



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA  
DE MÉXICO

---

---

FACULTAD DE CIENCIAS

ESTUDIO DE VARIABILIDAD  
MULTIFRECUENCIA DE MARKARIAN 421

T E S I S

PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

Físico

PRESENTA:

Erick Alejandro Rangel Anita

TUTORA

Dra. María Magdalena González Sánchez

CD. MX. 2022





Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.



# DEDICATORIAS

*Quiero dedicarle con mucho cariño este trabajo a toda mi familia, que me apoyaron y contuvieron los momentos malos y en los menos malos. Gracias por enseñarme a afrontar las dificultades sin perder nunca la cabeza.*

*Me han enseñado a ser la persona que soy hoy, mis principios, mis valores, mi perseverancia y mi empeño.*

*También quiero dedicarle este trabajo a mi novia Lizette. Por tu paciencia, por tu comprensión, por tus consejos y sobre todo por el amor sincero que me has dado. Ella me ha ayudado a tener un balance en mi vida y con ello dar lo mejor de mí. Siempre estaré agradecido por esto.*

# AGRADECIMIENTOS

Estas líneas no son suficientes para expresar mi cariño y gratitud a todas las personas que hicieron posible este trabajo.

A mi asesora Ma. Magdalena González. Sin usted y sus virtudes, su paciencia y constancia este trabajo no lo hubiese logrado tan fácil. Sus consejos fueron siempre útiles cuando no salían de mi pensamiento las ideas para escribir lo que hoy he logrado. Muchas gracias por sus múltiples palabras de aliento, cuando más las necesite. Gracias a sus enseñanzas he crecido de manera personal y profesional.

A mis padres Berenice y Rubén, a mi abuelita Ma. Soledad, a mis tías Silvia y Luz María, a mis hermanas Montserrat, Viridiana y a mi hermano Raúl. Ustedes han sido siempre el motor que impulsa mis sueños y esperanzas, quienes estuvieron siempre a mi lado en los días y noches más difíciles durante mis horas de estudio. Siempre han sido mis mejores guías de vida. Hoy cuando concluyo mis estudios, les dedico a ustedes este logro. Siempre estaré agradecido por el apoyo, paciencia, amor y cariño que me brindaron para alcanzar esta meta.

A mi novia Lizette, por llegar a mi vida en uno de los momentos más difíciles y ser la persona que me motivó e inspiró durante todo el desarrollo de la carrera universitaria. Siempre estuviste ahí para apoyarme, aconsejarme y brindarme tu amor. Gracias a ti he crecido como persona y orgullosamente puedo decir que estoy por cumplir uno de mis sueños a tu lado.

Agradezco al proyecto DGAPA PAPIIT IG101320 por el apoyo para terminar este trabajo de tesis.



# Índice general

|   |            |
|---|------------|
| <b>Índice de figuras</b>                            | <b>VII</b> |
| <b>Índice de cuadros</b>                            | <b>X</b>   |
| <b>Objetivos</b>                                    | <b>1</b>   |
| <b>Introducción</b>                                 | <b>2</b>   |
| <b>1. Núcleos Galácticos Activos</b>                | <b>4</b>   |
| 1.1. Taxonomía de los AGNs. . . . .                 | 6          |
| 1.2. Modelo de Unificación . . . . .                | 8          |
| 1.2.1. Estructura de los AGNs . . . . .             | 10         |
| <b>2. Blazares</b>                                  | <b>13</b>  |
| 2.1. Tipos de Blazares . . . . .                    | 14         |
| 2.2. Características de Blazares. . . . .           | 18         |
| 2.2.1. Movimiento Superlumínico . . . . .           | 18         |
| 2.2.2. Efecto Faro o Boosting Relativista . . . . . | 20         |

