometer*) che hanno fornito accurate nuove misurazioni dello spettro dei protoni e delle particelle α , le componenti principali dei raggi cosmici galattici (GCR). Sono stati utilizzati i dati provenienti anche da altri esperimenti come EGRET, NINA, MARIYA, HEAO-3. Il modello è basato su fit empirici dei suddetti dati e non prevede variabilità nel tempo. I flussi di background per orbita descritti dal modello sono mostrati in Figura 9.

Classificazione degli eventi e reiezione del fondo

Dopo la ricostruzione delle tracce, dei vertici e dell'energia, gli eventi vengono analizzati per determinare l'accuratezza delle stime dell'energia e della direzione, e per capire se siano effettivamente raggi γ . Tutto è basato sulle probabilità generate da alberi di classificazione (CT), sviluppati minimizzando l'entropia come definito in [3]. L'analisi seleziona gli eventi in base alla posizione nel tracker dove sono accaduti. Se c'è sufficiente energia depositata nel calorimetro ($> 10 \text{ MeV}$) vengono utilizzati i Neutral Vertexes. Se da un vertice partono due tracce allora un CT determina se utilizzare la direzione calcolata del raggio γ o quella della miglior traccia. Ci sono quindi 4 sottoinsiemi di base: gli eventi con vertice, con traccia singola e avvenuti nei radiator (gli strati di tungsteno) sottili o spessi.

La reiezione del fondo è di gran lunga il punto più impegnativo della ricostruzione. Questo è dovuto al lago FoV del LAT e al basso rapporto segnale-rumore ($\sim 1:300$ nei dati trasmessi). La prima operazione è eliminare la grande maggioranza del flusso di particelle cariche utilizzando l'ACD congiuntamente alle tracce trovate. Non si può dire semplicemente che non ci sono triggers dall'ACD perché i raggi γ ad alta energia producono una cascata elettromagnetica che genera un considerevole effetto backslash attivando diverse sezioni dell'ACD. Conseguentemente sono utilizzate solo le sezioni a cui puntano le tracce ricostruite. Si stabilisce che un segnale è falso se eccede di circa $1/4$ quello di un evento al minimo di ionizzazione.

Le considerazioni per la reiezione coinvolgono la topologia dettagliata degli eventi dentro al tracker e delle cascate nel calorimetro. Il tracker fornisce un'immagine pulita della topologia iniziale degli eventi. Per esempio l'identificazione di un vertice con due tracce riduce immediatamente la contaminazione del fondo di circa un ordine di grandezza. Tuttavia, la maggioranza degli eventi sopra 1 GeV non ha un vertice così ben riconoscibile a causa del piccolo angolo di apertura della coppia e^+e^- . In questi casi la presenza di punti extra in prossimità della traccia rivelata indica che si tratta di una coppia e^+e^- , altrimenti di background. Il discriminatore finale è l'identificazione di una cascata elettromagnetica. Sono importanti considerazioni su quanto bene le tracce nel tracker puntino al centroide nel calorimetro e sulla larghezza e profilo della cascata nei vari layer del calorimetro.

L'ampio campo di osservazione e analisi del LAT, dai GRBs alla radiazione diffusa, porta a differenti ottimizzazioni delle selezioni di eventi e a differenti tassi di background residuo. In Tabella 3 sono elencate le 3 classi di analisi

¹⁰ L'asse di rotazione terrestre non coincide con quello del campo geomagnetico: sono inclinati di 11° l'uno rispetto all'altro e questo provoca un avvicinamento delle fasce di Van Allen in una zona della superficie terrestre chiamata Anomalia del Sud-Atlantico o SAA. Questa zona comprende la maggior parte del Sud Atlantico e parti del Sud America, del Sud Africa e dell'Antartide ed è caratterizzata da un valore di intensità del campo magnetico inferiore rispetto al resto della Terra. Il basso campo magnetico provoca, invece, un aumento delle radiazioni delle fasce di Van Allen.

che sono state definite in base al background, alla conoscenza attuale del cielo γ e alle prestazioni del LAT. Comune a queste tre classi è la reiezione del background delle particelle cariche rientranti nel FoV. Le classi sono differenziate da una richiesta sempre più stringente che gli eventi dei candidati fotoni si comportino sia nel tracker che nel calorimetro come ci si aspetta da una cascata elettromagnetica indotta da un raggio γ . I tagli più leggeri sono applicati alla classe Transient, per la quale la reiezione del fondo è settata per garantire un tasso di background minore di 2 Hz, stabilito sulla base del modello del background descritto precedentemente. Risulta quindi non più di un evento di fondo ogni 5 secondi entro un raggio di 10° intorno ad una sorgente. La classe Source è fatta in modo che la contaminazione residua sia simile a quella prevista dal flusso dell'EGB in tutto il FoV. Infine, la classe Diffuse ha la miglior reiezione del fondo ed è utilizzata per le sorgenti più deboli. Le 3 classi hanno struttura gerarchica: tutti gli eventi della classe Diffuse sono contenuti nella classe Source e quelli della classe Source nella classe Transient. Per esempio, nell'analisi di un GRB, la piccola porzione di cielo e l'intervallo di tempo molto breve permette di limitare i tagli della reiezione del fondo ad una analisi Transient. Se invece si cercano tracce di annichilazione di materia oscura nell'EGB allora è necessaria un'analisi di classe Diffuse. Il flusso del background residuo per le 3 classi è rappresentato in Figura 10 in funzione dell'energia.

Tabella 3: Le classi di analisi del LAT.

Classe	Rate residuo (Hz)	Caratteristiche
Transient	2	Massimizza l'area efficace, in particolare a basse energie, a spese di una più alta contaminazione.
Source	0,4	Rate residuo confrontabile con quello dell'EGB stimato dai dati di EGRET; adatto per lo studio di sorgenti localizzate.
Diffuse	0,1	Rate residuo risultante da limiti irriducibili sulla PSF minimizzata ad alte energie; adatto per lo studio di sorgenti deboli e diffuse.

Gli eventi di fondo residui rientrano generalmente in due categorie: irriducibili e riducibili. I primi sono eventi nei quali una particella del fondo interagisce con il materiale passivo all'esterno dell'ACD o circa entro 1 mm dello scintillatore dell'ACD producendo anche raggi γ che entrano nel FoV. Questo può accadere nel caso di un positrone entrante che annichila in due fotoni, oppure se un e^\pm perde per bremsstrahlung essenzialmente tutta la sua energia in un unico fotone e infine se un protone interagendo produce π^0 che decadono in 2 fotoni e altre particelle o neutre o dirette lontano dal LAT. In questi casi l'ACD non segnala nulla e il LAT rivela un raggio γ . Non c'è nessun modo di distinguere e eliminare questi eventi dal segnale γ celeste. Questa componente irriducibile costituisce circa il 60% degli eventi di fondo residui al di sopra dei 100 MeV.

La componente riducibile comprende invece eventi che in linea di principio potrebbero essere identificati. Questi eventi sfuggono ai vari filtri perché si collocano agli estremi delle loro distribuzioni, sovrapponendosi alla distribuzione dei raggi γ . I parametri dei filtri sono scelti per ottimizzare l'efficienza di raccolta dei γ piuttosto che la reiezione del fondo. Contributi aggiuntivi alla componente riducibile provengono dal fatto che tutti i rivelatori reali

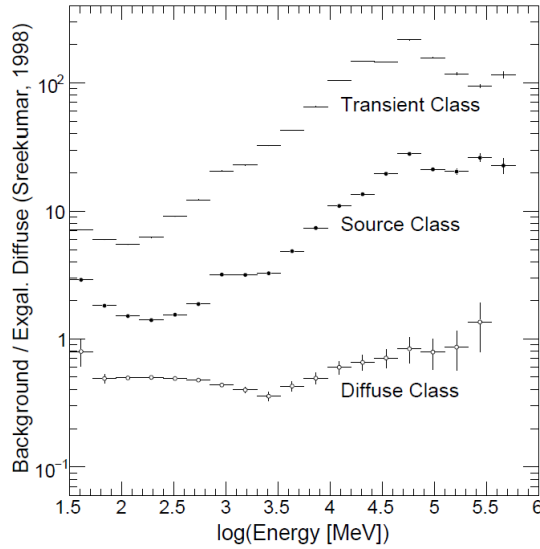


Figura 10: Rapporto fra il background residuo e la EGB rivelata da EGRET per ciascuna delle tre classi di analisi. Il flusso della EGB sopra i 100 MeV è $1,45 \cdot 10^{-7} \text{ ph cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ sr}^{-1}$.

hanno inefficienze dovute a necessarie scelte di design come, nel nostro caso, gaps nei piani degli SSDs e nell'ACD. D'altra parte questa componente riducibile viene facilmente monitorata confrontando i flussi apparenti degli eventi con e senza vertici. La differenza sta essenzialmente nel fatto che in un campione di eventi con vertice la componente riducibile è 10 volte maggiore.

1.5 I RISULTATI FINORA RAGGIUNTI

Già all'uscita del secondo catalogo¹¹ delle sorgenti (1FGL), undici mesi dopo l'inizio delle rivelazioni, il *Fermi* ha dimostrato di essere il miglior telescopio γ finora costruito. In 1FGL sono elencate 1451 sorgenti (con significatività sopra i 4σ), contro le 271 rivelate da EGRET nei suoi nove anni di attività. All'1FGL sono seguiti, uno all'anno, altri tre cataloghi e l'ultimo, il 3FGL, comprende più di 3000 sorgenti γ fra pulsars, AGNs, blazars, supernovae e di altri tipi o non ancora identificate. In Tabella 4 si riporta in dettaglio la composizione del 3FGL. Si noti che 1/3 delle sorgenti deve ancora essere identificato. Oltre alle nuove sorgenti individuate, ogni catalogo include un certo numero di miglioramenti nell'analisi come perfezionamenti nella calibrazione a livello di ricostruzione degli eventi, un modello aggiornato della *Diffuse Galactic Emission* e nuovi metodi per associare le sorgenti del LAT a potenziali controparti ad altre frequenze.

Le scoperte del *Fermi* LAT non si fermano alla identificazione di nuove sorgenti γ puntiformi. Nel 2010, infatti, furono scoperte due gigantesche strutture nella nostra galassia, due sorgenti diffuse di raggi γ composte principalmente da gas. Assomigliano a un paio di "bolle" che si estendono simmetricamente sopra e sotto al centro della galassia e in direzione perpendicolare al piano galattico (fino a 50° a nord e a sud da quest'ultimo). Ciascun lobo si estende al di fuori del piano galattico per 25 000 anni luce e l'intera struttura potrebbe essere vecchia solo qualche milione di anni. Lo spettro di queste "bolle" mostra dei picchi di energia più alti rispetto alla

¹¹ Il primo catalogo, 0FGL, uscì dopo soli tre mesi e comprendeva 205 sorgenti. La sigla FGL sta per *Fermi Gamma LAT*.

radiazione diffusa del resto del cielo e il loro contorno è ben marcato. Queste due caratteristiche suggeriscono che la struttura si sia formata in un unico evento impulsivo; forse la nascita di una stella oppure l'eruzione del buco nero supermassiccio al centro della galassia. La vera origine delle "Fermi Bubbles", come sono state denominate, rimane ancora oggetto di studio.

Tabella 4: Le sorgenti del catalogo 3FGL. Nella prossima sezione verrà fornita una sommaria descrizione delle principali tipologie di sorgenti fra quelle elencate qui sotto. Gli acronimi in maiuscolo corrispondono a identificazioni confermate, quelli in minuscolo ad associazioni. L'acronimo 'spp' indica una potenziale associazione con SNR o PWN.

