

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

Scuola di Scienze
Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Fisica

**SELEZIONE DI UN CAMPIONE DI
BLAZAR CANDIDATI PER FUTURE
OSSERVAZIONI CON IL CHERENKOV
TELESCOPE ARRAY**

Relatore:
Prof. Gabriele Giovannini

Presentata da:
Luigi Barchiesi

Correlatore:
Dott. Filippo D'Ammando

Anno Accademico 2016/2017

Indice

Introduzione	1
1 AGN: Nuclei Galattici Attivi	2
1.1 Struttura degli AGN	3
1.2 Classificazione degli AGN	6
1.3 Meccanismi di emissione	11
1.3.1 Radiazione da sincrotrone	11
1.3.2 Radiazione da Compton inverso	13
1.4 Effetti relativistici	14
1.4.1 Fattore Doppler, Doppler beaming e redshift	15
1.4.2 Moti superluminali apparenti	17
1.4.3 Effetto Cherenkov	18
2 Fermi e CTA	21
2.1 Il telescopio Spaziale Fermi	22
2.1.1 Cataloghi di sorgenti del telescopio Fermi	23
2.2 CTA: Cherenkov Telescope Array	27
2.2.1 Caratteristiche	27
2.2.2 Obiettivi scientifici	29
3 Scopo della tesi	31
3.1 Campione iniziale di sorgenti	31
3.2 Metodi di selezione	32
3.3 Selezione dei campioni	36
3.4 Analisi dei campioni	37
3.4.1 BL Lac	37
3.4.2 FSRQ	44
4 Discussione dei risultati	49
4.1 BL Lac	49
4.1.1 Campione I	49
4.1.2 Campione II	52

4.1.3	Conclusioni	52
4.2	FSRQ	53
4.2.1	Campione I	53
4.2.2	Campione II	54
4.2.3	Conclusioni	55
Conclusioni		56
Bibliografia		58

Introduzione

Il lavoro di tesi che stiamo per presentare si divide essenzialmente in due parti, una in cui si introducono i concetti di galassie attive e degli strumenti per rilevarle alle alte energie, e l'altra in cui si cercano i migliori parametri per selezionare quelle ad altissime energie.

Nella prima parte vengono introdotte le *galassie attive*, una particolare famiglia di galassie, contraddistinte da una luminosità estremamente più intensa rispetto alle normali galassie. In particolare ci si concentra sui *nuclei galattici attivi*, o AGN, la regione centrale di ogni galassia attiva, responsabile delle notevoli proprietà emissive. Presenteremo le caratteristiche degli AGN, la loro classificazione e accenneremo ai tipici meccanismi di emissione. Introdurremo poi il telescopio spaziale Fermi e gli strumenti per la rilevazione della radiazione gamma emessa dagli AGN, presentando i cataloghi di sorgenti individuate dal telescopio. Vedremo poi in particolare l'ultimo catalogo di sorgenti ad alte energie di Fermi, il 3FHL (*the Third Hard Fermi-LAT source catalog*). Infine presenteremo gli obiettivi scientifici e le caratteristiche del *Cherenkov Telescope Array*, o CTA, telescopio per la rilevazione di raggi gamma ad altissime energie, ora in costruzione.

Nella seconda parte viene esposto l'obiettivo dell'elaborato, ossia la scelta di un campione di sorgenti candidate per essere rilevate alle altissime energie con CTA. Discuteremo dei criteri per la selezione del campione e li applicheremo alle sorgenti presenti nel 3FHL. Infine studieremo le caratteristiche dei campioni e li confronteremo con le sorgenti già rilevate ad altissime energie e presenti nel TevCat.

Nelle conclusioni viene discusso e commentato l'esito del lavoro.

Capitolo 1

AGN: Nuclei Galattici Attivi

Il 26 aprile 1920, nel Baird auditorium dello Smithsonian Museum of Natural History, ebbe luogo un dibattito di tale importanza che viene chiamato in astronomia “Il Grande Dibattito”. Questo ebbe luogo tra gli astronomi Harlow Shapley e Heber Curtis sulla reale natura delle galassie e sulle dimensioni dell’universo osservabile. Il dibattito si focalizzava su cosa fossero le galassie (allora dette anche nebulose a spirale), se fossero cioè oggetti appartenenti alla nostra Galassia come sosteneva Shapley e la Via Lattea costituisse l’intero universo, o se, la tesi di Curtis, le nebulose a spirale fossero altre galassie non dissimili dalla nostra e l’universo si estendesse ben oltre la Via Lattea.

La questione fu risolta definitivamente da Edwin Hubble nel 1924, grazie al telescopio Hooker che permise allo scienziato di risolvere le parti esterne di alcune nebulose spiraliformi e di stimare, tramite variabili cefeidi, le loro distanze, che risultarono ben più grandi della dimensione della nostra galassia. Si era quindi, per la prima volta, accertato che l’universo non era confinato alla sola Via Lattea, ma che esistevano molte altre galassie là fuori, ognuna con i suoi miliardi di stelle.

Ai giorni nostri stimiamo che nell’universo osservabile siano presenti più di 100 miliardi di galassie, dalle piccole galassie nane, contenenti poche decine di milioni di stelle, alle galassie giganti, che arrivano a contenerne più di 1000 miliardi. Una piccola parte di queste galassie, circa l’1%, può essere annoverata fra le *galassie attive*, una particolare classe con potenza di emissione 1000 volte più intensa delle altre galassie, ed in cui la maggior parte dell’energia emessa non è imputabile all’emissione legata a stelle, polveri e gas interstellare.

Le galassie attive sono conosciute anche come **AGN** (*Nuclei Galattici Attivi*), ad indicare che la maggior parte dell’emissione è concentrata in una piccola regione posta al centro della galassia, il nucleo (vedi Fig. 1.1). Si presume che questa enorme emissione sia una fase ben specifica della vita delle galassie, collegata al primo periodo di collasso dopo la formazione. Ciò è in accordo con la piccola percentuale di galassie attive trovate; essendo una fase transitoria, la maggior parte delle galassie l’ha già superata. Proprio grazie alla loro enorme luminosità le galassie attive vengono osservate fino a grandi distanze.

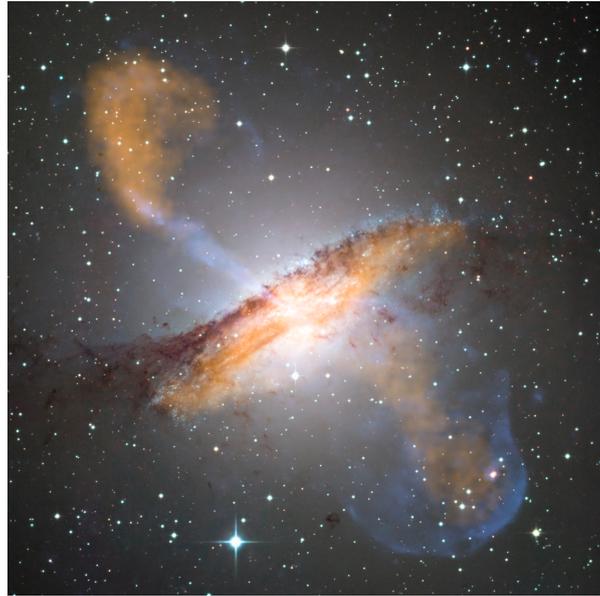


Figura 1.1: L'AGN Centaurus A, radiogalassia di tipo FR I. All'immagine ottica é stata sovrapposta l'emissione in X in blu e quella in banda radio in arancione.

1.1 Struttura degli AGN

Ad oggi, la struttura generale degli AGN è approssimativamente conosciuta; tuttavia molte caratteristiche ci sono, del tutto o parzialmente, nascoste a causa della struttura stessa dei nuclei galattici e della loro radiazione fortemente anisotropa.

Il motore principale di un AGN è il buco nero supermassivo o **SMBH** (*Super Massive Black Hole*) al centro della galassia (vedi Fig. 1.2). Attorno a questo è presente un sottile **disco di accrescimento** di polveri e gas. Il SMBH ed il disco di accrescimento sono circondati da un **toro di materia oscurante**. Vi sono inoltre nubi di gas e polveri rotanti sopra e sotto il disco di accrescimento che prendono il nome di **BLR** (*Broad Line Region*), se sono vicine al SMBH, e di **NLR** (*Narrow Line Region*), se ne sono lontane. In alcuni degli AGN, dal SMBH sono emessi due **getti** di materiale ionizzato a velocità ultrarelativistiche in direzione perpendicolare al piano del disco di accrescimento. I getti si propagano nel mezzo interstellare ed interagiscono con esso, creando, nella parte terminale, estese regioni che producono la maggior parte dell'emissione radio, chiamate **lobi**. In particolare, le zone a più alta densità di energia vengono identificate come **hot spots**.

SMBH

Si ritiene che tutte, o almeno la maggior parte, delle galassie abbiano al loro interno uno o più buchi neri supermassicci, che risultano le cause prime delle fortissime emissioni

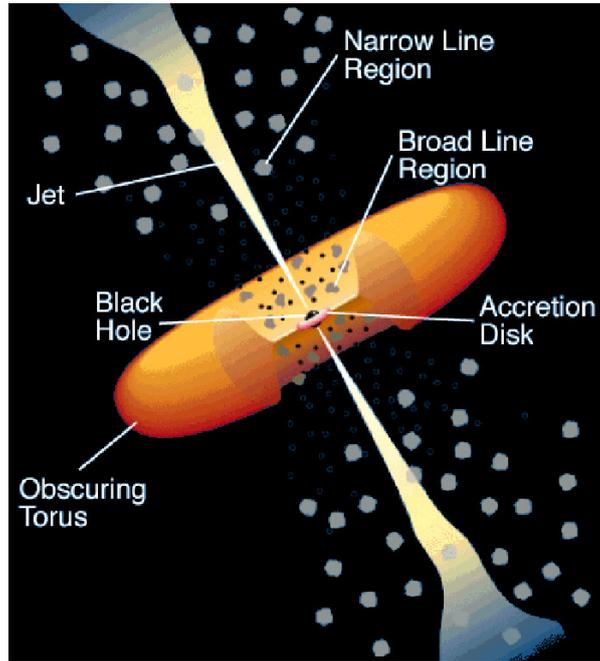


Figura 1.2: AGN - Schema esemplificativo

degli AGN.

A partire dagli anni sessanta si iniziò a teorizzare che all'interno degli AGN fossero presenti SMBH. Studi sulla variabilità dei Blazar (un particolare tipo di AGN) stimarono un raggio limite, oltre il quale la variabilità non sarebbe potuta essere riconoscibile. Affinché una sorgente luminosa perduri nel tempo deve essere in equilibrio idrostatico, ossia la pressione di radiazione dovuta alla sua luminosità deve essere equilibrata dall'attrazione gravitazionale della sua massa. Ciò fissa un limite superiore alla luminosità che può avere una sorgente in base alla sua massa, chiamato Limite di Eddington. Conoscendo la luminosità dei Blazar si riuscì, tramite il limite di Eddington, a stimare la loro massa minima, necessaria affinché fossero in equilibrio idrostatico. Considerando assieme la massa così stimata ed il raggio ricavato dalla variabilità, si dedusse che al centro degli AGN non potessero che esserci buchi neri.

Questi buchi neri vengono chiamati supermassicci, poiché la loro massa è di $10^4 - 10^9$ volte la massa dei buchi neri di origine stellare, avendo quindi una massa di $10^5 - 10^{10}$ masse solari (indicata con il simbolo M_{\odot}).

Disco di accrescimento

Il disco di accrescimento è un sottile disco di polveri e gas in caduta gravitazionale verso il buco nero. La conservazione del momento angolare implica che la materia cada tramite orbite a spirale quasi kepleriane, andando a formare un disco esteso e sottile di materia

in rapida rotazione attorno al SMBH.

Il teorema del viriale ci dice che la metà dell'energia gravitazionale liberata dalla materia in caduta su orbite più interne porta al riscaldamento del disco, l'altra metà deve essere irradiata. La materia che compone il disco diviene quindi più calda all'avvicinarsi al buco nero.

Vi è inoltre dissipazione dell'energia rotazionale tramite varie forme di instabilità dei fluidi e magnetoidrodinamiche causate dalle particelle in rapido moto. Nello spettro di molti AGN è presente un picco di emissione in ottico e nell'ultravioletto, il cosiddetto *blue bump*, associabile all'emissione di un corpo nero di $10^5 - 10^6$ K, che corrisponde alla temperatura stimata per la materia più interna del disco di accrescimento.

Toro oscurante

Questa struttura è formata da nubi di gas e polveri in rotazione attorno al nucleo. Rispetto al disco di accrescimento, il toro oscurante è molto più lontano dal buco nero e risente meno della sua attrazione gravitazionale. La materia si distribuisce, quindi, in una regione più ampia e spessa, andando a formare un toro che circonda il SMBH ed il disco di accrescimento.

Il toro è otticamente spesso, assorbe cioè la maggior parte delle radiazioni emesse dalle zone interne. Come conseguenza la luminosità dell'AGN è fortemente ridotta quando la linea di vista giace sul piano di rotazione. Il toro oscurante è una delle principali cause della forte anisotropia dell'emissione osservata nei nuclei galattici attivi.

Broad e Narrow Line Region

Sopra e sotto il disco di accrescimento sono presenti nubi di gas e polveri in rapida rotazione attorno all'asse del nucleo. Le forti radiazioni provenienti dal nucleo fotoionizzano queste nubi, e la ricombinazione del materiale fotoionizzato produce delle righe di emissione caratteristiche.

In particolare, per la zona più interna, che ha maggiore velocità di rotazione (~ 5000 km/s) e densità ($10^7 - 10^9$ particelle su cm^3), si osservano righe di emissione più larghe e questa regione viene chiamata Broad Line Region.

Le nuvole nella zona più esterna hanno velocità e densità (10^3 particelle su cm^3) minori, le righe di emissione sono quindi più strette e la regione è identificata come Narrow Line Region.

Getti e radiolobi

Una delle più importanti, e spettacolari, forme di emissione degli AGN è l'espulsione, in direzione perpendicolare al piano del disco, di due getti simmetrici di materiale a velocità ultrarelativistiche. I campi magnetici e la rotazione differenziale del disco di accrescimento, causano campi magnetici indotti che accelerano le particelle cariche vicine

al buco nero e le espellono dal nucleo. I getti vengono rilevati grazie all'emissione di fotoni da sincrotrone nella banda radio (nelle sorgenti più potenti anche nel visibile e nei raggi X) e di fotoni da Compton inverso, generati dai processi di SSC (Synchrotron Self Compton) e EC (External Compton).

I getti interagiscono con il mezzo interstellare, la loro energia viene dissipata lungo il getto stesso (specialmente per i getti più deboli) e in un'onda d'urto terminale che crea estesi radio lobi (specialmente per i getti più forti)(vedi Fig. 1.3). Nei radiolobi possono crearsi zone di instabilità e onde d'urto che producono localmente altri elettroni relativistici in zone ad alta densità di energia chiamate hotspots, che emettono nuova radiazione di sincrotrone.

Una caratteristica dei getti è che, ricavando la loro velocità di propagazione, possono in alcuni casi essere ottenuti valori maggiori della velocità della luce, si parla, quindi, di *moto superluminale apparente*, dovuto agli effetti di “*Doppler Beaming*”.

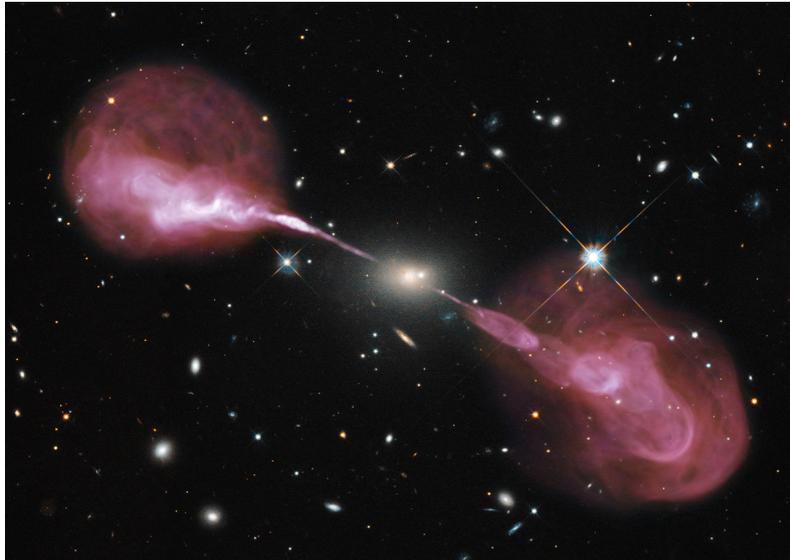


Figura 1.3: 3C 468 - una radiogalassia con lobi ben visibili

1.2 Classificazione degli AGN

La classificazione dei diversi tipi di AGN si basa principalmente sul tipo di radiazione che riceviamo dal nucleo galattico.

Considerando l'emissione in banda radio, gli AGN possono essere divisi in due gruppi. Nei casi in cui sia presente una forte emissione radio, dominante rispetto alle altre frequenze, i nuclei galattici vengono chiamati **oggetti radio intensi** o **RLO** (Radio Loud Objects). Questi costituiscono il 15-20% degli AGN. Se l'emissione in banda radio è invece trascurabile rispetto a quella nelle altre bande, si classificano come **oggetti radio**

quieti o **RQO** (Radio Quiet Object)(vedi Tabella 1.1).

Considerando le righe di emissione ottiche riusciamo a raggruppare gli AGN in tre categorie. Gli AGN di **tipo 2**, con righe di emissione deboli e strette, gli AGN di **tipo 1**, con righe forti e larghe, ed infine gli AGN con caratteristiche spettrali inusuali o di difficile identificazione, che vengono classificati come AGN di **tipo 0**.

Nel caso delle radiosorgenti, ossia degli AGN con forte emissione nella banda radio, possiamo classificarli anche in base a quale regione contribuisce alla maggior parte dell'emissione. Si parla, quindi, di **radiosorgenti estese**, o **lobe dominated**, se l'emissione è più intensa nei lobi, di **radiosorgenti compatte**, o **core dominated**, se è il nucleo il responsabile della maggior parte della radiazione.

Si deve tener ben presente, tuttavia, che non sono insolite galassie con caratteristiche intermedie tra i gruppi, che le rendono di difficile classificazione.