|           |   |           |
|-----------|---|-----------|
| 2.3.      | Modelos de emisión . . . . .                            | 21        |
| 2.3.0.1.  | Emisión Sincrotrón . . . . .                            | 22        |
| 2.3.1.    | Modelo Leptónico . . . . .                              | 23        |
| 2.3.1.1.  | Modelo Sincrotrón Compton Autoinducido (SSC) . . . . .  | 23        |
| 2.3.1.2.  | Modelo Compton Externo (EC) . . . . .                   | 24        |
| 2.3.2.    | Modelo Hadrónico . . . . .                              | 25        |
| 2.4.      | Variabilidad . . . . .                                  | 26        |
| 2.4.1.    | Modelo de disco de acreción fluctuante . . . . .        | 27        |
| 2.4.1.1.  | Evidencias de lognormalidad en rayos gamma . . . . .    | 31        |
| 2.5.      | Markarian 421 . . . . .                                 | 32        |
| <b>3.</b> | <b>Metodología</b>                                      | <b>35</b> |
| 3.1.      | Instrumentos de Observación . . . . .                   | 36        |
| 3.1.1.    | Telescopio Espacial de rayos-gamma Fermi . . . . .      | 36        |
| 3.1.1.1.  | Instrumento Large Area Telescope (LAT) . . . . .        | 37        |
| 3.1.1.2.  | Software LAT: Fermi Science Tools . . . . .             | 41        |
| 3.1.1.3.  | Enrico . . . . .  | 46        |
| 3.1.2.    | Programa de Monitoreo Tuorla Blazar . . . . .           | 49        |
| 3.1.2.1.  | Telescopio Dall-Kirkham Tuorla de 1.03m . . . . .       | 49        |
| 3.1.2.2.  | Telescopio Kunliga Vetenskap-Sakademien (KVA) . . . . . | 50        |
| 3.1.3.    | Metsähovi Radio Observatory . . . . .                   | 51        |

|  |           |
|--|-----------|
| 3.2. Curvas de luz . . . . .                 | 52        |
| 3.2.1. Curva de luz en Óptico . . . . .      | 52        |
| 3.2.2. Curva de luz en Radio . . . . .       | 53        |
| 3.2.3. Curva de luz en Rayos gamma . . . . . | 54        |
| 3.3. Bloques Bayesianos . . . . .            | 55        |
| 3.4. Distribución de los flujos . . . . .    | 58        |
| <b>4. Resultados y Discusión</b>             | <b>62</b> |
| 4.1. Resultados del óptico . . . . .         | 66        |
| 4.2. Resultados del radio . . . . .          | 69        |
| 4.3. Resultados de rayos gamma . . . . .     | 69        |
| <b>5. Conclusiones</b>                       | <b>75</b> |

# Índice de figuras

|  |    |
|--|----|
| 1.1. Clasificación de AGNs . . . . .   | 7  |
| 1.2. Clasificación de AGNs tridimensional . . . . .  | 8  |
| 1.3. Esquema del modelo de unificación . . . . .   | 9  |
| 2.1. Esquema del SED de un AGN. . . . .  | 15 |
| 2.2. SED del Blazar BL Lac Markarian 421 . . . . .   | 16 |
| 2.3. Esquema de la SED de los tipos de Blazares BL Lac. . . . .                              | 17 |
| 2.4. Esquema del movimiento superlumínico. . . . .   | 18 |
| 2.5. Gráfica de $\theta$ vs $\beta$ del movimiento superlumínico. . . . .                    | 20 |
| 2.6. Esquema emisión sincrotrón . . . . .  | 22 |
| 2.7. Esquema de la dispersión Compton inversa. . . . .                                       | 24 |
| 2.8. Esquema del modelo Compton externo. . . . .   | 24 |
| 2.9. Distribución del flujo en rayos gamma (VHE) de Mrk 421. . . . .                         | 31 |
| 2.10. Mapa de lo blazares observados pot el satelite Fermi del cielo de rayos gamma. . . . . | 32 |
| 2.11. SED de Markarian 421 con datos de diferentes observatorios. . . . .                    | 34 |