Description	Identified		Associated	
	Designator	Number	Designator	Number
Pulsar, identified by pulsations	PSR	143
Pulsar, no pulsations seen in LAT yet	psr	24
Pulsar wind nebula	PWN	9	pwn	2
Supernova remnant	SNR	12	snr	11
Supernova remnant or Pulsar wind nebula	spp	49
Globular cluster	GLC	0	glc	15
High-mass binary	HMB	3	hmb	0
Binary	BIN	1	bin	0
Nova	NOV	1	nov	0
Star-forming region	SFR	1	sfr	0
Compact Steep Spectrum Quasar	CSS	0	css	1
BL Lac type of blazar	BLL	18	bll	642
FSRQ type of blazar	FSRQ	38	fsrq	446
Non-blazar active galaxy	AGN	0	agn	3
Radio galaxy	RDG	3	rdg	12
Seyfert galaxy	SEY	0	sey	1
Blazar candidate of uncertain type	BCU	5	bcu	568
Normal galaxy (or part)	GAL	2	gal	1
Starburst galaxy	SBG	0	sbg	4
Narrow line Seyfert 1	NLSY1	2	nlsy1	3
Soft spectrum radio quasar	SSRQ	0	ssrq	3
Total	...	238	...	1785
Unassociated				1010

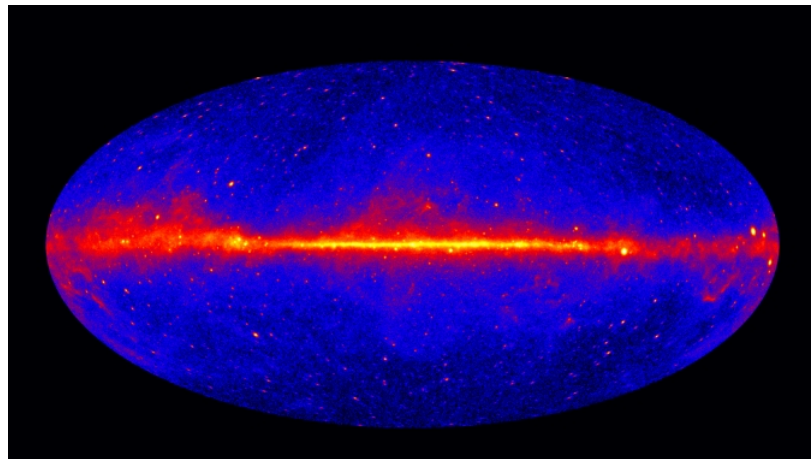


Figura 11: L'intero cielo γ , sopra 1 GeV, visto da Fermi dopo cinque anni di osservazione. Le sorgenti più intense sono state colorate con colori caldi. Solitamente le sorgenti distanti dalla Via Lattea, che si estende orizzontalmente al centro dell'immagine, sono AGN; le sorgenti più vicine sono soprattutto pulsars.

1.6 BREVE DESCRIZIONE DELLE PRINCIPALI TIPOLOGIE DI SORGENTI PUNTIFORMI OSSERVATE DAL FERMI LAT

1.6.1 Nuclei Galattici Attivi

I nuclei galattici attivi (*Active Galactic Nuclei* o AGN), anche detti galassie attive, sono fra le sorgenti di radiazione elettromagnetica più intense e durature dell'universo. Queste galassie sono chiamate in tal modo perché una parte compatta attorno al loro centro emette energia su tutto lo spettro elettromagnetico. L'aspetto degli AGN dipende molto dall'angolo di osservazione (in base al quale sono classificati), tuttavia la struttura è la medesima (vedi Figura 12). L'attuale modello di nucleo galattico attivo colloca al centro un buco nero supermassiccio di massa compresa fra le 10^6 e 10^8 masse solari. La materia, attirata verso il buco nero, forma un disco di accrescimento attorno ad esso e l'energia acquistata viene in parte rilasciata sotto forma di radiazione. Nubi di gas orbitano attorno al disco di accrescimento e costituiscono la *broad line region* (BLR), fonte di radiazione nel visibile e nell'ultravioletto, ma che può essere oscurata da un toro di polveri più esterno. La caratteristica più importante, comunque, è la presenza di jets di particelle relativistiche lungo l'asse di rotazione del buco nero e in direzioni opposte. Questi jets sono composti da elettroni e fotoni γ e radio. I fotoni sono prodotti dagli elettroni attraverso la radiazione di sincrotrone (nella banda radio) e l'effetto Compton inverso (nel γ). Si ricorda che capire il processo di collimazione dei jets è uno degli obiettivi della missione del *Fermi*. Altre nubi di gas, infine, si collocano attorno ai jets in una regione a forma di doppio cono detta *narrow line region* (NLR). Le righe spettrali di queste nubi si trovano nell'ottico e, a differenza delle larghe righe della BLR, sono molto strette.

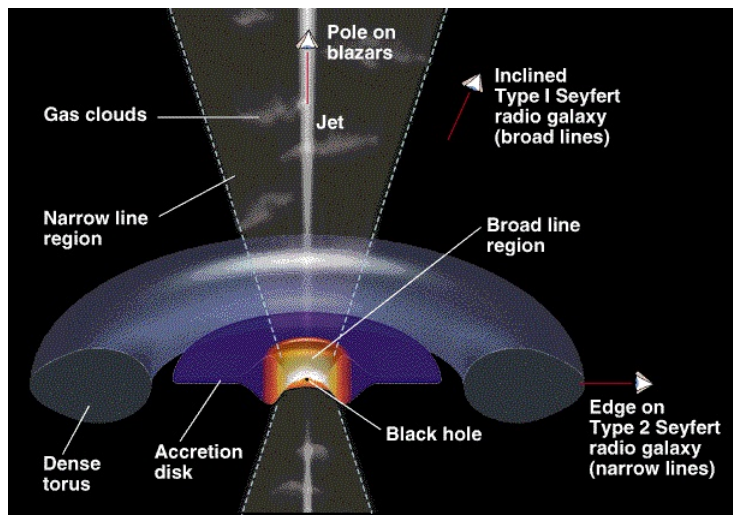


Figura 12: Rappresentazione schematica della struttura di un AGN e della classificazione in base all'angolo di osservazione.

Sono stati proposti diversi metodi di classificazione degli AGN a seconda della regione e delle caratteristiche dello spettro in cui venivano studiate. Il metodo ora più diffuso e qui adottato, venne elaborato negli anni '90. Questo metodo parte dal modello, detto unificato, che abbiamo esposto poco sopra per descrivere gli AGN. Come già accennato, l'idea base è che gli

AGN assumano aspetti diversi se visti da diverse angolazioni. Di seguito descriviamo sinteticamente le varie tipologie di AGN.

- Blazars (angolo di vista 0°): sono caratterizzati da una forte variabilità e da una emissione polarizzata nel radio, nell'X, in certi casi nell'ottico, ma soprattutto nel gamma. La variabilità è associata all'allineamento dei jets con la direzione di vista.
- Galassie Seyfert: sono galassie a spirale un centinaio di volte più luminose della Via Lattea e vengono suddivise in due classi dette Seyfert-1 e Seyfert-2. Nelle Seyfert-1, corrispondenti ad un angolo di vista intermedio fra 0° e 90° , lo spettro presenta righe sia larghe che strette provenienti rispettivamente dalla BLR e dalla NLR. Nelle Seyfert-2, poiché l'angolo di vista è 90° , la BLR viene oscurata dal toro di polveri e quindi nello spettro si vedono solo le righe strette della NLR.
- Radiogalassie: l'angolo di vista può variare da 90° incluso a valori intermedi, ma si distinguono dalle Seyfert per l'intensa emissione nel radio dovuta alla radiazione di sincrotrone. Questa grande luminosità deriva dalla presenza di estese regioni di emissione chiamate lobi.
- Quasars: il nome completo è *Quasi-stellar radio source* e si deve all'emissione nell'ottico, così puntiforme da sembrare quella di una stella. I quasars, nonostante la loro dimensione sia paragonabile con quella del sistema solare, sono probabilmente gli oggetti più luminosi dell'universo ($10^{13} L_\odot$). Il loro spettro va dal radio al gamma e presenta righe molto larghe ad indicare la presenza di materia in movimento ad alta velocità (fino a 10^4 km/s). L'angolo di vista è intermedio e si distinguono dagli altri tipi di sorgenti per l'intensa luminosità nell'ottico.

1.6.2 Supernovae

Le stelle più massicce, con massa superiore a $9 M_\odot$, si evolvono assumendo col tempo una struttura a cipolla i cui strati sono costituiti da elementi sempre più pesanti via via che ci si avvicina al centro. Gli elementi più pesanti sono prodotti dalla fusione di quelli più leggeri. Nelle ultime fasi della vita di questo genere di stelle, il nucleo ferroso è soggetto ad una fortissima pressione dovuta alla forza di gravità degli strati superiori. Quando il nucleo supera il limite di Chandrasekhar di circa $1,44 M_\odot$, allora i processi di fusione nucleare non riescono a compensare la gravità e il nucleo collassa. Il collasso può avvenire a velocità dell'ordine di 10^4 km/s, causando un brusco innalzamento della temperatura e della densità del nucleo. Se il nucleo interno, ormai composto di materia degenerata¹², raggiunge un diametro di circa 30 km e la massa del nucleo di elio supera le $15 M_\odot$, allora la pressione dei neutroni degenerati non riesce a fermare il collasso da cui nasce direttamente un buco nero. In questo caso, la materia che non ha contribuito alla formazione del buco nero, continua a precipitare verso di

¹² Il Principio di esclusione di Pauli impedisce ai fermioni di occupare lo stesso stato quantico. Quando le particelle del nucleo (e^- , p , n) vengono compresse così tanto che la loro posizione diventa indistinguibile, allora sono costrette ad occupare stati energetici a energie superiori. A questo punto la materia si trova in uno stato detto degenerata. La resistenza ad una ulteriore compressione è chiamata pressione di degenerazione. La degenerazione dei neutroni si ottiene a densità dell'ordine di 10^{11} kg/cm³. Per quella degli elettroni bastano densità minori, tuttavia i fenomeni di cattura elettronica favoriscono la conversione degli elettroni e dei protoni in neutroni. Alla fine del collasso infatti, se non si forma un buco nero, rimane una stella di neutroni.

esso e forma un disco di accrescimento. Quando la materia cade nel buco nero, similmente a quanto accade negli AGNs, vengono emessi due *jets* lungo l'asse del campo magnetico. Questi *jets*, composti prevalentemente di raggi γ , che siano emessi da un AGN o da un buco nero stellare, sono probabilmente l'origine dei *gamma ray bursts*. Se il nucleo di elio ha massa compresa fra 8 e $15 M_{\odot}$, allora la formazione del buco nero viene ritardata. Il temporaneo arresto del collasso dà quindi inizio a quella che viene chiamata esplosione di supernova; anche se, quando sarà caduta una quantità di materia sufficiente, il nucleo crollerà e l'esplosione si interromperà. Il collasso viene arrestato definitivamente solo se il nucleo di elio ha massa inferiore a $8 M_{\odot}$. In quest'ultimo caso l'onda d'urto generata dall'arrestarsi del collasso allontana gli strati sovrastanti il nucleo interno di neutroni degenerati, da cui nascerà una stella di neutroni. L'onda d'urto, tuttavia, dura pochi millisecondi e la sua energia viene spesa nella dissociazione di elementi pesanti, quindi non spiega la grande luminosità delle esplosioni di supernova. La spiegazione è da ricercarsi probabilmente nel raffreddamento del nucleo di neutroni che inizialmente si trova ad una temperatura di 10^{11} K. L'energia persa durante il raffreddamento infatti viene trasferita tramite produzione di neutrini. Gli strati superiori assorbono una piccola parte di quest'energia e ciò riattiva l'onda d'urto e produce l'esplosione. Dall'inizio del collasso all'esplosione passano circa 10 secondi solamente.