	Tipo 2	Tipo 1	Tipo 0
Radio Quiet	Seyfert 2 NELG IRQ	Seyfert 1 QSO	Bal Quasar?
Radio Loud	NLRG(FR I + FR II)	BLRG Radioquasar (SSRQ + FSRQ)	Blazar (BL Lac + OVV)

Tabella 1.1: Classificazione AGN per tipi ed emissione in banda radio

Galassie di Seyfert

Le galassie di Seyfert sono una classe di AGN che presentano righe spettrali molto larghe, interpretabili come prodotte da dense nubi di gas ad alta ionizzazione in moto a grandi velocità, e prendono il nome dal loro scopritore, l'astrofisico Carl Keena Seyfert. Le galassie di Seyfert sono tutte galassie a spirale, con un nucleo molto compatto e molto luminoso. Il loro spettro è ricco di righe di emissione da atomi ad alta eccitazione, con una notevole componente non termica specialmente nella banda ultravioletta. Sono anche forti sorgenti infrarosse e, salvo poche eccezioni, hanno una debole emissione radio, che le classifica, pertanto, come RQO.

Sulla base degli spettri sono divisibili in due gruppi: le Seyfert I e II (vedi Fig. 1.4).

- **Seyfert I:** hanno righe di emissione molto larghe, che indicano velocità nell'ordine di 10^4 km/s, e righe proibite più strette. Si crede che le righe di emissione si formino in regioni dense e molto vicine al nucleo (BLR), mentre quelle proibite in regioni più esterne (NLR).

- **Seyfert II:** hanno righe più strette, associabili a velocità dell'ordine di 10^3 km/s, che sarebbero prodotte tutte in regioni esterne.

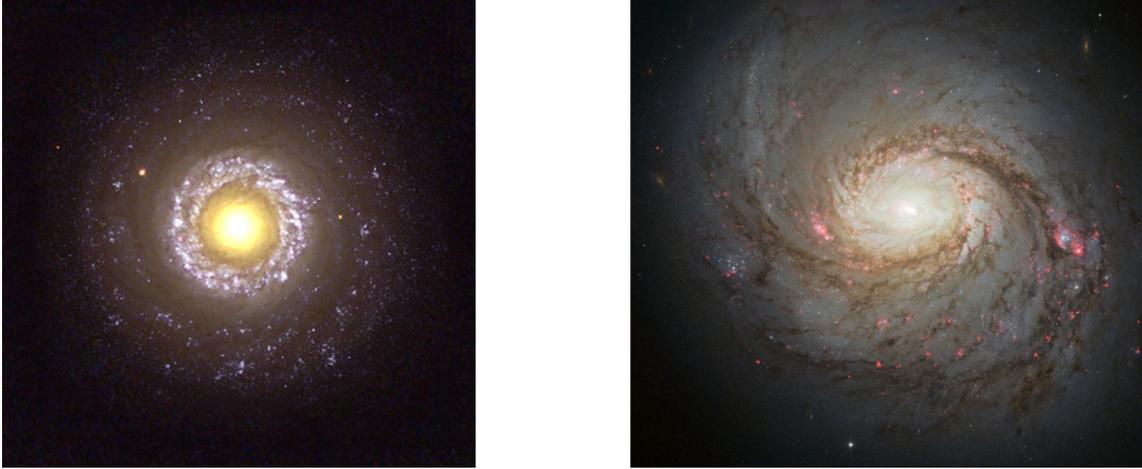


Figura 1.4: A sinistra, la galassia NGC 7742, una Seyfert I. A destra, Messier 77, una Seyfert II

Radiogalassie

Come suggerisce il nome le radiogalassie sono forti sorgenti radio e sono pertanto classificate come RLO. Le caratteristiche dello spettro e della polarizzazione indicano che la radiazione emessa è di sincrotrone non termico. Solitamente, la radiazione in banda ottica risulta minore della controparte in banda radio.

A seconda delle righe di emissione, possono essere suddivise in **Broad Line Radio Galaxy** (o **BLRG**, che appartengono al tipo 1) e **Narrow Line Radio Galaxy** (o **NLRG**, di tipo 2). Quest'ultime sono ulteriormente suddivise in due gruppi, **FR I** e **FR II**, a seconda delle dimensioni, della morfologia e della potenza di emissione (vedi Fig. 1.5).

- **FR I:** sono meno estese e luminose, dominate dai getti, che appaiono turbolenti e dotati di morfologie distorte dai campi magnetici del nucleo. L'emissione risulta distribuita lungo tutto il getto, rendendolo di fatto facilmente individuabile.
- **FR II:** sono più estese e luminose e dominate dai lobi. Infatti la maggior parte dell'emissione radio si riscontra lontana dal nucleo, negli hotspots dei lobi al termine dei getti. I getti risultano più collimati ed efficienti, rendendone più difficile l'individuazione. Spesso ne risulta visibile uno solo. Questo è dovuto al fatto che l'emissione del getto in avvicinamento rispetto all'osservatore risulta amplificata per effetto di "Doppler Beaming". Di controparte, l'altro getto, in allontanamento, ha un'emissione attenuata.

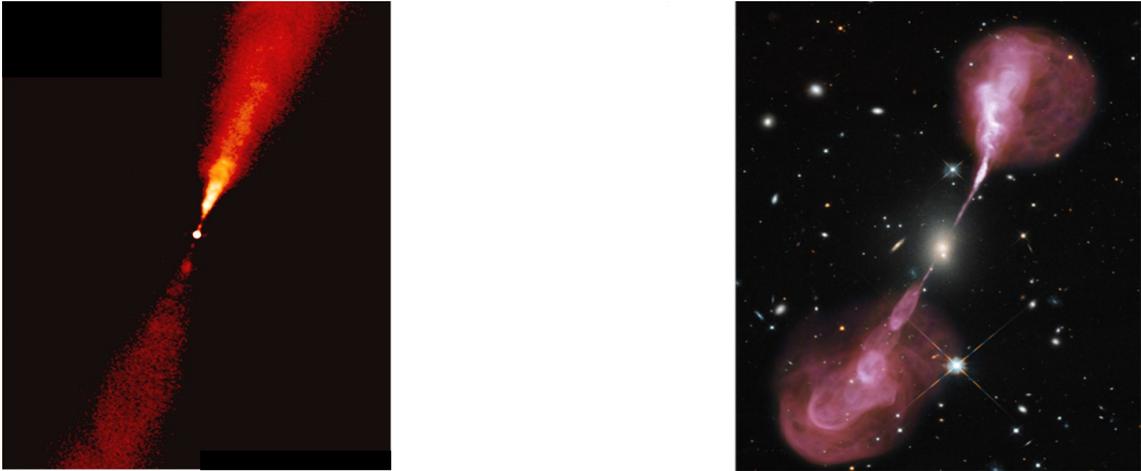


Figura 1.5: A sinistra, la radiogalassia NGC 383, una FR I. A destra, 3C 348, conosciuta anche come Hercules A, una FR II

Quasar

Il termine QUASAR è stato coniato nel 1964 dall'astrofisico Hong-Yee Chiu, è una contrazione di QUASi stellar radio source (radio sorgente quasi stellare). Sono così chiamati poiché, quando furono scoperti negli anni '50, apparivano come una sorgente molto intensa in radio, la cui controparte ottica risultava puntiforme come una stella. Grazie allo studio delle distanze tramite il redshift, ci si è accorti che la loro natura puntiforme era da accreditare all'enorme distanza a cui erano situati. Data la grande distanza a cui sono visibili i quasar, se ne ricava che la luminosità di questi oggetti è almeno 1000 volte quella delle normali galassie.

La maggior parte dei quasar è classificabile come AGN di tipo 1 e RLO. Possono essere ulteriormente suddivisi, a seconda della forma dello spettro continuo, in: **SSRQ** (Steep Spectrum Radio Quasar) e **FSRQ** (Flat Spectrum Radio Quasar). Il picco di emissione caratteristico dei quasar, anche se è presente emissione in tutte le bande, si trova nell'ultravioletto. Sono oggetti di variabilità irregolare, in alcuni casi con tempi scala dei giorni o delle ore. Esistono anche dei quasar con attività radio molto ridotta, in questi casi si parla di radio quiet quasar (**QSO**), in cui poche caratteristiche, oltre l'enorme differenza di luminosità, li contraddistinguono dalle galassie di Seyfert.

Blazar

Circa il 10% degli AGN ha potenti getti relativistici. Se i getti sono puntati verso di noi, l'emissione prodotta viene fortemente amplificata per *Doppler boosting*. Queste sorgenti prendono il nome di Blazar. Di conseguenza i Blazar sono sorgenti altamente luminose, che mostrano una forte variabilità, soprattutto alle alte energie. Vengono considerati i fenomeni persistenti più violenti dell'universo.

La maggior parte dell'emissione proviene dal nucleo (sono core dominated) e presentano una forte componente in banda radio, che li classifica come RLO. In alcuni casi hanno anche una luminosità in ottico estremamente elevata con emissioni che si spingono fino alla banda dei raggi X e gamma. Se si riesce a misurare le velocità delle componenti emesse dal nucleo si possono riscontrare velocità superluminali apparenti.

Poiché il loro spettro è privo di righe di emissione sono classificati come AGN di tipo 0. Possono essere divisi in due ulteriori tipi: gli **OVV** e i **BL Lac**.

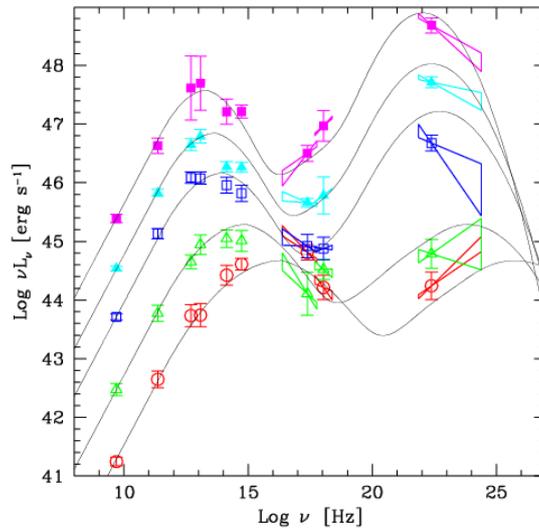
- **OVV**: Optical Violent Variable, oggetti ottici violentemente variabili, sono i radio quasar più potenti. Hanno variabilità estremamente elevate, con tempi di scala anche di poche ore.
- **BL Lac**: prendono il nome dal primo prototipo di questi oggetti trovato, BL Lacertae. Sono oggetti molto compatti, luminosi ed estremamente variabili. Queste sorgenti sono molto simili ai quasar, forte emissione radio con notevoli componenti in X e in gamma, ma prive di righe di emissione, cosa che nei primi tempi ne impediva la misura della distanza tramite il redshift. Solo dopo aver raggiunto adeguate sensibilità nelle osservazioni, si confermò la presenza di una galassia ospite attorno al nucleo.

La distribuzione di energia dello spettro non termico (SED o *Spectral Energy Distribution*) dei Blazar ha una forma caratteristica con due picchi, uno compreso nella banda infrarosso - raggi X, l'altro in quella MeV – TeV. Se si dividono i Blazar in categorie in base alla loro luminosità bolometrica e si correla la luminosità rilevata con la frequenza si ottiene un grafico caratteristico che prende il nome di *Blazar Sequence*, dove sono ben visibili i due picchi (vedi Fig. 1.6).

La *Blazar Sequence* può trovar spiegazione nella differenza di raffreddamento radiativo subito dagli elettroni in differenti categorie di blazar, assumendo, invece, che il meccanismo di accelerazione sia simile per tutti.

Blazar molto potenti hanno dischi di accrescimento radiativamente efficienti, capaci di ionizzare le nubi di polvere e gas nelle BLR. I fotoni prodotti dal disco che vanno a colpire le BLR vengono riprocessati e riemessi dentro il getto. Parte della luminosità del disco è intercettata dal toro di polvere e riemessa nella banda infrarossa. Il processo di Compton Inverso (IC) può usare questi fotoni (prodotti quindi esternamente al getto) per produrre forti luminosità ad alte frequenze. Questo implica un forte raffreddamento radiativo, che impedisce agli elettroni emessi di raggiungere energie molto alte. L'intera SED è quindi "rossa", ma con il secondo picco, quello del IC, più accentuato. I due picchi si collocano nella banda dei sub-mm, il primo, e in quella dei MeV, il secondo.

BL Lac a minore potenza hanno un disco radiativamente inefficiente, non capace di ionizzare significativamente le nuvole della BLR. Ci sono quindi meno fotoni seme che possono essere scatterati ad alte energie. Il raffreddamento radiativo è quindi più debole, permettendo agli elettroni emessi di raggiungere energie più alte e producendo una SED

Figura 1.6: Esempio di *Blazar Sequence*

“blu”. La SED risulta, quindi, spostata verso energie maggiori, ma con il picco del IC meno accentuato rispetto al picco di sincrotrone, diversamente dai Blazar più potenti.

1.3 Meccanismi di emissione

I nuclei galattici attivi tendono ad avere luminosità molto maggiori delle normali galassie (fino a 1000 volte di più), é naturale, quindi, aspettarsi che i meccanismi di emissione differiscano da quelli delle galassie non attive.

Nelle analisi degli spettri si riscontrano infatti delle radiazioni da componenti non termiche. Le normali galassie emettono principalmente grazie a fenomeni termici, ossia gas e polveri riscaldate e per i noti processi di fusione che avvengono nelle stelle. D’altra parte, malgrado le emissioni termiche siano presenti, specialmente nel disco di accrescimento, il loro contributo é minoritario rispetto a quello delle emissioni non termiche.

La componente non termica negli AGN é dovuta principalmente a due meccanismi: l’**emissione di radiazione da sincrotrone** e l’**emissione da Compton inverso**.

1.3.1 Radiazione da sincrotrone

La radiazione da sincrotrone é generata da particelle cariche in moto a velocità relativistiche costrette su traiettorie curve dalla presenza di un forte campo magnetico. Maggiore la velocità della particella, maggiore sarà l’energia del fotone emesso, e la radiazione risulterà a maggiori frequenze. L’emissione avviene generalmente in banda radio, ma con picchi fino ad i raggi X.

Nel caso degli AGN il materiale ionizzato che ruota attorno al buco nero produce un campo magnetico con linee di forza dirette lungo l'asse di rotazione. Le particelle cariche dei getti, ioni ed elettroni, emesse in un cono attorno all'asse di rotazione, subiscono gli effetti di questo campo magnetico e sono quindi costrette su traiettorie elicoidali lungo l'asse stesso.

Il moto di una particella di carica e e massa m che si muove a velocità \vec{v} in un campo magnetico omogeneo \vec{B} (consideriamo il campo dell'AGN praticamente costante nell'intervallo spaziale in cui una particella ha messo la radiazione che si va a rilevare) è governato dall'equazione relativistica di Einstein-Planck

$$\frac{d(m\gamma\vec{v})}{dt} = e(\vec{v} \times \vec{B}) \quad \frac{d(m\gamma c^2)}{dt} = 0 \quad (1.1)$$

dove la seconda è dovuta all'assenza di campo elettrico $E = 0$. Questo implica che γ e v risultano costanti. Considerando separatamente la componente parallela e quella normale di \vec{v} rispetto a \vec{B} si ha che

$$\frac{d\vec{v}_{\parallel}}{dt} = 0 \quad \frac{d\vec{v}_{\perp}}{dt} = \frac{e}{\gamma m}(\vec{v}_{\perp} \times \vec{B}) \quad (1.2)$$

Dalla prima della (1.2) consegue che v_{\parallel} è costante ($a_{\parallel} = 0$) e quindi, poiché lo è pure v , anche v_{\perp} è costante. Dalla seconda della (1.2) consegue che il moto perpendicolare a \vec{B} è circolare uniforme, con accelerazione centripeta, raggio e pulsazioni uguali a

$$a_{\perp} = \frac{ev_{\perp}B}{\gamma m} \quad r = \frac{\gamma mv_{\perp}}{eB} \quad \omega = \frac{eB}{\gamma m} \quad (1.3)$$

Il moto complessivo della particella risulta elicoidale. Dalla formula relativistica di Larmor si ricava la potenza irradiata da una particella carica accelerata

$$P = \frac{2e^2}{3c^3}\gamma^4(\gamma^2 a_{\parallel}^2 + a_{\perp}^2) = \frac{2e^2}{3c^3}\gamma^4 a_{\perp}^2 = \frac{2e^4 v_{\perp}^2 B^2 \gamma^2}{3m^2 c^3} \quad (1.4)$$

L'emissione dei fotoni risulta concentrata in un cono di apertura $\sim 1/\gamma$ rispetto alla direzione della velocità istantanea. Ciò comporta che più le particelle viaggiano a velocità relativistiche, più la radiazione emessa è concentrata lungo l'asse del getto.

Le particelle dei getti risultano quindi "confinare" nei getti stessi e i fotoni da radiazione da sincrotrone sono anch'essi emessi lungo il getto. Se le velocità delle particelle dei getti sono relativistiche entrano in gioco anche tutte le considerazioni precedentemente fatte sul *Doppler Beaming*.

La frequenza di picco emessa per radiazione da sincrotrone da un singolo elettrone è

$$\nu = 0.29\nu_c \quad \nu_c = \frac{3}{2}\gamma^2\Omega_e \sin\psi \approx \gamma^2 B \quad \Rightarrow \quad \nu \approx 0.29\gamma^2 B \quad (1.5)$$

dove Ω_e è la frequenza del moto dell'elettrone e ψ l'angolo tra l'asse del getto e il campo magnetico \vec{B} . Come vediamo all'aumentare della potenza del campo magnetico o della

velocità delle particelle cariche, aumenta anche la frequenza della radiazione emessa. Se consideriamo la distribuzione degli elettroni, come una distribuzione di cariche con spettro energetico che segue una legge di potenza con indice δ

$$n(\gamma) = n_{\gamma 0} \gamma^{-\delta} \quad (1.6)$$

dove $\gamma = \frac{E}{mc^2}$, ne risulta uno spettro di radiazione anch'esso espresso da una legge di potenza con indice spettrale α legato a quello delle particelle. In particolare l'emissività totale risulta

$$j_\nu \propto (B \sin \theta)^{\alpha+1} \nu^{-\alpha} \quad (1.7)$$

dove θ è l'angolo tra il campo magnetico \vec{B} e la linea di vista.

Questo risultato è importante in quanto i dati sulle emissioni da sincrotrone degli AGN ci dicono che questa segue proprio una legge di potenza .

1.3.2 Radiazione da Compton inverso

A differenza dell'effetto Compton, nel quale un fotone energetico interagisce con un elettrone poco energetico e gli trasferisce una parte del suo impulso, nell'effetto Compton inverso si hanno invece elettroni molto energetici che trasferiscono impulso a fotoni di più bassa energia. Di conseguenza si ha un aumento della frequenza della radiazione elettromagnetica. Tipicamente i fotoni uscenti dal processo arrivano ad energie nella banda X e gamma.

Nel caso degli AGN gli elettroni energetici si trovano nei getti, mentre i fotoni meno energetici possono provenire o dalla materia calda che ruota nel disco di accrescimento (fotoni termici) o sono prodotti per radiazione da sincrotrone dagli stessi elettroni energetici nel getto.