|  |    |
|--|----|
| 3.1. Ilustración del telescopio espacial Fermi. . . . .  | 36 |
| 3.2. Esquema de la estructura del instrumento LAT. . . . .   | 38 |
| 3.3. Esquema del funcionamiento del LAT. . . . .   | 39 |
| 3.4. Telescopio Dall-Kirkham Tuorla de 1.03m. . . . .  | 49 |
| 3.5. Telescopio Kunliga Vetenskap-Sakademien (KVA) . . . . .   | 50 |
| 3.6. Radiotelescopio Metsähovi . . . . .   | 52 |
| 3.7. Curva de luz en la banda del óptico de Markarian 421. . . . .   | 53 |
| 3.8. Curva de luz en la banda del radio de Markarian 421. . . . .  | 54 |
| 3.9. Curva de luz en la banda de rayos-gamma (30 MeV-300GeV) de Markarian<br>421. . . . .  | 56 |
| 3.10. Esquema de la técnica de bloques bayesianos. . . . .   | 57 |
| 3.11. Gráfica de FDE y FDA. . . . .  | 60 |
| 4.1. Curva de luz en la banda HE rayos-gamma de Mrk 421 implementando el<br>análisis de bloques bayesianos. . . . .                | 63 |
| 4.2. Gráfico de densidad de la distribución normal y lognormal ajustada al histo-<br>grama del flujo en óptico de Mrk 421. . . . . | 64 |
| 4.3. Gráfico de la función de distribución acumulada (FDA) empírica y teórica para<br>la banda del óptico. . . . .                 | 65 |
| 4.4. Gráfico de cuantiles teóricos y empíricos para los flujos en óptico de Mrk 421. . . . .                                       | 65 |
| 4.5. Gráfico de densidad de la distribución normal y lognormal ajustada al histo-<br>grama del flujo en radio de Mrk 421. . . . .  | 67 |

|   |    |
|---|----|
| 4.6. Gráfico de la función de distribución acumulada (FDA) empírica y teórica para la banda del radio. . . . .                        | 68 |
| 4.7. Gráfico de cuantiles teóricos y empíricos para los flujos en radio de Mrk 421. . . . .   | 68 |
| 4.8. Gráfico de densidad de la distribución normal y lognormal ajustada al histograma del flujo en HE rayos-gamma de Mrk 421. . . . . | 71 |
| 4.9. Gráfico de la función de distribución acumulada (FDA) empírica y teórica para la banda de rayos gamma. . . . .                   | 72 |
| 4.10. Gráfico de cuantiles teóricos y empíricos para los flujos en rayos gamma de Mrk 421. . . . .                                    | 72 |
| 4.11. SED de Mrk 421 y el ajuste con los modelos leptonicos. . . . .  | 73 |

# Índice de cuadros

|  |    |
|--|----|
| 4.1. AIC y BIC para distintas distribuciones en la banda del óptico. La función que tienen un AIC y BIC menor es la lognormal. . . . .           | 63 |
| 4.2. AIC y BIC para distintas distribuciones en la banda del radio. La función que tienen un AIC y BIC más pequeño es la lognormal. . . . .      | 66 |
| 4.3. AIC y BIC para distintas distribuciones en la banda de rayos gamma. La función que tienen un AIC y BIC más pequeño es la lognormal. . . . . | 66 |
| 4.4. Parámetros de la función lognormal para las 3 bandas de energía. . . . .  | 74 |

# Objetivos

## General

Tratar de determinar la naturaleza de los procesos involucrados en la variabilidad del flujo en el blazar Markarian 421 mediante un análisis de la distribución del flujo en las bandas de energía de radio (37GHz), óptico (banda R) y rayos gamma (30 MeV a 300 GeV).

## Específicos

1. Ajustar distintas funciones de distribución de probabilidad a la distribución de flujos en tres bandas de energía, óptico, radio y rayos gamma.
2. Darle interpretación a las funciones de distribución de probabilidad que describan la distribución de los flujos.
3. Realizar los dos puntos anteriores combinando la curva de luz en rayos gamma por bloques bayesianos.

