

TRABAJO FIN DE MÁSTER

Estudio Multi-Frecuencia del Blazar 3C 279 durante periodos de actividad de Rayos Gamma de Muy Alta Energía en 2018

Rafael Manuel Doblaz Cabezas

Tutores: Josefa Becerra González & Ramón García López

Julio 2019

- Universidad de La Laguna. Facultad de Ciencias •
- Departamento de Astrofísica -



"El estudio del Universo es un viaje para autodescubrirnos" - Carl Sagan.

Abstract

Very High Energy gamma-rays astronomy (VHE, $E > 100$ GeV) was born very recently, the first source of VHE being detected only 30 years ago. Since then, VHE astronomy has only been developed as experiments with limited sensitivity (next generation of observatories for VHE, The Cherenkov Telescope Array (CTA) are now in construction). With more than 100 telescopes located in the northern and southern hemispheres, CTA will be the world's largest and most sensitive high-energy gamma-ray observatory dealing with energies from some tens of GeV to about 300 TeV.

Since the Earth's atmosphere is opaque to this type of radiation, it has been necessary to study these High Energy gamma-rays (HE, $100 \text{ MeV} < E < 100 \text{ GeV}$) with satellites in space. These space telescopes can measure HE, but the VHE observations from space are not feasible since the fluxes at such energies are too weak. For this reason, a larger instrumentation with huge collective areas would be needed, which is unviable to launch into space for the time being due to its weight. When a gamma-ray reach the Earth's atmosphere, a cascade of relativistic particles is initiated. Such particles travel faster than the speed of light in the medium, emitting short flashes of optical light called Cherenkov emission. In the last 30 years, new indirect techniques have been developed for the detection on Earth's Surface. These types of telescopes are called Cherenkov telescopes or Imaging Atmospheric Cherenkov Telescopes (IACTs), being the most recent being called MAGIC, HESS and VERITAS.

The extragalactic gamma-ray sky is dominated by Active Galactic Nuclei (AGNs) (concretely by blazars). AGNs are galaxies whose centers emit more radiation than the rest of the structure. This excess in luminosity has been observed in almost all the multi-wavelength (MW) range of the electromagnetic spectrum and it is already known that its origin is not caused by the emission of the stars in the galaxy. It is believed that it could be the result of a Supermassive Black Hole accreting mass at the center of the host galaxy. Furthermore, some of these AGNs host jets which usually present variability in the flux, known as flares, that last from minutes to months.

Blazars are a type of AGN whose jets point close to the direction of the Earth. Typically, it has been observed that blazars emit in all frequencies (from gamma-rays to radio). Blazars are highly variable in almost all the electromagnetic spectrum. This jet emission, visualized in the Spectral Energy Distribution (SED), can be modeled taking into account several processes according to two different scenarios: leptonic and hadronic (or the combination of both, called lepto-hadronic). This distinction is done to explain the origin of the highest energy emission, being the lowest energies explained as Synchrotron radiation.

There are 2 types of blazars: BL Lac Objects and Flat Spectrum Radio Quasars (FSRQs). Particularly, the blazar 3C 279 (also called PKS 1253-05) was the first FSRQ detected by the MAGIC telescopes that emits VHE gamma-rays. It has been observed both in X-rays, by the Swift satellite, and in HE gamma-rays, by the Fermi Gamma-ray Space Telescope, in addition to other instruments such as the KVA or the Metsähovi, for energy bands in the optical and radio respectively. In the same way, possible correlations between the different energy bands are observed, from VHE to optical/radio.

The VHE sky is still very unexplored, being the extragalactic VHE sky composed of only 75 objects (66 of them blazars) and most of them only detectable during the high activity states or flares. Therefore, VHE gamma ray domain is still in the early stages, so the study of each individual source is important.

In this work, a detailed analysis of the blazar 3C 279 observed with the MAGIC telescopes will be carried out. The HE gamma-ray observations of the LAT instrument on board of the Fermi gamma-ray satellite will also be analyzed. This study will be developed in the context of MW observations from VHE to radio bands based on MW Light Curve (LC). Finally, the properties of the SED in the VHE and HE bands will be analyzed. The detailed outline of what is included in each section of this work is shown below:

- In section 1 presents an introduction of gamma-ray astrophysics and its production processes, focusing on the physics of the AGNs and the different models that address jet emission alongside the absorption that occurs, since this radiation is emitted from the source up until it reaches the detectors. The indirect technique of detection of these gamma rays caused by the Cherenkov effect is explained and a brief description of the telescopes with which the data have been acquired and their main characteristics, both Fermi-LAT in the HE range and MAGIC in VHE, is given.
- In Section 2 details the main motivations and objectives of this work.
- In Section 3 presents the two types of analysis of the source's data that have been carried out, both for the MAGIC telescopes and for the Fermi-LAT satellite. The routines used by each software and the steps taken to obtain the LC and the SEDs during the periods of time when flares are detected are explained in detail.
- In Section 4 describes the results obtained from the gamma-ray analysis in the HE and VHE, along with data from other frequencies (from X-rays to radio). Taking into account these measurements and the development of a MW LC and SEDs in the VHE and HE bands, the characteristics of the flares and the location of the emitting region of the gamma-rays within the jet are discussed.
- In Section 5 presents the conclusions drawn from the detailed gamma-ray analysis within a MW context.
- In Section 6 concludes with the future perspectives of this work and what can be expected in gamma-ray astrophysics for the study of blazars using the new generation of Cherenkov telescopes, CTA.
- This work also contains acknowledgments and a bibliography detailing all the references to the articles, web pages and resources that have been consulted.

Índice

1. Introducción teórica	1
1.1 Rayos cósmicos y rayos γ	1
1.1.1 Mecanismos de emisión de rayos γ	3
1.2 Núcleos de galaxias activos.....	4
1.2.1 Blazares.....	6
1.2.2 Modelos de emisión en jets	7
1.3 Absorción de rayos γ	8
1.4 Detección de rayos γ	10
1.4.1 Telescopio Espacial de Rayos Gamma Fermi	10
1.4.2 Técnica de imagen atmosférica Cherenkov	11
1.4.3 Telescopios MAGIC	15
2. Justificación y objetivos	18
2.1 Blazar 3C 279.....	18
2.2 Objetivos	18
3. Análisis de datos	19
3.1 Análisis de datos de MAGIC	19
3.1.1 Selección de datos.....	20
3.1.2 Calibración.....	22
3.1.3 Detección	23
3.1.4 Análisis de la Nebulosa del Cangrejo	28
3.2 Análisis de datos de Fermi-LAT	29
3.2.1 Análisis Unbinned Likelihood	30
3.2.2 Análisis de la curva de luz	32
4. Descripción de los resultados	33
4.1 Curva de luz multi-frecuencia	34
4.2 Distribución de energía espectral en la banda VHE y HE	37
5. Conclusiones	41
6. Perspectivas futuras	42

1. Introducción teórica

Los rayos γ constituyen la radiación más energética del espectro electromagnético, los cuales no pueden llegar a la superficie terrestre debido a que la atmósfera no es transparente para a estas energías. Por tanto, se han colocado satélites en el espacio orbitando la Tierra para poder medir los rayos γ . Estos telescopios espaciales pueden medir los rayos γ de alta energía (HE, $100 \text{ MeV} < E < 100 \text{ GeV}$), pero para los casos de rayos γ de muy alta energía (VHE, $E > 100 \text{ GeV}$) las observaciones desde el espacio no son factibles ya que los flujos a tales energías son demasiado débiles. Por este motivo se necesitaría una instrumentación más grande con áreas colectivas enormes, los cuales serían inviables lanzarlos al espacio por su peso de momento. En los últimos 30 años se han desarrollado nuevas técnicas indirectas para la detección de rayos γ de VHE en la superficie terrestre. Consiste en tener detectores que miden las emisiones producidas por las cascadas de partículas que se originan por el efecto Cherenkov que se produce en la atmósfera.

En esta sección se presentará una introducción sobre los rayos cósmicos (CRs) y rayos γ , específicamente para HE y VHE enfocado sobre las fuentes de núcleos galácticos activos (AGNs) y las técnicas que permiten tener información sobre los procesos de emisión responsables. Además, se incluye una breve descripción de los telescopios de rayos γ utilizados en este trabajo.

1.1 Rayos cósmicos y rayos γ

Gran parte de los fotones que llegan a la Tierra provienen del cosmos de naturaleza termal, generado por objetos calientes como las estrellas. La energía de estas radiaciones, incluso en los casos más extremos, nunca excede de los pocos keV. Por tanto, los fotones de mayor energía solo pueden ser producidas por procesos no termal. Los rayos γ se producen de las interacciones de las partículas relativistas con el medio, donde parte de estas partículas relativistas pueden escapar de la fuente y ser detectadas en la Tierra como CRs. Los CRs son partículas subatómicas procedentes tanto de la Vía Láctea como de fuentes extragalácticas. Están compuestos principalmente por protones (87%), partículas α (11%), electrones/positrones (2%), núcleos ionizados de C, N, O y Fe (1%), neutrones y neutrinos. El espectro de los CRs es aproximadamente descrito por una *power-law* como se puede observar en la Figura 1:

$$\frac{dN}{dE} \sim E^{-\Gamma} \quad (1)$$

Donde Γ es el índice espectral. Γ no es constante, lo que indica un cambio en las propiedades de los CRs, como sus mecanismos de aceleración y composiciones químicas.

Hay dos cambios en el índice espectral de la *power-law* denominados "rodilla" y "tobillo". El primero está a una energía de $5 \cdot 10^{15} \text{ eV}$ aproximadamente y el segundo a $E \sim 3 \cdot 10^{18} \text{ eV}$, donde entre estos dos puntos, el índice espectral es ~ 3 . Sin embargo, para energías inferiores a la "rodilla" y para energías superiores al "tobillo", el índice cambia a ~ 2.7 . Se cree que los CRs que llegan a la Tierra con energías inferiores a la que presenta la "rodilla" tienen un origen galáctico. Y los CRs con energía superiores a la que presenta el "tobillo" son extragalácticos. Por otro lado, el origen de la parte más energética del espectro, conocido como CRs de energía ultra alta, es desconocido.

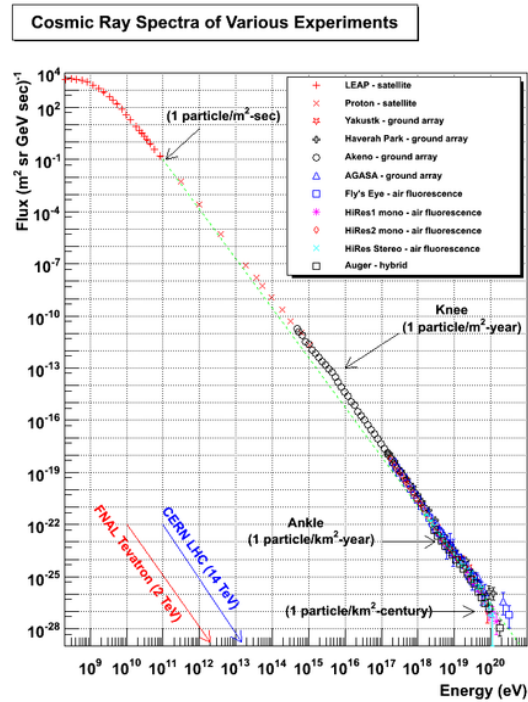


Fig 1: Espectro de rayos cósmicos graficado con datos de varios experimentos. Obtenido en: <http://www.physics.utah.edu/~whanlon/spectrum.html>

Los CRs continuamente están bombardeando la Tierra, en concreto 10000 rayos cósmicos·s/m² llegan a la atmósfera terrestre. Gracias a la atmósfera, esta actúa como barrera produciéndose una cascada de partículas secundarias. Por tanto, se puede diferenciar 2 tipos de partículas: primarias, partículas procedentes del espacio exterior antes de interactuar con la atmósfera (CRs y/o rayos γ). Y partículas secundarias, producto de la interacción de las partículas primarias con la atmósfera. La interacción produce una cascada de partículas más ligeras incluyendo muones, protones, partículas alfa, piones, electrones y neutrones. Todas las partículas producidas permanecen dentro de aproximadamente un grado de la trayectoria de la partícula primaria.

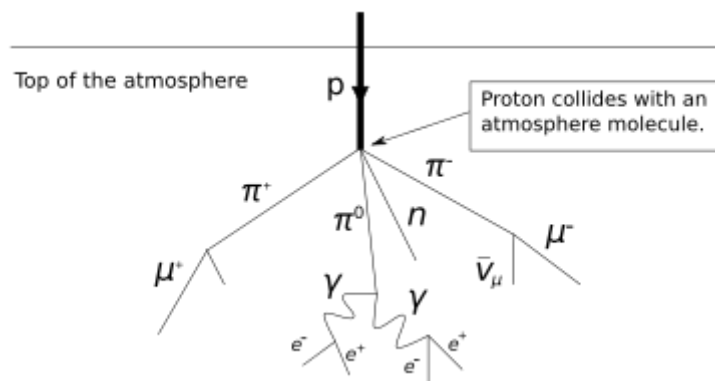


Fig 2: Cascada de partículas secundarias después de la interacción de una partícula primaria con la atmósfera. Obtenido en: <http://bibliotecadigital.ilce.edu.mx/sites/ciencia/volumen3>

Si se compara los CRs con los rayos γ , estos últimos poseen una gran ventaja frente a los CRs, ya que no interactúan con los campos magnéticos que se puedan ir encontrando por el camino hacia la Tierra y por tanto, se puede saber cuál es su origen. Además de la información acerca de las fuentes y sus procesos de aceleración, los rayos γ proporcionan también información sobre la evolución del Universo. De hecho, más de dos tercios de las fuentes de rayos γ son AGNs ubicados a distancias cosmológicas. Antes de llegar a la Tierra, una fracción de los rayos γ emitidos por estas fuentes distantes interactúan a lo largo de su trayectoria de viaje con los fotones difusos de la llamada luz de fondo extragaláctica (EBL), fotones infrarrojos y ópticos emitidos por las estrellas y el polvo interestelar.

Se puede realizar una división de las energías de rayos γ en 2 rangos: los rayos γ de alta energía (HE, $100 \text{ MeV} < E < 100 \text{ GeV}$), los cuales pueden ser detectados directamente por satélites que orbitan fuera de la atmósfera. Y los fotones con energías superiores a los 100 GeV, los cuales se conocen como VHE y se detectan indirectamente desde la superficie terrestre usando la técnica Cherenkov.

1.1.1 Mecanismos de emisión de rayos γ

Existen principalmente dos tipos de escenarios teóricos para explicar la producción de rayos γ : leptónico y hadrónico. Además, puede haber un escenario con una combinación de ambos, llamado modelo lepto-hadrónico. Por un lado, dentro del escenario leptónico hay tres mecanismos involucrados que son capaces de explicar la producción de estos fotones de alta energía:

- **Bremsstrahlung:** se trata de la radiación electromagnética producida por la desaceleración de una partícula cargada cuando es desviada por otra partícula cargada, típicamente un electrón por un núcleo atómico. La radiación producida cubre el rango de los rayos γ de baja energía ($\sim 100 \text{ MeV}$) hasta rayos-X.
- **Compton Inverso (IC):** la emisión se produce debido a la interacción de un fotón de baja energía y un electrón energético (relativista). Debido a la dispersión del fotón por el electrón, hay una transferencia de energía del electrón al fotón. Este fotón de baja energía puede ser potenciado hasta la banda VHE. Se pueden distinguir dos regímenes en función de las energías de las partículas involucradas: $E_\gamma \cdot E_{e^-} \ll m_e^2 \cdot c^4$ donde la dispersión estaría dentro del régimen Thomson (σ_T) y el índice espectral de la *power-law* de energía resulta: $(\Gamma+1)/2$. De lo contrario, si $E_\gamma \cdot E_{e^-} \gg m_e^2 \cdot c^4$, entonces se aplica el régimen de Klein-Nishina (KN) cambiando el índice espectral a $(\Gamma+1)$.
- **Radiación Sincrotrón:** este tipo de emisión se origina por partículas cargadas que viajan rápidamente dentro de un campo magnético y producen fotones con energías típicamente más bajas hasta rayos X. En algunos casos, la emisión de rayos γ también se puede producir cuando hay implicados CRs ultra energéticos y/o fuertes campos magnéticos

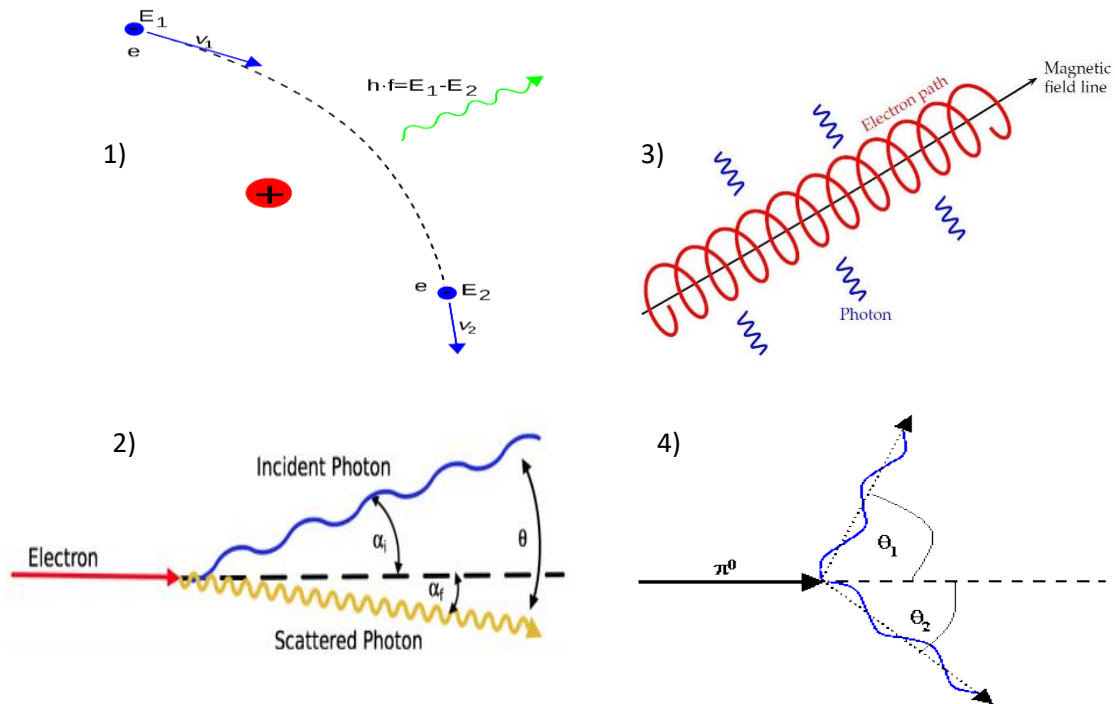


Fig. 3: Esquema de la emisión por Bremsstrahlung (1), Compton Inverso (2), Sincrotrón (3) y decaimiento de π^0 (4).

Por otro lado, dentro del escenario hadrónico, para π^0 , el mecanismo de decaimiento es capaz de explicar el origen de rayos γ : π^0 puede decaer en un par de fotones γ ($\pi^0 \rightarrow \gamma + \gamma$). Su vida útil es muy corta y típicamente se decae antes de interactuar con el medio. Además, en el escenario hadrónico la emisión de Sincrotrón de los protones también puede generar rayos γ .

1.2 Núcleos de galaxias activos

Se conoce como AGNs a las galaxias cuyos centros emiten más radiación que el resto de la estructura. Este exceso de luminosidad ha sido observado en casi todo el rango de longitud de onda del espectro electromagnético y ya se sabe que su origen no es causado por la emisión de las estrellas en la galaxia. Se piensa que podría ser el resultado de un agujero negro supermasivo acreando masa en el centro de la galaxia. Además, algunas de estas galaxias generalmente presentan variabilidad en escalas de minutos a años. Los episodios de alta emisión o actividad son denominados *flares*.

El esquema de clasificación de los AGNs se muestra en la Figura 4. Comienza con una división basada en el parámetro de *radio-loudness*: $R = F_5 / F_B$, donde F_5 es el flujo de radio a 5 GHz y F_B es el flujo óptico en la banda B. Entre el 80-90% de los AGNs estudiados tiene el parámetro $R=1$, conociéndose como *radio-quiet*. El 10-20% restante tienen $R=100$, y se conocen por el nombre de *radio-loud*. Los AGNs también se clasifican según su morfología, ya sean galaxias elípticas o espirales, además de la propia luminosidad de la galaxia y la orientación que tengan con respecto a la Tierra.