Studiando l'interazione fotone-elettrone nel sistema di riferimento dell'elettrone a riposo (che risulta perciò una semplice diffusione di Thomson finché $\gamma \hbar \nu \ll m_e c^2$), e quindi trasformando al sistema di laboratorio ove l'elettrone ha un fattore di Lorentz γ , si ottiene che l'energia irraggiata per Compton inverso segue un andamento simile alla formula dell'emissione da sincrotrone.

La frequenza massima dei fotoni emessi, che corrisponde all'urto in cui il fotone viene riflesso indietro lungo la stessa direzione di arrivo, è

$$\nu_{MAX} \approx 4\gamma^2 \nu_0 \quad (1.8)$$

Mentre la frequenza media risultante ν del fotone diffuso a partire da un fotone incidente ν_c è:

$$\nu = \frac{4}{3} \gamma^2 \nu_0 \quad (1.9)$$

Si può dimostrare che la distribuzione spettrale dei fotoni diffusi da elettroni con una distribuzione energetica del tipo legge di potenza $\propto \gamma^{-\delta}$ ha lo stesso andamento del caso dell'emissione da sincrotrone e, quindi, produce uno spettro del tipo $\nu^{-\alpha}$.

Synchrotron-Self-Compton

In caso di alte densità di fotoni ed elettroni, come nei getti degli AGN, i fotoni emessi tramite sincrotrone possono interagire tramite Compton inverso con gli stessi elettroni relativistici che li hanno generati. Si parla quindi di SSC (Synchrotron Self Compton).

External Compton

Specialmente nei FSRQ, fotoni esterni, non prodotti dalle particelle accelerate nei getti, possono comunque subire processi di scattering tramite Compton inverso e contribuire all'emissione totale. Si parla, quindi, di EC (*External Compton*) quando fotoni provenienti dal disco di accrescimento e dalla BLR interagiscono con gli elettroni relativistici del getto e contribuiscono, di conseguenza, al picco di radiazione da Compton inverso.

1.4 Effetti relativistici

Per comprendere adeguatamente gli effetti relativistici che entrano in gioco nei processi di emissione di un AGN e nelle dinamiche dei suoi componenti, dobbiamo innanzitutto rivedere velocemente le basi della cinematica relativistica.

Dati due sistemi inerziali K e K' , il primo supposto fermo e l'altro in moto a velocità relativa, sappiamo che per passare da uno all'altro si utilizzano le *trasformazioni di Lorentz*

$$\begin{aligned} x &= \gamma(x' + ut') \\ y &= y' \\ z &= z' \\ t &= \gamma(t' + \frac{u}{c^2}x') \end{aligned} \tag{1.10}$$

dove $\gamma = \frac{1}{\sqrt{1-\beta^2}}$ e $\beta = \frac{u}{c}$ (avendo considerato \vec{u} parallelo all'asse x). Nel nostro caso K risulta essere il sistema dell'osservatore, K' quello della sorgente. Si possono, quindi, ottenere le equazioni che legano gli intervalli spaziali e temporali dei due sistemi

$$\Delta L_0 = \frac{1}{\gamma} \Delta L_S \quad \Delta T_0 = \gamma \Delta T_S \tag{1.11}$$

che mostrano come l'osservatore veda le lunghezze proprie della sorgente contratte e i tempi propri dilatati.

Se poi un corpo, nel nostro caso si può trattare delle particelle di un getto, si muove di velocità rispetto alla sorgente, dalla (1.10) si ottiene la velocità rispetto all'osservatore, che ha componenti

$$v_x = \frac{v'_x + u}{1 + \frac{uv'_x}{c^2}} \quad v_y = \frac{v'_y}{\gamma(1 + \frac{uv'_x}{c^2})} \quad v_z = \frac{v'_z}{\gamma(1 + \frac{uv'_x}{c^2})} \tag{1.12}$$

Occorre infine fare considerazioni sull'accelerazione dei corpi con velocità relativistiche sottoposti a forze. L'impulso relativistico di un corpo é definito come $\vec{p} = m\gamma\vec{v}$, dove m e \vec{v} sono rispettivamente la massa e la velocità dello stesso. La forza che agisce su un corpo in moto a velocità relativistiche é data da

$$\vec{F} = \frac{d\vec{p}}{dt} = m \frac{d\vec{v}}{dt} + \vec{v} \frac{d(m\gamma)}{dt} \quad \Rightarrow \quad \vec{F} = m \frac{d\vec{v}}{dt} + \vec{v} \frac{\vec{F} \cdot \vec{v}}{c^2} \quad (1.13)$$

da cui consegue

$$\vec{a} = \frac{d\vec{v}}{dt} = \frac{\vec{F}}{m} - \frac{\vec{v}}{mc^2} (\vec{F} \cdot \vec{v}) \quad (1.14)$$

che mostra come, in generale, forza e accelerazione non siano allineate quando le velocità in gioco sono relativistiche. Queste formule risultano utili nel calcolo della radiazione di sincrotrone, dove particelle relativistiche vengono accelerate da forti campi magnetici. Tornano particolarmente utili le formule

$$F_{\parallel} = \gamma^3 ma_{\parallel} \quad F_{\perp} = \gamma ma_{\perp} \quad (1.15)$$

da usare rispettivamente per forze parallele e perpendicolari a \vec{v} .

1.4.1 Fattore Doppler, Doppler beaming e redshift

Un'onda elettromagnetica prodotta da una sorgente in movimento viene vista dall'osservatore con una certa fase ($\vec{k}\vec{x} - \nu t$). Considerando il vettore d'onda giacente sul piano x-y, la fase assume la forma $[\lambda^{-1}(x \cos \theta + y \sin \theta) - \nu t]$. Utilizzando la (1.10), e tenendo conto che la fase nel riferimento della sorgente risulta $[\lambda'^{-1}(x' \cos \theta' + y' \sin \theta') - \nu' t']$, si ottengono le seguenti equazioni

$$\frac{\cos \theta}{\theta} = \frac{\gamma(\cos \theta' + \beta)}{\lambda'} \quad \frac{\sin \theta}{\lambda} = \frac{\sin \theta'}{\lambda'} \quad \nu = \nu' \gamma (1 + \beta \cos \theta') \quad (1.16)$$

Dividendo la seconda per la prima, si ricava l'equazione relativistica per l'aberrazione della luce

$$\tan \theta = \frac{\sin \theta'}{\gamma(\cos \theta' + \beta)} \quad (1.17)$$

mentre inserendo il $\cos \theta'$ della prima equazione nella terza, si ottiene l'equazione relativistica dell'effetto Doppler

$$\nu = \frac{\nu'}{\gamma(1 - \beta \cos \theta)} = \nu' \delta \quad (1.18)$$

Il termine positivo $\delta = \gamma^{-1}(1 - \beta \cos \theta)^{-1}$ viene detto *fattore Doppler*. Esso consente di determinare la relazione tra il flusso intrinseco di una sorgente e quello effettivamente osservato.

La potenza di una sorgente risulta proporzionale all'energia emessa e all'inverso del tempo di emissione e dell'angolo solido che contiene il flusso. Abbiamo quindi che

$$P \propto \frac{E}{\Delta t_e \Delta \Omega} \quad (1.19)$$

L'energia di un fotone é legata alla sua frequenza dalla nota formula di De Broglie $E = h\nu$. Dalla (1.18) si evince che $E = E'\delta$. Per trovare il tempo di emissione, consideriamo un fotone che viene emesso al tempo $t = 0$ con la sorgente ad una distanza d dall'osservatore. Ad un tempo successivo $t = t_e$ un altro fotone viene emesso, con la sorgente che si trova ora ad una distanza $d - vt_e \cos \theta$ dall'osservatore. Il primo fotone raggiunge l'osservatore dopo un tempo $t_1 = d/c$, il secondo dopo un tempo $t_2 = d - c^{-1}vt_e \cos \theta$. Il tempo tra i due fotoni per l'osservatore risulta quindi

$$\Delta t = t_2 - t_1 = t_e(1 - \beta \cos \theta) \quad (1.20)$$

tenendo conto della dilatazione dei tempi nella (1.11) si ottiene che $\Delta t_e = \Delta t'_e \delta^{-1}$. É interessante notare che per l'osservatore, nel caso di angoli molto piccoli e velocità relativistiche, il tempo di emissione risulta contratto rispetto a quello di riferimento della sorgente.

Infine inserendo la (1.18) nella prima della (1.16) (sappiamo che per un onda elettromagnetica vale $\lambda\nu = c$) e differenziandolo, si può ottenere la relazione tra gli angoli solidi dei due sistemi di riferimento. Infatti

$$d\Omega = 2\pi \sin \theta d\theta = 2\pi \sin \theta' d\theta' \gamma^2 (1 - \beta \cos \theta)^2 = d\Omega' \delta^{-2} \quad (1.21)$$

e quindi $\Delta \Omega = \Delta \Omega' \delta^{-2}$. Tutte queste considerazioni portano alla conclusione che

$$P_0 = P_S \delta^4 \quad (1.22)$$

E' facile vedere come per velocità della sorgente relativistiche e angoli di vista molto piccoli ($\theta \approx 0$) la luminosità della sorgente venga amplificata e i tempi tra le emissioni di fotoni contratte.

Questo riesce a spiegare poiché alcuni oggetti (come i blazar, che hanno getti di particelle relativistiche in moto verso di noi) abbiano luminosità estreme e tempi di variabilità molto brevi, oppure il fatto che in alcune radiosorgenti un getto sia molto visibile e l'altro poco o per nulla. Si ha infatti che

$$\delta \xrightarrow{\theta \rightarrow 0} \sqrt{\frac{1 + \beta}{1 - \beta}} \quad \delta \xrightarrow{\theta \rightarrow \frac{\pi}{2}} \gamma^{-1} \quad \delta \xrightarrow{\theta \rightarrow \pi} \sqrt{\frac{1 - \beta}{1 + \beta}} \quad (1.23)$$

Appare quindi evidente che il fattore Doppler amplifica la luminosità dei getti relativistici solo quando questi si muovono verso di noi, mentre per moti trasversali o di allontanamento, questa risulta fortemente affievolita.

Vediamo infine come dalla formula del *redshift* si possano calcolare le velocità di allontanamento e le distanze dei corpi celesti. Questo parametro prende il nome dal fenomeno di “spostamento verso il rosso” che viene osservato in sorgenti elettromagnetiche in allontanamento, dovuto alla variazione della frequenze delle onde spiegata dall’effetto Doppler (per sorgenti in avvicinamento si parla di “spostamento verso il blu” o *blueshift*). Il redshift é definito come

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{\lambda_0 - \lambda_S}{\lambda_S} \quad (1.24)$$

Sapendo, come già detto, che per un’onda elettromagnetica vale $\lambda\nu = c$ e che $\theta = \pi$ (trattandosi di allontanamento dall’osservatore) dalla (1.18) si ottiene

$$z = \frac{\lambda_S\delta^{-1} - \lambda_S}{\lambda_S} = \delta^{-1} - 1 \quad \Rightarrow \quad z + 1 = \sqrt{\frac{1 + \beta}{1 - \beta}} \quad (1.25)$$

Il parametro z si ricava con ottima precisione dall’analisi degli spettri delle sorgenti. Da questo si può quindi ottenere il β della sorgente, mentre con la legge di Hubble $zc = H_0d$ (con H_0 costante di Hubble, stimata attualmente in $67.8 \pm 2.1 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$) é possibile ricavare la distanza.

1.4.2 Moti superluminali apparenti

Come già accennato studiando lo spostamento di alcuni getti si ottengono dei valori delle velocità superiori a quelli della luce. Si parla in questo caso di velocità o moti superluminali. La spiegazione di questo fenomeno é piuttosto semplice e necessita solamente di alcune considerazioni geometriche (vedi Fig. 1.7).

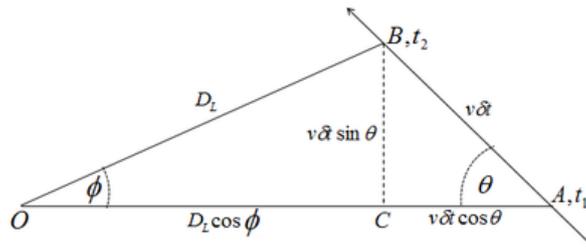


Figura 1.7: Geometria di moto superluminale

Consideriamo un getto proveniente da una sorgente nel punto A che si muove lungo AB a velocità v . L’osservatore si trova nel punto O. Notiamo che, date le distanze in questione (i getti sono nell’ordine di 10^3 kpc , le distanze tipiche degli AGN di 10^3 Mpc). Al tempo t_1 un raggio di luce parte dal getto e si muove da A verso O. Al tempo t_2 ne

parte un secondo da B verso O. L'osservatore li vede arrivare rispettivamente a t'_1 e t'_2 . Abbiamo quindi

$$t_2 - t_1 = \delta t \quad t'_1 = t_1 + \frac{D_L + v\delta t \cos \theta}{c} \quad t'_2 = t_2 + \frac{D_L}{c} \quad (1.26)$$

dalle quali, con $\delta t' = t'_2 - t'_1$, si ricavano gli intervalli temporali

$$\delta t' = \delta t - \frac{v\delta t \cos \theta}{c} = \delta(1 - \beta \cos \theta) \quad \Rightarrow \quad \delta t = \frac{\delta t'}{1 - \beta \cos \theta} \quad (1.27)$$

Poiché $BC = D_L \sin \Phi \approx \Phi D_L = v \sin \theta$, si ricavano la velocità apparente v_{app} e il relativo β_{app}

$$v_{app} = \frac{\Phi D_L}{\delta t'} = \frac{v \sin \theta}{1 - \beta \cos \theta} \quad \Rightarrow \quad \beta_{app} = \frac{\beta \sin \theta}{1 - \beta \cos \theta} \quad (1.28)$$

Derivando β_{app} rispetto a θ e ponendolo uguale a zero, ricaviamo i valori del seno e del coseno dell'angolo per cui si ha il massimo valore di β_{app}

$$\frac{\partial \beta_{app}}{\partial \theta} = 0 \quad \Rightarrow \quad \cos \theta_{max} = \beta \quad \Rightarrow \quad \sin \theta_{max} = \gamma^{-1} \quad (1.29)$$

e sostituendoli in β_{app} , si ottiene infine

$$\beta_{app}^{max} = \frac{\beta \sin \theta_{max}}{1 - \beta \cos \theta_{max}} = \frac{\beta \gamma^{-1}}{1 - \beta^2} \quad \Rightarrow \quad \beta_{app}^{max} = \beta \gamma \quad (1.30)$$

Il risultato mostra come risultino necessarie, affinché si osservino moti superluminali apparenti, due particolari condizioni, ovvero velocità relativistiche e piccoli angoli di vista.

1.4.3 Effetto Cherenkov

I raggi gamma coprono lo spettro a più alte energie della radiazione elettromagnetica, con un limite inferiore di circa 100 keV. Questi fotoni ad altissima energia viaggiano praticamente indisturbati nel mezzo intergalattico, ma interagiscono con l'atmosfera terrestre creando, a cascata, coppie particella-antiparticella molte energetiche. Queste particelle si trovano, data la loro grandissima energia, a viaggiare a velocità maggiori di quelle della luce nell'atmosfera. Ciò le porta ad emettere lampi di luce blu chiamati radiazione Cherenkov.

L'effetto Cherenkov, dal nome del suo scopritore, il fisico sovietico Pavel Alekseevič Čerenkov, avviene quando una particella carica si trova a viaggiare a velocità maggiori di quella della luce in quel mezzo. Nel passaggio, la particella carica induce dei momenti di dipolo temporanei negli atomi o nelle molecole del mezzo, nel ritornare alla configurazione iniziale questi emettono radiazione. Se la particella viaggia più velocemente

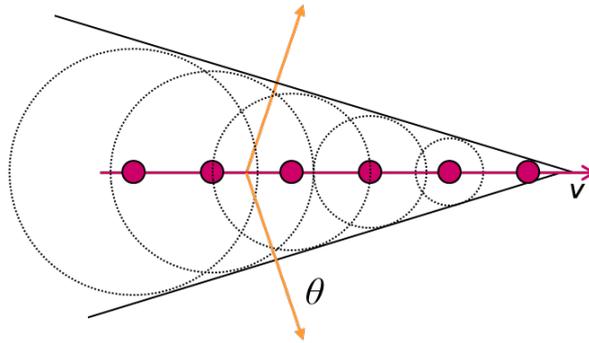


Figura 1.8: Schema dell'emissione di radiazione Cherenkov, si noti il fronte d'onda coerente generato dalla particella carica

della velocità della luce, si ha che le radiazioni emesse vanno a formare un fronte d'onda coerente (vedi Fig. 1.8). Esattamente come nell'aria, al superamento della velocità del suono, si forma un cono d'onda meccanico, così i fotoni Cherenkov producono un cono di onde elettromagnetiche.

La velocità di un'onda elettromagnetica in un mezzo dipende dall'indice di rifrazione n del mezzo. Pertanto si può avere radiazione Cherenkov solo se $v > c/n$. L'angolo al quale vengono emessi i fotoni Cherenkov dipende dalla velocità della particella carica ed è quindi utilissimo per stimare l'energia del fotone gamma iniziale. Quest'angolo θ , chiamato *angolo di Cherenkov*, può essere ricavato tramite

$$\cos \theta = \frac{1}{n} \frac{c}{v} \quad (1.31)$$

Le coppie particella-antiparticella vengono solitamente assorbite nella parte superiore dell'atmosfera, tipicamente intorno ai 10 km di altezza, ma la radiazione emessa giunge a terra come una serie di impulsi di fotoni dispersi su di un'area che dipende dallo sviluppo della cascata. Attraverso lo studio dell'apertura del cono e dell'intensità della radiazione si può risalire all'energia e alla direzione di arrivo del raggio gamma.

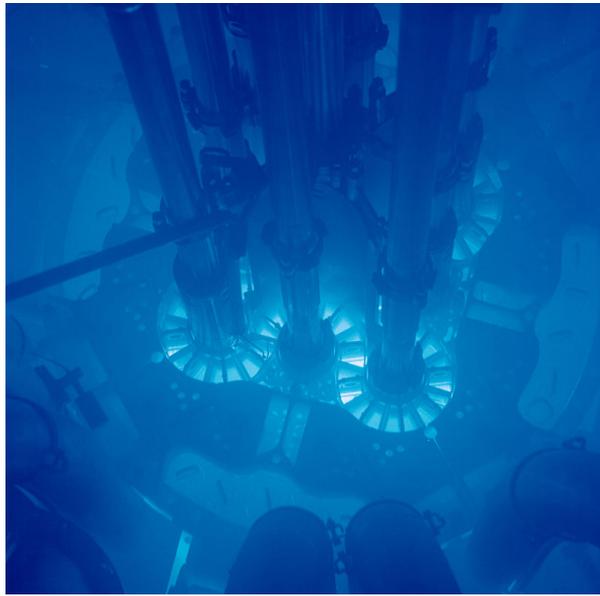


Figura 1.9: La caratteristica luce azzurra visibile nei reattori nucleari é dovuta all'effetto Cherenkov

Capitolo 2

Fermi e CTA

Lo studio della radiazione elettromagnetica altamente energetica si é sviluppata solo negli ultimi 25 anni, inizialmente con strumenti a bordo di palloni aerostatici, poi con satelliti in orbita e telescopi a terra che sfruttano la radiazione Cherenkov.