Per quanto riguarda la classificazione, una prima suddivisione viene fatta sulla base della presenza o meno delle righe dell'idrogeno nello spettro: rispettivamente Tipo II e Tipo I. Altre distinzioni derivano dalla presenza di altri elementi e dalle caratteristiche della curva di luce. In particolare le Supernovae Ia, che presentano una linea del Si II, sono le sole a formarsi da un processo diverso dal suddetto. Le Supernovae Ia hanno luogo in sistemi binari costituiti da una gigante e da una nana bianca. Può accadere che la nana bianca catturi parte del materiale di cui è composta la gigante e superi il limite di Chandrasekhar con conseguente esplosione di supernova.

1.6.3 Pulsars

Le stelle di neutroni appena formatesi in una esplosione di supernova ruotano molto velocemente ed emettono radiazione elettromagnetica convogliata in stretti coni. Anche questa volta i *jets* si trovano lungo l'asse del campo magnetico. Questa radiazione può essere osservata sotto forma di brevi impulsi emessi ad intervalli estremamente regolari. Gli impulsi possono durare da qualche secondo fino a pochi millisecondi. Le stelle di neutroni che presentano un'emissione di questo tipo vengono chiamate pulsars. Originariamente scoperte come radiosorgenti, si osservano oggi pulsar a tutte le lunghezze d'onda. Il modello generalmente accettato per descrivere il comportamento delle pulsar è quello del rotatore obliquo. Secondo questo modello l'asse del campo magnetico, lungo cui vengono emessi i *jets*, è inclinato rispetto all'asse di rotazione della stella di un angolo anche ampio. L'asse magnetico precede dunque attorno a quello di rotazione e solo quando punta nella nostra direzione possiamo vedere la radiazione emessa. La sorgente di energia dei fasci è l'energia rotazionale della stella di neutroni, la quale rallenta lentamente la propria rotazione per alimentare i fasci.

2 | AUTOCORRELAZIONE

2.1 SERIE TEMPORALI O STORICHE

In diverse occasioni le variabili di interesse vengono registrate sequenzialmente nel tempo, ad esempio: la portata di un fiume, produzione e consumo di un prodotto, l'intensità di una sorgente luminosa ecc.. Dunque se si rilevano k variabili in n istanti di tempo, i dati prendono la forma

Tabella 5: *Struttura di una generica serie temporale.*

Tempo	Variabili casuali		
	Y_1	\dots	Y_k
t_1	$y_1^{t_1}$	\dots	$y_k^{t_1}$
t_2	$y_1^{t_2}$	\dots	$y_k^{t_2}$
\vdots	\vdots	\vdots	\vdots
t_n	$y_1^{t_n}$	\dots	$y_k^{t_n}$

e costituiscono una serie detta temporale, o storica, k -variata.

Con l'analisi di queste serie ci si propone di capirne la dinamica, ovvero come evolvono nel tempo. È di enorme interesse conoscere la dinamica di una serie temporale poiché da questa è possibile fare previsioni sul futuro e controllare dei fenomeni (ad esempio nel caso in cui si possa controllare una variabile x le cui variazioni ne influenzano un'altra, y , che si desidera assuma un certo valore η : è necessario sapere quali valori di x minimizzano le fluttuazioni di y attorno ad η). L'analisi delle serie temporali è rivolta alla comprensione dei fenomeni che si evolvono nel tempo in maniera non deterministica. Una particolare serie generata dai processi alla base di questi fenomeni viene chiamata realizzazione o traiettoria. Se l'evoluzione nel tempo non è deterministica, ma stocastica allora lo stesso processo può generare differenti, anche infinite, traiettorie; non tutte però hanno la stessa probabilità di accadere.

In questo lavoro verranno prese in considerazione soltanto serie temporali univariate con dati equispaziati nel tempo (le curve di luce di un paio di sorgenti osservate dal *Fermi* LAT): con Y si indicherà la variabile casuale, con t_1, \dots, t_n gli istanti di tempo in cui si è osservata Y e con y_1, \dots, y_n le osservazioni. Nelle ipotesi precedenti, si lavorerà sulle seguenti funzioni:

- media: $\eta_t = E(Y_t)$;
- varianza: $\sigma_t^2 = var(Y_t)$;
- autocovarianza: $\gamma(t', t'') = cov(Y_{t'}, Y_{t''})$;
- autocorrelazione: $\rho(t', t'') = \gamma(t', t'') / \sigma_{t'} \sigma_{t''}$.

Chiaramente, per fare previsioni si dovrebbe conoscere la relazione tra i termini della serie (che rappresentano il passato) e quello che seguirà all'ultimo di cui disponiamo. Per risolvere questo problema si adotta spesso l'ipotesi di stazionarietà.

Un processo stocastico è detto stazionario:

- in senso forte
se per qualsiasi h, k, t_1, \dots, t_k (tutti interi) la distribuzione di probabilità di

$$(Y_{t_1}, \dots, Y_{t_k})$$

è uguale alla distribuzione di probabilità di

$$(Y_{t_1+h}, \dots, Y_{t_k+h});$$

- in senso debole
se per qualsiasi h, t' e t'' (interi)

$$E(Y_{t'}) = E(Y_{t''})$$

$$\text{var}(Y_{t'}) = \text{var}(Y_{t''})$$

$$\text{cov}(Y_{t'}, Y_{t''}) = \text{cov}(Y_{t'+h}, Y_{t''+h}).$$

Nel caso un processo stocastico sia stazionario possiamo scrivere, con un leggero abuso di notazione rispetto a quanto fatto prima,

$$E(Y_t) = \eta \tag{3}$$

$$\text{var}(Y_t) = \sigma^2 \tag{4}$$

$$\text{cov}(Y_{t+h}, Y_t) = \gamma(h) \tag{5}$$

$$\text{corr}(Y_{t+h}, Y_t) = \rho(h) \tag{6}$$

per qualsivoglia t e h . Ovvero, se un processo è stazionario, la media e la varianza non variano con il tempo e la covarianza (e quindi l'autocorrelazione) è solo funzione della distanza nel tempo tra le due variabili casuali coinvolte¹.

2.2 LA FUNZIONE DI AUTOCORRELAZIONE DI UN PROCESSO STOCASTICO STAZIONARIO

Le proprietà di una tale funzione di autocorrelazione sono:

- $\rho(h) = \gamma(h)/\sigma^2$;
- $\rho(0) = 1$, infatti se $t = 0$ si confronta semplicemente la serie con se stessa e dunque la correlazione è massima;
- $-1 \leq \rho(h) \leq 1 \forall h$;
- $\rho(h) = \rho(-h)$: conseguenza del fatto che per qualsiasi coppia di variabili casuali X e Y si ha $\text{cov}(X, Y) = \text{cov}(Y, X)$.

Se si ha a che fare con un processo stazionario allora i valori attesi di tutte le osservazioni, indipendentemente dal tempo al quale vengono eseguite, sono uguali ad una costante η e si può dunque stimare il valore comune della media mediante:

$$\hat{\eta} = \bar{y} = \frac{1}{n} \sum_{t=1}^n y_t. \tag{7}$$

¹ questa relazione si ottiene dalla definizione di stazionarietà debole ponendo $h = -t'$

Sfruttando le altre quantità conservate nel tempo si possono anche stimare le funzioni di autocovarianza e di autocorrelazione mediante

$$\hat{\gamma}(h) = \frac{1}{n} \sum_{t=h+1}^n (y_t - \bar{y})(y_{t-h} - \bar{y}) \quad (8)$$

$$\hat{\rho}(h) = \frac{\hat{\gamma}(h)}{\hat{\gamma}(0)}. \quad (9)$$

Prima di proseguire facciamo qualche osservazione:

- Si noti che nella (8) si è diviso per n e non per $n - h$, che è il numero effettivo degli addendi. In questo modo fa sì che non solo ciò che si vuole stimare, ovvero $\rho(h)$, ma anche la sua stima $\hat{\rho}(h)$ goda delle proprietà elencate all'inizio. Dividendo per $n - h$ si potrebbero infatti ottenere stime dei coefficienti di autocorrelazione al di fuori dell'intervallo $[-1, 1]$. Dividendo per n , tuttavia, sottostimiamo in maniera sistematica la correlazione esistente.
- $\hat{\gamma}(h)$ non è definito quando $h > n - 1$ perché, ovviamente, con n osservazioni non abbiamo nessuna coppia di osservazioni distanti n o più.
- Il grafico di $\hat{\rho}(h)$ verso h viene chiamato *correlogramma*.
- La funzione di autocorrelazione indica la correlazione fra la serie considerata e se stessa traslata nel tempo di una quantità h ; questa è utile per individuare periodicità nella serie che a prima vista potrebbero essere nascoste dal rumore.

2.2.1 Il correlogramma e l'intervallo di confidenza

Si dimostra che in assenza di autocorrelazione, ovvero se $\rho(h) = 0$ quando $h \neq 0$ (*white noise*), allora la distribuzione asintotica² di $\sqrt{n}\hat{\rho}(h)$ è una normale di media nulla e varianza uno.

Quindi nel caso di una serie *senza autocorrelazione*, l'intervallo di confidenza

$$\left[-z_{1-\frac{\alpha}{2}} / \sqrt{n}, z_{1-\frac{\alpha}{2}} / \sqrt{n} \right]$$

include $\hat{\rho}(h)$ con probabilità $1 - \alpha$, dove $0 < \alpha < 1$ e z_k è il quantile³ di ordine k di una normale standard. La quantità $1 - \alpha$ è chiamata livello di confidenza e solitamente vale 0,95. Più precisamente, dire che l'intervallo ha livello di confidenza, per esempio, del 95% (o un'altra percentuale qualsiasi), significa che se si estraggono successivamente più campioni indipendenti dalla stessa popolazione, alla fine il 95% di intervalli conterrà il vero valore del parametro incognito. Nei correlogrammi viene spesso indicata questa "banda" di confidenza: valori di $\hat{\rho}(h)$ all'interno di questa regione suggeriscono che l'autocorrelazione stimata potrebbe essere dovuta al caso e non ad una particolarità del processo. Si osservi, comunque, che anche in assenza di autocorrelazione, ci si aspetta, utilizzando le bande al 95%, un $\hat{\rho}(h)$ ogni 20 "fuori" dalle bande. Ovvero, se calcoliamo i primi 30 coefficienti di autocorrelazione, trovarne uno, due o anche tre fuori, ma non molto esterni, dalle bande può essere attribuito all'effetto del caso. Di seguito si riportano

² Distribuzione di probabilità che corrisponde al limite verso il quale tende la distribuzione della variabile casuale Y .

³ Nel caso di una densità discreta il quantile di ordine k è un valore z_k nel quale la frequenza cumulata relativa raggiunge o supera k , ovvero tale che la somma delle frequenze fino a quel valore incluso sia almeno k e che la somma delle frequenze relative al di là di quel valore sia al più $1 - k$.