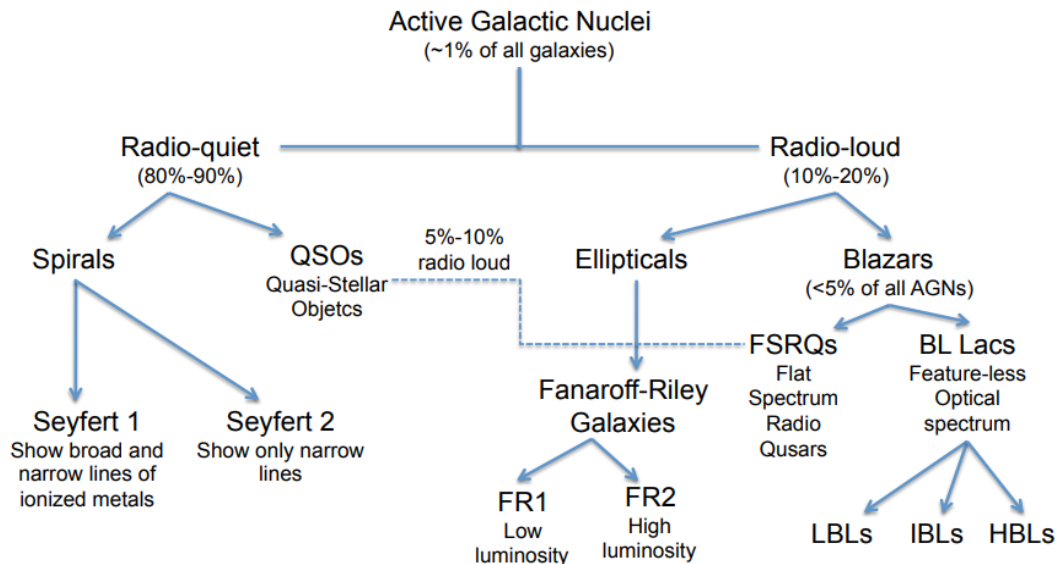


Fig. 4: Esquema de clasificación de las AGNs (Gianluca Giavitto, 2013).

La estructura de los AGNs se puede explicar a través del modelo unificado, el cual puede observarse en la Figura 5. Consta de 7 componentes:

- **Agujero negro central (BH):** se trata de un agujero negro supermasivo (SMBH) con una masa entre 10^6 y 10^9 masas solares, y un radio de $\sim 3 \cdot 10^{11}$ m o alrededor de 5 minutos luz. Es el "motor" del AGN, el cual va acretando toda la materia de su alrededor, convirtiendo la energía gravitacional en energía cinética.
- **Disco de acreción:** la materia que se va acretando se distribuye a lo largo del disco en rotación alrededor del BH. La velocidad de rotación y la temperatura del disco aumentan cuanto más cerca se esté del BH. La emisión del disco es térmica, y tiene el espectro de un cuerpo negro para diferentes temperaturas, alcanzando el máximo en el óptico y en bandas ultra violeta (UV), conocidas como *blue bump*. Se estima que el radio de la región de emisión está entre 10^{12} - $3 \cdot 10^{13}$ m o entre 1 hora luz - 1 día luz.
- **Corona de electrones:** una capa esférica de electrones extremadamente calientes (de decenas a cientos de keV) rodean el disco de acreción. Los electrones interactúan con los fotones UV del disco a través del proceso IC, a lo que da lugar a emisiones de rayos-X.
- **Región de línea ancha (BLR):** la BLR se trata de una "cáscara" de gases con movimientos rápidos (1 - $25 \cdot 10^6$ m/s), localizado cerca de la región central (2 - $20 \cdot 10^{14}$ m). El gas es iluminado por el disco el cual emite líneas de fotones ionizados principalmente en el óptico y UV, ampliado por el efecto Doppler. Se estima que la masa de la BLR está entre 10^3 - 10^4 masas solares.
- **Toro de polvo:** se trata de una región gruesa con una forma toroidal situada entre 1 y 10 pc del centro del agujero negro. Emite principalmente en el infrarrojo y puede absorber la mayor parte de luz proveniente del disco, la corona de electrones y la BLR dependiendo de la línea de visión.
- **Región de línea estrecha (NLR):** es una región con un movimiento de gas lento, localizado a unos 100 pc del centro de la galaxia. El gas emite líneas de fotones ionizados

como en el caso de la BLR, sin embargo, el ensanchamiento Doppler es menos pronunciado en este caso debido a su movimiento lento, por lo que las líneas son más estrechas.

- **Jet:** se trata de un "chorro" de energía relativista formado por un flujo de plasma colimado, extendiéndose desde algunos kiloparsec a megaparsec en el espacio intergaláctico. Los jets están compuestos principalmente por electrones, con una pequeña población de protones (y piones/muones). La mayor parte de la emisión no térmica del AGN en todo el espectro electromagnético se cree que proviene del jet. En particular, los rayos γ solo pueden ser producidos en el jet.

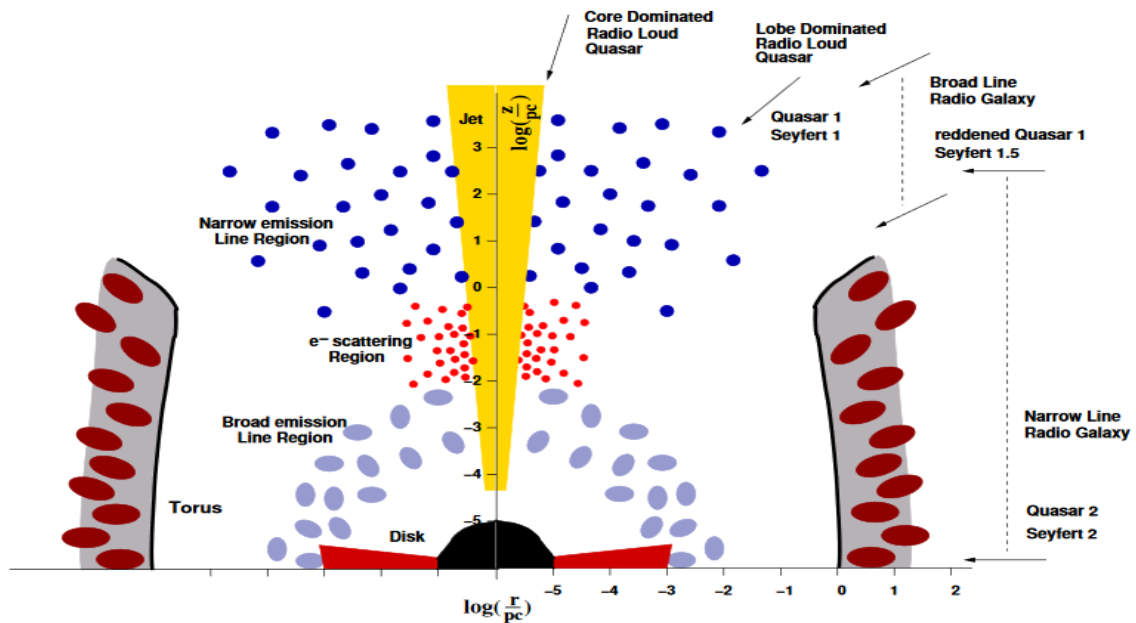


Fig. 5: Esquema de un AGN según el modelo unificado. La geometría no es consistente con la escala (Biermann et al., 2002).

1.2.1 Blazares

Los blazares son unas subclases de AGNs cuyos jets relativistas apuntan en la dirección de la Tierra. Los blazares son fuentes de emisión en todo el espectro electromagnético y con tan solo conocidas unas 70, representan el mayor número de fuentes extragalácticas emisoras de rayos γ de VHE. Los blazares son fuentes altamente variables, los cuales pueden experimentar rápidas fluctuaciones de brillo en cuestión de minutos. La emisión de su jet enmascara casi por completo la propia emisión térmica de la galaxia, donde además la mayor parte de la energía es emitida en rayos γ .

Los diferentes tipos de blazares pueden clasificarse de acuerdo con la forma de sus espectros de distribución de energías (SEDs), los cuales muestran una estructura de doble pico (ver Figura 6). El primer pico se encuentra entre el rango de radio al óptico o rayos-X (según el tipo de blazar) y el segundo ubicado en el rango de energía más alto (de MeV a GeV). El pico a bajas energías es originado por radiación Sincrotrón dentro del jet. Sin embargo, el origen del pico de energía superior aún se está debatiendo.

Los blazares se pueden subdividir en dos clases: *Flat Spectrum Radio Quasars* (FSRQs) y objetos *BL Lacs*. Las principales diferencias entre ellos radican en: el espectro óptico, las posiciones de los picos de la SED y el dominio Compton (relación de la luminosidad entre el primer y el segundo pico). Los FSRQs presentan líneas de emisión ópticas anchas y los *BL Lacs* están principalmente dominados por el continuo del jet, donde muestran líneas débiles y estrechas de emisión ópticas (si las hay). Dependiendo de la frecuencia del primer pico en sus SEDs, los objetos *BL Lacs* se clasifican en tres subtipos: de baja frecuencia (LBL): $\nu_1 < 10^{14}$ Hz, frecuencia media (IBL): $10^{14} \leq \nu_1 < 10^{15}$ Hz y frecuencia alta (HBL): $\nu_1 \geq 10^{15}$ Hz. La mayoría de los *BL Lacs* observados en la banda VHE se clasifican como HBL, ya que a partir del subtipo LBL y FSRQ es más difícil detectarlos. Esto se debe a que el espectro en la banda VHE ya es bastante pronunciado, y presenta bajos flujos por lo que normalmente se detectan solo en estados de actividad o *flares*.

El dominio Compton se refiere a la comparación entre la luminosidad del segundo pico con respecto al primer pico en las SEDs. Como se muestra en la Figura 6, en el caso de los FSRQs (línea roja), la diferencia entre los picos es mayor que en el caso de los objetos *BL Lacs* (resto de líneas) y está vinculado con los procesos físicos involucrados en el jet. También se puede ver que este dominio Compton cambia entre las diferentes subclases de *BL Lacs*, ya que es más alta para las LBL (línea amarilla) que para HBL (de azul claro a violeta).

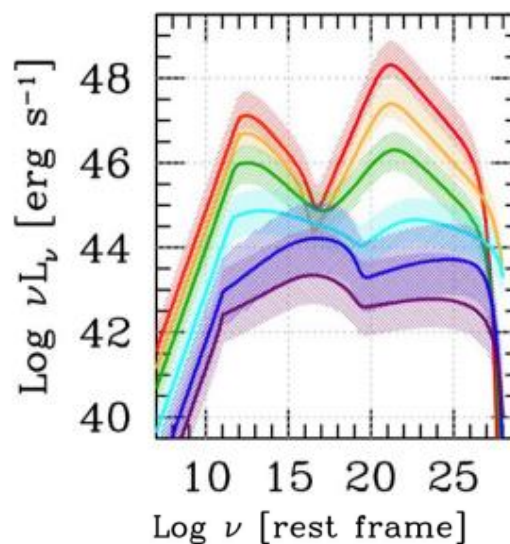


Fig. 6: Las líneas de diferente color representan los distintos tipos de blazares. La línea roja representa los FSRQs, mientras que el resto de las líneas muestran los objetos *BL Lacs*: la línea amarilla para LBLs, la línea verde para IBLs y las líneas azul claro, azul oscuro y violeta para HBLs (G. Ghisellini et al., 2017).

1.2.2 Modelos de emisión en jets

Los jets se originan en las cercanías del agujero negro central del AGN. Su formación, origen de su actividad y composición todavía son objeto de debate. Como ya se comentó, los procesos de emisión son causados por partículas cargadas eléctricamente que se mueven a velocidades relativistas a lo largo de estos jets, donde también están presentes los campos magnéticos. Por lo tanto, algunas cantidades medidas como el tiempo observado o la frecuencia se verán condicionados por el efecto llamado *beaming*, debido a las altas velocidades de las partículas dentro de los jets.

Como se observa en la Figura 6, hay dos picos en las SEDs de los blazares. El de baja energía se debe a la radiación Síncrotrón, mientras que el pico de alta energía puede explicarse principalmente por dos escenarios de acuerdo con la naturaleza de la partícula emisora: el modelo leptónico o el modelo hadrónico. El modelo leptónico se realiza mediante electrones (o positrones) y fotones, mientras que en el modelo hadrónico involucra partículas como protones, además de las interacciones con otras partículas, fotones y/o π^0 .

En los modelos leptónicos, la radiación de alta energía es originada por la dispersión IC. Existen 2 tipos principales de modelos leptónicos que pueden explicar la emisión del jet:

- ***Synchrotron-Self Compton (SSC)***: en este caso particular, la dispersión de IC se origina a partir de aquellos fotones de síncrotrón emitidos previamente en el jet por la misma población de electrones. Este proceso de dispersión Compton puede ocurrir tanto en el régimen Thomson como en el KN, dependiendo de la energía de los electrones en el jet. La emisión de VHE típicamente ocurre en el régimen de KN.
- ***External Compton (EC)***: esta emisión del jet aparece cuando hay una inyección de fotones que provienen de cualquiera de los campos de fotones externos presentes en el AGN: la emisión de luz UV-óptica viene desde la BLR y/o la radiación infrarroja producida por el toro de polvo.

Por otro lado, los modelos hadrónicos consideran que la emisión del jet a energías más bajas se debe a la radiación de Síncrotrón originada por electrones relativistas. Y para energías más altas, las partículas involucradas son protones o π^0 dentro del jet. Los procesos hadrónicos suelen ser más lentos que los leptónicos, por lo que se hace difícil explicar la variabilidad característica de los AGNs con estos tipos de modelos. Además, existe una tercera posibilidad para la emisión de los jets en VHE definida como una mezcla entre los modelos hadrónicos y leptónicos, llamado modelo lepto-hadrónico.

1.3 Absorción de rayos γ

La absorción de fotones de rayos γ puede tener lugar dentro o fuera de la fuente de estudio. La auto-absorción ocurre dentro del AGN a través de mecanismos de producción pares (creación de un e^- y un e^+). Además, la radiación extragaláctica de fondo puede interactuar con los rayos γ en su viaje hacia la Tierra absorbiendo parte de la radiación γ .

El proceso de auto-absorción depende de la energía de los fotones, ya que requiere un cierto rango de energía para alcanzar el umbral de energía para la creación de pares. Por lo tanto, este efecto cambia según la ubicación de la zona de emisión dentro de la estructura del AGN. Si la región emisora dentro del jet está ubicada cerca del BH central, dentro del BLR, los rayos γ pueden interactuar a través de la producción de pares con los fotones UV/ópticos produciéndose así una absorción de rayos γ . Si la región emisora de rayos γ se encuentra más lejos, en la zona exterior a la BLR, la absorción se producirá debido a la interacción con los fotones IR creados por el toro de polvo. Sin embargo, en el caso de objetos *BL Lac*, no hay evidencias de BLR fuerte y/o toro de polvo. Por lo tanto, los objetos *BL Lac* suelen estar libres de auto-absorción. Para el caso de los FSRQs, al poseer una BLR intensa, sí se esperaría absorción de rayos γ si la emisión de rayos γ se produjese en zonas cercanas al BH central.

Con respecto a la radiación de fondo (*background*), se encuentra en distintas frecuencias, por ejemplo, la radiación de fondo de microondas (CMB). En la Figura 7 se puede observar la

intensidad de diferentes tipos de radiación de fondo según las frecuencias de los fotones. La principal contribución a la absorción es de las microondas (CMB), aunque, solo afectará a aquellos fotones con energías >80 TeV. El motivo es que para producir la absorción de rayos γ , los fotones de rayos γ deben de ser en este caso más energéticos y así llegar a la energía umbra para la producción de pares. Mientras tanto, la segunda principal contribución a tener en cuenta está dada por los rangos ópticos e infrarrojos, conocido por el nombre de la EBL. Esta estructura de dos picos que presenta la EBL es causada por la luz de las estrellas y su reemisión por el polvo, en óptica e infrarroja respectivamente.

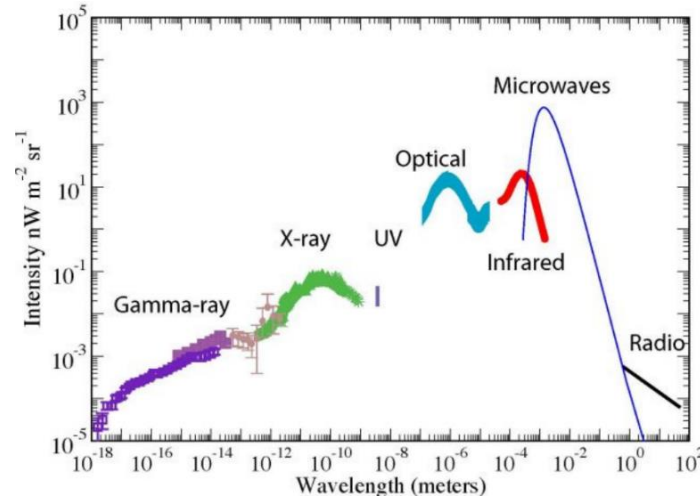


Fig. 7: Intensidad de todas las componentes de las radiaciones de fondo en función de las longitudes de onda (Cooray A., 2016).

Debido a la absorción producida por la radiación de fondo, el flujo que se observa (F_{obs}) de la fuente en realidad está distorsionada y es diferente al flujo intrínseco (F_{int}). La diferencia es un decaimiento exponencial dado por la profundidad óptica (Γ):

$$F_{obs}(E) = F_{int}(E) \cdot e^{-\Gamma(E,z)} \quad (2)$$

Esta profundidad óptica depende del rango de energía y la distancia de la fuente. Debido a que los espectros de los AGNs generalmente cubren desde pocas decenas de GeV hasta pocos TeV, la SED solo sería afectado por la absorción de la EBL. Además, cuanto mayor sea la distancia que los fotones tienen que recorrer, mayor es la probabilidad de interacción, por lo que también es necesario conocer la distancia de la fuente de estudio.

Para poder calcular los espectros intrínsecos de la fuente, también denominados *deabsorbed* o corregidos por EBL, es necesario realizar dichas correcciones en los datos observados. Sin embargo, la medición de la EBL resulta una tarea difícil, ya que el *foregrounds* resulta mucho más brillante que el *background*. Por esta razón, no solo se han utilizado mediciones directas para estimar la EBL, sino también mediciones indirectas. Los modelos de EBL intentan ajustar lo mejor posible las características de esta absorción, los cuales pueden dividirse en estos tres grupos:

- **Forward evolution:** se basa en la evolución de la galaxia y asume algunos modelos de evolución estelar para simular cómo evoluciona el Universo desde el nacimiento de las primeras estrellas (Kneiske y Dole, 2010).

- **Backward evolution:** es la misma que la anterior, pero a partir del Universo actual y su desarrollo en el tiempo. Utiliza observaciones de galaxias locales y extrapola los resultados para distancias mayores (Franceschini et al., 2008).
- **Observed galaxy evolution:** este modelo utiliza datos de observaciones directas de galaxias para extrapolar su evolución (Domínguez et al., 2011).

Estos tres modelos están de acuerdo entre ellos, a pesar de que no se basan en los mismos supuestos. No obstante, estos enfoques aún no son perfectos y existen incertidumbres del orden de un factor de 2-3 entre los distintos modelos.

1.4 Detección de rayos γ

Los rayos γ de HE pueden ser detectados en los observatorios terrestres pero con una sensibilidad nefasta. Por otro lado, los rayos γ de VHE son difíciles de detectarlos en el espacio ya que el área de recolección de los instrumentos es pequeña y los flujos son muy bajos. Por lo tanto, la combinación de los telescopios Cherenkov y los telescopios espaciales como Fermi-LAT es crucial para poder estudiar todo el rango de energías de rayos γ . Para poner en contexto los datos de HE y VHE que se han utilizado en este trabajo, es conveniente conocer las características básicas de los telescopios, así como el funcionamiento de sus instrumentos y las diferentes técnicas de observación que utilizan. Tanto Fermi-LAT como MAGIC son los telescopios de los cuales se han analizado la información de la fuente objetivo, así pues, serán brevemente explicados en esta sección.

1.4.1 Telescopio Espacial de Rayos Gamma Fermi

El Telescopio Espacial de Rayos Gamma Fermi es un observatorio espacial lanzado en 2008 para observar y estudiar rayos γ de HE. El experimento cubre un amplio rango de energía desde 8 keV a 300 GeV. El telescopio espacial Fermi lleva a bordo dos instrumentos:

- **Gamma-ray Burst Monitor (GBM):** detecta brotes repentinos de rayos γ producidos por ráfagas de rayos γ (GRBs) y erupciones solares. Sus detectores de centelleo están a los lados de la nave espacial para observar todo el cielo que no está bloqueado por la Tierra. Su rango de energía es de 8 KeV-30 MeV y tiene un campo de visión de 9,5sr con una precisión de 2 μ s.
- **Large Area Telescope (LAT):** el área efectiva del instrumento LAT es muy limitada ya que existen restricciones en el peso a la hora de lanzarlos al espacio, siendo 8000 cm² a $E > 1$ GeV. Posee un amplio campo de visión de aproximadamente el 20% del cielo. Gracias a eso, puede cubrir todo el cielo cada 3 horas cambiando la órbita norte-sur alternativamente. Detecta rayos γ individuales a través de la detección de la producción de pares electrón-positrón que se origina al colisionar los fotones en la parte superior del instrumento. Estas partículas cargadas pasan a través de capas intercaladas de detectores de silicio, causando la ionización que produce pequeños impulsos detectables de carga eléctrica. Después de pasar por el *tracker*, las partículas ingresan en el calorímetro, que consiste en una pila de cristales de centelleo de yoduro de cesio para medir la energía total de las partículas. Su rango de energía es de 30 MeV-300 GeV. Además del modo estándar de observación monitorizando todo el cielo, también puede hacer apuntado para *targets of opportunity*.



Fig. 8: Izquierda: Esquema de la parte interna del LAT. Derecha: Ambos instrumentos del telescopio de Rayos Gamma Fermi. Obtenido en: <https://www.glast.stanford.edu/instrument.html>

En la Figura 9 se puede observar un mapa del cielo en rayos γ obtenido con el telescopio Fermi-LAT. Se trata de datos recopilados durante 60 meses, construida a partir de rayos γ con energías superiores a 1 GeV. La característica más prominente es la brillante banda de brillo difuso que marca el plano central de nuestra galaxia, la Vía Láctea. También, se puede apreciar fuentes puntuales extragalácticas, siendo estas en su mayoría blazares.