Il primo telescopio per raggi gamma in orbita, a bordo del satellite *Explorer 11* nel 1961, rilevò meno di 100 fotoni gamma, provenienti uniformemente da tutte le direzioni. La prima scoperta di emissioni significative avvenne nel 1967 con il rilevatore a bordo del satellite *OSO-3 (Orbiting Solar Observatory 3)*, che riuscì perfino a rilevare raggi gamma provenienti da fuori la nostra galassia. Nel 1977 la NASA iniziò la costruzione del più avanzato telescopio per i raggi gamma fino ad allora presente, il *CGRO (Compton Gamma-Ray Observatory)* che avrebbe portato in orbita 4 strumenti tra cui *EGRET (Energetic Gamma-Ray Experiment Telescope)* che avrebbe esteso il range di energie rilevabili fino ai 30 GeV con un miglioramento della sensibilità fino a 20 volte quella allora disponibile. *EGRET* riuscì a fornire osservazioni significativa di SMBH nelle galassie attive, di Quasar, Blazar e stelle di neutroni.

Il primo telescopio a terra per la rilevazione dei raggi gamma a dare risultati significati fu *Whipple*, pioniere nella rilevazione della radiazione Cherenkov, formato da 248 specchi esagonali ed un diametro di 10 metri, attivo dal 1968 fino al 2013 e che copriva il range energetico 300 GeV - 10 TeV.

La rilevazione delle sorgenti di raggi gamma avviene oggi principalmente con due tipi di strumenti: gli *IACT (Imaging Air Cherenkov Telescope)*, che rilevano la radiazione Cherenkov emessa dalle particelle a cascata, e gli *Air Shower Detector*, che rilevano invece le particelle della cascata che riescono a raggiungere il terreno. Attualmente gli *IACT* operativi sono i sistemi di telescopi *H.E.S.S.*, *MAGIC* e *VERITAS*, quest'ultimo successore del telescopio *Whipple*, mentre si raccolgono dati con gli *Air Shower Detector* *Milagro*, *Tibet AS-gamma* e *ARGO-YBJ*. Il **Cherenkov Telescope Array** sarà la nuova generazione di *IACT*, per la rilevazione dei fotoni gamma tra i 20 GeV e i 300 TeV.

2.1 Il telescopio Spaziale Fermi

Il telescopio spaziale Fermi (*Fermi Gamma-ray Large Area Space Telescope*), in precedenza chiamato GLAST, è un osservatorio spaziale internazionale, progettato e realizzato dalle agenzie spaziali, enti di ricerca ed università di USA, Italia, Francia, Germania e Svezia, per lo studio del cosmo tramite fotoni nella banda dagli 8 keV fino ad oltre i 300 GeV, in orbita bassa attorno alla Terra. Fermi è fornito di due strumenti: il **LAT** (*Large Area Telescope*) ed il **GBM** (*GLAST Burst Monitor*). Il telescopio è stato lanciato l'11 Giugno 2008, è in un'orbita inclinata di 25,6 rispetto all'equatore, ad un'altitudine compresa tra i 542 ed i 562 km, con un periodo orbitale di 96 minuti.

- **LAT**: è lo strumento principale del satellite Fermi. Ha un ampio campo di vista che gli permette di coprire circa il 20% dell'intero cielo in ogni istante, riuscendo ad osservare tutta la volta celeste in 3 ore, ha una precisione di rilevazione delle sorgenti di 1 minuto d'arco e copre lo spettro di energie dai 30 MeV fino ad oltre i 300 GeV. I raggi gamma che entrano nel LAT, producono, nell'interazione con lastre di tungsteno, coppie elettrone-positrone (vedi Fig. 2.1). La ricostruzione della traccia dell'elettrone e positrone creato permette la determinazione della direzione d'arrivo del fotone gamma. Un calorimetro di ioduro di cesio, misurando l'energia dell'elettrone e del positrone, garantisce una precisa misura dell'energia del fotone originario.
- **GBM**: è lo strumento secondario, consiste in 12 rilevatori per raggi X e raggi gamma a bassa energia, e due rilevatori per quelli ad alta energia. Insieme permettono di coprire lo spettro tra gli 8 keV e i 30 MeV. Il GBM permette di coprire l'intero cielo non occultato dalla Terra.

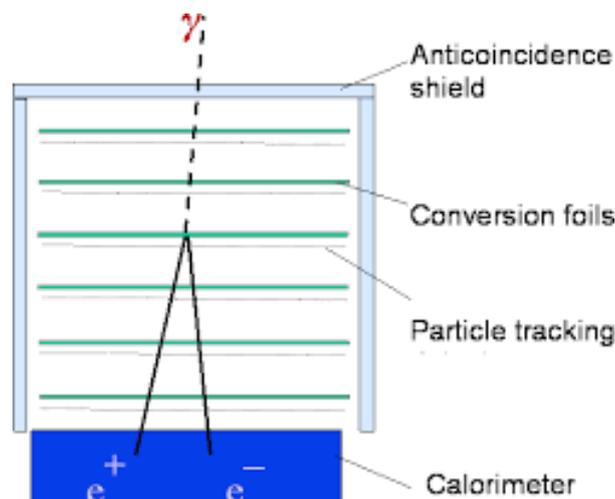


Figura 2.1: Schema di funzionamento del rivelatore LAT del telescopio spaziale Fermi.

2.1.1 Cataloghi di sorgenti del telescopio Fermi

I dati raccolti da Fermi sono rilasciati alla comunità scientifica entro pochi giorni dall'acquisizione. La collaborazione Fermi-LAT ha redatto diversi cataloghi di sorgenti.

- **0FGL**: conosciuto anche come LAT Bright Source List é stato un catalogo preliminare delle sorgenti individuate con il LAT nei primi tre mesi di raccolta dati. Contiene 205 sorgenti, molte delle quali AGN.
- **1FGL** (*the First Catalog of Fermi-LAT Source*): contiene sorgenti di raggi gamma ad alte energie, trovate con LAT, durante i primi 11 mesi di raccolta dati, dal 4 Agosto 2008 al 26 Giugno 2009. Il catalogo 1FGL comprende 1451 sorgenti nel range di energie 100 MeV – 100 GeV ed é stato pubblicato nel Giugno 2010.
- **2FGL** (*the Second Catalog of Fermi-LAT Source*): é la versione successiva del 1FGL e contiene le sorgenti di raggi gamma ad alte energie trovate nei primi due anni di raccolta dati del LAT, a partire dal 4 Agosto 2008. Il 2FGL contiene 1873 sorgenti nel range di energia 100 MeV – 100 GeV. Rispetto al 1FGL sfrutta un nuovo metodo di selezione e ricostruzione degli eventi, il *Pass 7*. É stato pubblicato nell'Aprile 2012.
- **3FGL** (*the Third Catalog of Fermi-LAT Sources*): L'ultima versione del catalogo 3FGL raccoglie 3033 sorgenti nel range di energia 100 MeV – 300 GeV trovate nei primi 4 anni di operazione del LAT, sempre a partire dal 4 agosto 2008 fino al 31 Luglio 2012. Il 3FGL usa un metodo di selezione di eventi *pass 7* migliorato rispetto a quello del 2FGL. É stato rilasciato nel Giugno 2015.

Per ogni catalogo di sorgenti Fermi viene rilasciato anche un catalogo focalizzato solo sugli AGN: 1LAC, 2LAC, 3LAC.

- **3LAC**: é il terzo catalogo di Nuclei Galattici Attivi rilevati da Fermi-LAT. É basato sul catalogo 3FGL. Il 3LAC include 1591 AGN localizzati ad alte latitudini galattiche ($|b| > 10^\circ$). La maggior parte (il 98%) degli AGN sono Blazar. Di circa la metà dei nuovi Blazar trovati non si hanno sufficienti informazioni spettroscopiche per poterne determinare la classe. Il 3LAC é stato pubblicato nell'Agosto 2015.

Sono stati anche rilasciati due cataloghi di sorgenti rilevate nella banda “hard” trovate usando metodi di analisi ottimizzati per le energie superiori ai 10 GeV.

- **1FHL**: é un catalogo di sorgenti di raggi gamma sopra i 10 GeV fino ai 500 GeV, basato sui dati del LAT raccolti nei primi 3 anni di studi del telescopio Fermi. Comprende 514 sorgenti, per ognuna é data la posizione, lo spettro, misure della variabilità e le associazione con sorgenti catalogate ad altre lunghezze d'onda. In totale sono presenti 259 BL Lac e 71 FSRQ. Il catalogo 1FHL é stato pubblicato nell'Ottobre 2013.

- **2FHL**: é il catalogo di sorgenti di raggi gamma sopra i 50 GeV fino ai 2 TeV. Il 2FHL si basa su 80 mesi di dati (da Agosto 2008 a Aprile 2015) raccolti con LAT e sfrutta il nuovo metodo di analisi di eventi *pass 8* che migliora la ricostruzione degli eventi e la loro classificazione. L'uso del *pass 8* migliora inoltre la risoluzione angolare, la sensibilità ed inoltre permette di estendere il range di energia utile fino ai 2 TeV. Ciò ha permesso di individuare 360 sorgenti di cui 180 BL Lac e 10 FSRQ. 2FHL é stato pubblicato nell'Agosto 2015.
- **3FHL**: il terzo catalogo é stato pubblicato in forma preliminare nel Maggio 2017.

3FHL

Il catalogo 3FHL é il terzo catalogo di sorgenti oltre i 10 GeV individuate tramite il Fermi-Large Area Telescope. Il catalogo 3FHL é stato compilato a partire dai dati raccolti dai primi 7 anni dal Fermi-LAT, dal 4 Agosto 2008 al 2 Agosto 2015, e trae grandi vantaggi dall'uso del *pass 8* grazie ad una nuova classificazione degli eventi basata sulla *Point Spread Function*, fatto che migliora ulteriormente la sensibilità. Nei 7 anni di raccolta dati, esclusi piccoli intervalli intorno a forti gamma ray burst e flare solari, sono stati ottenuti 5,8 anni di dati utili e rilevati 699582 fotoni. Le sorgenti sono modellate di base con uno spettro a legge di potenza o alternativamente con uno spettro a legge parabolica. I flussi di fotoni ed energia sono stati ottenuti dal miglior modello spettrale. Il 3FHL contiene 1558 oggetti rilevati nell'intervallo di energia 10 GeV - 2 TeV. La maggior parte delle sorgenti (il 79%) sono extragalattiche, il 9% sono galattiche ed il 12% non identificate. Si hanno, inoltre, 16 sorgenti caratterizzate da un redshift molto alto ($z > 2$). Sono state trovate 46 sorgenti estese, di cui 11 mai rilevate prima nei raggi gamma. Sono stati rilevati 852 Blazar, di cui 711 sono oggetti di tipo BL Lac e 141 FSRQ. Il catalogo si presenta come un elenco di sorgenti. Per ogni sorgente sono indicati fino a 42 parametri, comprendenti il nome della sorgente, la sua posizione, vari dati sui fotoni provenienti dalla sorgente, la classificazione della sorgente ed il redshift (vedi Fig. 2.2). Per l'uso che abbiamo fatto del 3FHL, approfondiamo solo alcuni di questi parametri.

- **Indice spettrale**: (*Powerlaw Index*) é una misura della densità di flusso radiativo in funzione della frequenza. Data una frequenza ν e una densità di flusso S , l'indice spettrale α é dato da $S = \nu^{-\alpha}$. Notiamo che se il flusso non segue una legge di potenza, il flusso stesso può essere una funzione della frequenza. Esplicitando α otteniamo

$$\alpha(\nu) = -\frac{\partial \log S(\nu)}{\partial \log \nu} \quad (2.1)$$

L'indice spettrale ci da indicazione sulla curvatura della spettro che osserviamo e ci aiuta quindi a stimare la frequenza alla quale si trova il picco di emissione. Ad esempio, un indice spettrale $\alpha \approx 2$ indica che lo spettro é quasi piatto in

TABLE 3
LAT 3FHL FITS FORMAT: LAT_POINT_SOURCE_CATALOG EXTENSION

Column	Format	Unit	Description
Source_Name	18A	...	Official source name 3FHL JHHMM.m+DDMM
RAJ2000	E	deg	Right Ascension
DEJ2000	E	deg	Declination
GLON	E	deg	Galactic Longitude
GLAT	E	deg	Galactic Latitude
Conf_95_SemiMajor	E	deg	Error radius at 95% confidence
ROI_num	I	...	ROI number (cross-reference to ROIs extension)
Signif_Avg	E	...	Source significance in σ units over the 10 GeV to 2 TeV band
Pivot_Energy	E	GeV	Energy at which error on differential flux is minimal
Flux_Density	E	$\text{cm}^{-2} \text{GeV}^{-1} \text{s}^{-1}$	Differential flux at Pivot_Energy
Unc_Flux_Density	E	$\text{cm}^{-2} \text{GeV}^{-1} \text{s}^{-1}$	1σ error on differential flux at Pivot_Energy
Flux	E	$\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$	Integral photon flux from 10 GeV to 1 TeV obtained by spectral fitting
Unc_Flux	E	$\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$	1σ error on integral photon flux from 10 GeV to 1 TeV
Energy_Flux	E	$\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$	Energy flux from 10 GeV to 1 TeV obtained by spectral fitting
Unc_Energy_Flux	E	$\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$	1σ error on energy flux from 10 GeV to 1 TeV
Signif_Curve	E	...	Significance (in σ units) of the fit improvement between power-law and LogParabola. A value greater than 3 indicates significant curvature
SpectrumType	18A	...	Spectral type (PowerLaw or LogParabola)
Spectral_Index	E	...	Best-fit photon number index at Pivot_Energy when fitting with LogParabola
Unc_Spectral_Index	E	...	1σ error on Spectral_Index
beta	E	...	Curvature parameter β when fitting with LogParabola
Unc_beta	E	...	1σ error on β
PowerLaw_Index	E	...	Best-fit photon number index when fitting with power law
Unc_PowerLaw_Index	E	...	1σ error on PowerLaw_Index
Npred	E	...	Predicted number of events in the model
HEP_Energy	E	GeV	Highest energy among events probably coming from the source
HEP_Prob	E	...	Probability of that event to come from the source
Flux_Band	5E	$\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$	Integral photon flux in each spectral band
Unc_Flux_Band	10E	$\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$	1σ lower and upper error on Flux_Band ^a
nuFnu	E	$\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$	Spectral energy distribution over each spectral band
Sqrt_TS_Band	E	...	Square root of the Test Statistic in each spectral band
Variability_BayesBlocks	I	...	Number of Bayesian blocks from variability analysis; 1 if not variable, -1 if could not be tested
Extended_Source_Name	18A	...	Cross-reference to the ExtendedSources extension
ASSOC_GAM	18A	...	Correspondence to previous γ -ray source catalog ^b
TEVCAT_FLAG	A	...	P if positional association with non-extended source in TeVCat, N if no TeV association E if associated with an extended source in TeVCat, C if TeV source candidate as defined in §3.4
ASSOC_TEV	24A	...	Name of likely corresponding TeV source from TeVCat, if any
CLASS	7A	...	Class designation for associated source; see Table 2
ASSOC1	26A	...	Name of identified or likely associated source
ASSOC2	26A	...	Alternate name or indicates whether the source is inside an extended source
ASSOC_PROB_BAY	E	...	Probability of association according to the Bayesian method
ASSOC_PROB_LR	E	...	Probability of association according to the Likelihood Ratio method
Redshift	E	...	Redshift of counterpart, if known
NuPeak_obs	E	Hz	Frequency of the synchrotron peak of counterpart, if known

^aSeparate 1σ errors are computed from the likelihood profile toward lower and larger fluxes. The lower error is set equal to NULL and the upper error is derived from a Bayesian upper limit if the 1σ interval contains 0 ($TS < 1$).

^bin the order 3FGL > 2FHL > 1FHL > 2FGL > 1FGL > EGRET.

Figura 2.2: 3FHL - Tabella dei parametri delle sorgenti.

quel range di frequenze e di conseguenza quello che stiamo osservando é proprio il picco di emissione. Un indice minore di 2, indica che il flusso é crescente e quindi possiamo affermare che il picco si troverà a frequenze più alte di quelle analizzate. Al contrario un indice maggiore di 2 indica che il flusso é decrescente e, quindi, che il picco si trova a frequenze minori di quelle osservabili.

- **Fotone a massima energia:** (*HEP_Energy*) indica l'energia del fotone a più alta energia associato alla sorgente, ossia la frequenza massima di emissione della

sorgente rilevata. \acute{E} espresso in GeV.

- **Classe:** (*Class*) indica la classificazione dell’oggetto identificato, o associato, alla sorgente rilevata (vedi Fig. 2.3). L’associazione di una sorgente dipende principalmente da una forte corrispondenza posizionale, mentre l’identificazione richiede anche misure della variabilit  correlata ad altre lunghezze d’onda oppure una caratterizzazione della sorgente a partire dalla sua estensione angolare per le sorgenti estese.
- **Redshift:** se conosciuto indica il redshift della sorgente
- **Frequenza del picco di sincrotrone:** (*NuPeak_obs*) se conosciuta indica la frequenza (in Hz) del picco di emissione da sincrotrone della sorgente associata.
- **Variabilit :** (*Variability_BayesBlock*) indica la variabilit  della sorgente. \acute{E} basata sull’uso di un algoritmo *Bayesian Block* che rileva e caratterizza la variabilit  in una serie di intervalli di tempo. Un valore della variabilit  pari a 1 indica che la sorgente ha un flusso pressoch  costante; valori maggiori o uguali a 2 indicano che la sorgente ha mostrato variabilit  durante gli anni di osservazione. La sorgente risulta tanto pi  variabile quanto pi  alto   il suo valore di variabilit .

TABLE 2
3FHL SOURCE CLASSES

Description	Identified		Associated	
	Designator	Number	Designator	Number
Pulsar	PSR	53	psr	6
Pulsar Wind Nebula	PWN	9	pwn	8
Supernova remnant	SNR	13	snr	17
Supernova remnant / Pulsar wind nebula	spp	9
High-mass binary	HMB	4	hmb	1
Binary	BIN	1
Globular cluster	glc	2
Star-forming region	SFR	1	sfr	1
Starburst galaxy	sbg	4
BL Lac type of blazar	BLL	19	bll	712
Flat spectrum radio quasar type of blazar	FSRQ	30	fsrq	141
Non-blazar active galaxy	agn	1
Narrow-line Seyfert 1	NYLS1	1
Radio galaxy	RDG	4	rdg	9
Blazar candidate of uncertain type	bcu	309
Total	identified	136	associated	1219
Unclassified	unknown	24
Unassociated	177
Total in the 3FHL	1556

Figura 2.3: 3FHL - Classi delle sorgenti e occorrenze.