AUTOCORRELAZIONE

due esempi di serie temporali affiancate dai corrispondenti correlogrammi con bande di confidenza che permetteranno di capire se c'è, oppure no, una qualche correlazione nel tempo.

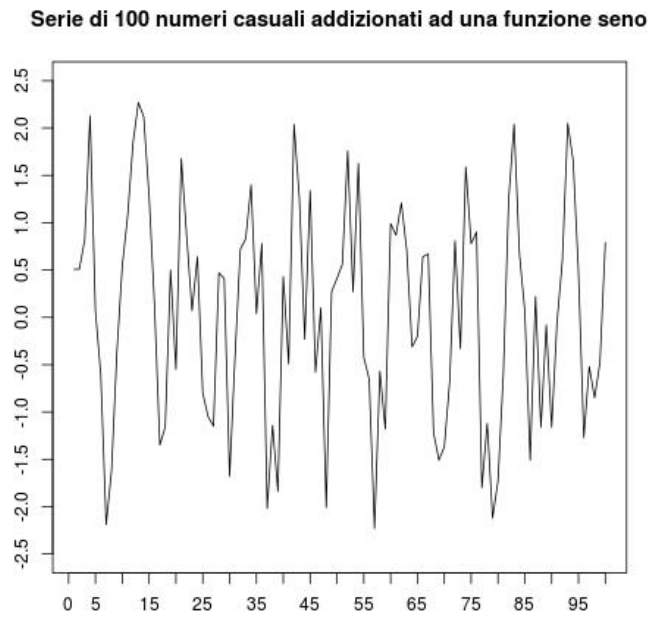


Figura 13: Serie temporale - Esempio 1.

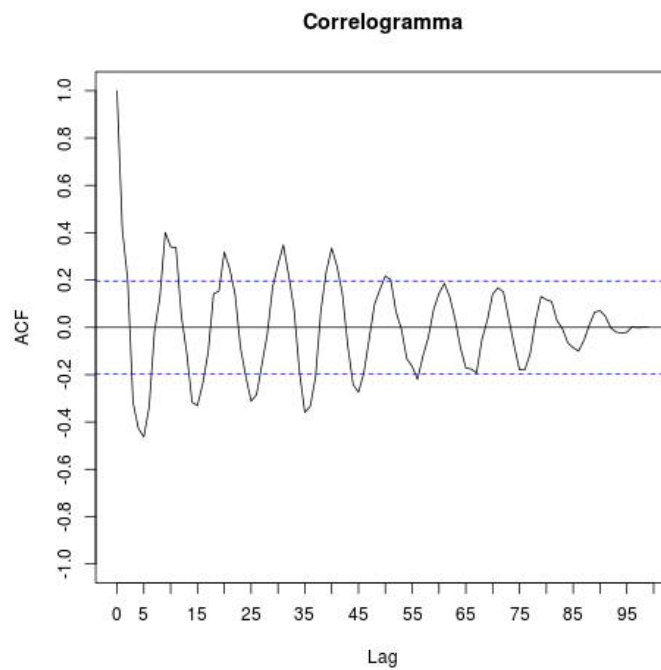


Figura 14: Correlogramma - Esempio 1.

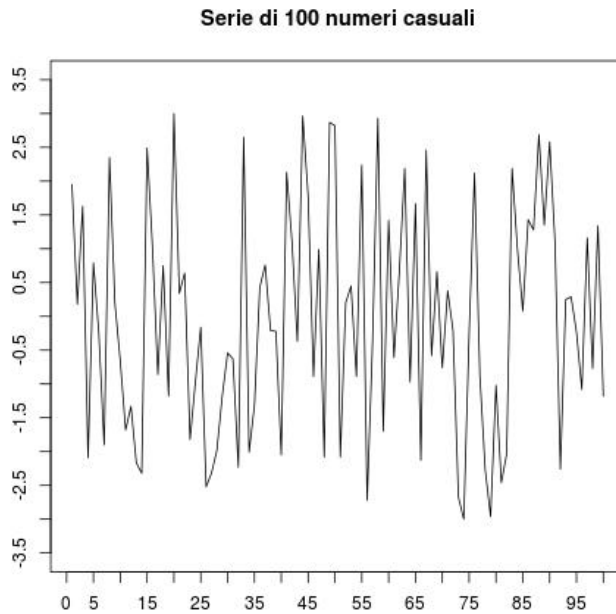


Figura 15: Serie temporale - Esempio 2.

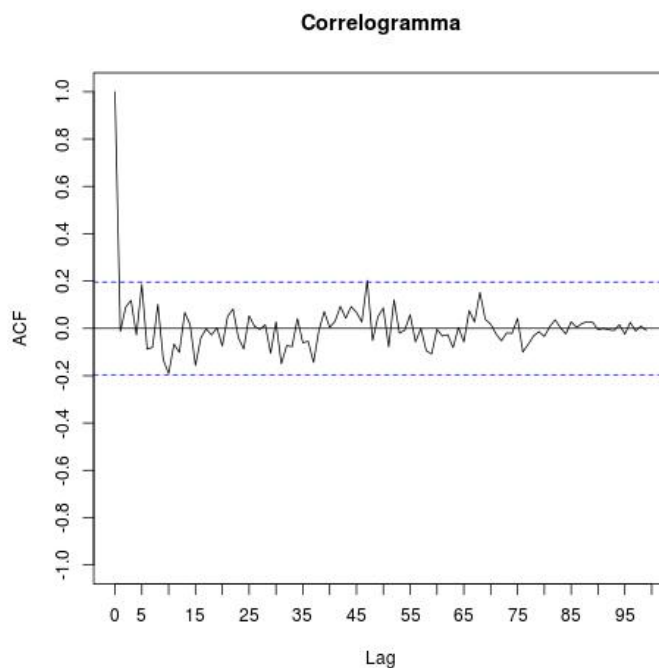


Figura 16: Correlogramma - Esempio 2.

Nel primo esempio vediamo come la periodicità della funzione seno, nascosta dalla componente casuale della serie, viene facilmente svelata nel correlogramma: molti picchi della funzione di autocorrelazione emergono sensibilmente dalla banda di confidenza confermando la presenza di autocorrelazione ed è possibile anche stabilire che il periodo della sinusoide è di 10 unità. La seconda serie temporale è una semplice successione di numeri

casuali e quindi non ci aspettiamo autocorrelazione. Il correlogramma, infatti, non mostra picchi al di fuori della banda. Nel correlogramma, tuttavia, ci sono tre picchi ai limiti della banda: come si è detto, la presenza di questi picchi è normale visto il livello di confidenza del 95%, ma per verificare l'ipotesi che la serie sia un *white noise* esistono altri test che si possono effettuare e saranno esposti nel prossimo paragrafo.

2.2.2 I test di Ljung-Box e di Box-Pierce

A volte il correlogramma di una serie temporale può non essere di facile interpretazione: in questi casi è utile ricorrere ad altri metodi per verificare l'ipotesi che il processo sia o meno un *white noise*. Il metodo più comune è il test di Ljung-Box che si basa sul calcolo della

$$T_{L\&B} = n(n+2) \sum_{h=1}^H \frac{\hat{\rho}^2(h)}{n-h} \tag{10}$$

dove H è un intero prescelto. Nell'ipotesi di *white noise* la $T_{L\&B}$ si distribuisce asintoticamente come una variabile casuale χ^2 con H gradi di libertà. Se si ottengono valori troppo grandi rispetto a quelli che ci aspettiamo da questa distribuzione allora si può affermare che c'è autocorrelazione.

Un test asintoticamente analogo è quello di Box-Pierce basato invece sulla

$$T_{B\&P} = n \sum_{h=1}^H \hat{\rho}^2(h). \tag{11}$$

La differenza tra i due test consiste semplicemente in un fattore moltiplicativo. Asintoticamente sono equivalenti, ma si può mostrare che la $T_{L\&B}$ converge più rapidamente alla sua distribuzione asintotica ed è dunque preferibile alla $T_{B\&P}$.

Se si applicano questi test ai due esempi di serie temporali sovraesposti, si ottengono i seguenti risultati:

Tabella 6: I test $T_{L\&B}$ e $T_{B\&P}$ applicati alle serie temporali degli esempi 1 e 2.

Test	Serie 1 $H = 99$	Serie 2 $H = 99$
$T_{L\&B}$	1487,07	89,47
p-value	$2,2 \cdot 10^{-16}$	0,7431
$T_{B\&P}$	873,77	54,00
p-value	$2,2 \cdot 10^{-16}$	0,9999

La media della distribuzione del χ^2 ha media uguale al numero di gradi di libertà H e varianza $2H$. Si noti che per la serie 1 entrambi i test forniscono valori nettamente superiori ad $H = 99$ perciò l'ipotesi che si tratti di *white noise* può essere scartata senza riserve. Come si vede per la serie 2 i test mostrano invece che vi è un buon accordo con questa ipotesi. Anche i valori dei p-values sono molto significativi e non lasciano dubbi.

Si deve tenere presente, tuttavia, che in alcuni casi questi test possono fornire risultati fuorvianti, specialmente se la funzione di autocorrelazione presenta picchi molto pronunciati ed è prossima a 0 altrove. È necessario quindi tenere sempre in considerazione il grafico della ACF e le bande di confidenza ed applicare questi test solo se ce n'è effettivo bisogno.

3 | ANALISI DATI

3.1 APPLICAZIONE DELLA FUNZIONE DI AUTOCORRELAZIONE ALLE CURVE DI LUCE DELLE SORGENTI DEL CATALOGO 3FGL

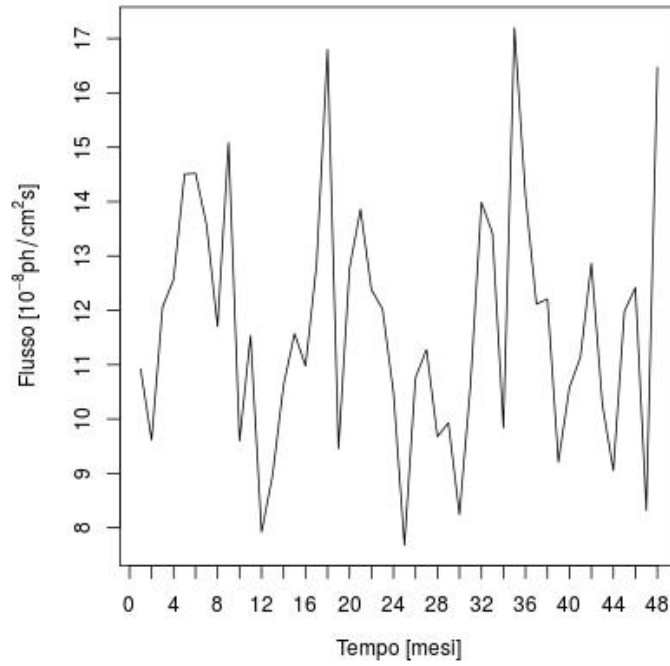
Abbiamo già osservato come la funzione di autocorrelazione possa mettere in evidenza eventuali andamenti periodici nella serie temporale a cui viene applicata. In questo lavoro abbiamo sfruttato la ACF per trovare sorgenti periodiche fra le 3034 del catalogo 3FGL. Più precisamente, le serie temporali che abbiamo analizzato sono le curve di luce delle sorgenti, ovvero il flusso di fotoni in funzione del tempo. A inizio lavoro erano disponibili le curve di luce nei primi 4 anni di osservazione con 48 *bins* di un mese, cioè campionate mensilmente, e quindi abbiamo utilizzato quelle. Nelle prossime pagine ne riportiamo alcune fra le più significative in fatto di autocorrelazione. Per la realizzazione dei grafici, il computo delle funzioni di autocorrelazione e lo svolgimento dei test di Ljung-Box è stato utilizzato il software R.