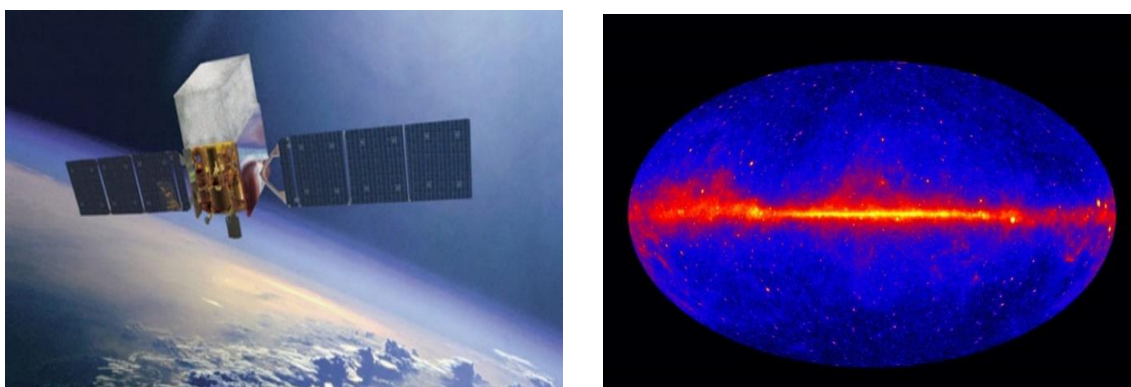


Fig. 9: Izquierda: Ilustración del Telescopio Espacial de Rayos Gamma Fermi. Obtenido en: <https://www.nasa.gov/content/fermi/images>. Derecha: Mapeado del cielo observado en el rango de rayos γ con energías superiores a 1 GeV. Obtenido en: <https://svs.gsfc.nasa.gov/11342>

1.4.2. Técnica de imagen atmosférica Cherenkov

Para el caso de los rayos γ de VHE se necesita utilizar una técnica indirecta, conocida como la técnica Cherenkov. Existen dos posibilidades de usar esta técnica, a través del aire o el agua. Para el caso del aire, su metodología consiste en usar la atmósfera como un calorímetro y construir grandes áreas de colección para los detectores. Los telescopios Cherenkov atmosféricos de imagen (IACTs) están diseñados para observar la radiación Cherenkov. Esta radiación se produce cuando una partícula primaria alcanza la atmósfera de la Tierra a 20 km de altura, interactúa con las partículas existentes en esa capa y genera unas cascadas de partículas que producen fotones a través de este efecto Cherenkov, que finalmente llega a los telescopios terrestres (ver Figura 10).

El mecanismo del efecto Cherenkov es que las partículas cargadas, altamente relativistas, polarizan las moléculas dentro de la atmósfera terrestre. Durante la polarización, los átomos de

estas partículas se comportan como dipolos, por lo que están orientados de una manera no simétrica. Finalmente, cuando la partícula relativista está lo suficientemente lejos, los átomos se reorientan a la posición inicial y emite esta radiación Cherenkov. Toda esta radiación se transmite a través de la atmósfera en un cono de ángulo θ_c , cuyo centro está alrededor de la dirección de la partícula primaria incidente.

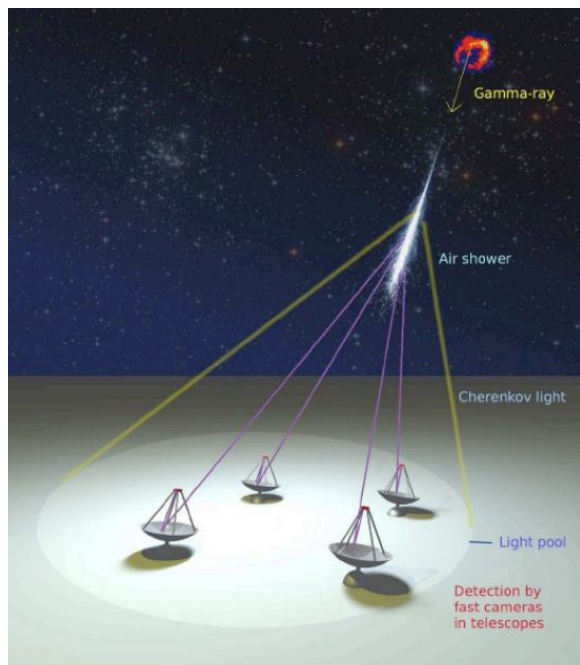


Fig. 10: Esquema de la cascada de partículas producidas por el efecto Cherenkov. Obtenido en: <http://www.saers.com/recorder/craig/TENewsV2/TENews95/TENews95.html>

Estas cascadas de partículas viajan más rápido que la velocidad de la luz en el medio, produciendo pulsos rápidos de emisión óptica (azul). Para energías comprendidas entre ~ 50 GeV hasta ~ 100 TeV, los telescopios Cherenkov son más sensibles que los satélites. Con la información obtenida de la radiación Cherenkov, es posible calcular la dirección del evento a partir de la "huella" que deja la radiación Cherenkov en la cámara en términos de tamaño, forma y orientación.

También existe la posibilidad de usar el agua como medio para producir la radiación Cherenkov. Se trata de utilizar una serie de tanques con agua pura y unos fotomultiplicadores para así detectar la luz azul característica de la radiación. Uno de los grandes observatorios que utiliza esta técnica es HAWC (*High Altitude Water Cherenkov*), compuesto de 300 tanques de agua, situado en México. La ventaja que presenta frente a la técnica Cherenkov en el aire es que puede detectar esta radiación tanto por el día como por la noche.

Los telescopios Cherenkov apuntan a la altura máxima donde se forman las cascadas. La estrategia de observación, para estos tipos de telescopios, están ilustrados en la Figura 11: los espejos son los encargados de enfocar en la cámara y, como las cascadas no están concentradas en un solo punto, las imágenes que se verán están dispersas alrededor de la cámara con diferentes configuraciones dependiendo del tipo de partícula incidente y posicionada en términos de ángulos entre el eje del telescopio y la dirección de la partícula primaria.

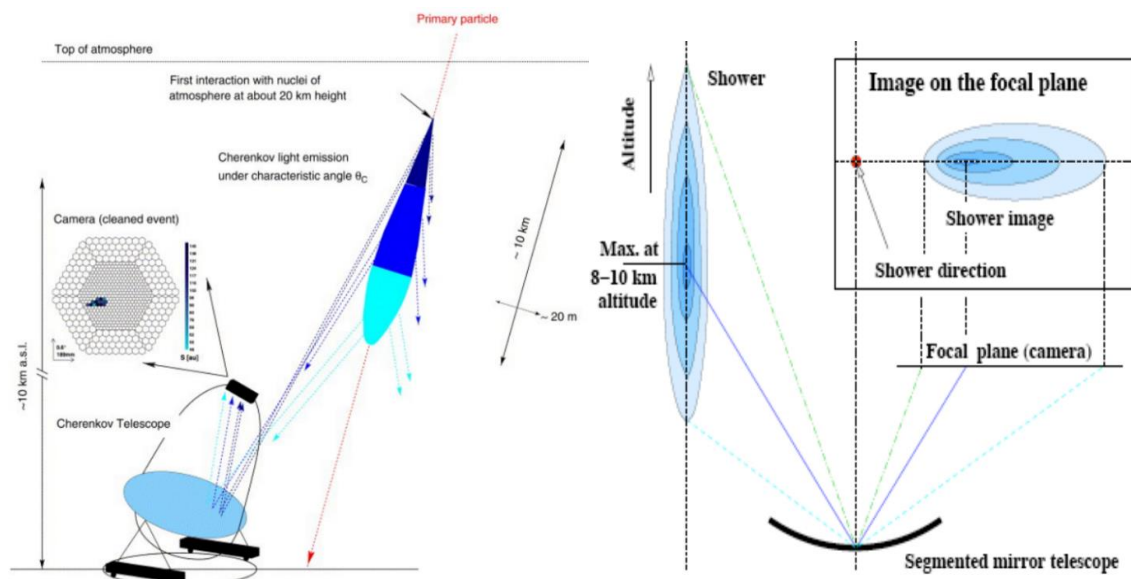


Fig. 11: Izquierda: Esquema de la detección de rayos γ por IACT. Derecha: La imagen de la cascada en la cámara tiene una forma elíptica y su dirección se posiciona sobre la extensión de su eje mayor. Obtenido en: <http://ihp-lx.ethz.ch/Stamet/magic/magicIntro.html>

Las cascadas de partículas se pueden clasificar principalmente en dos tipos, según la naturaleza de las partículas primarias que llegan a la parte superior de la atmósfera:

- **Cascada electromagnética:** comienza cuando un fotón, electrón o positrón de alta energía llega a la atmósfera terrestre. Los fotones interactúan con la materia principalmente a través de la producción de pares, es decir, se convierten en un par electrón-positrón interactuando con un núcleo atómico o electrón. Los electrones de alta energía y positrones emiten principalmente fotones, en el proceso Bremsstrahlung. Estos dos procesos (producción de pares y Bremsstrahlung) continúan hasta que los fotones caen por debajo del umbral de producción de pares, y comienzan a dominar las pérdidas de energía de otros electrones distintos de Bremsstrahlung.
- **Cascada hadrónica:** el proceso físico que causa la propagación de una lluvia de hadrones es considerablemente diferente de los procesos en las cascadas electromagnéticas. Alrededor de la mitad de la energía del hadrón incidente se transmite a partículas secundarias adicionales. El resto se consume en la producción multipartícula de piones y otros procesos. Los fenómenos que determinan el desarrollo de las cascadas hadrónicas son: producción de hadrones, deexcitación nuclear y decaimientos de piones/muones. Otra característica importante de la cascada hadrónica es que tarda más en desarrollarse que la electromagnética.

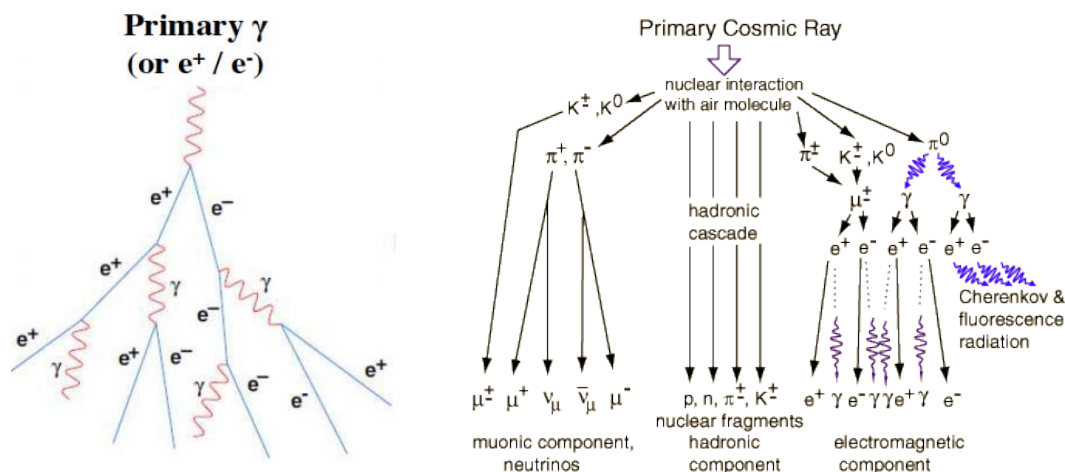


Fig. 12: Izquierda: Esquema de cascada electromagnética. En las cascadas electromagnéticas solo se producen electrones, positrones y fotones. Derecha: Esquema de cascada hadrónica. En las cascadas hadrónicas es más complejo, produciendo un mayor número de partículas como se puede observar. Además, también puede tener componentes iguales que las cascadas electromagnéticas. Obtenido en: <https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Sept09/Cui/Cui1.html>

Los rayos γ son escasos comparado con el *background* (hadrones) que se está recibiendo. Las características de los rayos γ frente a los hadrones son diferentes como se puede apreciar en la Figura 13. Por ello, es necesario caracterizar la partícula incidente que llega a la atmósfera terrestre y parametrizar la información obtenida. Esta parametrización se basa principalmente en parámetros geométricos conocidos como parámetros de Hillas, y se aplica cuando se ha realizado la limpieza de la imagen de los ruidos de fondo. Para una buena caracterización de las cascadas de partículas se enumeran algunos de los parámetros de imagen de Hillas, todos ellos utilizados en el software MARS desarrollado por la colaboración MAGIC. Es importante tener en cuenta que cada cascada individual se parametriza como una elipse y luego se calcula la parametrización estereoscópica.

- **Tamaño:** es la cantidad total de luz Cherenkov capturada por la cámara para un solo evento.
- **Longitud:** este parámetro corresponde a la medida del eje mayor de la elipse. Da una idea del desarrollo longitudinal de la cascada de aire.
- **Anchura:** representa la medida del eje menor de la elipse. Muestra el desarrollo lateral de la cascada de partículas.
- **Dist:** se define como la distancia angular desde el centroide de la elipse hasta la posición de origen esperada en coordenadas de la cámara. Requiere una suposición previa sobre la posible localización de la fuente.
- **θ^2 :** este parámetro calcula el cuadrado de la distancia entre la posición reconstruida de la cascada y nominal de la fuente en coordenadas de la cámara.
- **Número de islas:** para las cascadas hadrónicas, la imagen proyectada tiende a aparecer separada en varias "islas", mientras que las cascadas electromagnéticas son más compactas. Este término da la cantidad total de "islas" de píxeles separadas espacialmente después de la limpieza de la imagen.

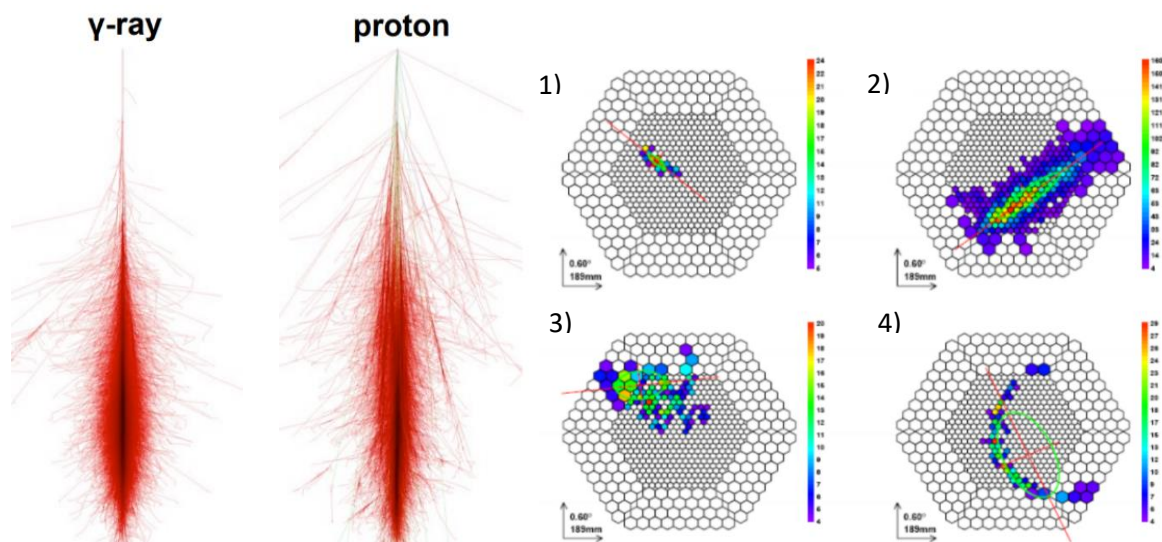


Fig. 13: Izquierda: Ejemplo de formación de cascadas para un rayo γ y un protón. Se puede observar cómo los rayos γ se caracterizan por la formación de una elipse. Derecha: Cascada electromagnética (1), hadrónica con forma casi elíptica (2), hadrónica con "islas" (3) y anillo de muones (4). Obtenido en: <http://ihp-lx.ethz.ch/Stamet/magic/parameters.html>

1.4.3 Telescopios MAGIC

Los telescopios MAGIC (*Major Atmospheric Gamma Imaging Cherenkov*) constituyen un sistema de dos telescopios IACTs, MAGIC I y MAGIC II, ubicados en el Observatorio del Roque de los Muchachos en La Palma (Islas Canarias, España) a 2230 m de altura. Ambos telescopios tienen un diámetro de 17 m, con un área de recolección de 236 m². Fueron diseñados con materiales ligeros para que pueda reaccionar rápido y apuntar a cualquier parte del cielo en 30 s. Gracias a esto se puede observar GRBs, ya que se tratan de fenómenos extremadamente veloces.

Las características de MAGIC II (que se construyó unos años más tarde que MAGIC I) son prácticamente las mismas de MAGIC I, excepto por algunas mejoras en la sensibilidad y la estabilidad generales. Trabajan en modo estereoscópico para mejorar la caracterización de las cascadas de partículas. Con respecto a los rangos de energía, MAGIC I y II pueden observar rayos γ de VHE por encima de los 50 GeV.



Fig. 14: Telescopios MAGIC en el Observatorio del Roque de los Muchachos. Créditos: IAC.

La electrónica de estos telescopios está integrada por los siguientes elementos:

- **La cámara:** está formada por tubos fotomultiplicadores que mejoran la eficiencia cuántica del detector y cubre un campo de visión (FoV) en el cielo de 3.5 grados.
- **Guía estelar:** consiste en una cámara CCD adicional, que se encarga de calcular cualquier posible error de localización en el sistema de seguimiento al comparar las posiciones de estrellas del FoV con catálogos.
- **Trigger:** este sistema rechaza esas cascadas de partículas que no se parecen a los tipos de rayos γ . Cada telescopio tiene su propio *trigger*, pero cuando funcionan juntos (caso normal) hay un *trigger* estéreo conectado entre ellos que resulta mucho más eficiente.
- **El sistema de lectura:** las cascadas que pasan por el *trigger* están digitalizadas. Como las señales de rayos γ son realmente cortas, se necesita un sistema bastante rápido para almacenar los datos.
- **El sistema de calibración:** se toma los datos con un *trigger* estándar de unos 300 Hz, administrando la conversión de los datos adquiridos por el sistema de lectura del flujo de luz. El proceso se basa en ir inyectando pulsos de luz para calibrar el flujo que recoge la cámara.

Debido al movimiento de la superficie de reflexión, los espejos pueden sufrir desalineaciones causadas principalmente por la deformación en términos del ángulo cenital. Para resolver este problema, la técnica del control de espejo activo (AMC) utiliza un total de 250 láseres y avisa si los paneles que forman parte de la gran estructura de 240 m² se enfocan correctamente en la cámara (ver Figura 15).



Fig. 15: Imagen de la técnica del control de espejo activo para uno de los telescopios MAGIC. Obtenido en: <https://www.pinterest.es/pin/308567011939243241/>

Modos de observación

Los IACTs observan normalmente en dos modos: modo ON-OFF y modo Wobble. Las observaciones en modo ON-OFF se realizan apuntando a la fuente, es decir, la fuente cae en el centro de la cámara (donde la sensibilidad es máxima). Para medir el *background*, además de la observación de la fuente (datos ON), también es necesario observar una región libre de la fuente donde no se espera detectar rayos γ (datos OFF).

A diferencia del modo ON-OFF, el modo Wobble consiste en cambiar la posición de observación de la fuente 0.4 grados desde el centro de la cámara. En este modo de observación, los datos ON y OFF se toman simultáneamente. Si se observa la Figura 16, el procedimiento a seguir en este modo podría ser, por ejemplo, una configuración donde la fuente apunta a W1. En las otras tres posiciones W2, W3 y W4, se obtiene la información de eventos de *background* para lograr una estimación del fondo del cielo nocturno (NSB) cerca de la fuente objetivo, mientras que en W1 se captura los fotones que provienen de la fuente deseada. Después de 20 minutos, la posición original cambia, y ahora apunta a W2, mientras que W1, W2, W4 son las posiciones donde el *background* es capturado por la cámara. Y así, el apuntado de la fuente cambiará cada 20 minutos.

Es importante conocer las ventajas y desventajas de cada modo para poder decidir cuál es mejor dependiendo del caso. Por un lado, el modo ON-OFF es más sensible porque siempre la fuente se observa en el centro de la cámara, sin embargo, requiere tiempo de observación adicional para tomar ambas medidas. Así pues, es posible que las condiciones climáticas cambien entre el ON y el OFF y por lo tanto, no se puedan tratar correctamente después.

Es cierto que el modo Wobble es menos sensible porque cambia la posición 0.4 grados respecto al centro de la cámara. Sin embargo, cuando se está usando este método, se ahorra tiempo de observación, teniendo además los datos OFF en condiciones similares a los datos de la fuente, ya que todos los datos se recopilan a la vez.

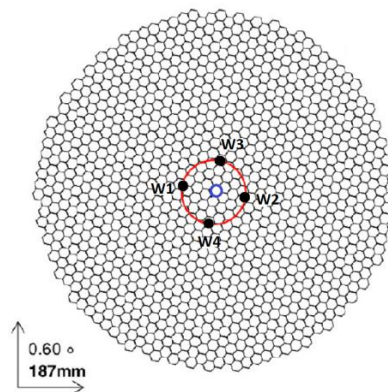


Fig. 16: Esquema del modo Wobble en la cámara, donde se muestra las 4 posiciones Wobble elegidas (Alicia López-Oramas, 2015).