2.2 CTA: Cherenkov Telescope Array

Il *Cherenkov Telescope Array* (CTA) é un progetto internazionale che coinvolge 43 paesi per la costruzione di uno strumento di nuova generazione per l'osservazione da terra dei raggi gamma ad altissime energie. Con piú di 100 telescopi negli emisferi nord e sud, CTA sar  il piú grande ed il piú sensibile osservatorio di raggi gamma con un range di energie osservabili tra i 20 GeV e i 300 TeV, permettendo, inoltre, la copertura totale della volta celeste. Attualmente é in fase di pre-costruzione, sono iniziati i lavori alle infrastrutture nei due siti, con il primo prototipo di telescopio programmato per gli inizi del 2018. Il CTA riveler  le cascate di particelle indotte dai raggi gamma attraverso la loro radiazione Cherenkov.

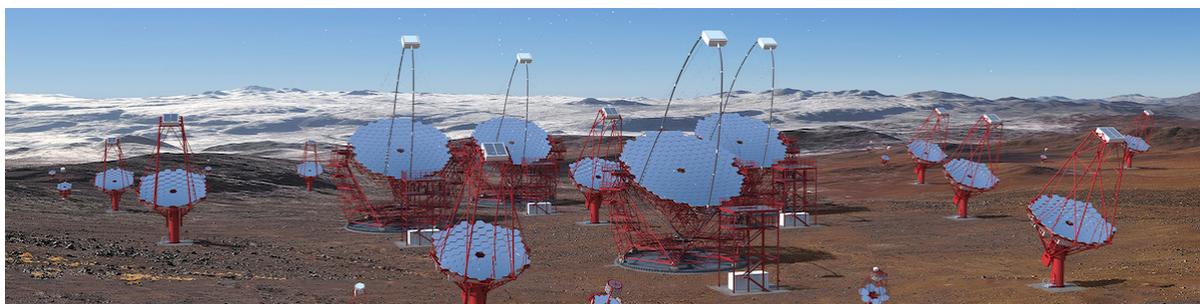


Figura 2.4: CTA - rendering sito australe. Si notino le tre tipologie di telescopi.

2.2.1 Caratteristiche

Il CTA sar  composto da due sistemi di telescopi, uno nell'emisfero boreale ed uno in quello australe (vedi Fig. 2.4), per assicurare una copertura totale del cielo. I sistemi del CTA includeranno tre tipi di telescopi, ognuno dei quali coprir  uno specifico range di energie. Il ricorrere a vari tipi di telescopi permette di avere un grande range di energie rilevabili senza rinunciare alla risoluzione e alla sensibilit .

- **Basso range di energie <100 GeV:** Per rilevare le cascate fino a qualche decina di GeV, la radiazione di Cherenkov deve essere campionata efficacemente. Poich  la probabilit  di avere eventi in queste energie é alta, l'area coperta dai rilevatori pu  essere piccola. Il design del CTA prevede un sistema di grandi telescopi (LST o *Large Size Telescope*), con un diametro di 23 metri, per rilevare quanti piú fotoni Cherenkov possibile.
- **Medio range di energie 0.1 - 10 TeV:** Il rilevamento e la ricostruzione delle cascate sono ben coperti, in questo range di energie, dagli strumenti attuali. Per migliorare le performance si costruir , quindi, un sistema di telescopi di medie dimensioni (MST o *Mid Size Telescope*) di 12 metri di diametro, distanziati tra

loro di circa 100 metri. Si avrà un miglioramento della sensibilità. rispetto agli strumenti attuali grazie ad una più ampia superficie coperta, e una migliore qualità della ricostruzione delle cascate, grazie al maggior numero di rilevatori.

- **Alto range di energie >10 TeV:** In questo range la più grande difficoltà è il ridotto numero di fotoni Cherenkov. Di conseguenza, per avere buoni risultati, il sistema di telescopi deve coprire un'area grande qualche chilometro quadrato. A queste alte energie la luce emessa da una cascata è veramente energetica (> 10 TeV), quindi i rilevatori possono essere più piccoli, ma devono avere un grande angolo di vista (circa 9°) per massimizzare la probabilità di trovare gli eventi. Si useranno quindi molti piccoli telescopi (SST o *Small Size Telescope*) con un diametro dello specchio di 4 metri.

I siti scelti per i due sistemi di telescopi del CTA sono La Palma (Spagna) per quello nell'emisfero boreale e Paranal (Cile) per quello nell'emisfero australe (vedi Fig. 2.5).

- **Emisfero boreale:** Il sito per la costruzione del CTA nell'emisfero boreale è l'isola di La Palma, in un plateau vulcanico spento a 2200 m di quota, dove è già operante MAGIC (*Major Atmospheric Gamma-ray Imaging Cherenkov telescopes*). Il sistema di telescopi dell'emisfero boreale si concentrerà sul basso e medio range di energie e pertanto non avrà nessun SST. Il design corrente prevede la costruzione di 15 MST e 4 LST per coprire il range di energie dai 20 GeV ai 10 TeV. Il sito nell'emisfero boreale vedrà poco della ricca parte centrale del piano galattico e, pertanto, la rilevazione dei raggi gamma sopra i 10 TeV non è un fattore critico, cosa che ha portato all'esclusione degli SST nel progetto.
- **Emisfero australe:** Il sito per la costruzione del CTA nell'emisfero australe sarà il deserto di Atacama nel Cile, a meno di 10 chilometri dall'osservatorio ESO (*European Southern Observatory*). Mentre il sistema di telescopi dell'emisfero boreale si concentrerà sul basso e medio range di energie, quello dell'emisfero australe coprirà l'intero spettro di energie del CTA, dai 20 GeV ai 300 TeV. In un'area di oltre 4 chilometri quadrati si costruiranno 4 LST, 15 MST e 70 SST. Quest'ultimi andranno a coprire le altissime energie (superiori ai 10 TeV). I telescopi dell'emisfero australe, copriranno la parte centrale del piano Galattico e vedranno molte sorgenti galattiche vicine, alcune delle quali in grado di produrre raggi gamma fino ad energie dei PeV (10^{15} eV). È stato quindi progettato per avere una buona sensibilità in tutto lo spettro del CTA.

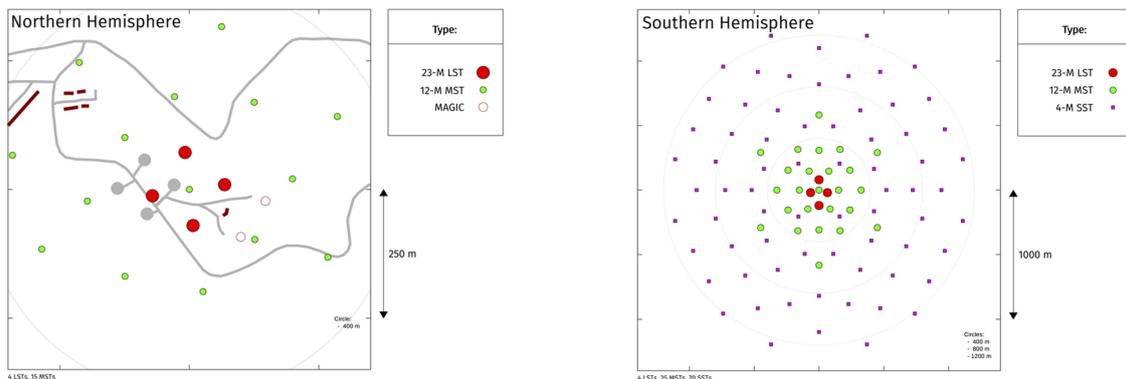


Figura 2.5: A sinistra, il progetto del CTA per l'emisfero boreale. A destra, quello per l'emisfero australe.

2.2.2 Obiettivi scientifici

Il CTA ha come obiettivi principali lo studio e la comprensione di

- **Raggi cosmici:** I raggi cosmici galattici, secondo la visione maggiormente accettata, sono accelerati nei resti di supernova. Durante l'accelerazione e la propagazione le interazioni dei raggi cosmici producono raggi gamma. Di conseguenza il CTA dovrebbe essere in grado di trovare una popolazione di resti di supernova tramite le loro emissioni di raggi gamma alle alte energie. Inoltre dovrebbe avere la capacità di rilevare “*PeVatrons*”, giovani resti di supernova che possono accelerare particelle fino ai PeV.
- **Buchi Neri e Getti:** I Buchi neri supermassicci al centro delle galassie attive producono potenti flussi di radiazione altamente energetica. L'obiettivo del CTA è quello di trovare un grande campione di vari tipi di queste galassie attive per studiare i meccanismi di accelerazione delle particelle e di emissione dei raggi gamma. Le osservazioni di vicine radiogalassie possono far luce sui meccanismi di formazione dei getti e sulla connessione con le proprietà del buco nero centrale. Inoltre, l'osservazione di alcune delle più potenti e distanti sorgenti, i quasar, possono fornire informazioni sulle galassie e sulla storia di formazione stellare dell'universo, ciò si riflette sulla quantità e sulla distribuzione dell'EBL (*Extragalactic Background Light*). Nel loro viaggio dai quasar alla Terra, i raggi gamma interagiscono con questa luce e ne sono assorbiti. Per aver una buona stima della quantità di questa luce, si ha bisogno delle misure di un grande campione di AGN, cosa che dovrebbe essere possibile fornire grazie al notevole aumento di sensibilità di CTA.
- **Natura della materia oscura e violazione dell'invarianza di Lorentz:** Una delle grandi domande ancora aperte della fisica moderna è la natura della materia oscura. I migliori candidati sono particelle massive poco interagenti come le

WIMP (*weakly interactive massive particles*). L'annichilazione di queste particelle dovrebbe produrre raggi gamma rilevabili e il CTA avrà una maggiore probabilità di trovarli rispetto agli IACT attuali. Inoltre il maggior spettro di energie rilevabili e la migliorata sensibilità renderanno CTA un eccellente esperimento per altre domande ancora aperte della fisica fondamentale, come la ricerca delle particelle esotiche come gli assioni, gli effetti della gravità quantistica e altre violazioni dell'invarianza di Lorentz.



Figura 2.6: Da sinistra: 3 differenti design del prototipo di SST, il design del prototipo di MST e quello di LST

Capitolo 3

Scopo della tesi

Questo lavoro di tesi si é concentrato sulla selezione di un gruppo di blazar meritevoli di future e piú approfondite osservazioni tramite CTA. Poiché CTA riuscirà a spingersi ad energie piú alte di quelle coperte dai telescopi IACT ora in uso e con maggiori sensibilità, i criteri di selezione sono stati scelti tentando di individuare le sorgenti dei raggi gamma piú energetici, basandoci sul piú recente catalogo Fermi, il 3FHL.

3.1 Campione iniziale di sorgenti

Il campione iniziale di sorgenti considerate é costituito dai blazar del catalogo 3FHL, compilato con i dati raccolti dallo strumento LAT a bordo del telescopio spaziale Fermi. Abbiamo scelto le sorgenti individuate dal Fermi-LAT poiché questo arriva a coprire energie fino ai 2 TeV, andando quindi a sovrapporsi al basso e medio range di energie di CTA.

Il campione iniziale é composto da 901 Blazar, di cui 730 BL Lac e 171 FSRQ. Delle sorgenti BL Lac 19 sono identificate e 711 associate. Delle sorgenti FSRQ abbiamo 30 identificate e 141 associate (vedi Tab 3.1).

	Identificate	Associate	Totale
BL Lac	19	711	730
FSRQ	30	141	171
totale	49	852	901

Tabella 3.1: Numero di sorgenti Blazar in 3FHL.

BL Lac				
	Valore			Numero di sorgenti
	minimo	massimo	medio	
Indice spettrale	1.4378	5.5986	2.4590	730
HEP (GeV)	14.4	1726.5	121.6	730
Picco sincrotrone (Hz)	$1.86 \cdot 10^{12}$	$1.94 \cdot 10^{18}$	$2.02 \cdot 10^{16}$	673
Redshift	0.0299	2.4709	0.4130	324

Tabella 3.2: Valori per le principali caratteristiche del campione iniziale di BL Lac.

FSRQ				
	Valore			Numero di sorgenti
	minimo	massimo	medio	
Indice spettrale	1.6491	6.4587	3.2534	171
HEP (GeV)	12.9	294.5	52.6	171
Picco sincrotrone (Hz)	$8.31 \cdot 10^{11}$	$7.07 \cdot 10^{14}$	$2.77 \cdot 10^{13}$	167
Redshift	0.0970	2.5339	1.1070	155

Tabella 3.3: Valori per le principali caratteristiche del campione iniziale di FSRQ.

3.2 Metodi di selezione

Si sono individuate tre caratteristiche delle sorgenti su cui applicare i criteri di selezione. Per ognuno di questi sono stati provati diversi valori, per poter andare poi a studiare quanti e quali sorgenti soddisfano tali requisiti.

Le caratteristiche su cui sono state applicate le selezioni sono: l'**indice spettrale**, l'**energia del fotone più energetico rilevato**, la **frequenza del picco di sincrotrone** (vedi Tab 3.2 e 3.3). Per ogni campione abbiamo controllato quante **sorgenti sono già associate a Blazar conosciuti nel TeVCat** (catalogo online delle sorgenti che emettono in TeV)[12].

Indice Spettrale

L'indice spettrale (*Power Law Index*) o PL, si riferisce alla pendenza della legge di potenza che riproduce l'emissione nella parte di spettro elettromagnetico. Sono stati selezionati valori che rappresentassero pendenze il più possibile ripide, in modo da favorire sorgenti con il picco ad energie maggiori di quelle coperte da Fermi e che, verosimilmente, dovrebbero essere nel range di energia di CTA.

	Media	Valori scelti		
BL Lac	2.4	2.3	2.0	1.8
FSRQ	3.25	3.0	2.7	2.4

Tabella 3.4: Valori scelti per le selezioni sull'indice spettrale e media dell'indice spettrale stimata per i campioni iniziali.

Si riportano ora gli istogrammi dell'indice spettrale dei campioni iniziali di BL Lac e di FSRQ (Fig. 3.1 e 3.2), utili per confronti con i valori delle selezioni sull'indice spettrale e con i campioni ottenuti dopo aver applicato le selezioni.

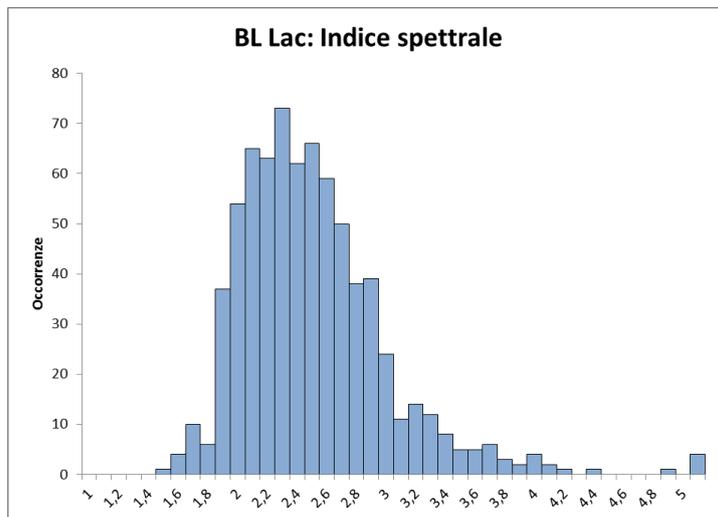


Figura 3.1: Istogramma dell'indice spettrale del campione iniziale di BL Lac.

Dai valori medi in Tabella (3.4) notiamo subito come i BL Lac tendono ad avere un indice spettrale minore, fatto che ci ha suggerito di scegliere valori di selezione dell'indice spettrale minori per i BL Lac rispetto a quelli dei FSRQ.

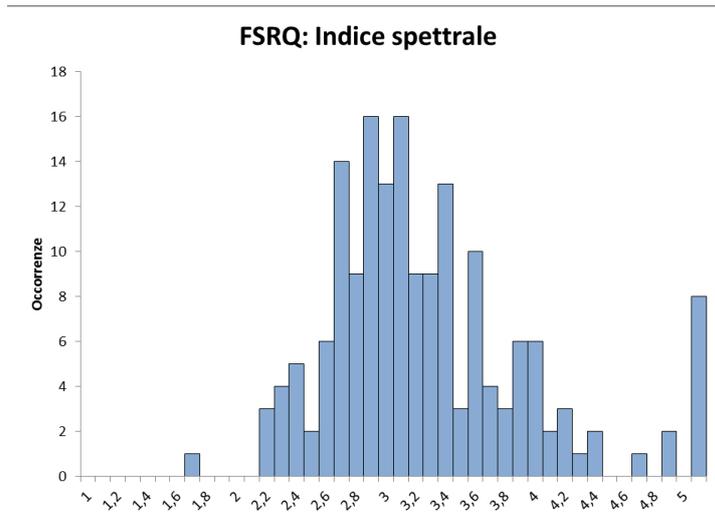


Figura 3.2: Istogramma dell'indice spettrale del campione iniziale di FSRQ.

Picco di sincrotrone

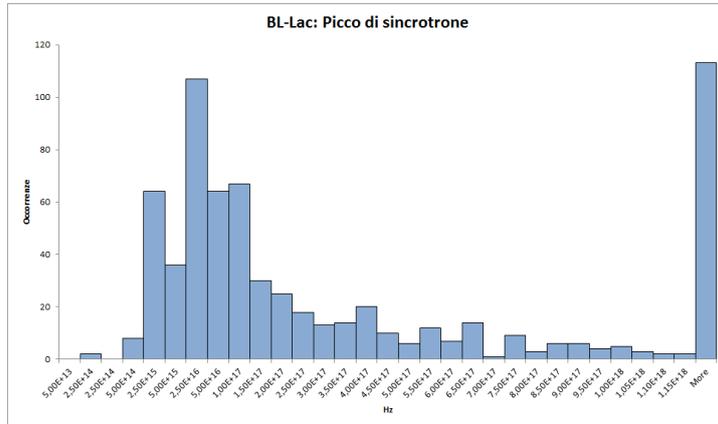
Poiché più un blazar emette ad alte energie più saranno ad alte frequenze i due picchi della SED, dovuti al picco dell'emissione di sincrotrone e al picco dell'emissione da Compton inverso, abbiamo selezionato solo le sorgenti con una frequenza di sincrotrone maggiore di un valore minimo, così da favorire quelle con il picco di Compton inverso alle più alte energie.