# Introducción

Los Núcleos Galácticos Activos (AGNs, por sus siglas en inglés) son objetos que residen en el centro de las galaxias. Presentan características únicas que los distinguen de otros objetos extragalácticos, como su alta luminosidad que es producida en una zona muy compacta y que es debida a la acreción de un agujero negro super masivo (SMBH, por sus siglas en inglés). Los AGNs tomaron relevancia posterior al descubrimiento de los cuásares en la década de los 50s. En un principio se creía que eran distintos entre sí, sin embargo, el avance en la tecnología de observación no solo en el óptico, sirvió a su clasificación y posteriormente a modelos físicos que los describirían. El modelo más aceptado hasta nuestros días es el esquema de unificación (propuesto por Urry y Padovani, [1995](#)), que dice que todos los AGNs son un mismo tipo de objeto y que sus propiedades dependen del ángulo con el que se les observa. Los AGNs se componen principalmente de un SMBH en el centro, un disco de acreción, una nube de polvo y gas en forma de toroide que envuelve las anteriores estructuras y unos chorros colimados que salen de forma perpendicular al disco de acreción compuesto por partículas que viajan a velocidades relativistas.

Los blazares, según el esquema de unificación, son un tipo de AGN, donde el chorro relativista apunta directamente, o con ángulo muy pequeño, hacia la Tierra. Los blazares se caracterizan por tener una rápida variabilidad en el flujo, es decir, un incremento o disminución significativa en flujo que va desde meses hasta minutos. La emisión de estos objetos se ve dominada por la emisión en chorro relativista, donde se llevan a cabo procesos de emisión que involucran partículas como electrones y protones con velocidades relativistas e intensos campos magnéticos. Los blazares junto con las radiogalaxias son los únicos tipos de AGN que

emiten a energías de rayos gamma.

La naturaleza de los blazares los vuelve en sí interesantes, pero lo son aún más por ser los candidatos más probables a aceleradores de rayos cósmicos extragalácticos, cuyo origen se desconoce, ya que es difícil encontrar una fuente que acelere partículas a energías de  $10^{20}$  eV. La respuesta a si son o no el origen de rayos cósmicos ultra energéticos se cree que está en entender su emisión y los procesos que se llevan a cabo en altas energías, rayos gamma, y su correlación con otras bandas de energía. Asimismo, el estudio de estos blazares podría darnos una noción de la evolución del universo, ya que este tipo de fuentes llegan a tener grandes corrimientos al rojo, lo que está directamente relacionado con su edad.

En el presente trabajo de tesis se tomó como objeto de estudio al blazar BL Lac Markarian 421. Se eligió este objeto ya que es el blazar BL Lac más cercano a la Tierra, cuenta con corrimiento al rojo de  $z = 0.031$  o aproximadamente 434 millones de años luz de distancia (“Distance Results for MRK 0421”, 2022). Se reunieron datos en tres bandas distintas de energía, radio (37 GHz), óptico (banda R) y rayos gamma (30 MeV a 300GeV) de un periodo aproximado de 13 años (2008 a 2021), utilizando distintos instrumentos de observación. Para las observaciones en radio se utilizaron datos del radio observatorio Metsähovi ubicado en Uusimaa, Finlandia; para el óptico de los telescopios Kunliga Vetenskap-Sakademien (KVA), ubicado en La Palma, España y Dall-Kirkham Tuorla en Piikkiö, Finlandia y para rayos gamma se utilizaron datos del instrumento LAT del satélite espacial Fermi.