2. Justificación y objetivos

2.1 Blazar 3C 279

El blazar 3C 279 (también conocido como 4C-05.5, NRAO 413, PKS 1253–05 o 3FGL J1256.1-0547) está clasificado como un FSRQ. A diferencia de los objetos *BL Lacs*, los FSRQs presentan una BLR más intensa. 3C 279 se encuentra en la constelación de Virgo, con una ascensión recta (RA): 12h 56m 11.1s y declinación (DEC): $-0.5^{\circ} 47' 22''$. El blazar 3C 279, con un desplazamiento al rojo (z) de 0.5362 ± 0.0004 (Lynds et al., 1965), se trata de uno de los primeros emisores de rayos γ descubierto por EGRET (*Energetic Gamma Ray Experiment Telescope*) a bordo del CGRO (*Compton Gamma-Ray Observatory*) (Hartman et al., 1992). Es también el primer FSRQ detectado en la banda VHE ($E > 100$ GeV) por el telescopio de MAGIC I (MAGIC Collaboration et al. 2008), siendo una de las fuentes extragalácticas más lejanas conocidas que emitan a VHE. Debido a que la atenuación por la EBL aumenta con la distancia de la fuente y la energía de los rayos γ emitidos (para $E \geq 300$ GeV y $z = 0.536$ más del 90% de los rayos γ emitidos se espera que sean absorbidos), la detección de 3C 279 fue importante para obtener más información sobre la EBL.

El blazar 3C 279 fue también el primer objeto en el que se descubrió el movimiento superlumínico (Whitney et al., 1971; Cotton et al., 1979; Unwin et al., 1989). 3C 279 ha sido monitorizado por el Telescopio Espacial de Rayos Gamma Fermi en la banda HE desde que se puso en órbita (2008), además se han realizado observaciones por otros instrumentos en diferentes frecuencias (rayos-X, óptico y radio) en multitud de campañas (Maraschi et al., 1994; Hartman et al., 1996; Wehrle et al., 1998; Bottcher et al., 2007). En los primeros resultados con Fermi-LAT (Abdo et al., 2010) se observó que un cambio significativo de la polarización óptica coincide con un *flare* de rayos γ (HE), aunque aún sigue siendo un tema de discusión si existe esta correlación.

Las observaciones en la banda UV revelaron la existencia de una componente de emisión térmica, posiblemente relacionado con su disco de acreción, que es apenas visible cuando la fuente se encuentra en un estado de actividad bajo (Pian et al., 1999). Estas observaciones en el óptico y UV de 3C 279, cuando la emisión del jet era relativamente débil, han permitido estudios del agujero negro central y su disco de acreción. La luminosidad del disco de acreción se estimó en aproximadamente $2 \cdot 10^{45}$ erg/s (Pian et al. 1999) y la masa del agujero negro supermasivo central se estima en el rango de $3-8 \cdot 10^8$ masas solares (Woo y Urry, 2002).

2.2 Objetivos

El objetivo principal de este trabajo es estudiar la variabilidad de 3C 279 en rayos γ para la banda VHE y HE durante la campaña de observación de 2018. Debido a que se conocen pocas fuentes de este tipo (~ 75 fuentes en la banda VHE y solamente 7 FSQRs), es muy importante caracterizar cada uno de los casos individualmente. También se debe tener en cuenta que es realmente esencial realizar el estudio de esta fuente a distintas longitudes de onda (MW) para poder estudiar los procesos físicos en el jet.

A lo largo de este trabajo, los objetivos son analizar los datos de MAGIC (VHE) y de Fermi-LAT (HE) para 3C 279, con el fin de obtener la Curva de Luz (LC) en MW y las SEDs en las bandas de VHE y HE durante los periodos de actividad de la fuente en 2018. Esta fuente también ha sido observada en rayos X, por el satélite Swift, y otros instrumentos como el KVA o el Metsähovi, para bandas de energías en el óptico y radio respectivamente. Para la construcción de la MW LC se utilizarán datos desde la banda de VHE hasta radio. Así pues, con los datos obtenidos se estudiará si existen correlaciones entre las distintas bandas de energías para conocer

si hay solo una región de emisión en el jet para las diferentes frecuencias o si se producen en múltiples regiones. Además, también se comprobará si existe una correlación entre los grados y ángulos de polarización (óptico) durante los *flares*, y entre los índices espectrales y el flujo que se detecta de la fuente. El objetivo principal de obtener las SEDs, de los datos de MAGIC y Fermi-LAT, es estudiar la localización de la región de emisión de los *flares* en el jet. En este caso se comprobará si la región de emisión de los rayos γ de VHE se encuentra en la zona interna o externa de la BLR.

Hasta la fecha, solo se ha observado variabilidad rápida en escala de minutos en la banda VHE para un FSRQ, PKS 1222+21 (Aleksić, J. et al., 2011). La detección de emisión en la banda VHE junto con variabilidad rápida (*intra-night*) tiene implicaciones importantes en la localización de la región de emisión y la estructura del jet. Mientras que la variabilidad en escalas de tiempo cortas implicaría que la región de emisión en el jet debería localizarse en la base del jet (cerca del agujero negro central), la detección de rayos γ de VHE implica que la región de emisión debería estar localizada fuera de la BLR para evitar la absorción de dichos rayos γ (absorción entre 10-30 GeV). En esta situación no se verían correlaciones en la MW LC entre las distintas bandas de energía, por lo se tendría múltiples regiones de emisión en el jet. En este caso la región de emisión de rayos γ de HE estaría cerca del agujero negro central, mientras que la región de emisión para VHE estaría en la zona externa a la BLR.

Las medidas que se consigan en este trabajo podrían proporcionar información importante sobre la estructura del jet y/o la BLR. El objeto de interés en este estudio, 3C279, ya ha mostrado variabilidad en escala de minutos en la banda HE en otros estudios (M. Ackermann et al., 2016), observado por Fermi-LAT. En este trabajo, se estudiará la variabilidad en la banda VHE, especialmente, durante los periodos de actividad o *flares*.

3. Análisis de datos

3.1 Análisis de datos de MAGIC

La cadena de análisis para los datos de MAGIC está diseñada para reconstruir la trayectoria y la energía de rayos γ . Para ello es importante tener en cuenta todos los procesos posibles involucrados, así como el *background*. Para el análisis es necesario trabajar con un software llamado MARS (MAGIC Análisis and Software de Reconstrucción) basado en el software de análisis ROOT. MAGIC I y II funcionan en modo estereoscópico, aunque cada telescopio almacena los datos de forma independiente. Hay principalmente tres tipos de datos que son necesarios para el análisis:

- **Datos ON/OFF de los telescopios:** para los datos correspondientes a las observaciones de la fuente interesada se ha elegido el modo Wobble, por lo que las mediciones de fondo provendrán de las mismas observaciones. Los datos OFF son básicamente observaciones de otros FoV en los que no se esperan rayos γ . Estas últimas observaciones se utilizarán durante la cadena de análisis para entrenar a una parte del programa y así identificar cuándo se detecta rayos γ .
- **Simulaciones Monte-Carlo (MC):** son simulaciones de rayos γ que se utilizan para aprender qué características tienen y, por lo tanto, poder diferenciar posteriormente cuáles son los rayos γ en los datos reales. Las simulaciones de MC se separan en dos muestras de datos diferentes según cada propósito para la cadena de análisis, ya sea para entrenar al programa "*train MC*" o para trabajar con los datos que se usan "*test MC*".

- **Observaciones de la Nebulosa del Cangrejo:** estas corresponden a las observaciones ON (también en modo Wobble) de la Nebulosa del Cangrejo. Debido al hecho de que el calorímetro es la atmósfera de la Tierra, en ese caso no es posible calibrar el instrumento. Por eso, se utiliza la Nebulosa del Cangrejo para comprobar si la cadena de análisis que se lleva a cabo es correcta. Esta fuente particular se considera un objeto estándar porque su emisión es fuerte y no se ha observado ninguna variabilidad aún en VHE.
- **Datos auxiliares:** estos archivos proporcionan información general sobre las condiciones climáticas, información técnica y otros datos adicionales sobre los telescopios.

Se usan tres niveles diferentes de reconstrucción durante la cadena de análisis:

- **La reconstrucción de datos de bajo nivel:** realiza la limpieza de la imagen y la parametrización de la imagen y el tiempo.
- **La reconstrucción de datos de nivel intermedio:** comienza con la selección de la calidad de los datos, seguida del cálculo de los parámetros estereoscópicos. Después de eso, realiza el cálculo de los parámetros de Hillas y finaliza con la clasificación del evento (gamma o hadrón) y la estimación de la energía.
- **La reconstrucción de datos de alto nivel:** se encarga de estimar la señal de rayos γ emitida por la fuente, finalizando con el cálculo de la LC y la SED.

Para este trabajo, se ha comenzado con los archivos de datos proporcionados por el ejecutable MARS llamado "*Star*". Esto es el que resulta de la calibración durante el nivel bajo y proporciona los archivos con parámetros de Hillas. Las siguientes subsecciones proporcionarán una descripción de todos los pasos que se ha seguido durante la cadena de análisis de la fuente.

3.1.1 Selección de datos

En esta primera parte del análisis, el objetivo es verificar las condiciones atmosféricas y el nivel de luna, que tendrá implicación en el *night background level*, de los datos de forma individual para cada observación. Dado que los archivos "*Star*" se dividen en datos MAGIC I (M1) y MAGIC II (M2), será suficiente verificar solo los datos de M1 porque ambos telescopios observan simultáneamente. Todas las observaciones serán revisadas según 3 aspectos para concluir si se tratan de datos de buena calidad:

- **El umbral del discriminador medio (DT) vs Tiempo:** este valor de DT corresponde a un límite fijo que se refiere a las condiciones del cielo nocturno. Cuanto menor sea el DT, mayor será la cantidad de datos guardados con menor umbral de energía. En caso de noches de luna, el DT debe ser más alto para evitar también muchos eventos de fondo. Se considerará una buena calidad cuando este DT sea lo más bajo posible. Para un valor de $DT \leq 50-60$ y constante, es aceptable para una buena calidad.
- **Número de eventos vs Tiempo:** en segundo lugar, este gráfico proporcionará el número de eventos guardados en función del tiempo. Este número debe ser alto (normalmente entre ~ 200 y ~ 300 Hz) y que la tendencia sea constante a lo largo del tiempo. Si se observa una variabilidad considerable, entonces los datos han sido afectados por condiciones climáticas adversas y/o otros efectos como la luna o cambio en el ángulo

cenital. Para los casos en las que se produzca esta variabilidad en un tramo de la noche, existe la posibilidad de excluir esas horas de observación y obtener así una parte de los datos con buena calidad.

- **El pirómetro:** este instrumento mide las condiciones atmosféricas como la temperatura o la velocidad del viento. Teniendo en cuenta todas estas condiciones climáticas, se puede construir el parámetro *Cloudiness*. Básicamente se trata de la probabilidad de tener o no nubes, significando entonces tener una calidad peor o mejor de los datos. Para tener una buena calidad de los datos es necesario que *Cloudiness* esté alrededor o sea inferior al 30-40% y que la tendencia sea lo más constante posible a lo largo del tiempo.

Algunos ejemplos de datos de mala y buena calidad según estos 3 aspectos se pueden observar en la Figura 17.

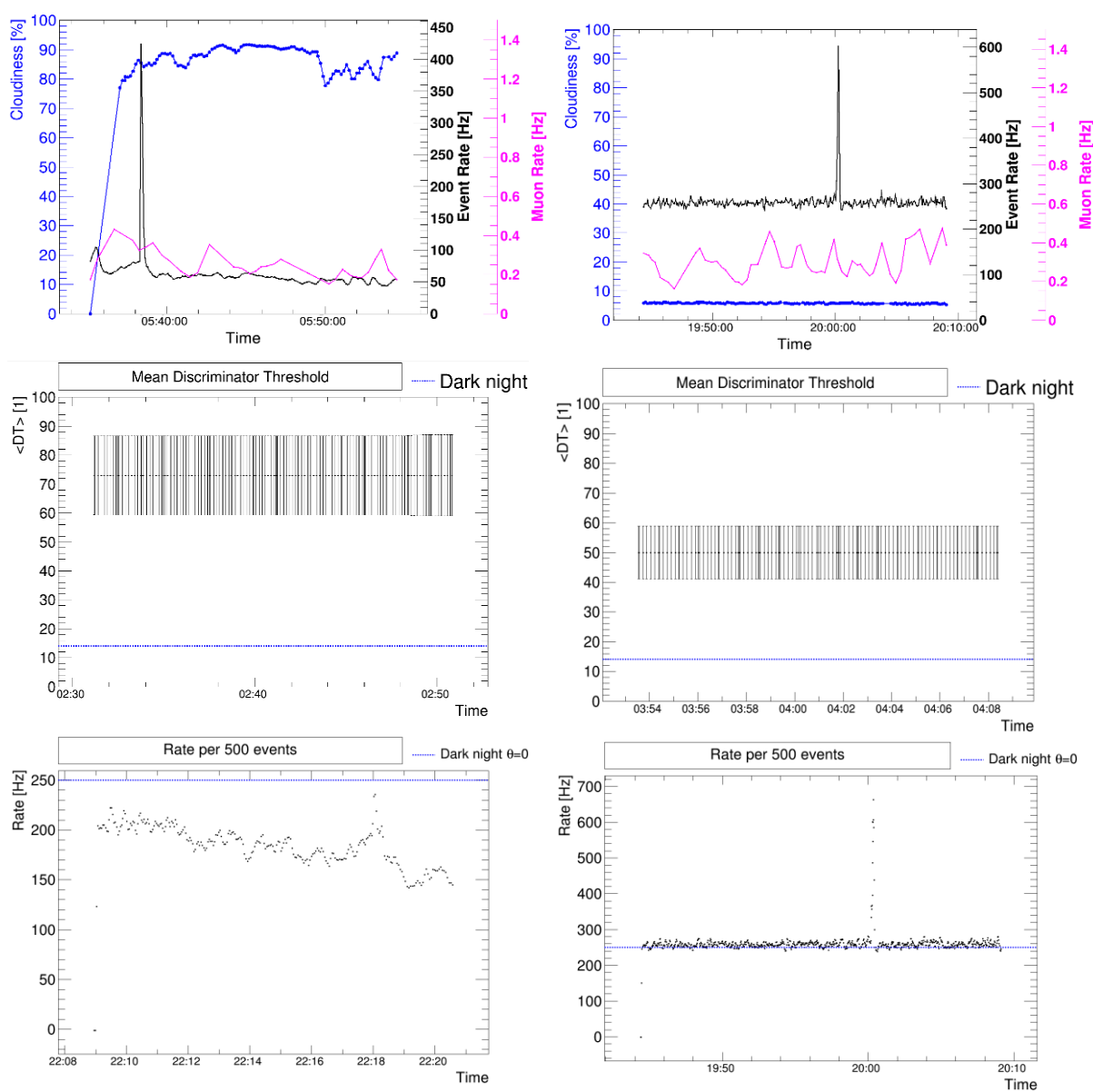


Fig. 17: Comparación entre datos de mala calidad (columna izquierda) y buena (columna derecha), en términos de tres aspectos: Pirómetro (parte superior), el umbral del discriminador medio (DT) (parte central) y eventos/tiempo (parte inferior).

En la Figura 17, la gráfica del número de eventos frente al tiempo (derecha) presenta un pico de variabilidad, producido seguramente por las luces de un automóvil o alguna luz externa a los telescopios MAGIC. Aun así, se considera datos de buena calidad ya que en los siguientes pasos de la cadena de análisis puede reconocer estas situaciones puntuales y obviarlas para los resultados. Respecto a los demás gráficos de datos de buena calidad, se puede observar cómo el parámetro *Cloudiness* (gráfica superior) es inferior al 10% o el DT se encuentra alrededor de 50. En los gráficos de datos de mala calidad: *Cloudiness* está alrededor del 80%, los eventos/tiempo son inferiores a 200Hz (sin ser constante) y el valor de DT es mayor de 60.

Referido a la selección de calidad de los datos de la fuente objetivo, el blazar 3C 279, se han seleccionado las siguientes fechas a lo largo del 2018: Enero: 15/01; 19/01; 20/01; 21/01; 22/01; 23/01; 24/01; 01/26. Marzo: 23/03. Abril: 18/04; 19/04. Mayo: 5/05; 9/05; 16/05. Junio: 2/06; 3/06; 5/06; 6/06. Para comprobar si se hará de forma correcta la cadena de análisis de los datos se han utilizado datos de la Nebulosa del Cangrejo. Las fechas seleccionadas son: 11/01/2018, 09/03/2018 y 11/03/2018. Por último, los datos OFF (fuentes que no se esperan rayos γ) seleccionados son muy numerosos, cuyas fuentes elegidas son: Boomerang, DarkPatch04, Draco, G150-W2, GRB171205A, 3C 271, IC171106A, MAXI-J1820+0 y TXS0637-128.

3.1.2 Calibración

1. Estimación de los parámetros estereoscópicos: *Superstar*

SuperStar se incluye dentro de la reconstrucción de datos de nivel intermedio y se utiliza para el cálculo de los parámetros estereoscópicos. Se trata de un ejecutable en MARS que combina dos archivos "Star", con parámetros de imagen individual, en un archivo de parámetros estéreo. Realiza la reconstrucción estereoscópica de los parámetros de las cascadas de partículas. Esta rutina se aplicará tanto a los datos ON y OFF, como a los archivos de MC.

2. Clasificación de las cascadas de partículas: *Coach*

En *Coach* (*Compressed Osteria Alias Computation of the Hadronness parameter*) se clasifican las cascadas a partir de los parámetros de Hillas, basándose en el *Random Forest*. Se trata de un algoritmo para aprender cómo clasificar los eventos de rayos γ y las cascadas hadrónicas. *Random Forest* se basa en la construcción de diferentes árboles de decisión (utilizando varias variables que generalmente están correlacionadas) para estimar la energía y la separación gamma-hadrón. Se crea un nuevo parámetro llamado *hadronness* que cubre valores de 0 a 1. Básicamente, da la probabilidad de que el evento fue causado por un hadrón (valores cercanos a 1) o por un rayo γ (valores cercanos a 0). En el caso de la energía, que se obtiene de los parámetros de la imagen, se dan dos herramientas posibles: estimación a través del *Random Forest* o mediante la creación de *Look up Tables* (LUTs). Para este trabajo, se ha optado por hacer la reconstrucción por LUTs.

Para realizar el entrenamiento en *Coach*, es necesario utilizar los datos OFF (fuentes que no se esperan rayos γ) y MC. Para ejecutar *Coach*, se introducen algunos parámetros como el mínimo y máximo ángulo del cenit de los datos establecidos. La razón de elegir un rango de ángulos cenitales es porque la cascada de partículas cambia de forma en función de este parámetro. Tanto para los datos OFF como para los datos MC, se seleccionaron para que tuvieran una distribución con los mismos valores de ángulos cenitales de la fuente objetivo, $ZA=34$ a $ZA=52$ como se observa en la Figura 18. Por lo que finalmente para los datos OFF de las observaciones que tenían un rango de ángulos cenitales: $ZA=25$ a $ZA=63$, se utilizó para ejecutar *Coach* el mismo rango que para los datos ON (fuente objetivo). Y Para los datos MC: $ZA=34$ a $ZA=62$.

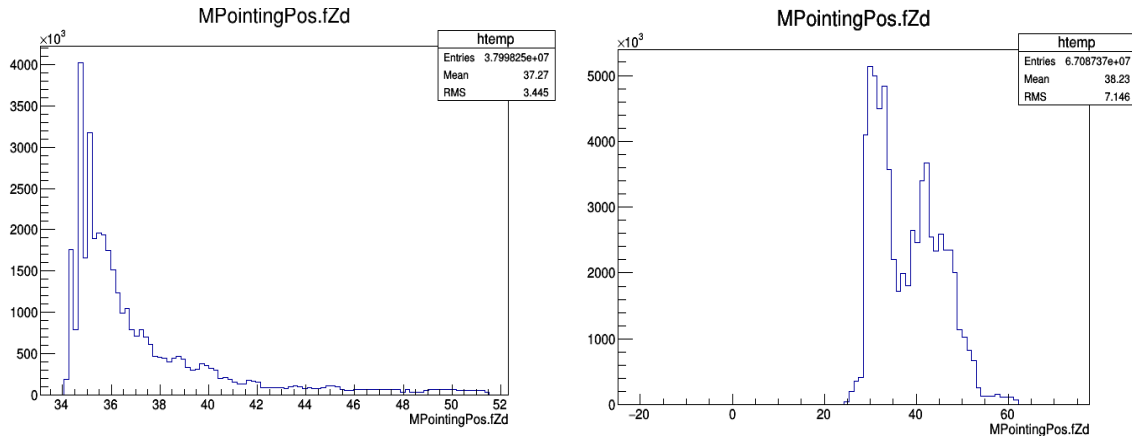


Fig. 18: Representación del rango de los ángulos cenitales de la fuente objetivo, 3C 279 (izquierda), y para los datos OFF (derecha).

3. Aplicación de la clasificación de cascadas y estimación de la energía: *Melibeia*

Melibeia aplica la clasificación hecha por *Coach* a los eventos reales y estima su energía. Esta estimación se realiza para los datos de ON y MC. Esto es posible gracias a la información proporcionada por *Coach* que designan una energía y un parámetro de *hadronness* a cada evento. En este punto, el análisis de datos de nivel intermedio termina para dar paso a la reconstrucción de datos de alto nivel.