	Media (Hz)	Valori scelti (Hz)
BL Lac	$1.9 \cdot 10^{16}$	$1.0 \cdot 10^{15}$
FSRQ	$2.7 \cdot 10^{13}$	$5 \cdot 10^{13}$ $1.0 \cdot 10^{14}$

Tabella 3.5: Valori per le selezione sulla frequenza del picco di sincrotrone e media della frequenza di picco stimata per i campioni iniziali.

Si riportano ora gli istogrammi della frequenza del picco di sincrotrone dei campioni iniziali di BL Lac e di FSRQ (Fig. 3.3 e 3.4), utili per confronti con i valori delle selezioni sul picco e con i campioni ottenuti dopo aver applicato le selezioni.

Come vediamo le frequenze dei picchi di sincrotrone per i BL Lac risultano mediamente maggiori di quelle dei FSRQ. È quindi giustificata la richiesta di valori maggiori per la selezione sulla frequenza del picco di sincrotrone per i BL Lac.



	Media (GeV)	Valori scelti (GeV)
BL Lac	121	50
FSRQ	52	50

Tabella 3.6: Valori per le selezione sul fotone a piú alta energia e media dell’energia dei fotoni piú energetici stimata per i campioni iniziali.

3.3 Selezione dei campioni

Per selezionare i campioni di sorgenti rilevabili in futuro da CTA si sono applicati i parametri di selezione discussi in precedenza, sia singolarmente che in combinazione tra loro. I campioni selezionati sono stati confrontati con la lista di sorgenti che sono state già osservate al TeV e quindi che appaiono nel catalogo TeVCat.

BL Lac					
Campione iniziale	Power Law	HEP (GeV)	Picco sincr. (Hz)	Sorgenti selezionate	Associate TeVCat
730	< 2.3			313	44
730		> 50		542	50
730			> 10 ¹⁵	352	41
730	< 2.3	> 50		295	44
730	< 2.3		> 10 ¹⁵	208	38
730	< 2.3	> 50	> 10 ¹⁵	203	38
730	< 2.0			112	28
730	< 2.0	> 50		109	28
730	< 2.0		> 10 ¹⁵	78	22
730	< 2.0	> 50	> 10 ¹⁵	78	22
730	< 1.8			21	5
730	< 1.8	> 50		20	5
730	< 1.8		> 10 ¹⁵	12	4
730	< 1.8	> 50	> 10 ¹⁵	12	4

Tabella 3.7: Numero di BL Lac selezionati a seconda dei criteri di selezione.

FSRQ					
Campione iniziale	Power Law	HEP (GeV)	Picco sincr. (Hz)	Sorgenti selezionate	Associate TeVCat
171			$> 10^{14}$	8	0
171			$> 5 \cdot 10^{13}$	22	1
171		> 50		58	5
171	< 3.0			73	5
171	< 3.0	> 50		36	5
171	< 3.0		$> 10^{14}$	8	0
171	< 3.0	> 50	$> 10^{14}$	5	0
171	< 3.0		$> 5 \cdot 10^{13}$	14	1
171	< 3.0	> 50	$> 5 \cdot 10^{13}$	9	1
171	< 2.7			35	2
171	< 2.7	> 50		20	2
171	< 2.7		$> 10^{14}$	4	0
171	< 2.7	> 50	$> 10^{14}$	2	0
171	< 2.7		$> 5 \cdot 10^{13}$	10	1
171	< 2.7	> 50	$> 5 \cdot 10^{13}$	6	1
171	< 2.4			13	0
171	< 2.4	> 50		9	0
171	< 2.4		$> 10^{14}$	0	0
171	< 2.4	> 50	$> 10^{14}$	0	0
171	< 2.4		$> 5 \cdot 10^{13}$	2	0
171	< 2.4	> 50	$> 5 \cdot 10^{13}$	2	0

Tabella 3.8: Numero di FSRQ selezionati a seconda dei criteri di selezione.

3.4 Analisi dei campioni

Andiamo ora ad analizzare i risultati ottenuti con le varie selezioni considerate singolarmente ed insieme, come riportato in Tabella 3.7 per i BL Lac ed in Tabella 3.8 per i FSRQ, per determinare quali siano le selezioni più significative.

3.4.1 BL Lac

Abbiamo un insieme iniziale di 730 BL Lac, con 19 sorgenti identificate e 711 sorgenti associate. 52 sorgenti sono associate a BL Lac nel catalogo TeVCat.

HEP > 50 GeV

La selezione delle sorgenti con fotone più energetico rilevato ad energia maggiore di 50 GeV elimina 188 sorgenti dal campione e ne lascia 542, di cui 50 associate al catalogo TeVCat.

Picco di sincrotrone > 10^{15} Hz

La selezione delle sorgenti con picco di sincrotrone oltre i 10^{15} Hz elimina metà dell'intero campione, ottenendo 352 sorgenti selezionate con 41 nel catalogo TeVCat.

Indice spettrale < 2.3

La selezione delle sorgenti con indice spettrale minore di 2.3 lascia nel campione 313 sorgenti di cui 44 associate al catalogo TeVCat. Essendo l'indice spettrale la caratteristica più importante per la selezione delle sorgenti ad altissime energie, un limite di 2.3 non risulta molto stringente, eliminando solo la metà delle sorgenti iniziali.

Indice spettrale < 2.0

Questa selezione più stringente sull'indice spettrale elimina l'84% delle sorgenti e il 46% di quelle associate al catalogo TeV, lasciandone 112 di cui 28 associate. Si nota subito come questo valore per la richiesta dell'indice spettrale sia assai più efficiente che nel caso con indice spettrale 2.3.

Indice spettrale < 1.8

Una selezione ancora più stringente, elimina il 97% delle sorgenti iniziali ed il 90% di quelle associate, lasciandone 21 di cui 5 associate. La richiesta di un indice spettrale minore di 1.8 é estremamente selettiva, producendo un campione veramente ristretto.

Indice spettrale < 2.0 e HEP > 50 GeV

L'applicazione di queste due selezioni insieme lascia 109 sorgenti, tuttavia poiché la selezione sull'indice spettrale ne individuava da sola già 112, é chiaro che la richiesta sul fotone a più alta energia va ad eliminare quasi interamente sorgenti già escluse dalla selezione sull'indice spettrale, risultando poco utile.

Indice spettrale < 2.0 e picco di sincrotrone > 10^{15} Hz

La combinazione di questi due parametri di selezione produce, invece, un buon campione di sorgenti, ottenendone 78 di cui 22 associate al catalogo TeVCat. Questo campione contiene l'11% delle sorgenti e, verosimilmente, ottime candidate per essere sorgenti che emettono ad altissime energie.

Nome	Indice	HEP (GeV)	Redshift	Picco (Hz)	Assoc TeVCat
3FHL J2322.6+3436	1.8634	166.199	0.0980	1.047130E+015	
3FHL J0214.5+5145	1.5545	378.216	0.0490	1.047130E+015	
3FHL J1745.6+3950	1.9583	60.358	0.2670	1.122019E+015	
3FHL J1053.6+4930	1.9223	108.189	0.1400	1.412536E+015	
3FHL J2319.1-4206	1.6688	375.288	NULL	1.412536E+015	
3FHL J0930.4+4952	1.9716	176.151	0.1870	1.644370E+015	
3FHL J0730.8-6602	1.8918	226.176	NULL	1.778279E+015	
3FHL J0304.5-0055	1.9821	84.874	0.5110	1.995263E+015	
3FHL J1224.4+2436	1.9390	232.410	0.2190	1.995263E+015	MS 1221.8+2452
3FHL J1055.6-0125	1.8454	107.377	NULL	1.995263E+015	
3FHL J2014.4-0047	1.7976	140.012	0.2300	2.147829E+015	
3FHL J0656.2+4235	1.9569	91.828	0.0590	2.344228E+015	
3FHL J1434.8+6641	1.8751	151.724	NULL	2.393314E+015	
3FHL J0232.8+2017	1.8083	179.884	0.1390	2.660726E+015	1ES 0229+200
3FHL J0809.7+3457	1.7141	264.230	0.0830	3.162278E+015	
3FHL J0056.3-0936	1.9335	310.408	0.1030	3.191536E+015	
3FHL J0213.0+2242	1.9014	237.179	0.4590	3.548136E+015	
3FHL J0912.4+1555	1.8434	212.745	0.2120	3.801893E+015	
3FHL J1031.2+7442	1.6970	341.771	0.1230	3.981075E+015	
3FHL J1002.6+2216	1.9283	129.741	NULL	4.466832E+015	
3FHL J1213.0+5128	1.9616	241.387	0.7960	5.011870E+015	
3FHL J2108.8-0251	1.8028	56.063	0.1490	5.011870E+015	
3FHL J0235.5-2938	1.8319	62.673	NULL	5.011870E+015	
3FHL J1404.9+0401	1.9942	65.010	0.3440	5.011870E+015	
3FHL J2042.0+2428	1.8767	356.791	0.1040	5.623413E+015	
3FHL J1136.5+7009	1.8841	311.517	0.0450	5.688531E+015	Markarian 180
3FHL J0015.7+5551	1.8898	167.578	NULL	6.180169E+015	
3FHL J2356.2+4035	1.9095	417.861	0.1310	6.309576E+015	
3FHL J0312.8+3614	1.8314	140.106	0.0710	6.309576E+015	
3FHL J0506.0+6113	1.8854	141.787	NULL	6.456549E+015	
3FHL J0648.7+1517	1.8306	822.041	0.1790	7.079464E+015	RX J0648.7+1516
3FHL J2347.0+5142	1.8463	652.312	0.0440	7.079464E+015	1ES 2344+514
3FHL J0847.2+1134	1.8613	108.033	0.1990	7.498942E+015	RBS 0723
3FHL J1554.2+2010	1.6781	138.643	0.2220	8.912505E+015	
3FHL J1728.3+5013	1.9955	721.812	0.0550	9.440617E+015	1ES 1727+502
3FHL J0237.6-3602	1.6987	150.147	NULL	9.440617E+015	
3FHL J1243.2+7634	1.8982	66.166	NULL	1.000000E+016	
3FHL J1117.0+2014	1.9151	251.224	0.1380	1.071521E+016	
3FHL J0109.9-4020	1.8149	116.769	0.3130	1.122017E+016	
3FHL J1548.7-2250	1.9766	435.853	NULL	1.150803E+016	
3FHL J1340.5+4410	1.9882	94.074	0.5460	1.213388E+016	
3FHL J0250.5+1712	1.9449	365.840	0.6120	1.216183E+016	
3FHL J0316.2-6439	1.9630	312.217	NULL	1.216183E+016	
3FHL J1653.8+3945	1.8621	1535.600	0.0330	1.280855E+016	Markarian 501
3FHL J0952.3+7502	1.8672	131.874	0.1810	1.380382E+016	
3FHL J1040.9+1341	1.9123	155.724	NULL	1.412536E+016	
3FHL J0238.4-3117	1.9322	407.767	0.2330	1.445439E+016	
3FHL J1651.6+7219	1.9327	134.400	NULL	1.584896E+016	

Nome	Indice	HEP (GeV)	Redshift	Picco (Hz)	Assoc TeVCat
3FHL J0604.2-4816	1.9126	64.972	NULL	1.778279E+016	
3FHL J1010.2-3119	1.6469	414.729	0.1430	1.778279E+016	1RXS J101015.9-311909
3FHL J2009.4-4849	1.9601	409.190	0.0710	1.807174E+016	PKS 2005-489
3FHL J0650.7+2503	1.8052	442.312	0.2030	2.187762E+016	1ES 0647+250
3FHL J1757.1+7031	1.8390	186.073	0.4070	2.238723E+016	
3FHL J0912.9-2103	1.9311	262.859	0.1980	2.654604E+016	
3FHL J0540.5+5823	1.8852	289.362	NULL	2.951205E+016	
3FHL J0416.8+0105	1.9788	256.636	0.2870	3.349651E+016	1ES 0414+009
3FHL J1533.2+1855	1.9487	282.321	0.3070	3.801893E+016	
3FHL J1221.3+3010	1.8596	513.196	0.1840	3.890453E+016	1ES 1218+304
3FHL J1012.6+4228	1.9306	94.516	0.3650	4.709777E+016	
3FHL J0244.4-5819	1.9140	142.247	0.2650	5.011881E+016	
3FHL J0018.6+2946	1.9816	127.317	0.1000	5.915607E+016	
3FHL J1959.9+6508	1.9449	626.375	0.0470	6.918312E+016	1ES 1959+650
3FHL J0319.8+1845	1.8943	605.349	0.1900	8.128302E+016	RBS 0413
3FHL J0710.4+5908	1.9052	178.889	0.1250	8.709646E+016	RGB J0710+591
3FHL J2357.4-1717	1.9430	146.757	NULL	8.912525E+016	
3FHL J2150.2-1412	1.9183	131.030	0.2290	1.042317E+017	
3FHL J1104.4+3812	1.9472	1726.510	0.0300	1.148152E+017	Markarian 421
3FHL J0156.7-5302	1.8666	128.139	NULL	1.188504E+017	
3FHL J1031.3+5053	1.9436	167.452	NULL	1.209206E+017	
3FHL J1103.6-2328	1.6677	196.638	0.1860	1.318259E+017	1ES 1101-232
3FHL J0035.9+5950	1.9922	247.621	NULL	1.318259E+017	1ES 0033+595
3FHL J0123.6-2309	1.8417	166.360	0.4040	1.318259E+017	
3FHL J1418.0+2543	1.8720	265.918	0.2370	1.380382E+017	
3FHL J1428.5+4240	1.9159	202.799	0.1290	1.667248E+017	H 1426+428
3FHL J0508.0+6737	1.7757	609.534	0.4160	4.216965E+017	1ES 0502+675
3FHL J0353.0-6832	1.8673	280.178	0.0870	6.918312E+017	
3FHL J0022.0+0006	1.4378	180.133	NULL	1.584896E+018	
3FHL J0349.3-1159	1.6523	1250.170	0.1880	1.949849E+018	1ES 0347-121

Tabella 3.9: Elenco delle sorgenti e caratteristiche nel campione I di BL Lac.

BL Lac selezionati (indice < 2, HEP > 50 GeV, picco sincr. > 10¹⁵ Hz.)				
	Valore			Numero di sorgenti
	minimo	massimo	medio	
Indice spettrale	1.4378	1.9955	1.8694	78
HEP (GeV)	56.0	1726.5	296.6	78
Picco sincrotrone (Hz)	1.05 · 10 ¹⁵	1.94 · 10 ¹⁸	8.79 · 10 ¹⁶	78
Redshift	0.0299	0.7960	0.2117	57

Tabella 3.10: Valori per le principali caratteristiche del campione I di BL Lac.

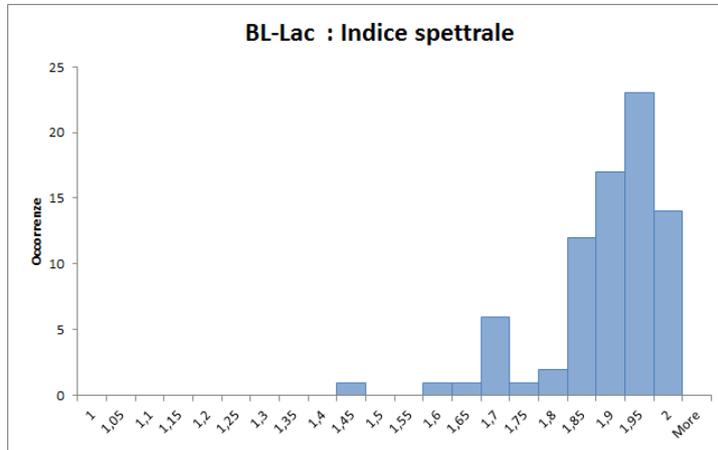


Figura 3.5: Istogramma dell'indice spettrale nel campione I di BL Lac.

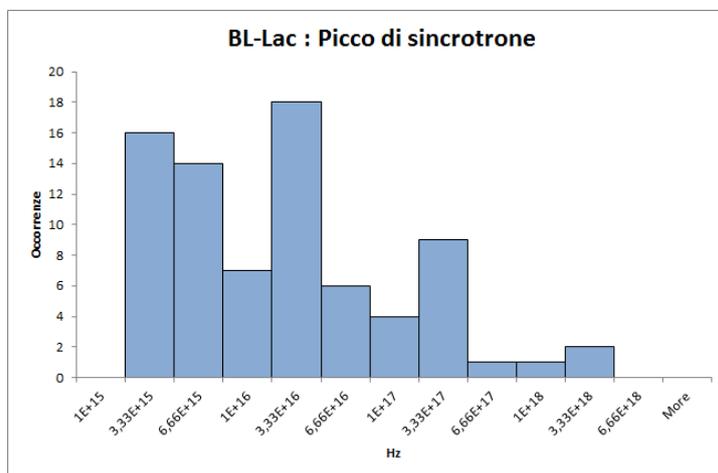


Figura 3.6: Istogramma della frequenza del picco di sincrotrone nel campione I di BL Lac.

Indice spettrale < 2.0 , HEP > 50 GeV e picco di sincrotrone $> 10^{15}$ Hz

L'aggiunta della selezione in base all'energia massima del fotone più energetico, come già visto, non va ad influire sul campione finale, e questi, quindi, é lo stesso della selezione precedente.

D'ora in avanti identificheremo l'insieme delle sorgenti individuate con questa selezione come **Campione I** dei BL Lac (vedi Fig. 3.5 e 3.6 e Tabelle 3.9 e 3.10).

Indice spettrale < 1.8 e HEP > 50 GeV

Anche in questo caso la richiesta sul fotone ad energia più alta non produce alcuna selezione.

Indice spettrale < 1.8 e picco di sincrotrone $> 10^{15}$ Hz

Applicando queste due selezioni insieme otteniamo un campione di 12 sorgenti di cui 4 associate al catalogo TeVCat. Ciò implica quindi una selezione del 1.6% delle sorgenti iniziali e del 0.7% di quelle associate. Se confrontiamo questa selezione con quella del solo indice spettrale a 1.8 ci accorgiamo che abbiamo poco più della metà delle sorgenti, ma delle 5 associate ne abbiamo ancora 4. Possiamo, quindi, concludere che, in questo caso, la selezione sul picco di sincrotrone delle sorgenti associate al catalogo TeVCat conta molto meno di quella su tutte le sorgenti.

Indice spettrale < 1.8 , HEP > 50 GeV e picco di sincrotrone $> 10^{15}$ Hz

L'aggiunta della selezione in base all'energia massima del fotone più energetico, come già visto, non va ad influire sul campione finale, e questi, quindi, é lo stesso della selezione precedente.

D'ora in avanti identificheremo l'insieme delle sorgenti individuate con questa selezione come **Campione II** dei BL Lac (vedi Fig. 3.7 e 3.8 e Tabelle 3.11 e 3.12).