Le curve di luce nelle figure dalla 17 alla 19 hanno dei correlogrammi che possono sembrare interessanti perché i picchi della funzione di autocorrelazione sembrano ripetersi con una certa regolarità. Tuttavia la ACF è contenuta entro la banda di confidenza (eccetto i primissimi *bins*) o al massimo ne supera di poco i limiti. Con correlogrammi di questo tipo si può provare a ricorrere ai test statistici. Abbiamo allora applicato il test di Ljung-Box ($H = 47$) e i risultati sono riportati nelle didascalie delle figure. Come si può notare, i test non permettono di rigettare l'ipotesi di *white noise*. Nella prossima sezione si vedrà come una curva di luce più lunga o con *bins* più brevi possa migliorare notevolmente l'analisi.

Le curve di luce successive hanno correlogrammi di lettura più immediata, vista la presenza di picchi abbondantemente fuori dalla banda di confidenza (Figura 20) oppure per via del risultato del test *L&B* (Figura 21). Se i picchi si ripetono con regolarità nella curva di luce e nel correlogramma, allora abbiamo validi motivi per affermare che la sorgente in esame è periodica. Si veda, ad esempio, la sorgente di Figura 22. Per sorgenti come quest'ultima il prossimo passo sarà realizzare una curva di luce con *bins* più brevi ed estesa a tutto il tempo di osservazione del *Fermi* LAT. In questo modo sarà possibile studiarne meglio le caratteristiche e stabilirne la natura. Si tenga presente che, anche nel caso di una sorgente periodica, non è affatto scontato che l'intensità dei picchi di emissione sia costante nel tempo. Questa dipende dalla quantità di materia che cade nel buco nero o sulla stella di neutroni.

Per quanto riguarda le sorgenti i cui correlogrammi presentano un solo picco oppure picchi diversi e sporadici, probabilmente sono da attribuire a effetti di lente gravitazionale o semplicemente a differenti emissioni intense ed indipendenti.

Curva luce di J1958.6+2845 (4 anni, 48 bins di 30 giorni)



Correlogramma di J1958.6+2845 (4 anni, 48 bins di 30 giorni)

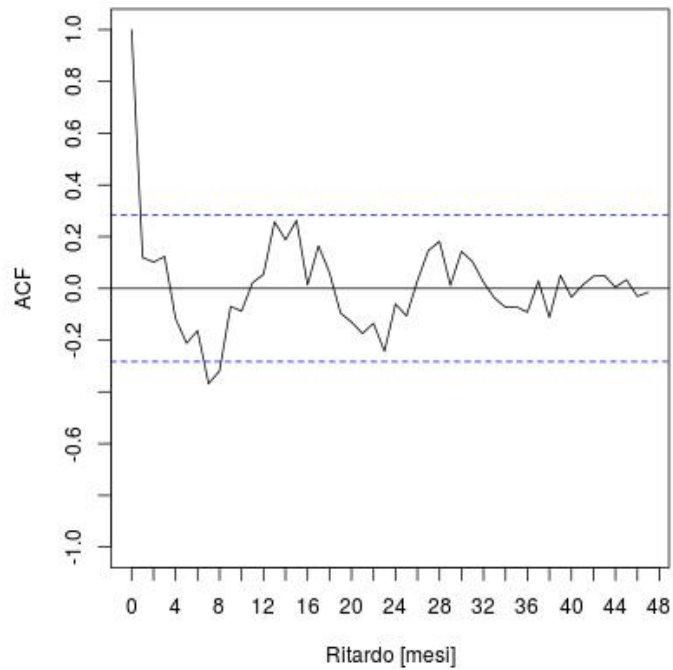
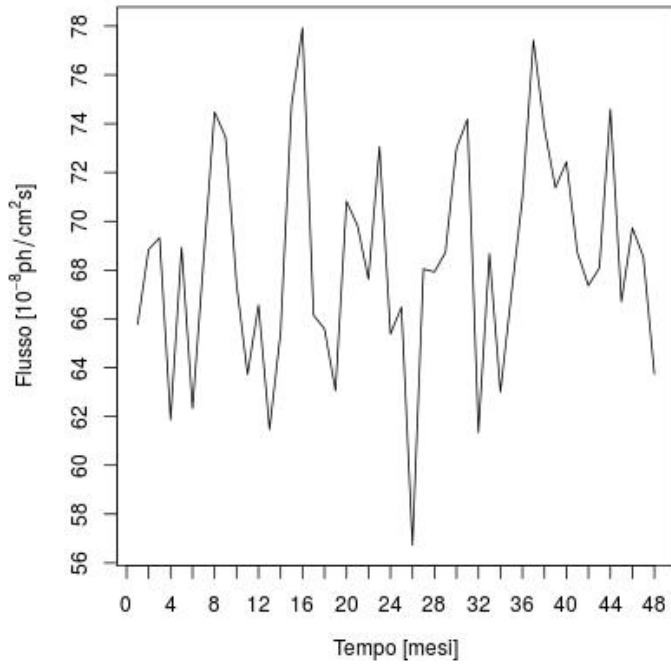


Figura 17: Curva di luce e correlogramma della sorgente J1958.6 + 2845 (PSR). Risultati test $T_{L\&B}$: $\chi^2 = 73,7$.

Curva luce di J2021.1+3651 (4 anni, 48 bins di 30 giorni)



Correlogramma di J2021.1+3651 (4 anni, 48 bins di 30 giorni)

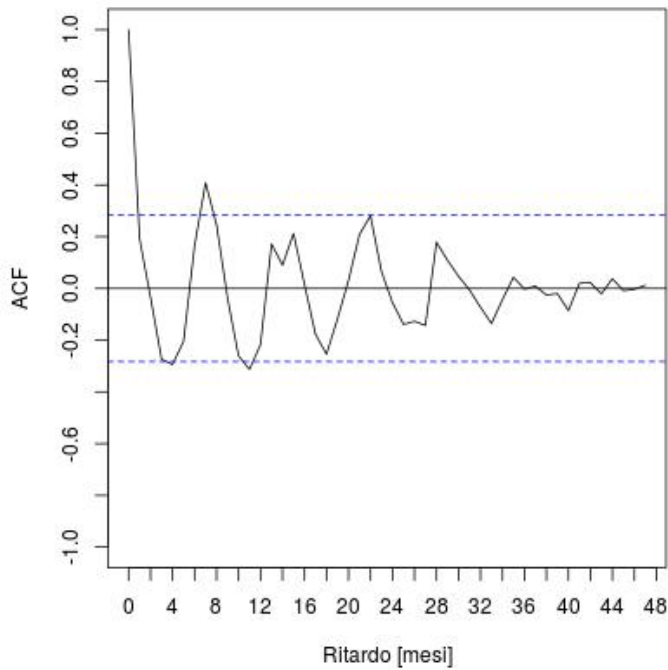
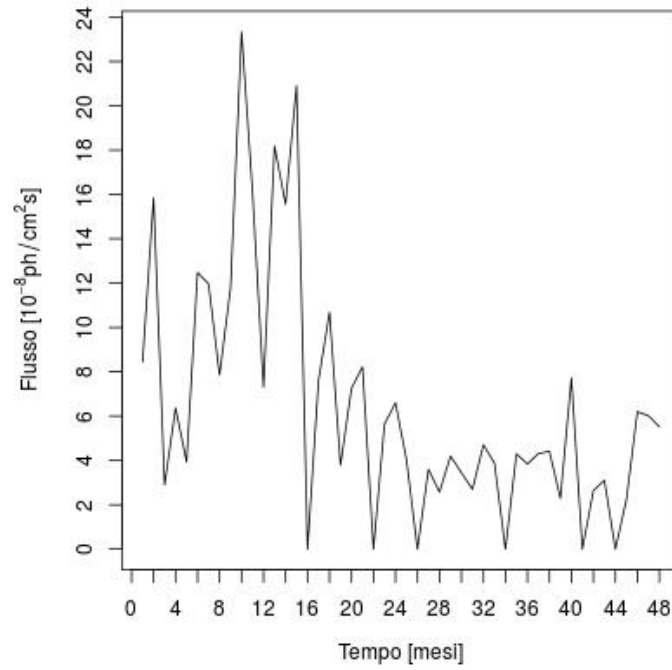


Figura 18: Curva di luce e correlogramma della sorgente J2021.1 + 3651 (PSR). Risultati test $T_{L\&B}$: $\chi^2 = 88,9$.

Curva luce di J1642.9+3950 (4 anni, 48 bins di 30 giorni)



Correlogramma di J1642.9+3950 (4 anni, 48 bins di 30 giorni)

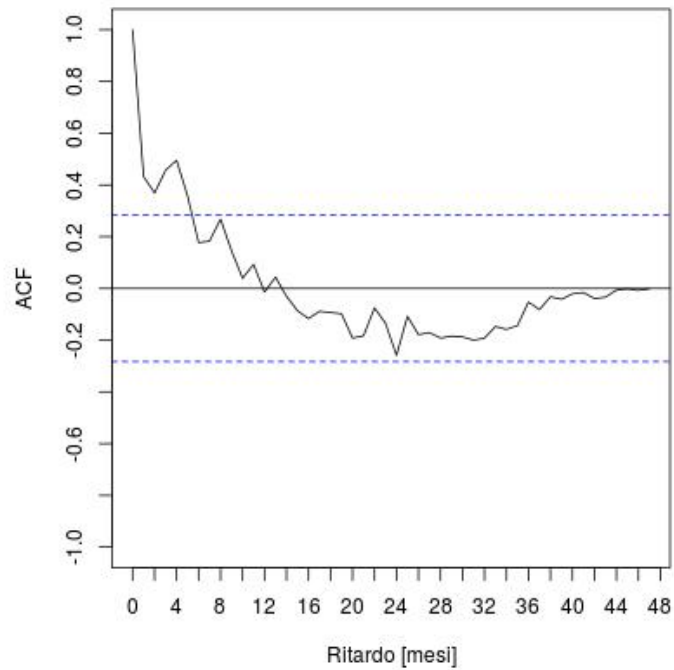
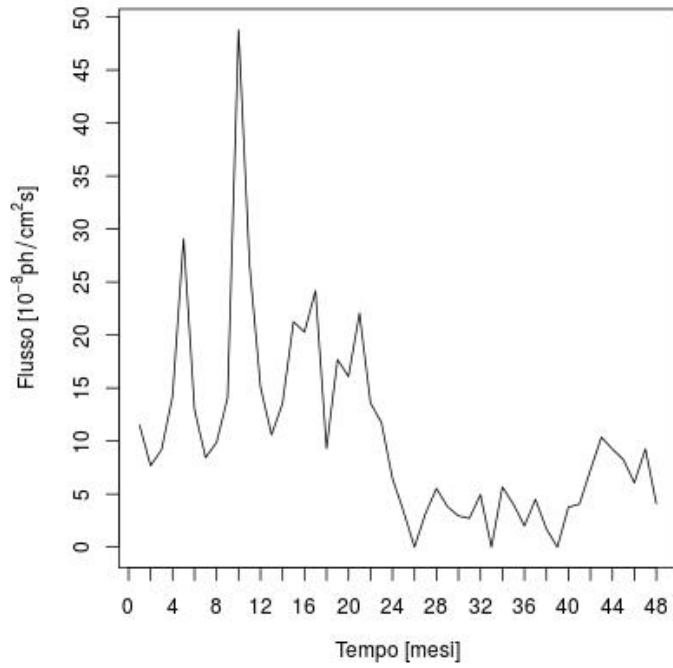


Figura 19: Curva di luce e correlogramma della sorgente J1642.9 + 3950 (FSRQ). Risultati test $T_{L\&B}$: $\chi^2 = 125, 4$.