3.1.3 Detección

4. Búsqueda de emisión: *Odie*

Odie se encarga de realizar gráficos θ^2 para cualquier coordenada del cielo en el campo de visión, proporcionando además la significancia de las fuentes. El parámetro θ^2 , se define como el cuadrado de la diferencia entre la posición de la fuente en coordenadas de la cámara y la posición de la cascada de partículas reconstruida.

El análisis se puede realizar en diferentes rangos de energía: *Low Energy* (LE), *Full Range* (FR) y *High Energy* (HE). En este caso, se ha elegido LE y FR porque no se espera que la fuente 3C 279 emita en muy altas energías ya que se trata de un FSRQ. Finalmente, puesto que se trabaja en el modo Wobble, se eligen tres regiones de *background* (N_{OFF}) para calcular el *background*. La significancia es calculada a través de la fórmula de Li-Ma (1983), definida en la ecuación (3):

$$S = \sqrt{2} \left[N_{ON} \cdot \ln \left(\frac{1 + \nu}{\nu} \cdot \frac{N_{ON}}{N_{ON} + N_{OFF}} \right) + N_{ON} \cdot \ln \left((1 + \nu) \cdot \frac{N_{OFF}}{N_{ON} + N_{OFF}} \right) \right]^{1/2} \quad (3)$$

Donde N_{ON} y N_{OFF} son el número de eventos de las señales de las regiones ON y OFF respectivamente y ν el factor de normalización entre las distribuciones de ON y OFF.

El objetivo es encontrar en qué observaciones se producen detecciones, y para ello se deberá ejecutar *Odie* para cada una de las observaciones independientemente y así obtener sus significancias. Se considerará una detección positiva de la fuente si la significancia es mayor de 5σ y para significancias entre $3-5 \sigma$ se las tratará como un indicio. Para el caso de LE, se puede

apreciar 4 periodos de actividad de la fuente. Sin embargo, para FR, este valor no se alcanza con éxito en ninguna de las observaciones como se puede ver en la Tabla 1.

Para el primer periodo (grupo 1), la emisión principal es del día 21 con una significancia de 10.77σ . En el mes de abril también se produce una emisión importante, llegando a alcanzar 10.18σ de significancia. Para el 5 de mayo se produce de nuevo una detección con 9.64σ , de la cual no se tiene un mayor seguimiento debido a que MAGIC no pudo observar por condiciones atmosféricas adversas o por problemas en el programa de observación. Por último, a comienzos del mes de junio se produce de nuevo una detección, aunque ahora de una menor significancia llegando como máximo a 5.75σ en el día 2 de junio. También se adjunta las gráficas de salida de *Odie* como ejemplos del día más significativo (21/01/2018) en la Figura 19.

	Fecha (2018)	Observación (h)	Significancia (FR) (σ)	Significancia (LE) (σ)
Grupo 1	15/01	0.73	-0.06	3.08
	19/01	0.95	-0.94	4.41
	20/01	1.74	1.07	9.18
	21/01	1.54	0.61	10.77
	22/01	1.95	0.39	6.28
	23/01	0.57	-0.03	2.78
	24/01	0.49	-0.46	1.87
	25/01	0.86	1.02	3.44
	26/01	0.26	-0.08	1.38
Grupo 2	23/03	1.63	0.16	2.45
	18/04	1.02	1.11	10.18
Grupo 3	19/04	0.49	0.00	8.46
	5/05	1.40	0.15	9.64
Grupo 4	9/05	0.40	-0.19	2.42
	16/05	0.97	0.13	0.09
	2/06	0.97	1.09	5.75
	3/06	1.76	0.80	5.32
	5/06	0.98	0.32	4.77
	6/06	0.97	1.92	2.15

Tabla 1: Resultados de las significancias obtenidas para cada uno de los días. De color verde para entre $3-5 \sigma$ y de color rojo para significativas mayores de 5σ .

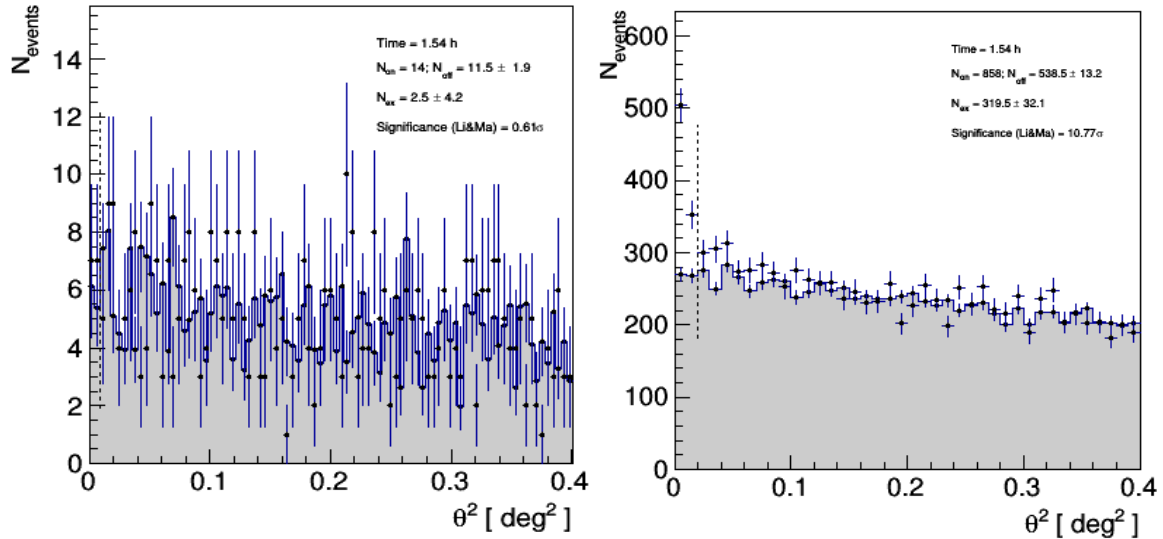


Fig. 19: Distribución de la distancia angular θ^2 considerando un rango de energía completo (FR) (izquierda) y para un rango de energía bajo (LE) (derecha), para eventos en la dirección de 3C 279 (puntos azules) y para eventos de fuentes OFF normalizadas (histograma gris) del 21/01/2018.

Una vez ejecutado *Odie* para todos los datos ON de la fuente de forma independiente, el siguiente paso será agrupar aquellas fechas en las que sí hay actividad de la fuente o *flare*. Este paso es importante para luego obtener con el siguiente ejecutable, *Flute*, las SEDs de los periodos de actividad de la fuente. Entonces, como se puede observar en la Tabla 1, se harán 4 grupos a raíz de los periodos en que la significancia fue mayor de 3σ :

- **Grupo 1:** 01/15/2018; 01/19/2018; 01/20/2018; 01/21/2018; 01/22/2018
Rango de tiempo: 58133.162201 - 58140.275880 MJD
- **Grupo 2:** 04/18/2018; 04/19/2018
Rango de tiempo: 58225.953583 - 58226.998569 MJD
- **Grupo 3:** 05/05/2018
Rango de tiempo: 58242.936655 - 58243.000354 MJD
- **Grupo 4:** 06/02/2018; 06/03/2018; 06/05/2018
Rango de tiempo: 58270.900863 - 58273.944579 MJD

5. Estimación de la Curva de Luz: *Flute*

Con *Flute* se calcula la LC. Para estimar los valores del flujo, se utilizarán las salidas de *Melibeia* de los datos ON y las simulaciones MC. Estos últimos corrigen los efectos instrumentales y se utilizan para calcular las áreas de recolección para los espectros. Para la determinación del flujo se utiliza el número de rayos γ que se obtiene de la distribución de θ^2 para cada energía.

En primer lugar, se ejecutará *Flute* para todos los datos de la fuente y así obtener la LC. Después, como ya se obtuvo con el ejecutable anterior, *Odie*, los periodos en los que hay una

actividad en la fuente según su significancia, se ejecutará *Flute* para estos grupos de datos y así obtener posteriormente las SEDs de ellos.

La LC está representada para energías superiores a 100 GeV. Existen dos opciones para construir la LC: *night-wise* o *run-wise*. Con la opción *run-wise* los intervalos de tiempo considerados son de la duración de un *run* (~20 minutos para la observación de cada posición Wobble). Esta opción sirve para estudiar si hay variabilidad rápida (*intra-night*) en la fuente. Además, es útil para verificar si existen efectos sistemáticos (producidos por las diferentes posiciones en la cámara). Por tanto, se comprueba con *run-wise* que no hay variabilidad *intra-night*, por lo que un flujo por noche es suficiente y se decide usar finalmente *night-wise*. La LC que se obtuvo de la fuente ($E > 100 \text{ GeV}$) se puede observar en la Figura 20.

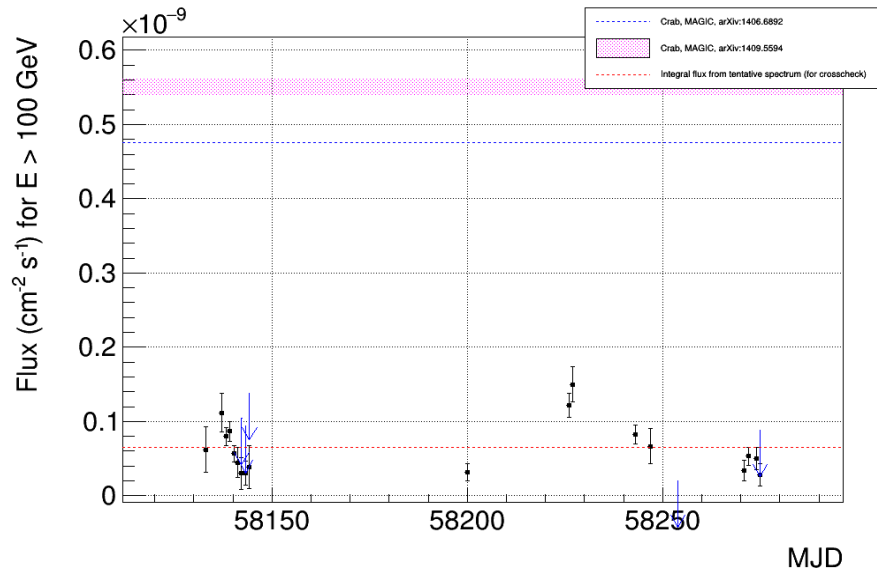


Fig. 20: LC de 3C 279 para las observaciones de MAGIC en los que se observan 4 periodos de actividad de la fuente durante 2018. Los puntos negros representan los flujos calculados para todos los días. Algunos de los puntos no son significativos, por lo que se calcula un flujo límite, *Upper Limit* (UL), para cada uno de estos casos. La flecha azul indica los ULs de 5 días de observación durante 2018 (23/01, 24/01, 26/01, 16/05 y 6/06).

Para comprobar si hay variabilidad en las observaciones de MAGIC se realiza un ajuste de una constante de la cual se tiene que $\chi^2/ndf=95/18$, con un $p\text{-value}=1.81 \cdot 10^{-12}$ y una significancia de 7.049σ . Por tanto, se concluye que existe dicha variabilidad.

6. Estimación de las Distribuciones de Energía Espectrales y corrección por EBL: *Fold*

Fold realiza la estimación de la SED, además de hacer también la corrección por EBL. Para ejecutar *Fold* se introduce algunos parámetros como el desplazamiento al rojo de la fuente (en este caso $z=0.5362$) o el tipo de función que se va a ajustar la SED. *Fold* muestra las distintas SEDs con puntos individuales, los cuales son estadísticamente independientes (es decir, se calculan utilizando diferentes eventos, sin superposición entre los *bins*).

Existen varias formas espectrales predefinidas, de las cuales se usará una *power-law*. Hay que tener en cuenta que al definir la función que debe ajustarse, *Fold* intenta seleccionar una energía de normalización que esté más o menos cerca de la llamada "energía de decorrelación", energía en la que la correlación entre el índice espectral y la normalización del flujo es mínima.

Hay diferentes modelos posibles a la hora de realizar la corrección por EBL (Domínguez 2011, Gilmore 2012, Franceschini 2008, Finke 2010, Helgason 2012 etc). En este caso se utilizará Domínguez 2011 ya que se trata de uno de los modelos actuales. Por tanto, se aplicará para los 4 periodos de actividad de la fuente elegidos en el apartado de *Odie*. Se puede observar un ejemplo de la gráfica SED en la Figura 21, del archivo de salida de *Fold* para el grupo 1, que corresponde con las fechas del 15 hasta el 22 de enero de 2018.

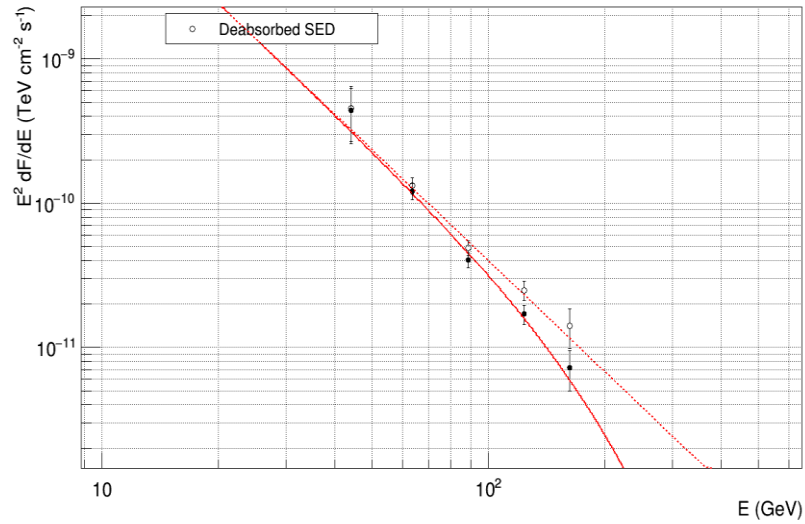


Fig. 21: SED para el grupo 1, donde los puntos negros son los datos observados y los huecos corregidos por EBL. Las líneas rojas representan los ajustes de los puntos espectrales para ambos casos.

El espectro observado en VHE con corrección por EBL (Domínguez, 2011) puede ser bien descrito por una *power-law* con un índice de espectral (Γ) y una constante normalización del flujo, F_0 , en la energía E_0 de la forma dada por la ecuación (4):

$$SED = F_0 \cdot (E/E_0)^\Gamma \cdot E^2 \quad (4)$$

Donde E_0 se trata de la energía de normalización siendo de 130 GeV para estos datos y el índice espectral se calcula a partir de los datos del espectro de la fuente. En la Tabla 2 se muestran los resultados obtenidos con corrección por EBL.

	Normalización del flujo ($TeV^{-1}cm^{-2}s^{-1}$)	Índice espectral
Grupo 1	$1.21 \cdot 10^{-9} \pm 1.71 \cdot 10^{-10}$	-4.55 ± 0.28
Grupo 2	$2.23 \cdot 10^{-9} \pm 2.92 \cdot 10^{-10}$	-3.87 ± 0.33
Grupo 3	$1.22 \cdot 10^{-9} \pm 2.94 \cdot 10^{-10}$	-4.30 ± 0.51
Grupo 4	$5.59 \cdot 10^{-9} \pm 2.01 \cdot 10^{-10}$	-5.17 ± 0.62

Tabla 2: Resultados de los flujos normalizados, índices espectrales y sus respectivos errores para los 4 periodos de actividad de la fuente.

3.1.4 Análisis de la Nebulosa del Cangrejo

Como ya se comentó, se utiliza la Nebulosa del Cangrejo como una referencia estándar, y así comprobar si la cadena de análisis realizada para la fuente objetivo es correcta. En este trabajo también se ha llevado a cabo dicha comprobación antes de analizar el blazar.

Los datos de la Nebulosa del Cangrejo de los días 11/01/2018, 09/03/2018 y 11/03/2018 se analizaron eligiendo el rango de energía LE y 3 Wobbles, con un tiempo total de observación de 4.53 horas y alcanzando una significancia de 42.61σ . En la Figura 22 se muestra un ejemplo de los datos observados del día 11/03/2018. Después de la selección de la calidad de los datos y de todos los pasos de calibración y detección, se calcula la SED. Los ajustes para los datos de la nebulosa vienen dados por una *log-parabola*:

$$SED = F_0 \cdot (E/E_0)^{\Gamma_1 + \Gamma_2 \cdot \ln(E/E_0)} \cdot E^2 \quad (5)$$

Donde F_0 es la constante de normalización en E_0 , Γ_1 es el índice espectral y Γ_2 es el parámetro de curvatura.

Observando la Figura 23, se puede verificar que la SED de la Nebulosa del Cangrejo calculada (puntos negros) son compatibles con los resultados anteriores de la bibliografía. Por lo tanto, se puede confirmar que la cadena de análisis de los datos es válida.

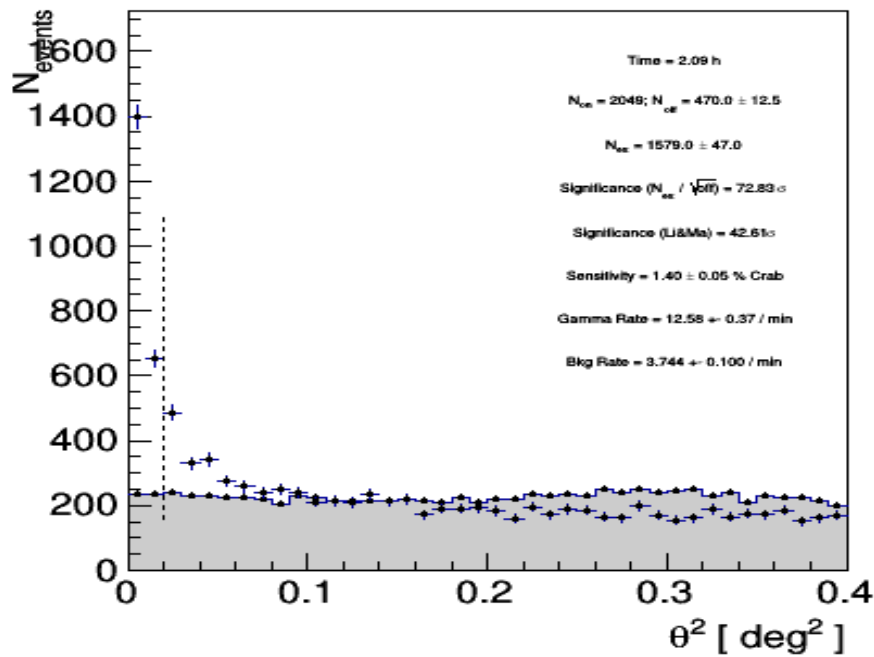


Fig. 22: Distribución de la distancia angular al cuadrado, θ^2 , considerando un rango de baja energía (LE), para eventos en la dirección de la Nebulosa del Cangrejo (puntos azules) y eventos normalizados de origen (histograma gris) para los datos tomados del 11/03/2018.

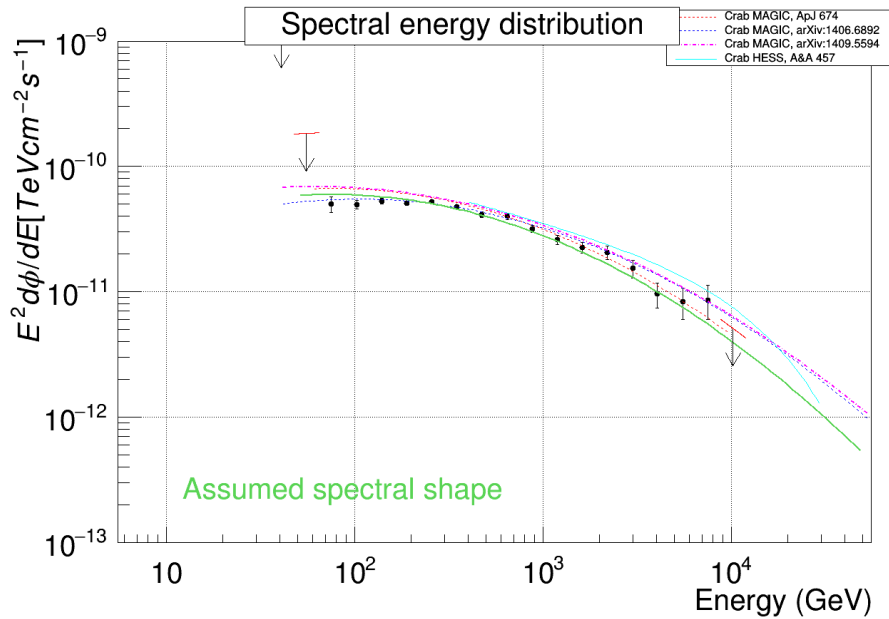


Fig. 23: SED de la Nebulosa del Cangrejo, medida por MAGIC, del 11/01/2018, 09/03/2018 y 11/03/2018. Los puntos negros representan los puntos espectrales mientras que los límites superiores se muestran como flechas negras. La línea verde se trata de la forma espectral que se asume con el factor de normalización libre. También se representan los resultados de estudios anteriores de la bibliografía en otras líneas de colores para tener distintas comparaciones.

3.2 Análisis de datos de Fermi-LAT

El análisis de Fermi-LAT se basa en el método *likelihood*. Se comparará las observaciones con un modelo XML que incluye todas las fuentes presentes en el FoV y también los modelos difusos de emisión. Los datos calibrados de Fermi-LAT están disponibles en internet y se pueden descargar del *Extract Lat data server*¹. El análisis se puede hacer usando el software *Fermi Science Tools* de la NASA *Heasarc*², el cual está diseñado específicamente para la reducción de datos en el rango de HE observados por Fermi-LAT.