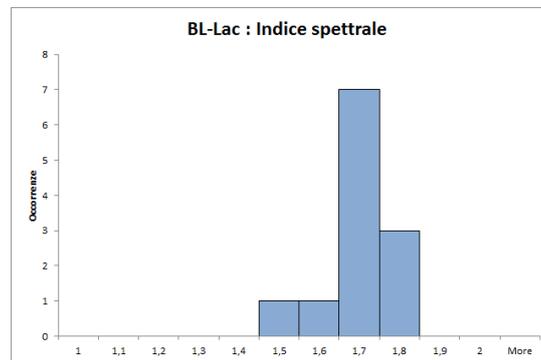


Figura 3.7: Istogramma dell'indice spettrale nel campione II di BL Lac.

Nome	Indice	HEP (GeV)	Redshift	Picco (Hz)	Assoc TeVCat
3FHL J0022.0+0006	1.4378	180.133	NULL	1.584896E+018	
3FHL J0214.5+5145	1.5545	378.216	0.0490	1.047130E+015	
3FHL J0237.6-3602	1.6987	150.147	NULL	9.440617E+015	
3FHL J0349.3-1159	1.6523	1250.170	0.1880	1.949849E+018	1ES 0347-121
3FHL J0508.0+6737	1.7757	609.534	0.4160	4.216965E+017	1ES 0502+675
3FHL J0809.7+3457	1.7141	264.230	0.0830	3.162278E+015	
3FHL J1010.2-3119	1.6469	414.729	0.1430	1.778279E+016	1RXS J101015.9-311909
3FHL J1031.2+7442	1.6970	341.771	0.1230	3.981075E+015	
3FHL J1103.6-2328	1.6677	196.638	0.1860	1.318259E+017	1ES 1101-232
3FHL J1554.2+2010	1.6781	138.643	0.2220	8.912505E+015	
3FHL J2014.4-0047	1.7976	140.012	0.2300	2.147829E+015	
3FHL J2319.1-4206	1.6688	375.288	NULL	1.412536E+015	

Tabella 3.11: Elenco delle sorgenti e caratteristiche nel campione II di BL Lac.

BL Lac selezionati (indice < 1.8, HEP > 50 GeV, picco sincr. > 10 ¹⁵ Hz.)				
	Valore			Numero di sorgenti
	minimo	massimo	medio	
Indice spettrale	1.4378	1.7976	1.6657	12
HEP (GeV)	138.6	1250.2	369.9	12
Picco sincrotrone (Hz)	1.05 · 10 ¹⁵	1.94 · 10 ¹⁸	3.45 · 10 ¹⁷	12
Redshift	0.0490	0.4160	0.1822	9

Tabella 3.12: Valori per le principali caratteristiche del campione II di BL Lac.

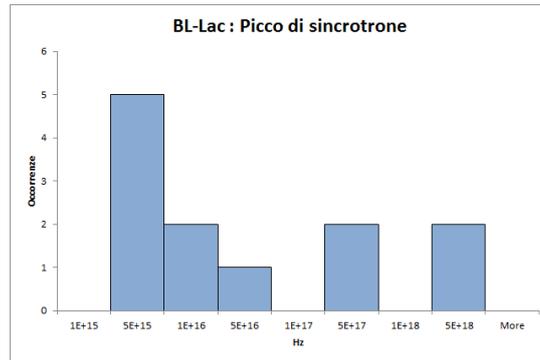


Figura 3.8: Istogramma della frequenza del picco di sincrotrone nel campione II di BL Lac.

3.4.2 FSRQ

Si ha un campione iniziale di 171 FSRQ, con 30 sorgenti identificate e 171 sorgenti associate. Solo 5 FSRQ sono associate a sorgenti presenti nel TeVCat.

Picco di sincrotrone $> 10^{14}$ Hz

La selezione delle sorgenti con il picco di sincrotrone oltre i 10^{14} Hz riduce il campione a sole 8 sorgenti, delle quali nessuna é associata al catalogo TeVCat. Questo valore per il picco di sincrotrone risulta, quindi, un pó troppo selettivo per poter produrre un buon campione di sorgenti.

Picco di sincrotrone $> 5 \cdot 10^{13}$ Hz

Richiedendo un valore minimo della frequenza del picco di sincrotrone di $5 \cdot 10^{13}$ Hz si eliminano 149 sorgenti, rimanendo con un campione di 22 sorgenti, di cui 1 sola associata al TeVCat. Anche questa richiesta sulla frequenza minima del picco di sincrotrone risulta abbastanza selettiva, eliminando l'87% delle sorgenti e l'80% delle associate, ma lascia comunque un numero di sorgenti nel campione sufficiente a trarne delle conclusioni.

HEP > 50 GeV

La selezione delle sorgenti con fotone piú energetico rilevato ad energia maggiore di 50 GeV elimina 113 sorgenti, lasciandone 58 nel catalogo. Non andando ad influire nel novero delle sorgenti associate al TeVCat, se ne deduce che tutte queste hanno un HEP maggiore di 50 GeV.

Indice spettrale < 3.0

La selezione delle sorgenti con indice spettrale minore di 3.0 lascia nel campione 73 sorgenti di cui 5 associate al TeVCat. Malgrado questo valore elimini solo il 57% delle sorgenti, non risultando quindi molto stringente, vedremo in seguito come la combinazione di questo criterio di selezione assieme agli altri due produca un ottimo campione finale.

Indice spettrale < 3.0 e HEP > 50 GeV

L'applicazione di queste due selezioni assieme riduce il campione a 36 sorgenti, con tutte e 5 le associate al TeVCat presenti.

Indice spettrale < 3.0 e picco di sincrotrone $> 5 \cdot 10^{13}$ Hz

Queste due selezioni producono un campione con 14 sorgenti, l'8% delle iniziali con 1 associata al TeVCat. Non siamo stupiti della presenza di un'unica sorgente associata

al TeVCat, in quanto é già stato notato che l'eliminazione delle altre 4 é causata dalla selezione sul picco di sincrotrone.

Indice spettrale < 3.0 , HEP > 50 GeV e picco di sincrotrone $> 5 \cdot 10^{13}$ Hz

La combinazione delle selezioni con tutti e tre i criteri produce un ristretto ma buon campione, essendoci 9 sorgenti di cui 1 sola associata al TeVCat. Verosimilmente, questo campione dovrebbe contenere buone candidate nella ricerca di sorgenti molto energetiche. D'ora in avanti identificheremo l'insieme delle sorgenti individuate con questa selezione come **Campione I** dei FSRQ (vedi Fig. 3.9 e 3.10 e Tabelle 3.13 e 3.14).

Nome	Indice	HEP (GeV)	Redshift	Picco (Hz)	Assoc TeVCat
3FHL J0742.5+5444	2.9216	55.160	0.7230	3.162278E+014	
3FHL J1539.8+2744	2.2093	62.736	2.1960	5.623413E+013	
3FHL J1103.1+1156	2.6226	74.543	0.9140	1.706084E+014	
3FHL J1006.7-2158	2.7808	99.350	0.3300	2.722704E+014	
3FHL J0739.3+0137	2.7351	105.624	0.1890	1.122019E+014	
3FHL J0043.8+3425	2.3951	109.971	0.9660	6.456548E+013	
3FHL J0957.6+5523	2.6564	145.882	0.8960	8.912505E+013	
3FHL J1224.9+2122	2.6298	161.890	0.4340	5.248078E+013	4C +21.35
3FHL J2143.5+1742	2.6656	182.526	0.2110	1.995263E+014	

Tabella 3.13: Elenco delle sorgenti e caratteristiche nel campione I di FSRQ.

FSRQ selezionati (indice < 3 , HEP > 50 GeV, picco sincr. $> 5 \cdot 10^{13}$ Hz.)				
	Valore			Numero di sorgenti
	minimo	massimo	medio	
Indice spettrale	2.2093	2.9216	2.6240	9
HEP (GeV)	55.1	182.5	110.8	9
Picco sincrotrone (Hz)	$5.25 \cdot 10^{13}$	$3.16 \cdot 10^{14}$	$1.48 \cdot 10^{14}$	9
Redshift	0.1890	2.1960	0.7621	9

Tabella 3.14: Valori per le principali caratteristiche del campione I di FSRQ.

Indice spettrale < 2.7

Questa selezione sull'indice spettrale, piú stringente della precedente, elimina il 79% delle sorgenti e 3 delle 5 sorgenti associate al TeVCat. Avremo, quindi, un campione finale con 35 sorgenti, di cui 2 associate.

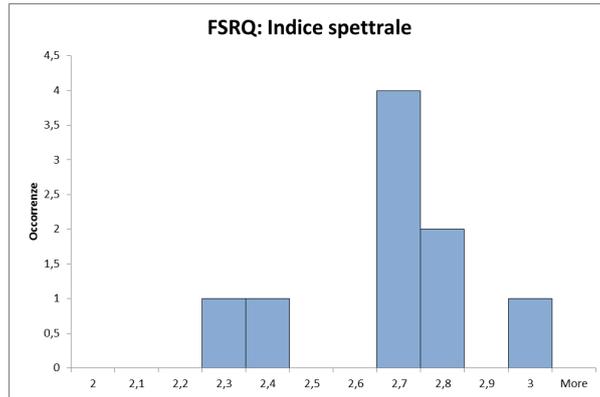


Figura 3.9: Istogramma dell'indice spettrale nel campione I di FSRQ.

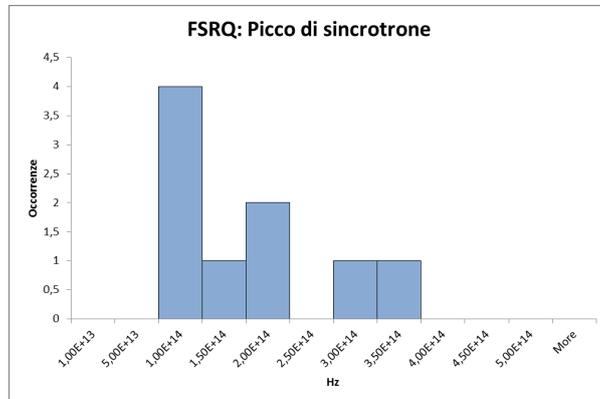


Figura 3.10: Istogramma della frequenza del picco di sincrotrone nel campione I di FSRQ.

Indice spettrale < 2.7 e $HEP > 50$ GeV

L'applicazione di queste due selezioni crea un campione con 20 sorgenti, di cui 2 associate al TeVCat.

Indice spettrale < 2.7 e picco di sincrotrone $> 5 \cdot 10^{13}$ Hz

La combinazione di questi due criteri di selezione lascia, nel campione, 10 sorgenti di cui 1 associata al TeVCat. Di nuovo, la causa della presenza di una sola sorgente associata al TeVCat é da ricercarsi nella selezione sulla frequenza del picco di sincrotrone.

Indice spettrale < 2.7 , $HEP > 50$ GeV e picco di sincrotrone $> 5 \cdot 10^{13}$ Hz

L'applicazione di tutti e tre i criteri di selezione produce un campione di 6 sorgenti, delle quali 1 é associata al TeVCat. Come campione di sorgenti, questo risulta ristretto, ma può essere usato per confronti con il campione ottenuto dalle selezioni con stesso HEP e

picco ma indice spettrale diverso. D’ora in avanti identificheremo l’insieme delle sorgenti individuate con questa selezione come **Campione II** dei FSRQ (vedi Fig. 3.11 e 3.12 e Tabelle 3.15 e 3.16).

Nome	Indice	HEP (GeV)	Redshift	Picco (Hz)	Assoc TeVCat
3FHL J1539.8+2744	2.2093	62.736	2.1960	5.623413E+013	
3FHL J1103.1+1156	2.6226	74.543	0.9140	1.706084E+014	
3FHL J0043.8+3425	2.3951	109.971	0.9660	6.456548E+013	
3FHL J0957.6+5523	2.6564	145.882	0.8960	8.912505E+013	
3FHL J1224.9+2122	2.6298	161.890	0.4340	5.248078E+013	4C +21.35
3FHL J2143.5+1742	2.6656	182.526	0.2110	1.995263E+014	

Tabella 3.15: Elenco delle sorgenti e caratteristiche nel campione II di FSRQ.

FSRQ selezionati (indice < 2.7, HEP > 50 GeV, picco sincr. > 5 · 10 ¹³ Hz.)				
	Valore			Numero di sorgenti
	minimo	massimo	medio	
Indice spettrale	2.2093	2.6656	2.5298	6
HEP (GeV)	62.7	182.5	122.9	9
Picco sincrotrone (Hz)	5.25 · 10 ¹³	1.99 · 10 ¹⁴	1.05 · 10 ¹⁴	9
Redshift	0.2110	2.1960	0.9362	9

Tabella 3.16: Valori per le principali caratteristiche del campione II di FSRQ.

Indice spettrale < 2.4

Quest’ultimo valore di selezione dell’indice spettrale é estremamente stringente, eliminando tutte le sorgenti associate al TeVCat e ben il 92% delle sorgenti totali. Il campione selezionato avrá, quindi, 13 sorgenti; numero che si ridurrá ulteriormente con l’applicazione degli altri criteri di selezione.

Indice spettrale < 2.4 e HEP > 50 GeV

L’applicazione di queste due selezioni crea un campione con sole 9 sorgenti, delle quali nessuna associata al TeVCat. Questa volta l’eliminazione delle sorgenti associate al TeVCat é da imputarsi totalmente alla selezione sull’indice spettrale.

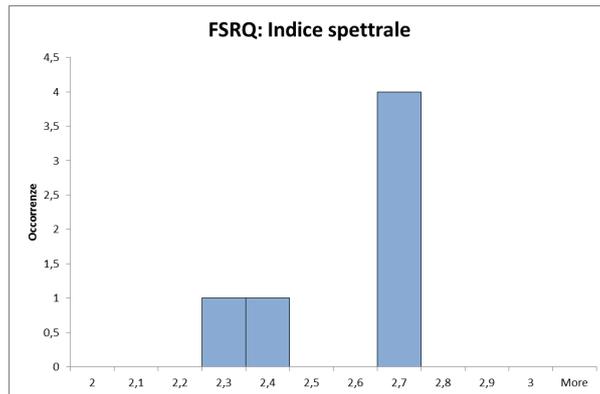


Figura 3.11: Istogramma dell'indice spettrale nel campione II di FSRQ.

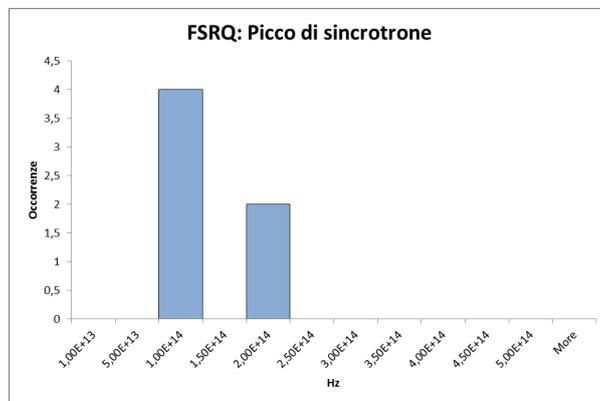


Figura 3.12: Istogramma della frequenza del picco di sincrotrone nel campione II di FSRQ.

Indice spettrale < 2.4 e picco di sincrotrone $> 5 \cdot 10^{13}$ Hz

La combinazione di questi due criteri di selezione lascia, nel campione, solamente 2 sorgenti, nessuna delle quali associata al TeVCat. Come sopra, l'eliminazione delle sorgenti associate al TeVCat é causata dalla selezione sull'indice spettrale. Il campione risulta veramente troppo esiguo per i nostri scopi.

Indice spettrale < 2.4 , HEP > 50 GeV e picco di sincrotrone $> 5 \cdot 10^{13}$ Hz

L'applicazione di tutti e tre i criteri di selezione produce lo stesso campione di 2 sorgenti individuato sopra, la richiesta dell'HEP > 50 GeV non andando ad influire in alcun modo sul ristretto campione.

Capitolo 4

Discussione dei risultati

4.1 BL Lac

4.1.1 Campione I

Nel campione I di BL Lac abbiamo incluso le sorgenti con indice spettrale di 2.0, fotone ad energia piú alta oltre i 50 GeV e frequenza del picco di sincrotrone oltre i 10^{15} Hz. La selezione comprende 78 sorgenti, di cui 22 associate al TeVCat.

Delle sorgenti nel campione, 14 hanno mostrato variabilit  sopra i 10 GeV, durante gli anni di osservazione di Fermi-LAT.

Nome	Variabilit� (Bayes block)	Assoc TeVCat
3FHL J1224.4+2436	3	MS 1221.8+2452
3FHL J0056.3-0936	2	
3FHL J1031.2+7442	2	
3FHL J1136.5+7009	2	Markarian 180
3FHL J0506.0+6113	2	
3FHL J1728.3+5013	2	1ES 1727+502
3FHL J1653.8+3945	4	Markarian 501
3FHL J2009.4-4849	2	PKS 2005-489
3FHL J0319.8+1845	2	RBS 0413
3FHL J0710.4+5908	2	RGB J0710+591
3FHL J1104.4+3812	5	Markarian 421
3FHL J0035.9+5950	2	1ES 0033+595
3FHL J0508.0+6737	2	1ES 0502+675

Tabella 4.1: BL Lac variabili nel campione I

Nell'analizzare il campione dobbiamo tener conto che la presenza di variabilità potrebbe indicare che la sorgente é in una fase di elevata attività e ciò la renderebbe momentaneamente piú visibile, ma, una volta tornata ad una fase di normale emissione, potrebbe non essere piú rilevabile. Considereremo, quindi, le sorgenti variabili separatamente dalle altre, poiché non sappiamo se continueranno ad essere attive anche in futuro. Si riportano nella tabella (4.2) la lista e le caratteristiche dei soli BL Lac non variabili del campione I.