Curva luce di J0442.6-0017 (4 anni, 48 bins di 30 giorni)



Correlogramma di J0442.6-0017 (4 anni, 48 bins di 30 giorni)

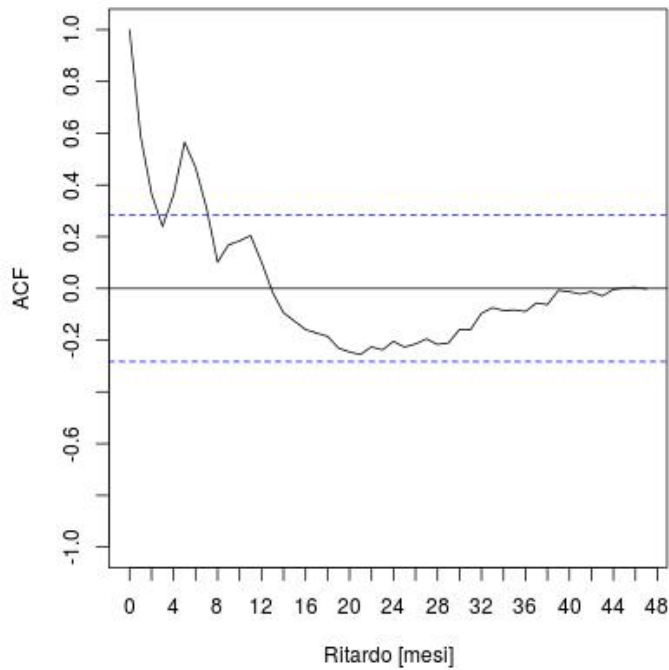
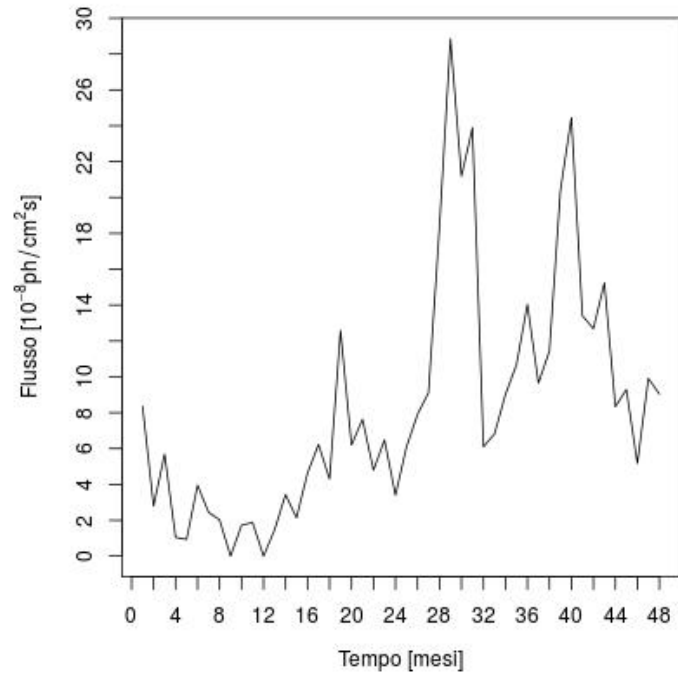


Figura 20: Curva di luce e correlogramma della sorgente J0442.6 – 0017 (fsrq). Risultati test $T_{L\&B}$: $\chi^2 = 158,8$.

Curva luce di J0339.5-0146 (4 anni, 48 bins di 30 giorni)



Correlogramma di J0339.5-0146 (4 anni, 48 bins di 30 giorni)

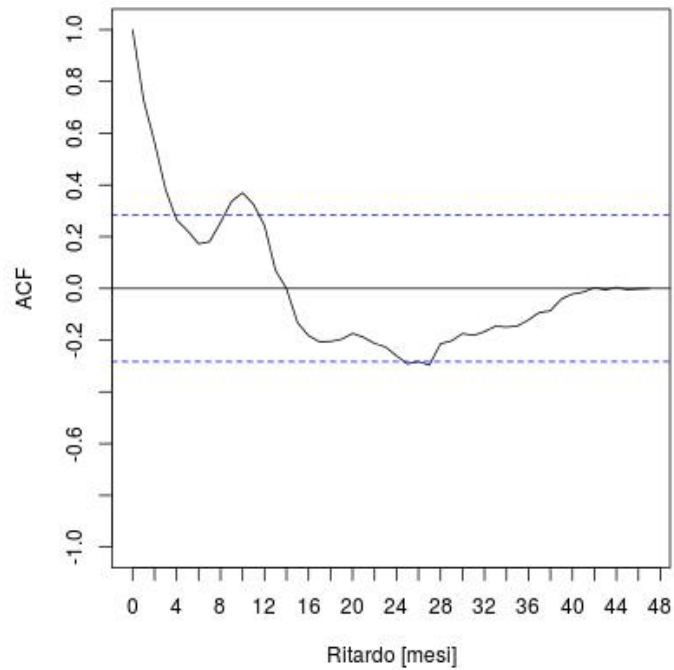
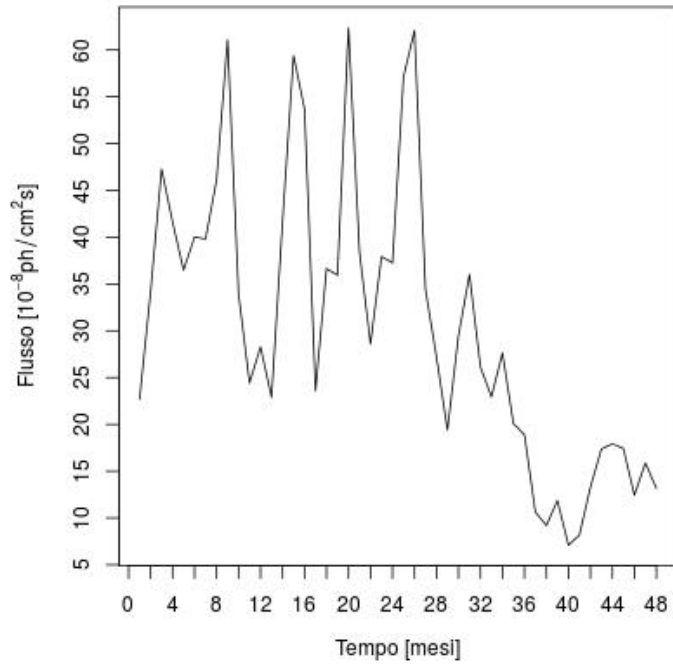


Figura 21: Curva di luce e correlogramma della sorgente J0339.5 – 0146 (fsrq). Risultati test $T_{L\&B}$: $\chi^2 = 197,1$.

Curva luce di J0730.2-1141 (4 anni, 48 bins di 30 giorni)



Correlogramma di J0730.2-1141 (4 anni, 48 bins di 30 giorni)

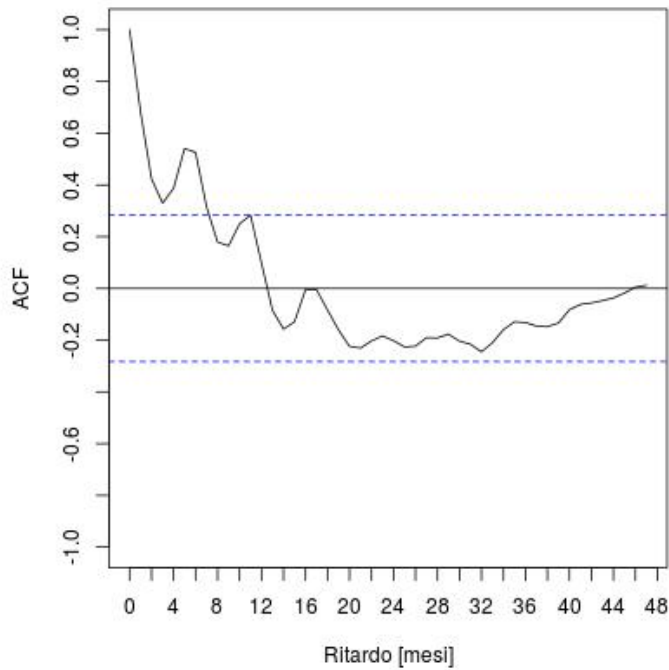


Figura 22: Curva di luce e correlogramma della sorgente J0730.2 – 1141 (fsrq). Risultati test $T_{L\&B}$: $\chi^2 = 208,6$.

3.2 SULL'EFFICACIA DEL METODO DELL'AUTOCOR- RELAZIONE: IL CASO DI PG 1553 + 113

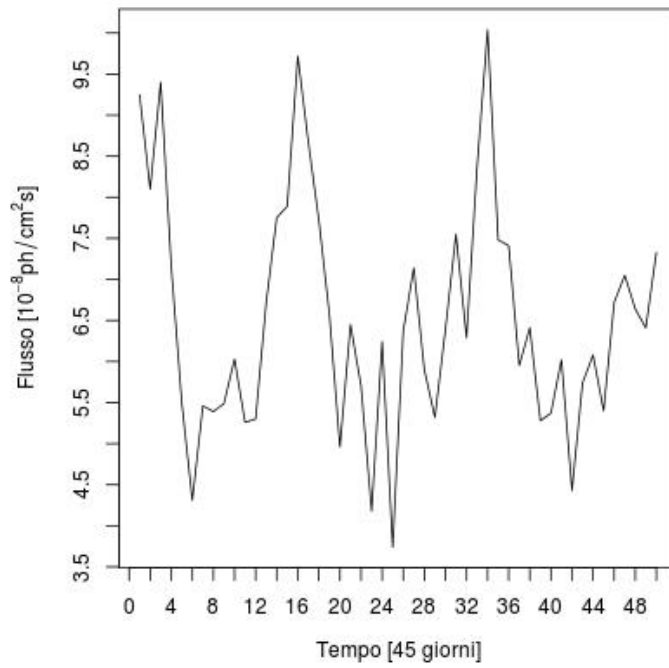
Con lo scopo di valutare l'efficacia di questo metodo d'analisi, confrontiamo i correlogrammi di due curve di luce corrispondenti alla stessa sorgente, ma con diverse caratteristiche. La sorgente in questione è la PG 1553 + 113, catalogata nel 3FGL come J1555.7 + 1111. La prima curva di luce, in Figura 23, si estende per 6 anni ed ha *bins* di 45 giorni. La seconda, in Figura 27, si estende per soli 4 anni (partendo dallo stesso istante dell'altra), ma ha *bins* più brevi di 30 giorni. Se si osserva il correlogramma della prima si nota subito la presenza di autocorrelazione e periodicità. Calcolando i centroidi dei picchi della ACF si risale al periodo: $T = (733,77 \pm 0,71)$ giorni. Prima di passare alla seconda curva di luce, osserviamo nelle Figure 24, 25, 26 cosa succede alla funzione di autocorrelazione se si considerano rispettivamente solo i primi 5, 4 e 3 anni. Osservando i correlogrammi ci si accorge di un progressivo attenuamento dei picchi della ACF. Già con un solo anno in meno la funzione di autocorrelazione viene contenuta quasi completamente entro le bande di confidenza. Tutti questi correlogrammi possono al più suggerire la periodicità della sorgente, ma non di certo garantirla. Si vedano anche i risultati dei test di Ljung-Box nelle didascalie delle figure: solo con 6, minimo 5 anni di dati il χ^2 risulta significativamente più alto del valore aspettato, cioè del numero di *bins* meno uno¹. Se dall'analisi dei dati si ottiene un correlogramma come questi allora l'unico modo per rinforzare la propria tesi, assenza o meno di autocorrelazione, è estendere temporalmente la serie temporale o aumentare la frequenza di campionamento, se non entrambe.