Como Fermi-LAT funciona en modo *survey*, se podría elegir los datos específicos de acuerdo con las fechas (UTC) cuando se detectaron los *flares* con MAGIC. Pero en este caso, para visualizar la LC de 3C 279 desde fechas más tempranas se utilizó todos los datos de la misión de Fermi que van desde 04/08/2008 hasta 18/02/2019. En este trabajo se seleccionaron los datos con un radio de 20 grados centrado en 3C 279 y que cubren un rango de energía entre 100 MeV-300 GeV.

La extracción de datos proporciona dos tipos de archivos: archivos de eventos, donde se dan la posición y energía de los fotones, y un archivo de datos del satélite, que proporciona la información del satélite en el momento de las observaciones. Hay otro tipo de archivos necesarios que corresponden a los modelos de fondo galácticos e isotrópicos, conocidos como *gll_iem_v06.fits* y *iso_P8R2_SOURCE_V6_v06.txt*³ que se descargan y se utilizan para el análisis también.

Como se ha comentado, el análisis de Fermi-LAT se realiza con el método *likelihood*. Se puede hacer siguiendo dos opciones posibles: análisis *Unbinned Likelihood* o *Binned*. El análisis *Unbinned* es el método preferido para el análisis de series de tiempo de los datos LAT donde se espera que la cantidad de eventos en cada *bin* de tiempo sea pequeña. Sin embargo, para los intervalos de tiempo grandes, donde incluyen fuentes de fondo brillante (como el plano galáctico),

se recomienda utilizar el análisis *Binned*. Por tanto, para aprender cómo funciona el análisis de los datos en Fermi-LAT, se realizó un tutorial con el análisis *Unbinned*⁴, ya que los intervalos de tiempo en cada *bin* son de un día. Posteriormente, se utilizó la fotometría de apertura para obtener la LC del blazar 3C 279. A continuación, se proporciona una descripción de cada uno de los pasos seguidos en el tutorial para el análisis de la fuente objetivo y los resultados obtenidos.

3.2.1 Análisis Unbinned Likelihood

1. Selección de datos: *gtselect*, *gtmktime*, *gtvcut*

En primer lugar, se realiza una selección de datos en los archivos de eventos extraídos de la base de datos Fermi-LAT, aplicando la herramienta *gtselect*. Esta selección implica tiempo (intervalo del tiempo de observación elegido), energía (rango de energías elegidas para las observaciones) y corte en el tipo de evento.

Después de eso, se seleccionan buenos intervalos de tiempo (GTI) usando la herramienta *gtmktime*. Consisten en los intervalos en los que el satélite estaba trabajando en modo estándar en la recolección de datos. Los GTIs se extraen de la información dada por el satélite. Finalmente, se puede verificar los cortes aplicados a los datos usando la herramienta *gtvcut*.

2. Mapa de cuentas/evento: *gtbin*

Ahora, es interesante crear un mapa de cuentas/evento de la región de interés (ROI) para visualizar la distribución de fotones dentro del FoV e identificar los grupos que se esperan de las fuentes en este campo. Para hacer esto, la herramienta *gtbin* con la opción CMAP, se aplica después de la selección de datos. El resultado del mapa se muestra en la Figura 24 donde se observa en el centro la fuente más intensa del campo, 3C 279.

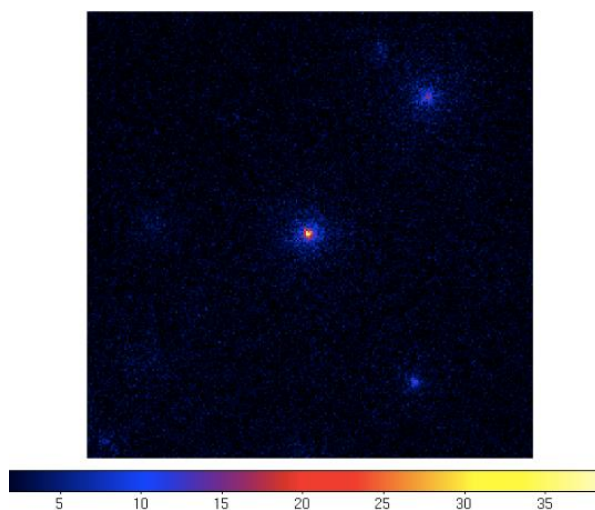


Fig. 24: Mapa de cuentas/evento en la ds9 del blazar 3C 279.

¹<https://fermi.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/ssc/LAT/LATDataQuery.cgi>

²Downloaded from: <https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/software/>

³Downloaded from: <https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/access/lat/BackgroundModels.html>

⁴https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/scitools/likelihood_tutorial.html

3. Mapa de exposición: *gtlcube*, *gtexpmap*

Para calcular el tiempo de exposición se necesitan 2 pasos:

- **Livetime cube:** se quiere calcular cuánto tiempo estuvo el instrumento cubriendo una cierta posición en el cielo. Para hacer esta estimación, la herramienta *gtlcube* utiliza el archivo de datos del satélite junto con el rango de tiempo y las selecciones de GTI en el archivo de eventos. También es importante tener en cuenta que las funciones de respuesta del instrumento LAT dependen del ángulo entre la dirección a la fuente y el eje del instrumento.
- **Mapa de exposición:** La herramienta *gtexpmap* crea un mapa de exposición basado en la selección de eventos utilizada en el archivo de fotones de entrada y el *Livetime cube*. El mapa de exposición debe recalcularse si se cambia la ROI, el cénit, la selección de energía o la selección de intervalo de tiempo de los eventos.

Hay que tener en cuenta que se ha elegido un radio de 30 grados para el mapa de exposición, mientras que el radio especificado para *gtselect* fue de 20 grados. Esto es necesario para garantizar que los eventos de fuentes fuera del ROI se tengan en cuenta debido al tamaño de la PSF. En la Figura 25 se puede observar la imagen del mapa de exposición de 3C 279.

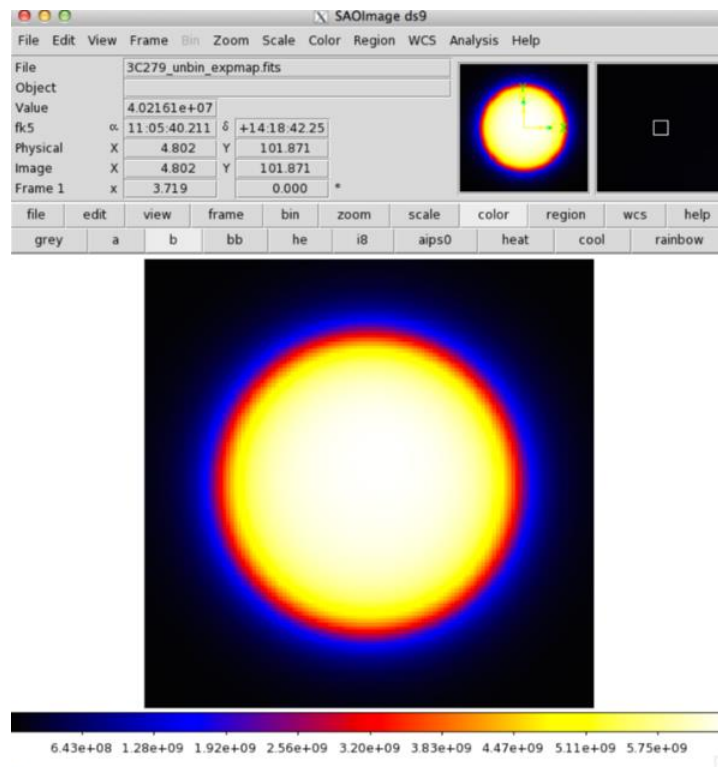


Fig. 25: Mapa de exposición en la ds9 de la fuente 3C 279.

4. Caracterización del campo: *gtlike*, *gtdiffrsp*

El siguiente paso sería descargar los modelos difusos (*gll_iem_v07.fits* y *iso_P8R3_SOURCE_V2_v1.txt*) ya que es difícil hacer el análisis de una fuente puntual debido a la PSF. Seguidamente, la herramienta *gtlike* lee el modelo desde un archivo XML. El modelo contiene su mejor estimación de las ubicaciones y formas espectrales de las fuentes.

Dada la escasez de fuentes brillantes en la ROI que se ha seleccionado, el archivo del modelo de la fuente será bastante simple e incluirá solo la emisión difusa galáctica/extragaláctica y el blazar 3C 279. Para calcular las respuestas del campo difuso se utiliza la herramienta *gtdiffrsp*. El archivo XML del modelo debe contener todas las fuentes difusas para que se ajusten. La respuesta difusa depende de la función de respuesta del instrumento, que corresponde con la selección de eventos, es decir, la clase de evento y el tipo de evento que se esté utilizando en el análisis.

3.2.2 Análisis de la curva de luz

Si se sigue el mismo procedimiento que se ha realizado en el análisis anterior, pero cubriendo un gran conjunto de fechas, entonces se puede construir una LC para los datos de Fermi-LAT. Las LCs de los datos de Fermi-LAT se pueden crear de dos formas diferentes, ya sea mediante un análisis de *likelihood* o mediante la fotometría de apertura. Un análisis de *likelihood* es el enfoque más riguroso y ofrece el potencial para alcanzar una mayor sensibilidad. También realiza una medición de flujo más precisa, ya que los fondos se pueden modelar y se pueden aplicar modelos de fuente más detallados, además de evitar contaminación de otras fuentes. Como en este caso el blazar 3C 279 emite *flares* intensos, y además las otras fuentes que se encuentran en el campo están lejos (Figura 24), no se va a producir mucha contaminación en los resultados. Por tanto, la fotometría de apertura puede ser útil ya que se necesitan un número menor de pasos en el análisis y es menos exigente computacionalmente.

Para crear la LC de la fuente 3C 279 se ha utilizado una apertura de radio de 1 grado en un rango de energía de 100 MeV a 300 GeV, con datos recogidos que van desde 04/08/2008 hasta 18/02/2019. Los pasos básicos para la fotometría de apertura se describen a continuación:

En primer lugar, de todos los datos de fotones se selecciona un radio de 1 grado centrado en la fuente. El siguiente paso será establecer los buenos intervalos de tiempo para estas selecciones utilizando *gtmktime*. En algunas observaciones puede haber contaminación solar por lo que usando *gtmktime* se excluye estos intervalos de tiempo. Por último, se debe usar *gtbin* para crear la LC con el intervalo de tiempo deseado, siendo de 1 día en este caso. A continuación, se debe determinar la exposición para cada intervalo de tiempo usando *gtexposure*. Este es el paso con más tiempo de ejecución computacional ya que la herramienta genera la exposición para cada intervalo de tiempo y lo escribe en una nueva columna en el archivo. Finalmente, la LC para 3C 279 se puede observar en la Figura 26, representada en Python.

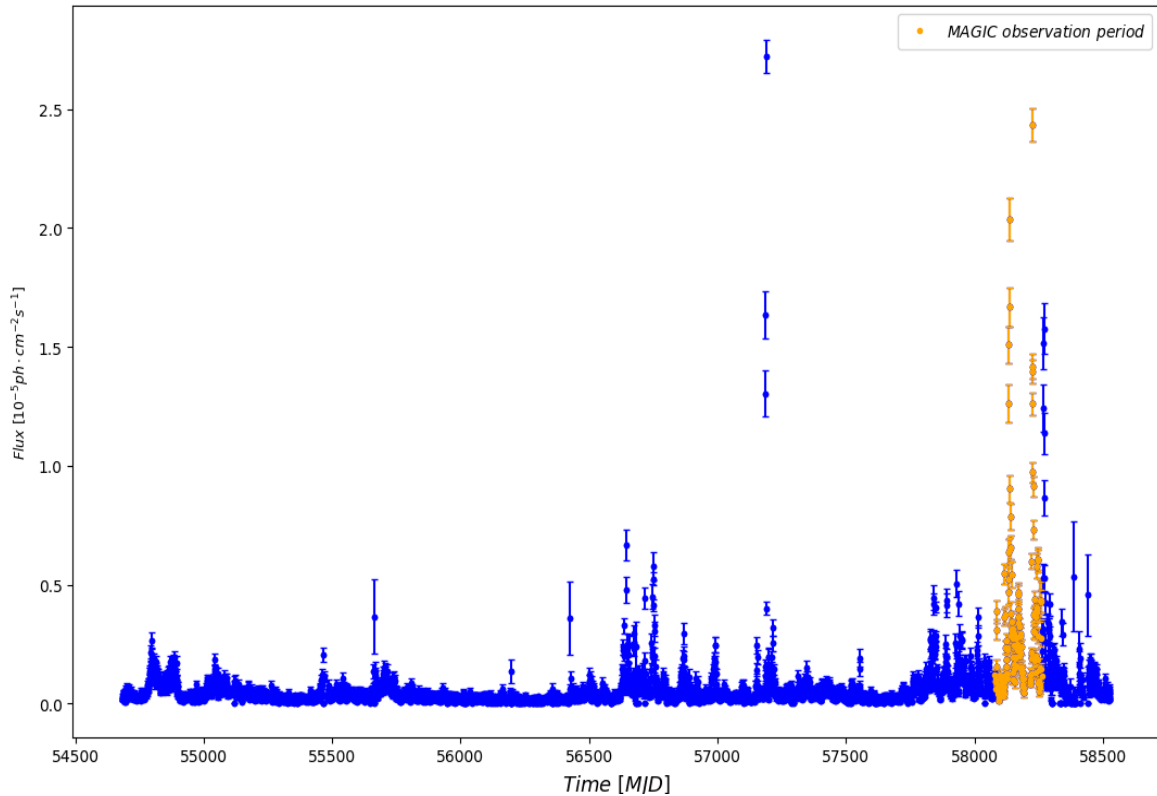


Fig. 26: LC de 3C 279 de los datos de Fermi-LAT. En color azul representa todo el conjunto de datos obtenido desde 04/08/2008 hasta 18/02/2019. Y en naranja el periodo contemporáneo a las observaciones realizadas por MAGIC durante los meses de enero hasta junio de 2018.

En la Figura 26 se puede observar cómo la fuente es muy variable, mostrando múltiples *flares* intensos durante las observaciones de más de 10 años de datos analizados desde que se puso el telescopio espacial Fermi en órbita. Uno de estos *flares* intensos coincide con las observaciones realizadas por MAGIC de 3C 279 para este trabajo durante los meses de enero hasta junio de 2018.

4. Descripción de los resultados

Debido a que Fermi-LAT observa todo el cielo cada 3 horas, puede monitorizar la actividad en rayos γ en la banda HE. Durante 2018 Fermi-LAT detectó actividad (*flares*) de la fuente 3C 279. Así pues, distintos telescopios, como MAGIC o Swift, observaron durante estos periodos de actividad la fuente 3C 279 en distintas bandas de energía. Por tanto, es interesante realizar estudios en diferentes bandas de energía del mismo evento para observar las posibles correlaciones que pueda haber y así llegar a un mejor entendimiento de los procesos físicos que ocurren en el jet de la fuente.

En esta sección, se presentan los resultados obtenidos en rayos γ observados por Fermi-LAT y MAGIC en las bandas HE y VHE respectivamente. Además, se han recolectado datos de otros instrumentos que han observado en diferentes rangos de energía, abarcando frecuencias desde rayos-X hasta radio. Las observaciones realizadas de otros telescopios se detallan en la Tabla 3:

Instrumento/Programa	Banda de energía	MJD MIN	MJD MAX
XRT (2-10 KeV)	Rayos-X	54488.9	58298.9
XRT (0.3-10 KeV)	Rayos-X	54488.9	58298.9

KVA (Banda R)	Óptico	53083.1	58314.9
Steward	Óptico	55889.5	58325.8
AZT-8+ST7	Óptico	55889.5	58325.8
MAPCAT	Óptico	55889.5	58325.8
Perkins	Óptico	55889.5	58325.8
LX-200	Óptico	55889.5	58325.8
Metsähovi (37 GHz)	Radio	57754.2	58180.1

Tabla 3: Observaciones de 3C 279 desde frecuencias de rayos-X a radio. La primera y segunda columna corresponde al nombre y la banda de energía del instrumento. Las dos últimas columnas presentan el intervalo de tiempo del que se tienen los datos, en unidades de MJD (*Modified Julian Day*).

En las siguientes secciones, se grafican la MW LC y las SEDs de los 4 periodos de actividad de la fuente en las bandas de HE y VHE. Los gráficos se han obtenido utilizando el lenguaje de programación Python en dos *scripts*: uno para la MW LC y otro para la extracción de las SEDs.

4.1 Curva de luz multi-frecuencia

La MW LC muestra la evolución del flujo en cada banda de energía con respecto al tiempo de cada observación, dada en unidades MJD. Puesto que se usan diferentes instrumentos, es necesario usar las mismas unidades de tiempo para todos los datos. En este caso se utilizará MJD, el cual se puede convertir fácilmente a unidades de JD (*Julian Day*): $MJD = JD - 2400000.5$

Sin embargo, la conversión de MJD a tiempo UTC (o al revés) es más tediosa, por lo que se ha hecho con el paquete `astropy.time` disponible en Python. Para algunos casos, como en las observaciones de Fermi, el tiempo utilizado por la interfaz de su software es dado en MET (*Mission Elapsed Time*). Por tanto, para convertir estas unidades a MJD se ha utilizado la siguiente forma: $MJD = MET/86400 \text{ (s)} + MJDREFI + MJDREFF$. Donde $MJDREFI = 51919$ y $MJDREFF = 7.428703 \cdot 10^{-4}$, siendo el factor 86400 los segundos que contiene un día (24 horas).

La gráfica final de MW LC cubre un rango de 58120 - 58300 MJD (Figura 27). Se pueden observar 4 bandas de colores que representan los 4 periodos de actividad de la fuente en la banda VHE, como se vio en el análisis de datos de MAGIC (Tabla 1). En estos periodos de actividad se aprecia aumentos de flujo, tanto para el caso de VHE (MAGIC), HE (Fermi-LAT) y en rayos-X (XRT). Por tanto, al observar correlaciones entre estas bandas de energía, muy probablemente la región de emisión para estas frecuencias sea la misma. Los datos disponibles de la banda de energía del óptico, cubren 3 periodos de actividad de 3C 279 (banda azul, verde y violeta). Tanto para el grupo 2 como el 3, no se observa un gran aumento de flujo en el óptico durante los periodos de actividad. Sin embargo, en el grupo 4, si se aprecia un máximo durante este periodo.

Los puntos de colores violetas y azules, representan los grados y ángulos de polarización en el óptico respectivamente. Estos parámetros también son de importancia para poder comprobar si existe una correlación cuando se produce un *flare* en el blazar. En este caso, se observa que estos parámetros no son constantes durante los periodos de observación. En correspondencia a los periodos de actividad de la fuente, se observa un ligero aumento tanto en el grado como en el ángulo de polarización, pero no se aprecia ningún comportamiento específico durante los periodos de actividad detectados en VHE. Por último, en las frecuencias de radio, no se observa un aumento de flujo para al menos en el grupo 1, 3, y 4 (banda roja, verde y violeta) de los cuales se tienen datos de este instrumento durante los periodos de observación de los telescopios de altas energías.

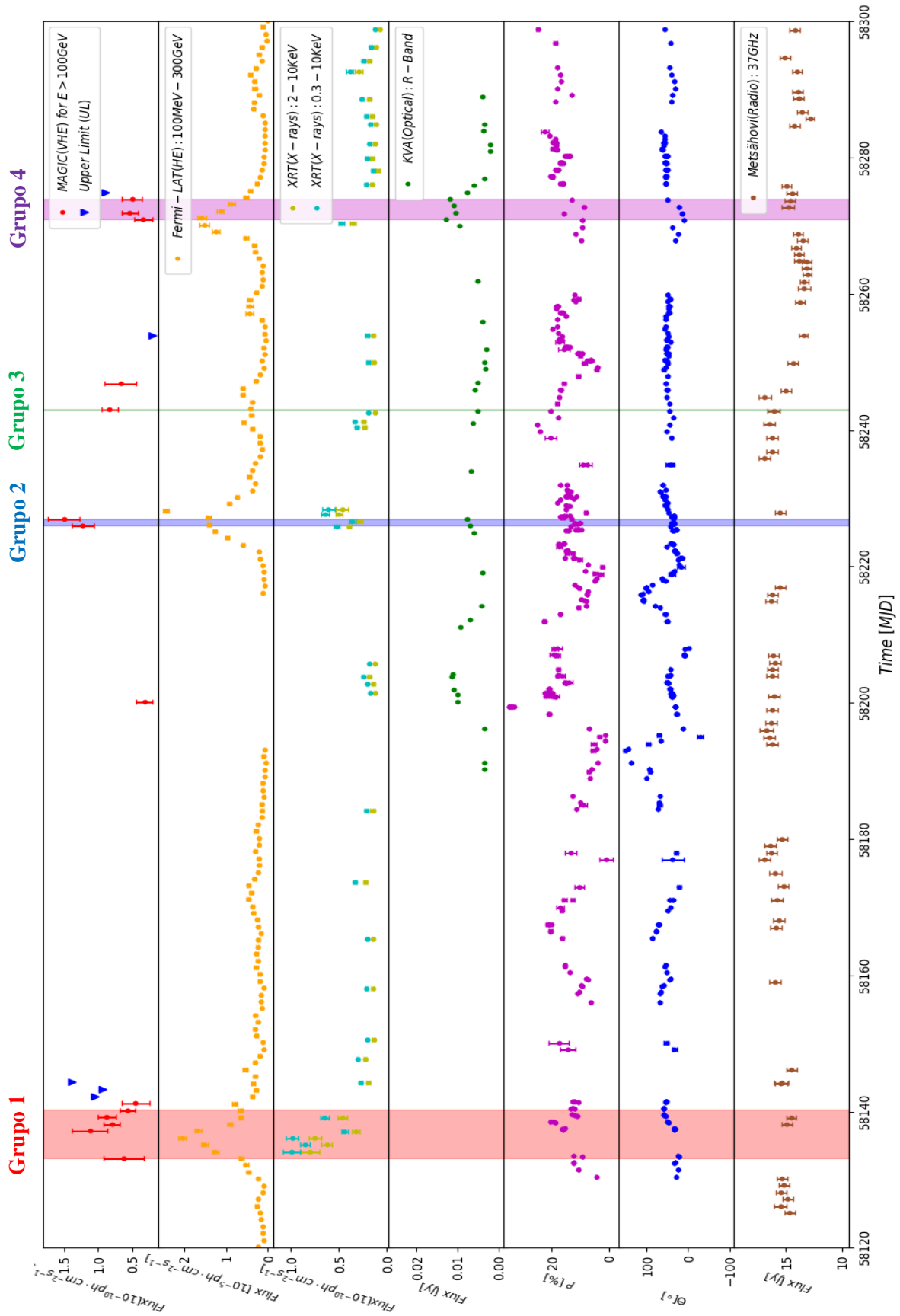


Fig. 27: MW LC de 3C 279 desde frecuencias de VHE a radio. Las 4 bandas de colores representan los 4 periodos de actividad de la fuente para la banda VHE.