Nome	Indice	HEP (GeV)	Redshift	Picco (Hz)	Assoc TeVCat
3FHL J2322.6+3436	1.8634	166.199	0.0980	1.047130E+015	
3FHL J0214.5+5145	1.5545	378.216	0.0490	1.047130E+015	
3FHL J1745.6+3950	1.9583	60.358	0.2670	1.122019E+015	
3FHL J1053.6+4930	1.9223	108.189	0.1400	1.412536E+015	
3FHL J2319.1-4206	1.6688	375.288	-	1.412536E+015	
3FHL J0930.4+4952	1.9716	176.151	0.1870	1.644370E+015	
3FHL J0730.8-6602	1.8918	226.176	-	1.778279E+015	
3FHL J0304.5-0055	1.9821	84.874	0.5110	1.995263E+015	
3FHL J1055.6-0125	1.8454	107.377	-	1.995263E+015	
3FHL J0656.2+4235	1.9569	91.828	0.0590	2.344228E+015	
3FHL J1434.8+6641	1.8751	151.724	-	2.393314E+015	
3FHL J0232.8+2017	1.8083	179.884	0.1390	2.660726E+015	1ES 0229+200
3FHL J0809.7+3457	1.7141	264.230	0.0830	3.162278E+015	
3FHL J0213.0+2242	1.9014	237.179	0.4590	3.548136E+015	
3FHL J0912.4+1555	1.8434	212.745	0.2120	3.801893E+015	
3FHL J1002.6+2216	1.9283	129.741	-	4.466832E+015	
3FHL J1213.0+5128	1.9616	241.387	0.7960	5.011870E+015	
3FHL J2108.8-0251	1.8028	56.063	0.1490	5.011870E+015	
3FHL J0235.5-2938	1.8319	62.673	-	5.011870E+015	
3FHL J1404.9+0401	1.9942	65.010	0.3440	5.011870E+015	
3FHL J2042.0+2428	1.8767	356.791	0.1040	5.623413E+015	
3FHL J0015.7+5551	1.8898	167.578	-	6.180169E+015	
3FHL J2356.2+4035	1.9095	417.861	0.1310	6.309576E+015	
3FHL J0312.8+3614	1.8314	140.106	0.0710	6.309576E+015	
3FHL J0648.7+1517	1.8306	822.041	0.1790	7.079464E+015	RX J0648.7+1516
3FHL J2347.0+5142	1.8463	652.312	0.0440	7.079464E+015	1ES 2344+514
3FHL J0847.2+1134	1.8613	108.033	0.1990	7.498942E+015	RBS 0723
3FHL J1554.2+2010	1.6781	138.643	0.2220	8.912505E+015	
3FHL J0237.6-3602	1.6987	150.147	-	9.440617E+015	
3FHL J1243.2+7634	1.8982	66.166	-	1.000000E+016	
3FHL J1117.0+2014	1.9151	251.224	0.1380	1.071521E+016	
3FHL J0109.9-4020	1.8149	116.769	0.3130	1.122017E+016	
3FHL J1548.7-2250	1.9766	435.853	-	1.150803E+016	
3FHL J1340.5+4410	1.9882	94.074	0.5460	1.213388E+016	
3FHL J0250.5+1712	1.9449	365.840	0.6120	1.216183E+016	
3FHL J0316.2-6439	1.9630	312.217	-	1.216183E+016	
3FHL J0952.3+7502	1.8672	131.874	0.1810	1.380382E+016	

Nome	Indice	HEP (GeV)	Redshift	Picco (Hz)	Assoc TeVCat
3FHL J1040.9+1341	1.9123	155.724	-	1.412536E+016	
3FHL J0238.4-3117	1.9322	407.767	0.2330	1.445439E+016	
3FHL J1651.6+7219	1.9327	134.400	-	1.584896E+016	
3FHL J0604.2-4816	1.9126	64.972	-	1.778279E+016	
3FHL J1010.2-3119	1.6469	414.729	0.1430	1.778279E+016	1RXS J101015.9-311909
3FHL J0650.7+2503	1.8052	442.312	0.2030	2.187762E+016	1ES 0647+250
3FHL J1757.1+7031	1.8390	186.073	0.4070	2.238723E+016	
3FHL J0912.9-2103	1.9311	262.859	0.1980	2.654604E+016	
3FHL J0540.5+5823	1.8852	289.362	-	2.951205E+016	
3FHL J0416.8+0105	1.9788	256.636	0.2870	3.349651E+016	1ES 0414+009
3FHL J1533.2+1855	1.9487	282.321	0.3070	3.801893E+016	
3FHL J1221.3+3010	1.8596	513.196	0.1840	3.890453E+016	1ES 1218+304
3FHL J1012.6+4228	1.9306	94.516	0.3650	4.709777E+016	
3FHL J0244.4-5819	1.9140	142.247	0.2650	5.011881E+016	
3FHL J0018.6+2946	1.9816	127.317	0.1000	5.915607E+016	
3FHL J1959.9+6508	1.9449	626.375	0.0470	6.918312E+016	1ES 1959+650
3FHL J2357.4-1717	1.9430	146.757	-	8.912525E+016	
3FHL J2150.2-1412	1.9183	131.030	0.2290	1.042317E+017	
3FHL J0156.7-5302	1.8666	128.139	-	1.188504E+017	
3FHL J1031.3+5053	1.9436	167.452	-	1.209206E+017	
3FHL J1103.6-2328	1.6677	196.638	0.1860	1.318259E+017	1ES 1101-232
3FHL J0123.6-2309	1.8417	166.360	0.4040	1.318259E+017	
3FHL J1418.0+2543	1.8720	265.918	0.2370	1.380382E+017	
3FHL J1428.5+4240	1.9159	202.799	0.1290	1.667248E+017	H 1426+428
3FHL J0353.0-6832	1.8673	280.178	0.0870	6.918312E+017	
3FHL J0022.0+0006	1.4378	180.133	-	1.584896E+018	
3FHL J0349.3-1159	1.6523	1250.170	0.1880	1.949849E+018	1ES 0347-121
3FHL J0416.8+0105	1.9788	256.636	0.2870	3.349651E+016	1ES 0414+009
3FHL J1533.2+1855	1.9487	282.321	0.3070	3.801893E+016	
3FHL J1221.3+3010	1.8596	513.196	0.1840	3.890453E+016	1ES 1218+304
3FHL J1012.6+4228	1.9306	94.516	0.3650	4.709777E+016	
3FHL J0244.4-5819	1.9140	142.247	0.2650	5.011881E+016	
3FHL J0018.6+2946	1.9816	127.317	0.1000	5.915607E+016	
3FHL J1959.9+6508	1.9449	626.375	0.0470	6.918312E+016	1ES 1959+650
3FHL J2357.4-1717	1.9430	146.757	-	8.912525E+016	
3FHL J2150.2-1412	1.9183	131.030	0.2290	1.042317E+017	
3FHL J0156.7-5302	1.8666	128.139	-	1.188504E+017	
3FHL J1031.3+5053	1.9436	167.452	-	1.209206E+017	
3FHL J1103.6-2328	1.6677	196.638	0.1860	1.318259E+017	1ES 1101-232
3FHL J0123.6-2309	1.8417	166.360	0.4040	1.318259E+017	
3FHL J1418.0+2543	1.8720	265.918	0.2370	1.380382E+017	
3FHL J1428.5+4240	1.9159	202.799	0.1290	1.667248E+017	H 1426+428
3FHL J0353.0-6832	1.8673	280.178	0.0870	6.918312E+017	
3FHL J0022.0+0006	1.4378	180.133	-	1.584896E+018	
3FHL J0349.3-1159	1.6523	1250.170	0.1880	1.949849E+018	1ES 0347-121

Tabella 4.2: BL Lac non variabili nel campione I

4.1.2 Campione II

Nel campione II di BL Lac, abbiamo le sorgenti BL Lac con indice spettrale minore di 1.8, fotone ad energia piú alta oltre i 50 GeV e frequenza del picco di sincrotrone oltre i 10^{15} Hz. La selezione comprende 12 sorgenti, di cui 4 associate al TeVCat.

Delle sorgenti nel campione, 3 hanno mostrato variabilit  alle alte energie durante gli anni di osservazione di Fermi-LAT, in particolare sono: 3FHL J0508.0+6737, 3FHL J1031.2+7442 e 3FHL J2014.4-0047. La prima   anche associata al TeVCat con il nome di 1ES 0502+675.

Delle sorgenti rimaste, 3FHL J0349.3-1159, 3FHL J1010.2-3119 e 3FHL J1103.6-2328 sono gi  conosciute nel TeVCat con i rispettivi nomi 1ES 0347-121, 1RXS J101015.9-311909 e 1ES 1101-232.

Delle sorgenti 3FHL J0022.0+0006, 3FHL J0237.6-3602, 3FHL J2319.1-4206 non si hanno misure del redshift.

Queste ultime tre sorgenti, insieme alle rimanenti, formano un campione di 7 BL Lac meritevoli di ulteriori studi tramite CTA le cui caratteristiche principali sono elencate nella tabella (4.3).

Nome	Indice	HEP (GeV)	Redshift	Picco (Hz)	Assoc TeVCat
3FHL J0022.0+0006	1.4378	180.133	-	1.584896E+018	
3FHL J0214.5+5145	1.5545	378.216	0.0490	1.047130E+015	
3FHL J0237.6-3602	1.6987	150.147	-	9.440617E+015	
3FHL J0349.3-1159	1.6523	1250.170	0.1880	1.949849E+018	1ES 0347-121
3FHL J0809.7+3457	1.7141	264.230	0.0830	3.162278E+015	
3FHL J1010.2-3119	1.6469	414.729	0.1430	1.778279E+016	1RXS J101015.9-311909
3FHL J1103.6-2328	1.6677	196.638	0.1860	1.318259E+017	1ES 1101-232
3FHL J1554.2+2010	1.6781	138.643	0.2220	8.912505E+015	
3FHL J2319.1-4206	1.6688	375.288	-	1.412536E+015	

Tabella 4.3: BL Lac non variabili nel campione II

4.1.3 Conclusioni

Dalle applicazioni dei criteri di selezione possiamo provare a trarre delle conclusioni sui criteri stessi.

Un buon valore di soglia per l'indice spettrale risulta compreso tra 2.0 e 1.8, a seconda che si voglia un campione piú esteso, primo caso, od uno con poche sorgenti, secondo caso. Possiamo notare (Tabella (4.4)) come i valori medi dell'HEP e del picco di sincrotrone aumentino nel passaggio dal campione I al II, malgrado la differenza nei valori delle selezioni dei due campioni sia solo sull'indice spettrale. Possiamo interpretare ci  come una conferma che la richiesta di un indice spettrale minore sia efficiente nella ricerca di sorgenti ad energia piú alta, avendo queste valori di HEP e picco di sincrotrone maggiori.

	Valor medio	
	HEP(GeV)	picco sincr(Hz)
Campione I	296.6	$8.79 \cdot 10^{16}$
Campione II	369.9	$3.45 \cdot 10^{17}$

Tabella 4.4: Confronto valori medi dei due campioni di BL Lac

Il limite inferiore di 50 GeV per il fotone piú energetico é un buon valore solo a patto che vengano applicati anche altri criteri di selezione. Altrimenti risulta fin troppo permissivo. Tuttavia un valore piú alto tende a eliminare dal campione troppe sorgenti, in special modo se usato assieme ad altri criteri di selezione.

Per il valore di soglia della frequenza del picco di sincrotrone, 10^{15} Hz risulta un buon compromesso. Da solo riesce ad eliminare la metà delle sorgenti ed in congiunzione con una selezione sull'indice spettrale produce buoni campioni di sorgenti.

4.2 FSRQ

4.2.1 Campione I

Nel campione I di FSRQ abbiamo le sorgenti con indice spettrale di 3.0, fotone ad energia piú alta di 50 GeV e frequenza del picco di sincrotrone oltre i $5 \cdot 10^{13}$ Hz. La selezione comprende 9 sorgenti, di cui 1 associata al TeVCat.

Delle sorgenti nel campione, 5 hanno mostrato variabilità alle alte energie durante gli anni di osservazione di Fermi-LAT.

Nome	Variabilità (Bayes block)	Assoc TeVCat
3FHL J0742.5+5444	3	
3FHL J0739.3+0137	2	
3FHL J0043.8+3425	2	
3FHL J1224.9+2122	13	4C +21.35
3FHL J2143.5+1742	2	

Tabella 4.5: FSRQ variabili nel campione I

La sorgente 3FHL J1224.9+2122, conosciuta come 4C +21.35, é stata oggetto, durante gli anni di osservazione di Fermi-LAT, di intensi *flare* nei raggi gamma che hanno portato la sorgente in uno stato di elevata emissione e l'hanno resa facilmente rilevabile fino alle altissime energie.

Nell’analizzare il campione dobbiamo tener conto che la presenza di variabilità potrebbe indicare che la sorgente é in una fase di elevata attività e ciò la renderebbe momentaneamente più visibile, ma, una volta tornata ad una fase di normale emissione, potrebbe non essere più rilevabile. Considereremo, quindi, le sorgenti variabili separatamente dalle altre, poich e non sappiamo se continueranno ad essere attive anche in futuro. Si riportano nella tabella (4.6) la lista e le caratteristiche dei soli FSRQ non variabili del campione I.

Nome	Indice	HEP (GeV)	Redshift	Picco (Hz)
3FHL J1539.8+2744	2.2093	62.736	2.1960	5.623413E+013
3FHL J1103.1+1156	2.6226	74.543	0.9140	1.706084E+014
3FHL J1006.7-2158	2.7808	99.350	0.3300	2.722704E+014
3FHL J0957.6+5523	2.6564	182.526	0.8960	8.912505E+013

Tabella 4.6: FSRQ non variabili nel campione I

4.2.2 Campione II

Nel campione II di BL Lac, abbiamo le sorgenti FSRQ con indice spettrale minore di 2.7, fotone ad energia più alta di 50 GeV e frequenza del picco di sincrotrone oltre i $5 \cdot 10^{13}$ Hz. La selezione comprende 6 sorgenti, di cui 1 associata al TeVCat. Delle sorgenti nel campione, 3 hanno mostrato variabilità alle alte energie durante gli anni di osservazione di Fermi-LAT. Una di queste é 4C +21.35, presente anche nel campione I di FSRQ e di cui si é già accennato.

Nome	Variabilità (Bayes block)	Associata TeVCat
3FHL J0043.8+3425	2	
3FHL J1224.9+2122	13	4C +21.35
3FHL J2143.5+1742	2	

Tabella 4.7: FSRQ variabili nel campione II

Si riportano quindi nella tabella (4.8) la lista e le caratteristiche dei soli FSRQ non variabili del campione I.

Nome	Indice	HEP (GeV)	Redshift	Picco (Hz)
3FHL J0957.6+5523	2.6564	145.882	0.8960	8.912505E+013
3FHL J1103.1+1156	2.6226	74.543	0.9140	1.706084E+014
3FHL J1539.8+2744	2.2093	62.736	2.1960	5.623413E+013

Tabella 4.8: FSRQ non variabili nel campione II

4.2.3 Conclusioni

Dalle applicazioni dei criteri di selezione possiamo provare a trarre delle conclusioni sui criteri stessi.

Un buon valore di soglia per l'indice spettrale risulta essere compreso tra 3.0 e 2.7. Tuttavia, nel caso in cui si vogliano usare anche gli altri parametri per la selezione, un valore di indice spettrale massimo di 2.7 risulta troppo selettivo, andando a creare un campione di sole 6 sorgenti (delle quali, una volta tolte le sorgenti con variabilità, ne rimangono 3). In questo caso sarebbe, quindi, preferibile usare per la selezione sull'indice spettrale un valore di 3.0, se non addirittura maggiore.

Per la frequenza del picco di sincrotrone, un valore utile per la selezione potrebbe essere $5 \cdot 10^{13}$ Hz, ma come per l'indice spettrale, se usato insieme agli altri parametri di selezione, questo tende a produrre un campione un pó troppo limitato.

Infine, riguardo al valore di selezione per il fotone a piú alta energia, possiamo dire che i 50 GeV risultano un buon compromesso, sia come unico parametro di selezione, che produrrá un campione abbastanza generico, sia usato assieme agli altri parametri.

Conclusioni

In questo lavoro abbiamo analizzato i Blazar presenti nel catalogo 3FHL del Fermi-LAT, alla luce delle caratteristiche e delle potenzialità del telescopio CTA ora in costruzione, che andrà ad indagare l'universo ad energie più alte e con una migliore sensibilità degli attuali telescopi Cherenkov.

Abbiamo individuato le caratteristiche dei Blazar del 3FHL che discernono le possibili sorgenti ad alte energie da quelle a più bassa, in particolare ci siamo concentrati sull'indice spettrale, il fotone a più alta energia e la frequenza del picco di sincrotrone. Per ognuno di questi parametri abbiamo provato diversi valori limite, in modo da individuare un campione soddisfacente di Blazar ad alte energie osservabile in futuro da CTA.

I migliori valori di selezione emersi sono: indice spettrale massimo 2.0 – 1.8, fotone a più alta energia minimo di 50 GeV e picco di sincrotrone oltre i 10^{15} Hz per i Blazar di tipo BL Lac; indice spettrale massimo 3.0, fotone a più alta energia minimo di 50 GeV e picco di sincrotrone oltre i $5 \cdot 10^{13}$ Hz per i Blazar di tipo FSRQ. Questi valori di selezione tendono ad individuare campioni di Blazar candidati per essere sorgenti ad altissime energie e potrebbero essere adattati ed usati, sia su altri cataloghi, che su future edizioni dei cataloghi di sorgenti ad altissime energie di Fermi-LAT in futuri studi.

Attualmente gli osservatori da terra che osservano il cielo alle altissime energie puntano sorgenti che mostrano una elevata attività di emissione in altre bande energetiche. Con il Cherenkov Telescope Array sarà possibile osservare più oggetti simultaneamente anche durante stati di normale attività, vista la maggiore sensibilità dei telescopi che ne fanno parte. Per questo motivo è importante andare a selezionare possibili candidati per future osservazioni. Con i valori di selezione sopra citati, abbiamo individuato dei campioni di BL Lac e di FSRQ che potrebbero essere buoni candidati per studi ed analisi non appena il Cherenkov Telescope Array diverrà operativo.



Bibliografia

- [1] A. Ferrari, *Stelle, galassie e universo. Fondamenti di astrofisica*, Springer, 2011.
- [2] R. Resnik, *Introduzione alla relatività ristretta*, Casa Editrice Ambrosiana, 2006.
- [3] A. Hutter, F. Spanier, *The beaming of external Compton emission*, arXiv:1107.5130 [astro-ph.HE], 2011.
- [4] G. Ghisellini, *The blazar sequence 2.0*, arXiv:1609.08606 [astro-ph.HE], 2016.
- [5] G. Fossati, L. Maraschi, A. Celotti, A. Comastri, G. Ghisellini, *A Unifying View of the Spectral Energy Distributions of Blazars*, arXiv:astro-ph/9804103, 1998.
- [6] The Fermi-LAT Collaboration, *3FHL: The Third Catalog of Hard Fermi-LAT Sources*, arXiv:1702.00664 [astro-ph.HE], seconda versione, 2017.
- [7] B.S. Acharya, M. Actis, T. Aghajani, G. Agnetta, J. Aguilar, F. Aharonian, ..., CTA Consortium, *Introducing the CTA concept*, Astroparticle Physics, Volume 43, 2013.
- [8] Y. T. Tanaka, L. Stawarz, D. J. Thompson, F. D'Ammando, S. J. Fegan, B. Lott, ..., F. Longo, *Fermi Large Area Telescope Detection of Bright Gamma-ray Outbursts from a Peculiar Quasar 4C +21.35*, arXiv:1101.5339 2011.
- [9] https://imagine.gsfc.nasa.gov/science/toolbox/gamma_ray_astronomy1.html
- [10] <https://veritas.sao.arizona.edu>
- [11] <https://www.cta-observatory.org>
- [12] <http://tevcat.uchicago.edu/>