Prendiamo in considerazione, ad esempio, il correlogramma di Figura 25. Estendendo temporalmente la serie si giunge, come si è visto, al buon risultato di Figura 23. Se invece accorciamo la durata dei *bins* da 45 a 30 giorni otteniamo la seconda curva di luce, rappresentata in Figura 27, di cui si parlava all'inizio. Il suo correlogramma è più convincente nonostante non risalti molto il secondo picco positivo. Pure la riduzione a soli 3 anni (vedi Figura 28) ha un correlogramma che compete in significatività con quello di Figura 25. Se infine si confrontano i correlogrammi delle due curve di luce originarie (Figure 23 e 27) ci si accorge che in realtà la significatività non è molto diversa, anzi, stando al test di Ljung-Box la curva di luce più breve mette in risalto meglio l'autocorrelazione. In conclusione si può affermare che, in quanto a evidenziare autocorrelazioni, aumentare la frequenza di campionamento è in generale più efficace che estendere temporalmente la serie. Queste considerazioni valgono perlomeno nel caso in cui la serie temporale in esame contenga almeno un periodo completo dell'eventuale fenomeno periodico.

La PG 1553 + 113 è effettivamente una sorgente periodica. Si tratta di una BL Lac, un particolare tipo di Blazar. Come accennato nel primo capitolo, il tratto distintivo delle blazars è l'allineamento dei *jets* con la direzione di vista, una rapida variabilità e alta luminosità nel radio e nel gamma. Le blazars di tipo BL Lac sono una sottoclasse che presenta una anomala stabilità dei *jets* e quindi una minore variabilità. La periodicità potrebbe essere spiegata se questa sorgente fosse in realtà un sistema binario di due buchi neri che orbitano attorno al centro di massa comune.

¹ Il test di Ljung-Box infatti non tiene conto del primo *bin* della funzione di autocorrelazione che corrisponde al ritardo nullo. Si veda la (10).

Curva luce di PG1553+113 (6 anni, 50 bins di 45 giorni)



Correlogramma di PG1553+113 (6 anni, 50 bins di 45 giorni)

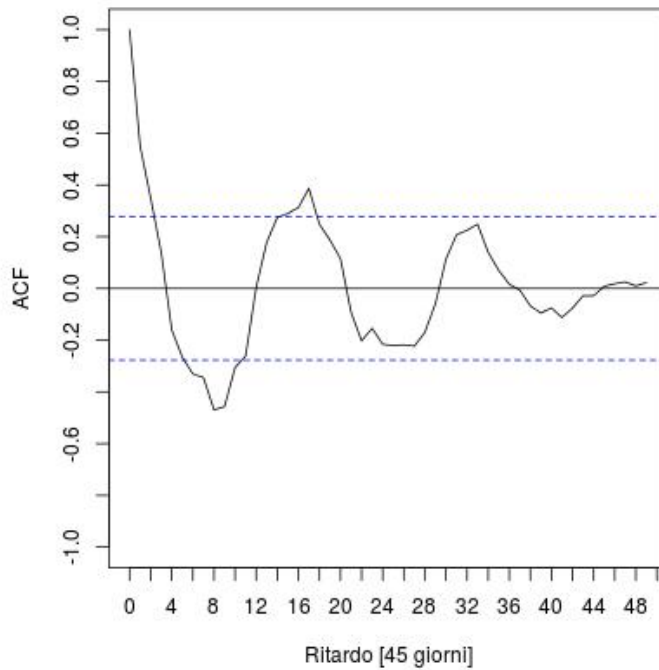
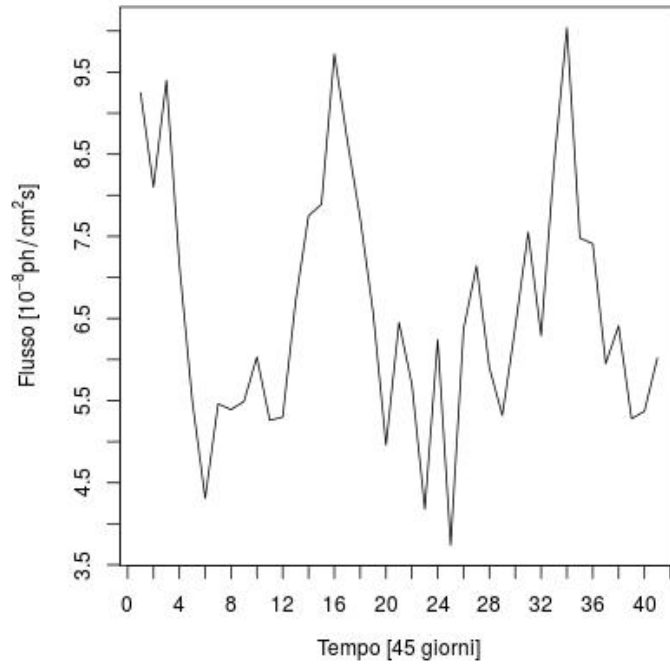


Figura 23: Curva di luce di 6 anni (50 bins di 45 giorni) e correlogramma della sorgente PG 1553.7 + 113 (BLL). Risultati test $T_{L\&B}$: $\chi^2 = 195,0$.

Curva luce di PG1553+113 (5 anni, 41 bins di 45 giorni)



Correlogramma di PG1553+113 (5 anni, 41 bins di 45 giorni)

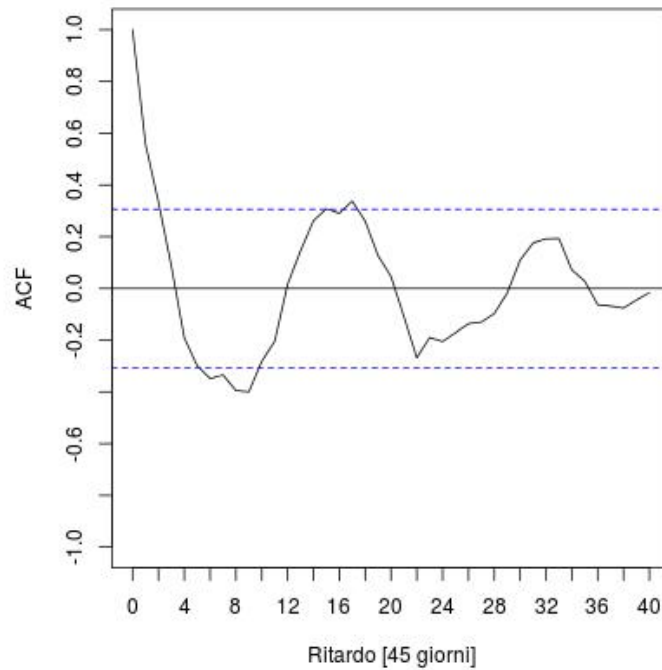
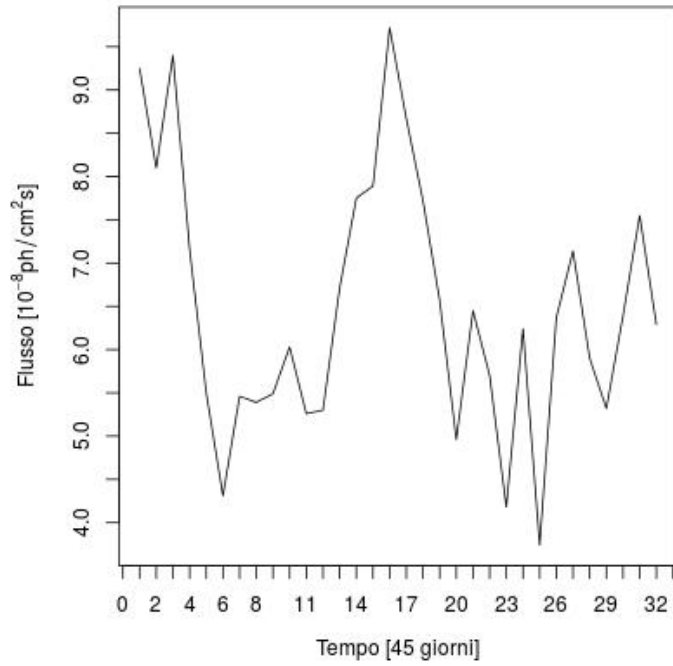


Figura 24: Curva di luce di 5 anni (41 bins di 45 giorni) e correlogramma della sorgente PG 1553.7 + 113 (BLL). Risultati test $T_{L\&B}$: $\chi^2 = 152,3$.

Curva luce di PG1553+113 (4 anni, 32 bins di 45 giorni)



Correlogramma di PG1553+113 (4 anni, 32 bins di 45 giorni)

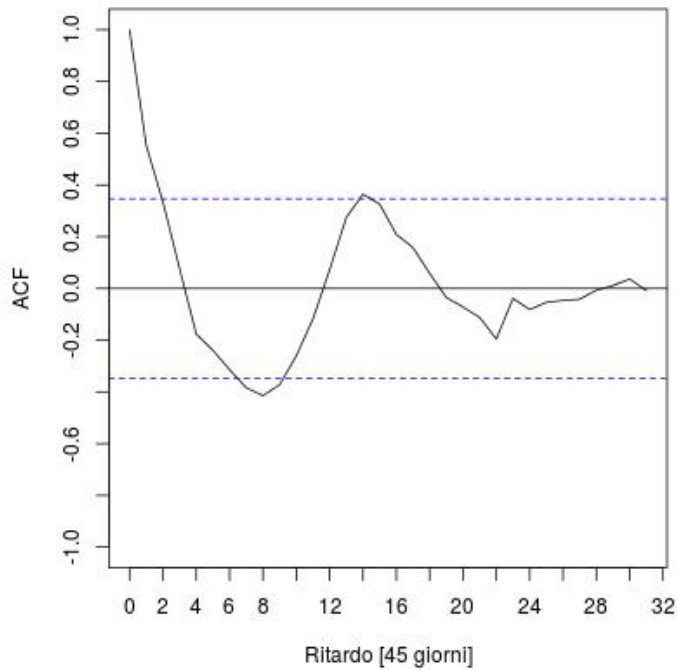
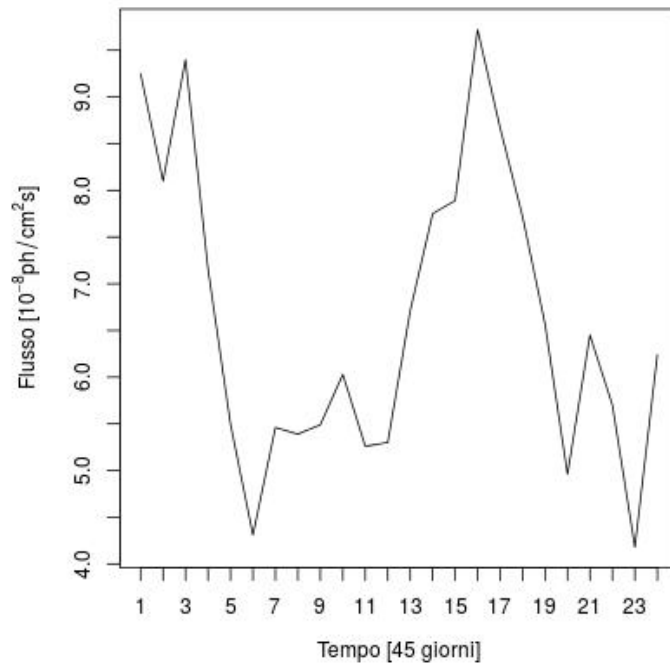


Figura 25: Curva di luce di 4 anni (32 bins di 45 giorni) e correlogramma della sorgente PG 1553.7 + 113 (BLL). Risultati test $T_{L\&B}$: $\chi^2 = 81,0$.