Para ver el perfil del *flare* a distintas frecuencias, se representa un zoom del gráfico para el caso del grupo 1 (banda roja), donde se obtiene un mayor número de datos significativos (Figura 28).

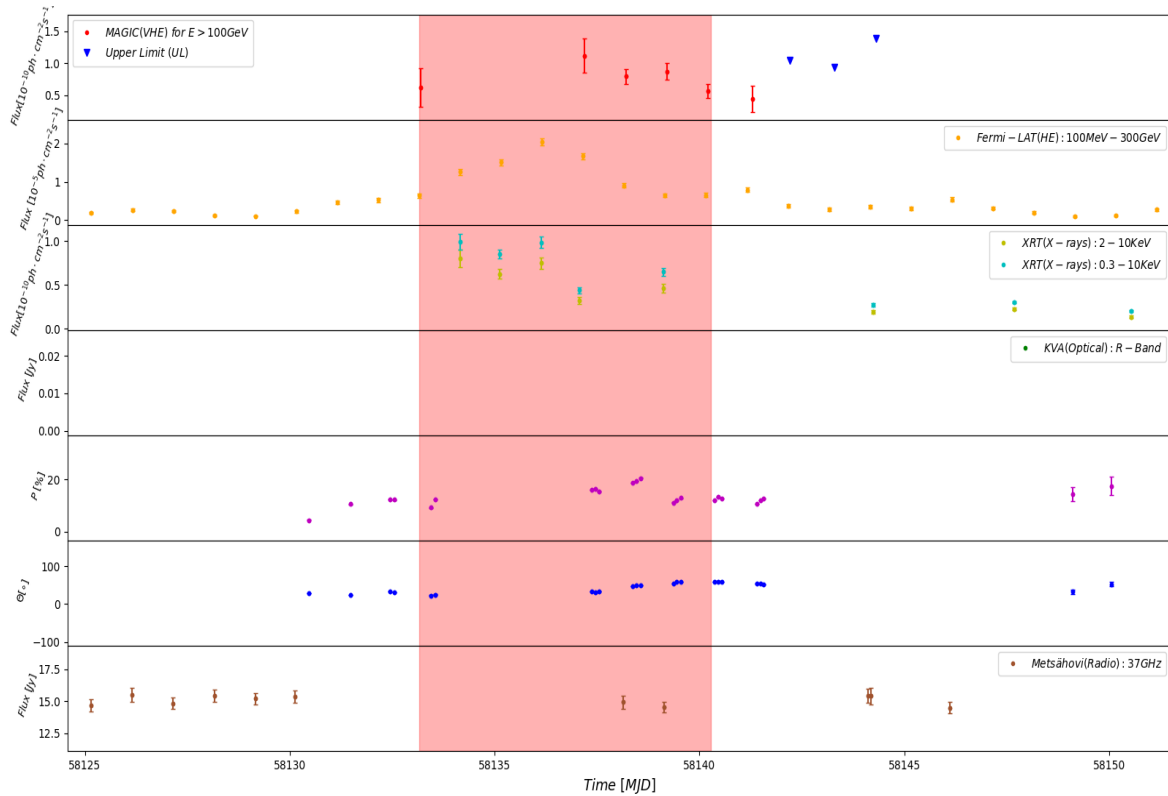


Fig. 28: Ampliación de la MW LC de 3C 279 para datos cercanos al grupo 1 (banda roja) desde frecuencias de VHE a radio. El grupo 1 corresponden a las fechas comprendidas entre el 15/01/2018 hasta el 22/01/2018.

En el zoom de la Figura 28, se puede apreciar un máximo del *flare* en las bandas de VHE, HE y rayos-X respectivamente. Parece ser que el *flare* comienza a tener antes un máximo en rayos-X, mientras que en la banda de HE todavía está aumentado el flujo. En el caso de VHE, MAGIC detectó por primera vez la fuente cuando ya empezaba a decaer el *flare* en Fermi (HE). A media que transcurre el tiempo se observa que hay un segundo máximo de menor tamaño, tanto en el caso de VHE y rayos-X. Sin embargo, para HE se produce este segundo máximo del flujo cuando disminuye la emisión en VHE.

Respecto al grado y al ángulo de polarización se produce un aumento del 12% en estos parámetros durante el periodo de actividad de la fuente. En el caso de la banda de radio no se detecta un máximo durante este periodo. De hecho, esto no es extraño porque ya se sabe que la emisión de radio de blazares generalmente viene desde las partes externas del jet, y no desde la misma región que las otras frecuencias debido a la auto-absorción.

4.2 Distribución de energía espectral en la banda VHE y HE

En primer lugar, se ha obtenido las SEDs de la banda VHE, observado por MAGIC, para los 4 periodos de actividad de la fuente realizando también la corrección por EBL (Domínguez 2011). En la Figura 29, se muestra una comparación entre las SEDs de los datos observados y las SEDs con corrección por EBL. A altas energías se puede observar cómo hay un aumento en las SEDs cuando se realiza la corrección por EBL, ya que la EBL en energías altas produce una mayor absorción como se vio en la Figura 7.

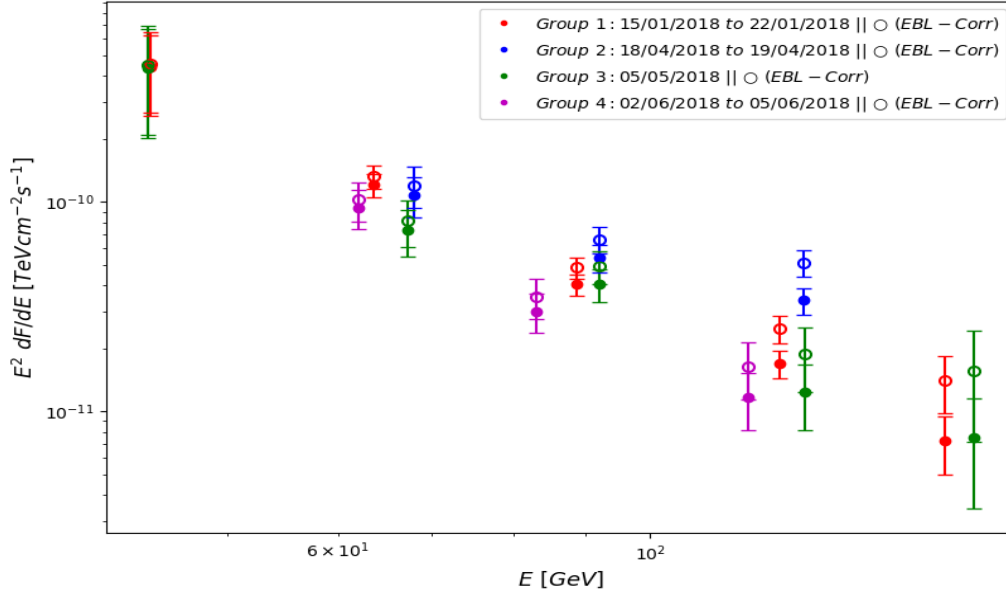


Fig. 29: SEDs de los 4 periodos de actividad de la fuente. Los puntos rellenos representan los datos observados (sin corrección por EBL) y los puntos huecos los datos con corrección por EBL.

A continuación, se presenta solo los datos con la corrección por EBL y sus correspondientes ajustes (Figura 30).

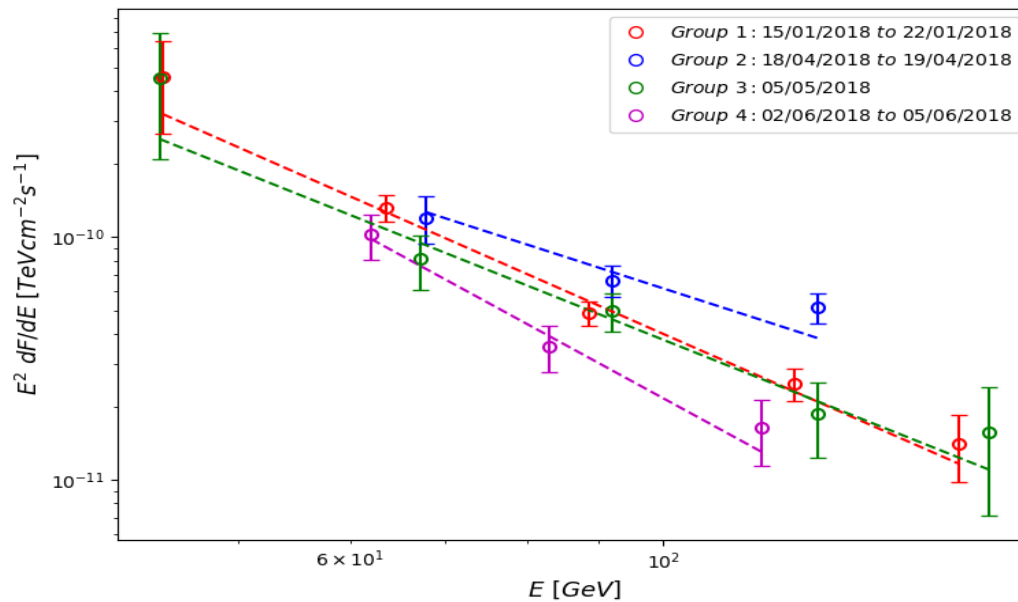


Fig. 30: SEDs con corrección por EBL de los 4 periodos de actividad de la fuente con sus correspondientes ajustes a una *power-law*.

En la Figura 30 se puede apreciar que el ajuste del grupo 2 (azul) decae de una forma menor que el resto de los ajustes de las SEDs en los otros grupos. Esto es debido a que el índice espectral es más elevado (Tabla 2), detectando además un mayor flujo de este *flare* que en los otros periodos de actividad de la fuente. Tanto para el grupo 1 (rojo) como para el grupo 4 (violeta) se obtiene un mayor rango de la SED ya que los periodos de observación son más largos. Para observar si existe una correlación entre el flujo y los índices espectrales, se representa este último en función de la normalización del flujo (Figura 31).

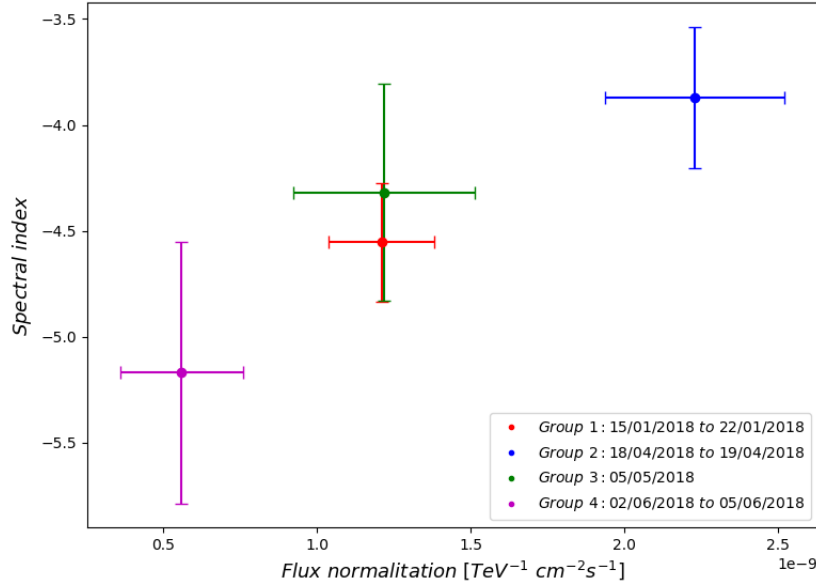


Fig. 31: Índice espectral frente a la normalización del flujo para los 4 periodos de actividad de la fuente.

En la Figura 31 se puede observar cómo se produce una tendencia, donde en índices espectrales más elevados la emisión del flujo del *flare* es mayor (grupo 2). Es cierto que para este trabajo no se dispone de una gran cantidad de datos para concluir que exista una correlación firme entre el índice espectral y la cantidad de flujo que emita la fuente. Sin embargo, en estudios anteriores (N.Sahakyan et al, 2017), incluyendo distintos tipos de *flares* y objetos, se encuentra típicamente una relación donde en índices espectrales superiores se detecta un mayor flujo de la fuente.

Para conocer la localización de la región de emisión de los rayos γ de VHE en el jet es necesario representar las SEDs de los datos de Fermi junto a las SEDs de los datos de MAGIC. De hecho, al estar correlacionadas las bandas de energía de VHE, HE y rayos-X en la MW LC, realmente la región de emisión será la misma para estas frecuencias. Debido a que los fotones de rayos γ de VHE pueden interactuar con la BLR, hay que comprobar si se ha producido una absorción de rayos γ por la BLR. Dicha absorción se espera aproximadamente entre 10-30 GeV, justo entre la banda observada por Fermi-LAT y MAGIC. Con esta información se podría saber si la emisión de rayos γ de VHE (y en este caso también, la emisión de HE y rayos-X) tuvo lugar en una zona exterior a la BLR o en partes más internas del AGN. Para ello, se ha realizado un ajuste de las SEDs según una *log-parabola*:

$$\frac{dN}{dE} = N_0 \left(\frac{E}{E_0} \right)^{-(\alpha + \beta \cdot \ln(E/E_0))}$$

(6)

Donde N_0 es la normalización del flujo, α el índice espectral, β el valor de curvatura y E_0 la energía de normalización.

A continuación, se representan las SEDs para HE y VHE de los 4 periodos de actividad de la fuente.

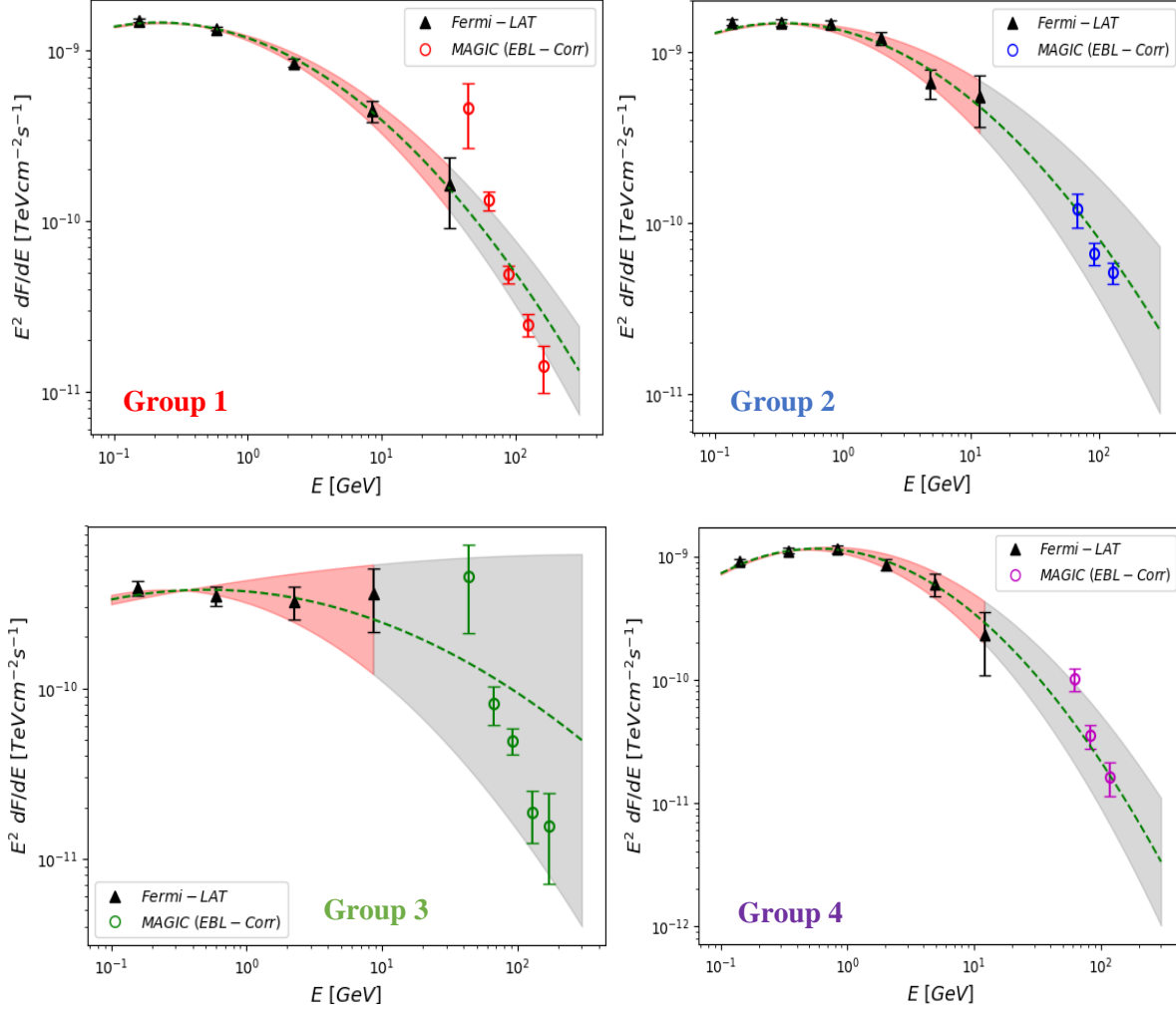


Fig. 32: SEDs de los datos del telescopio Fermi-LAT y MAGIC para los 4 periodos de actividad de 3C 279. La línea verde discontinua representa el ajuste de los datos de Fermi-LAT. La banda roja representa el error del ajuste de los datos de Fermi-LAT, y la banda gris se trata de una extrapolación del ajuste.

Para comprobar si las SEDs de los datos de MAGIC son compatibles con las SEDs de los datos de Fermi-LAT, se ha realizado una extrapolación de los ajustes de los datos de Fermi-LAT (banda gris). En la Figura 32, se puede ver que el grupo 3 (verde) tiene una incertidumbre mayor que el resto debido a que los datos que se obtienen de este grupo son de solamente un día (05/05/2018), por lo que la banda de error del ajuste será mayor. De hecho, al calcular los errores relativos de los parámetros (N_0 , α y β) del grupo 3, se obtiene que el error relativo de la curvatura es del 80%. Por tanto, la curvatura espectral no se puede caracterizar correctamente debido a la falta de estadística.

En el caso del grupo 1 (rojo), uno de los puntos de la SED de MAGIC se encuentra fuera de la extrapolación de la banda de error del ajuste. Aun así, es compatible teniendo en cuenta la incertidumbre. Para todos los grupos se observa cómo son compatibles las extrapolaciones de los ajustes de las SEDs de Fermi-LAT con las SEDs de MAGIC. Por tanto, se puede asegurar que la región de emisión de los rayos γ de VHE durante los periodos de actividad se produjo en el exterior de la zona de la BLR, ya que si se hubiera producido en el interior se debería apreciar una absorción de los rayos γ de VHE. Así pues, en las SEDs de los datos habría una ruptura o corte espectral entre 10-30 GeV aproximadamente.

A continuación, para comparar de una forma más clara las SEDs de todos los grupos se representan de forma conjunta en la Figura 33.

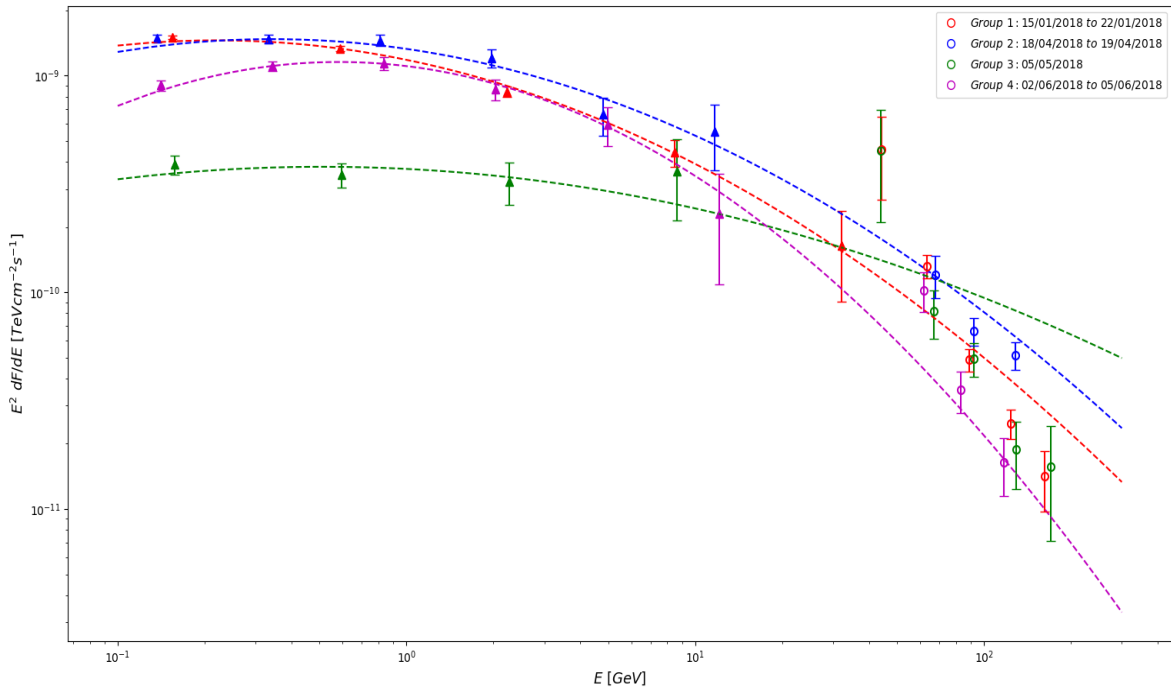


Fig. 33: SEDs de los datos del telescopio Fermi-LAT y MAGIC para los 4 periodos de actividad de 3C 279.

En la Figura 33, se puede apreciar que el grupo 3 (verde) no sigue la tendencia de los otros periodos de actividad de la fuente. El motivo recae en que su flujo es menor si se compara con los otros periodos, pero gracias a que su índice espectral es más "duro" el espectro es menos curvado a altas energías, por lo que MAGIC puede detectarlo. Como ya se vio, durante el periodo del grupo 2 (azul) se alcanza el flujo más elevado (Tabla 1), como consecuencia el ajuste de su SED es mayor que el resto de periodos de actividad de 3C 279.

5. Conclusiones

En este trabajo se ha analizado el blazar 3C 279, en el rango de VHE y HE, con los telescopios MAGIC y el Telescopio Espacial de Rayos Gamma Fermi respectivamente. Este blazar está clasificado como un FSRQ, siendo uno de los 7 blazares conocidos de este tipo en la banda VHE. Los datos observados por MAGIC han sido tomados durante los meses de enero, abril, mayo y junio de 2018, con un tiempo total de observación de 19.68 horas. Al detectarse distintos periodos de actividad, se ha realizado una división en 4 grupos en los cuales la significancia es mayor de 3σ . Grupo 1: 15/01/2018-22/01/2018; Grupo 2: 18/04/2018-19/04/2018; Grupo 3: 05/05/2018; Grupo 4: 02/06/2018-05/06/2018. La detección positiva más significativa se obtuvo en el grupo 1, el día 21/01/2018, con 10.77σ en el rango de LE, un flujo normalizado de $f_0 = 1.42 \cdot 10^{-9} \pm 3.29 \cdot 10^{-10} \text{ TeV}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ y un índice espectral de -4.25 ± 0.52 .

Se ha calculado la MW LC para los datos obtenidos con MAGIC ($E > 100 \text{ GeV}$), Fermi-LAT (100 MeV-300 GeV) e instrumentos en otras frecuencias como XRT (2-10 KeV), KVA (Banda-R) y Metsähovi (37 GHz) para energías de rayos-X, óptico y radio respectivamente. El objetivo ha sido encontrar una correlación entre los *flares* en diferentes bandas de energía. Dicha correlación existe, como se puede observar en la Figura 28, entre las bandas de VHE, HE y rayos-X durante los periodos de actividad del blazar. Por tanto, seguramente la región de emisión de las distintas bandas de energía sea la misma. Otro aspecto interesante era comprobar si existe una correlación entre los *flares* y los grados y ángulos de polarización (óptico). Finalmente, dicha correlación no es clara ya que se necesitan más eventos para comprobarlo. Por otro lado, no se ha encontrado variabilidad rápida (*intra-night*) en la banda VHE durante los 4 periodos de actividad de 3C 279.

También se ha calculado las SEDs, de los datos de MAGIC, para los 4 estados de actividad de la fuente. Para realizar la corrección por EBL de los datos se ha utilizado uno de los modelos actuales, Domínguez (2011). Las SEDs observadas en VHE con corrección por EBL pueden ser bien descritas por una *power-law* con una energía de normalización de 130 GeV, además de los valores expuestos en la Tabla 2 para cada periodo de actividad de la fuente. Asimismo, para las SEDs calculados con corrección por EBL, se observa una tendencia que indica que cuando el índice espectral es más elevado el flujo detectado es mayor (Figura 31). Como consecuencia, el ajuste de los datos de la SED para el grupo 2 (azul) tiene una menor inclinación (Figura 30).

Para conocer la localización de la región de emisión de los rayos γ de VHE en el jet de los 4 periodos de actividad de la fuente, se ha representado las SEDs de los datos de Fermi-LAT (HE) junto a las SEDs de los datos de MAGIC (VHE) (Figura 32). Debido a que en todos los grupos se observa cómo son compatibles las extrapolaciones de los ajustes de las SEDs de Fermi-LAT con las SEDs de MAGIC, se puede asegurar que para todos los periodos de actividad de 3C 279 durante 2018, la región de emisión de los rayos γ de VHE se produjeron en el exterior de la zona de la BLR. De hecho, al existir correlaciones entre las bandas de energía VHE, HE y rayos-X en la MW LC, la región de emisión será la misma para estas frecuencias.

Si la región de emisión de los rayos γ de VHE se hubiera producido en el interior de la BLR se debería apreciar una absorción de los rayos γ entre 10-30 GeV, por lo que en las SEDs de los datos habría una ruptura o corte espectral. Este resultado es compatible ya que, hasta la fecha, la localización de las regiones de emisión de rayos γ en los jets para todos los FSRQs en la banda VHE se encuentran también en las zonas externas a la BLR (J. Aleksic et al., 2011). Por último, insistir que debido a que aún se conocen muy pocas fuentes de este tipo (7 FSRQs en la banda VHE) es necesario estudiar más a fondo estos eventos y así mejorar los modelos actuales para conocer mejor el origen de la emisión en cada caso.

6. Perspectivas futuras

Con respecto a este trabajo, las perspectivas futuras serían seguir con este estudio para obtener la MW SED, de los 4 periodos de actividad de 3C 279, con frecuencias desde VHE a radio. A continuación, se calcularía un modelo teórico para obtener las características de la emisión del jet

En relación al campo de la astrofísica de VHE, en breve el observatorio CTA (*Cherenkov Telescope Array*) será la próxima generación de telescopios Cherenkov para las observaciones en la banda VHE. Este es un proyecto internacional y contará con dos observatorios: CTA-Norte en La Palma (Islas Canarias, España) y CTA-Sur en Paranal (Chile).

Existen tres clases de telescopios según su diámetro: el telescopio de tamaño pequeño (SST: 4 m), mediano (MST: 12 m) y de gran tamaño (LST: 23 m). Estos telescopios cubrirán un amplio rango de energías, desde 20 GeV a 300 TeV. Los MSTs y los LSTs se instalarán en ambos observatorios, mientras que los SSTs solo se construirán en CTA-Sur. Habrá mejoras en la sensibilidad y resolución angular en comparación con otros IACTs (Figura 35).

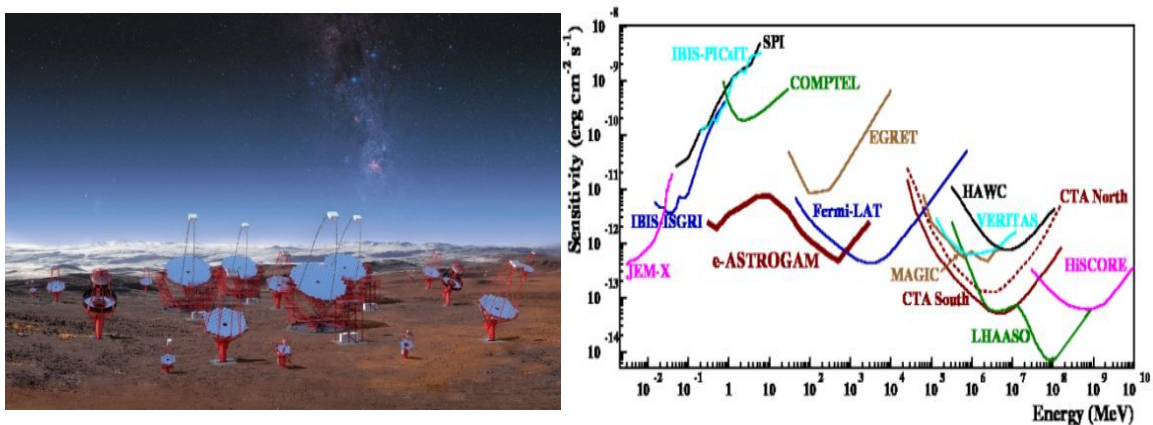


Fig. 35: Izquierda: Esquema de los diferentes telescopios del CTA: SSTs, MSTs y LSTs. Obtenido en: <https://www.eso.org/public/news/eso1841/>. Derecha: Diagrama de comparación de las diferentes sensibilidades de los telescopios, donde CTA Sur y Norte se representan en líneas rojas continuas y discontinuas respectivamente. (Elisa Prandini, 2017).

A cerca del estado del programa, la construcción en el observatorio norte comenzó con el LST-1 (inauguración en octubre de 2018), donde quedarían 3 LSTs y 15 MSTs más por construir. El observatorio del sur contará con 4 LSTs, 25 MSTs y más de 50 SSTs. Se espera que para 2025 finalice el proyecto con un coste estimado de 300 millones de dólares. Se puede encontrar más información sobre el proyecto y cada telescopio en la página web oficial del Observatorio CTA⁵.

⁵<https://www.cta-observatory.org/>

Agradecimientos

En primer lugar, quiero agradecer especialmente a mi tutora, Pepa, que ha estado dedicando su esfuerzo y tiempo para guiarme a lo largo de este trabajo. También me gustaría agradecer a Ramón García López por ser mi co-tutor y por dedicar su tiempo en enseñarnos las instalaciones del Observatorio del Roque de los Muchachos en La Palma (Islas Canarias, España). Finalmente, quiero mencionar a todos los miembros de la colaboración MAGIC del IAC, por darme la bienvenida en el grupo y tratarme de forma fantástica.

Bibliografía

- Abdalla, H., Abramowski, A., Aharonian, F., Benkhali, F. A., Akhperjanian, A. G., Andersson, T., Backes, M. and H.E.S.S. Collaboration. Measurement of the EBL spectral energy distribution using the VHE γ -ray spectra of HESS blazars. *Astronomy & Astrophysics*, 606, A59, 2017.
- Cortina, J. MAGIC detects very high energy gamma-ray emission from the FSRQ PKS 1510-089. *The Astronomer's Telegram*, 3965, 2012.
- Liu, H. T., Bai, J. M., & Ma, L. Absorption of 10 GeV-1 TeV Gamma Rays by Radiation from the Broad-Line Region in 3C 279. *The Astrophysical Journal*, 688(1), 148, 2008.
- U. Barres de Almeida and E. M. de Gouveia Dal Pino. Cherenkov Telescope Array (CTA). In *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, volume 44 of *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, vol. 27, pages 122-122, October 2014.
- R. Falomo, R. Scarpa, and M. Bersanelli. Optical spectrophotometry of blazars. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 93:125-143, July 1994.
- Josefa Becerra González. Study of very high energy gamma ray sources: discovery of the blazars PKS 1222+ 21 and 1ES 1215+ 303. PhD thesis, Universidad de La Laguna, 2011.
- The Fermi Large Area Telescope: <http://www-glast.stanford.edu/instrument.html>. 2019.
- The MAGIC Telescopes: <https://magic.mpp.mpg.de>. 2019.
- T. Hovatta, H. J. Lehto, and M. Tornikoski. Wavelet analysis of a large sample of AGN at high radio frequencies. *Astronomy and Astrophysics*, 488:897-903, September 2008.
- Shixue, D. I. N. G. The correlation between broad-band spectral index and luminosity for XBLs and FSRQs [J]. *Journal of Central China Normal University (Natural Sciences)*, 3, 2006.
- Britto, R. J., Razzaque, S., & Lott, B. Spectral Studies of Flaring FSRQs at GeV Energies Using Pass 8 Fermi-LAT Data, 2015
- Maraschi, L., & Tavecchio, F. The jet-disk connection and blazar unification. *The Astrophysical Journal*, 593(2), 667, 2003.
- P. Fortin, S. Fegan, D. Horan, D. Sanchez, Fermi LAT Collaboration, B. Gielbels, Y. Becherini, G. Dubus, M. de Naurois, M. Punch, M. Raue, and H.E.S.S. Collaboration. Gamma-ray emission from AP Librae (PKS1514-241). In *25th Texas Symposium on Relativistic Astrophysics*, page 199, 2010.
- Fermi-LAT Collaboration. A change in the optical polarization associated with a γ -ray flare in the blazar 3C 279. *Nature*, 463(7283), 919, 2010.

- G. Ghisellini, C. Righi, L. Costamante, and F. Tavecchio. The Fermi blazar sequence. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 469:255-266, July 2017.
- E. J. Marchesini, I. Andruchow, S. A. Cellone, J. A. Combi, L. Zibecchi, J. Martí, G. E. Romero, A. J. Muñoz-Arjonilla, P. Luque-Escamilla, and J. R. Sánchez-Sutil. Optical flux behaviour of a sample of Fermi blazars. *Astronomy and Astrophysics*, 591:A21, June 2016.
- NASA/IPAC Extragalactic Database. <https://ned.ipac.caltech.edu>. 2019.
- National Aeronautics and Space Administration (NASA): <https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/scitools/likelihoodtutorial.html>. 2019.
- National Aeronautics and Space Administration (NASA): <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/xTime/xTime.pl>. 2019.
- National Aeronautics and Space Administration (NASA): <https://www.nasa.gov/content/goddard/fermispacecraft-and-instruments>. 2019.
- Brown, A. M. Locating the γ -ray emission region of the flat spectrum radio quasar PKS 1510–089. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 431(1), 824-835, 2013.
- MAGIC Collaboration, M. L. Ahnen, S. Ansoldi, L. A. Antonelli, C. Arcaro, D. Baack, A. Babić, B. Banerjee, P. Bangale, U. Barres de Almeida, J. A. Barrio, W. Bednarek, E. Bernardini, R. C. Berse, A. Berti, W. Bhattacharyya, A. Biland, O. Blanch, G. Bonnoli, R. Carosi, A. Carosi, G. Ceribella, A. Chatterjee, S. M. Colak, P. Colin, E. Colombo, J. L. Contreras, J. Cortina, S. Covino, P. Cumani, P. Da Vela, F. Dazzi, A. De Angelis, B. De Lotto, M. Delno, J. Delgado, F. Di Pierro, A. Domínguez, D. Dominis Prester, D. Dorner, M. Doro, S. Einecke, D. Elsaesser, V. Fallah Ramazani, A. Fernández-Barral, D. Fidalgo, M. V. Fonseca, L. Font, C. Fruck, D. Galindo, R. J. García López, M. Garczarczyk, M. Gaug, P. Giammaria, N. Godinovič, D. Gora, D. Guberman, D. Hadasch, A. Hahn, T. Hassan, M. Hayashida, J. Herrera, J. Hose, D. Hrupec, K. Ishio, Y. Konno, H. Kubo, J. Kushida, D. Kuve^o diç, D. Lelas, E. Lindfors, S. Lombardi, F. Longo, M. López, C. Maggio, P. Majumdar, M. Makariev, G. Maneva, M. Manganaro, K. Mannheim, L. Maraschi, M. Mariotti, M. Martínez, S. Masuda, D. Mazin, K. Mielke, M. Minev, J. M. Miranda, R. Mirzoyan, A. Moralejo, V. Moreno, E. Moretti, T. Nagayoshi, V. Neustroev, A. Niedzwiecki, M. Nievas Rosillo, C. Nigro, K. Nilsson, D. Ninci, K. Nishijima, K. Noda, L. Nogués, S. Paiano, J. Palacio, D. Paneque, R. Paoletti, J. M. Paredes, G. Pedalletti, M. Peresano, M. Persic, P. G. Prada Moroni, E. Prandini, I. Puljak, J. R. Garcia, I. Reichardt, W. Rhode, M. Ribó, J. Rico, C. Righi, A. Rugliancich, T. Saito, K. Satalecka, T. Schweizer, J. Sitarek, I. 'nidariç, D. Sobczynska, A. Stamerra, M. Strzys, T. Suriç, M. Takahashi, L. Takalo, F. Tavecchio, P. Temnikov, T. Terziç, M. Teshima, N. Torres-Albà, A. Treves, S. Tsujimoto, G. Vanzo, M. Vazquez Acosta, I. Vovk, J. E. Ward, M. Will, D. Zariç, J. Becerra González, Y. Tanaka, R. Ojha, J. Finke, A. Lähteenmäki, E. Järvelä, M. Tornikoski, V. Ramakrishnan, T. Hovatta, S. G. Jorstad, A. P. Marscher, V. M. Larionov, G. A. Borman, T. S. Grishina, E. N. Kopatskaya, L. V. Larionova, D. A. Morozova, S. S. Savchenko, Y. V. Troitskaya, I. S. Troitsky, A. A. Vasilyev, I. Agudo, S. N. Molina, C. Casadio, M. Gurwell, M. I. Carnerero, C. Protasio, and J. A. Acosta Pulido. The detection of the blazar S4 0954+65 at very-high-energy with the MAGIC telescopes during an exceptionally high optical state. *ArXiv e-prints*, January 2018.
- Cerruti, M., Dermer, C. D., Lott, B., Boisson, C., & Zech, A. Gamma-ray blazars near equipartition and the origin of the GeV spectral break in 3C 454.3. *The Astrophysical Journal Letters*, 771(1), L4, 2013.
- Paliya, V. S., Diltz, C., Böttcher, M., Stalin, C. S., & Buckley, D. A hard gamma-ray flare from 3C 279 in 2013 December. *The Astrophysical Journal*, 817(1), 61, 2016.

- Ghisellini, G., Maraschi, L., & Dondi, L. Diagnostics of Inverse-Compton models for the gamma-ray emission of 3C 279 and MKN 421. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 120, 503-506, 1996.
- H.E.S.S. Collaboration, A. Abramowski, F. Aharonian, F. Ait Benkhali, A. G. Akhperjanian, E. Angüner, G. Anton, M. Backes, S. Balenderan, A. Balzer, and et al. The high-energy γ ray emission of AP Librae. *Astronomy and Astrophysics*, 573:A31, January 2015.
- UKSSDC | XRT threads: <http://www.swift.ac.uk/analysis/xrt>. 2019.
- UTAH Department of Physics and Astronomy. <https://www.physics.utah.edu/~whanlon/spectrum.html>. 2019.
- ETH Institute for Particle Physics: <http://ihp-lx.ethz.ch/Stamet/magic/parameters.htmlShapeParameters>. 2019.
- TevCat: <http://tevcat.uchicago.edu>. 2019.
- The Astronomer's Telegram: <http://www.astronomerstelegam.org>. 2019
- Cherenkov Telescope Array (CTA): <https://www.cta-observatory.org>. 2019.
- I. Torniiainen, M. Tornikoski, H. Teräsraanta, M. F. Aller, and H. D. Aller. Long term variability of gigahertz-peaked spectrum sources and candidates. *Astronomy and Astrophysics*, 435:839-856, June 2005.
- M. Tornikoski, E. Valtaoja, H. Terasraanta, A. G. Smith, A. D. Nair, S. D. Clements, and R. J. Leacock. Correlated radio and optical variations in a sample of active galactic nuclei. *Astronomy and Astrophysics*, 289:673-710, September 1994.
- M. Persic and A. De Angelis. VHE astrophysics: recent developments. *Mem. Societa Astronomica Italiana*, 78:787, 2007.
- E. Prandini. Highlights from TeV Extragalactic Sources, June 2017.
- Xie, G. Z., Zhou, S. B., Liu, H. T., Chen, L. E., & Ma, L. The accretion rates–luminosity relations and evolutionary sequence of FSRQs, BL Lac objects and radio galaxies. *International Journal of Modern Physics D*, 13(02), 347-357, 2004.
- Dermer, C. D. The extragalactic γ ray background. In *AIP Conference Proceedings* (Vol. 921, No. 1, pp. 122-126). AIP, 2007.
- Foschini, L., Ghisellini, G., Tavecchio, F., Bonnoli, G., & Stamerra, A. Short time scale variability at gamma rays in FSRQs and implications on the current models, 2011.
- Sambruna, R. M., Maraschi, L., & Urry, C. M. On the spectral energy distributions of blazars. *The Astrophysical Journal*, 463, 444, 1996.