Curva luce di PG1553+113 (3 anni, 24 bins di 45 giorni)



Correlogramma di PG1553+113 (3 anni, 24 bins di 45 giorni)

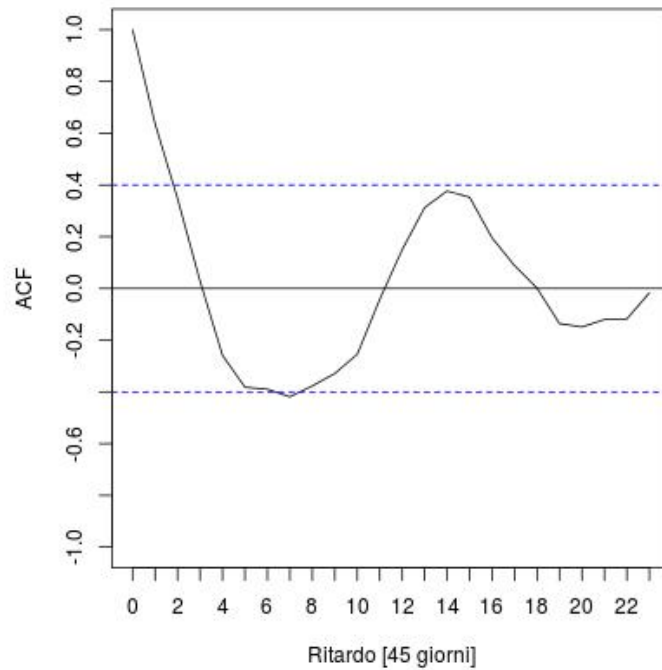
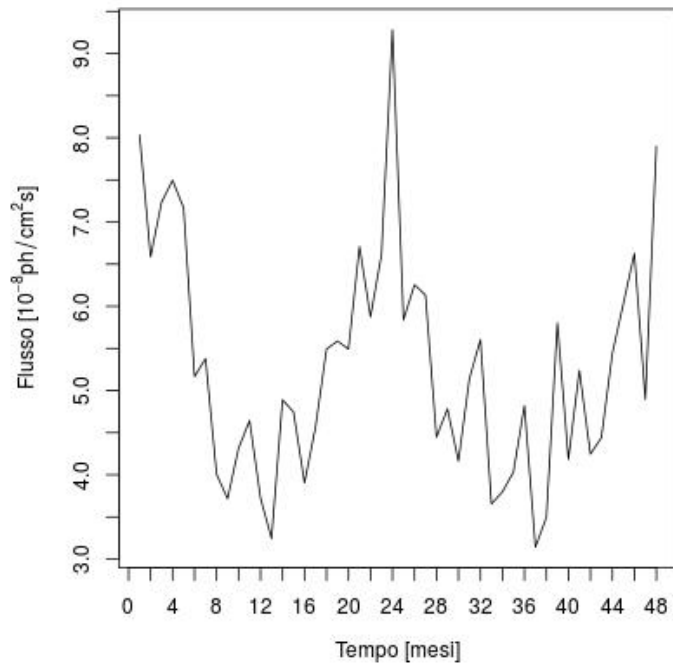


Figura 26: Curva di luce di 3 anni (24 bins di 45 giorni) e correlogramma della sorgente PG 1553.7 + 113 (BLL). Risultati test $T_{L\&B}$: $\chi^2 = 87,2$.

Curva luce di PG1553+113 (4 anni, 48 bins di 30 giorni)



Correlogramma di PG1553+113 (4 anni, 48 bins di 30 giorni)

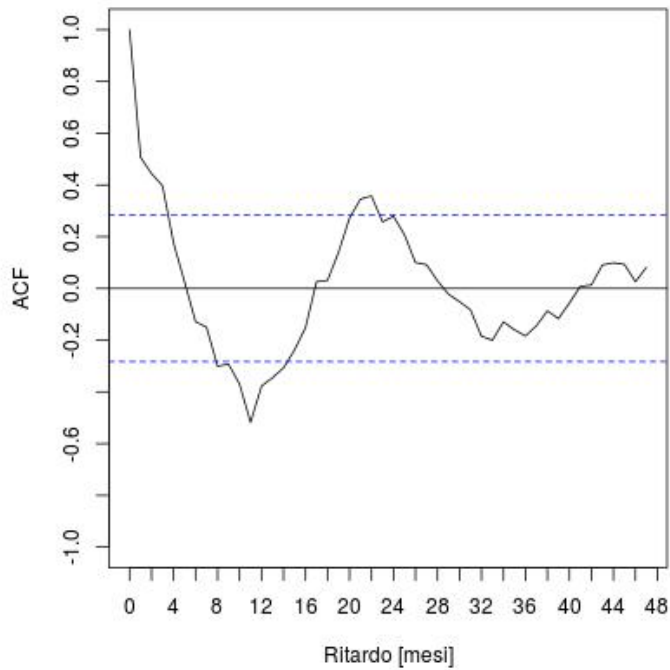
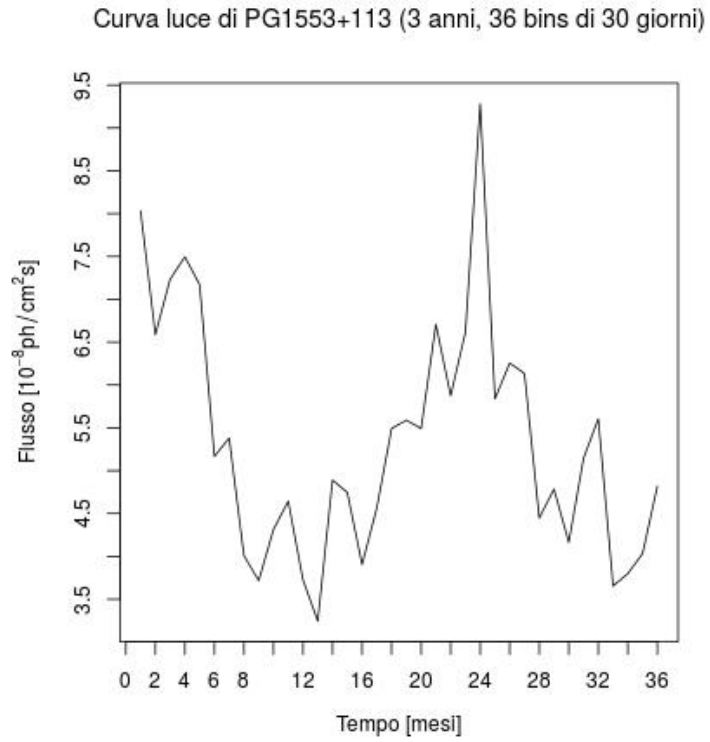


Figura 27: Curva di luce di 4 anni (48 bins di 30 giorni) e correlogramma della sorgente PG 1553.7 + 113 (BLL). Risultati test $T_{L\&B}$: $\chi^2 = 225,6$.



Correlogramma di PG1553+113 (3 anni, 36 bins di 30 giorni)

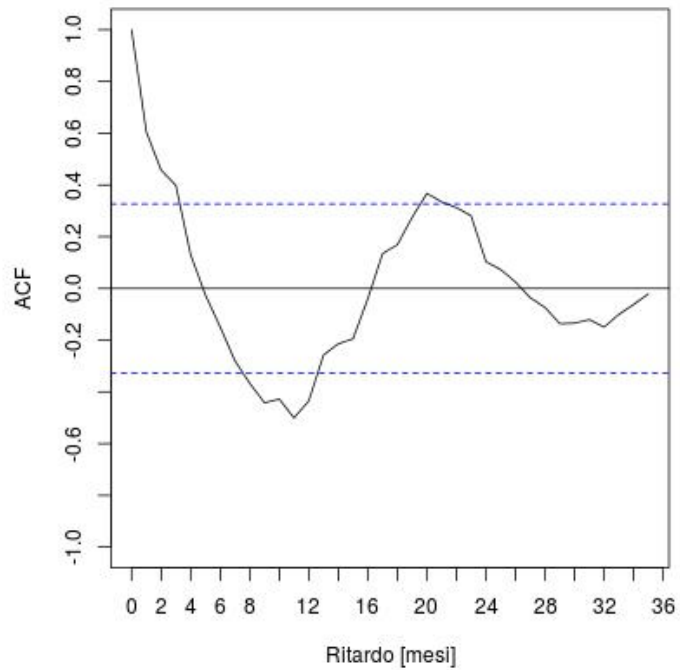


Figura 28: Curva di luce di 3 anni (36 bins di 30 giorni) e correlogramma della sorgente PG 1553.7 + 113 (BLL). Risultati test $T_{L\&B}$: $\chi^2 = 174,0$.

3.3 CONCLUSIONI

In questo lavoro sono state analizzate le curve di luce delle 3034 sorgenti del 3FGL, il terzo catalogo del *Fermi* Large Area Telescope, nei primi 4 anni di osservazione. Il metodo dell'autocorrelazione si è rivelato un utile strumento per la ricerca di *eco* o periodicità nelle sorgenti, in particolare di quelle dei Nuclei Galattici Attivi. In totale sono state individuate una decina di sorgenti interessanti sotto questo punto di vista. Il passo successivo sarà costruire delle curve di luce che coprano un arco temporale più lungo e con *bins* più brevi con lo scopo di scoprire la natura di questi fenomeni periodici. L'utilizzo del metodo dell'autocorrelazione su curve di luce con definizione migliore potrebbe inoltre evidenziare caratteristiche di periodicità nelle sorgenti del 3FGL che non sono emerse nella nostra analisi.

BIBLIOGRAFIA

- [1] W. B. Atwood et al., *The large area telescope on the fermi-gamma ray space telescope mission*, The Astrophysical Journal, 2009.
- [2] J. Ballet and T. H. Burnett, *The Fermi LAT Third Source Catalog*, the 33rd International Cosmic Ray Conference, 2013.
- [3] L. Breiman et al., *Classification and regression trees*, 1984.
- [4] F. Frascati, *Formulario di Statistica con R*, 2008.
- [5] W. N. Venables and B. D. Ripley, *Modern Applied Statistics with S*, Springer, 2002.
- [6] V. A. Bloomfield, *Using R for Numerical Analysis in Science and Engineering*, Taylor & Francis Group, 2014.
- [7] V. Ricci, *Analisi delle serie storiche con R*, 2005.
- [8] G. Lucchetta, *Caratterizzazione dello spettro di 3C454.3 osservato dal Fermi LAT*, Università degli Studi di Padova, 2014.
- [9] M. Nicoletti, *L'autocorrelazione nella curva di luce della blazar B0218 + 357*, Università degli Studi di Padova, 2014.