Se analizó la distribución del flujo en estas bandas de energía para una mayor comprensión de la naturaleza de los procesos que se llevan a cabo en los blazares. Resultados previos de un análisis similar para galaxias Seyfert (un tipo de AGN) mostró que el flujo sigue una distribución lognormal, acreditando este hecho a una posible naturaleza de procesos multiplicativos, proponiendo un modelo de fluctuaciones en el disco de acreción (Lyubarskii, 1997, Uttley y col., 2005). Sin embargo, trasladar este modelo a blazares no es tan sencillo ya que el modelo de disco de acreción no puede explicar la rápida variabilidad. Es por esto por lo que un estudio de la distribución del flujo en blazares es importante para el entendimiento de la naturaleza lognormal del flujo, así como para la comprensión de los fenómenos físicos presentes en el chorro relativista.

# Capítulo 1

## Núcleos Galácticos Activos

Los AGNs son fuentes astrofísicas muy energéticas alimentadas por acreción en agujeros negros supermasivos ubicados en la parte central de galaxias. La luminosidad de esta región compacta es mucho mayor que la luminosidad del resto de la galaxia, con valores extremadamente grandes entre  $10^{41}$ - $10^{48} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}$  (Padovani y col., 2017) (alrededor de  $10^8$ - $10^{13} L_{\odot}$ <sup>1</sup>).

El estudio observacional de este tipo de fuentes comenzó con Edward Fath en 1909 (Fath., 1909). Estaba estudiando cúmulos globulares y galaxias brillantes que en ese entonces se conocían como nebulosas (como la galaxia NGC 1068), cuando notó que estos últimos objetos presentaban líneas anchas de emisión en su espectro. Posteriormente, en 1943, el astrónomo estadounidense Carl Seyfert obtuvo los espectros de seis galaxias y atribuyó este ensanchamiento de las líneas de emisión a un desplazamiento Doppler. Notó que las líneas del hidrógeno (serie de Balmer) tenían un ancho correspondiente a  $8500 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$  para NGC 3516 y 7469. Las velocidades correspondientes al ancho de estas líneas eran mucho mayores que las observadas en las galaxias “normales”, así como también su luminosidad (Seyfert, 1943). Las galaxias, que albergan un AGN, con líneas de emisión nuclear de alta excitación ahora se denominan “galaxias Seyfert” en su honor al ser pionero en el estudio de estos objetos.

El estudio de este nuevo tipo de galaxias no tuvo mucho auge hasta el desarrollo de la radioastronomía, con la que se descubrieron fuentes muy brillantes en la banda del radio, objetos

---

<sup>1</sup> $L_{\odot}$ : Luminosidad del Sol.  $L_{\odot} = 3.828 \times 10^{33} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}$

que se les conoció como radiogalaxias, un tipo de AGN. Con esta nueva rama de la astronomía se pudo observar el universo desde otra perspectiva, con la banda del radio de frecuencias entre 10kHz- 300GHz. Bolton (Bolton, 1948) publicó un catálogo de seis fuentes discretas, estas eran radiogalaxias. A principios de los años 50s, se produjo un avance en los estudios en radio, con la determinación de posición e identificaciones ópticas que permitió que Baade, en 1954, (Baade, 1954) señalara similitudes entre los espectros de las galaxias estudiadas por Seyfert y el de las radiogalaxias como Cygnus A, observada por Bolton. Estos rasgos característicos del espectro se convirtieron en la firma reconocida por la que se podrían identificar un gran número de radiogalaxias.

El punto de inflexión en el estudio de AGNs comenzó cuando se descubrieron los cuásares. Durante la detección de las radiogalaxias hubo otro tipo de fuentes de radio que se detectaron en menor cantidad. Estas fuentes en un principio se pensaba que eran estrellas pues no presentaban rastro de galaxias o nebulosa en las imágenes. Sus espectros eran continuos, sin líneas de absorción, pero con líneas de emisión amplias que no podían ser identificadas. No fue hasta que Schmidt, 1963, analizó el espectro de 3C273B e identificó las líneas de emisión que tenían un corrimiento al rojo de  $z=0.158$ , y resolvió el enigma de las amplias líneas de emisión. Se pudo concluir que no se trataba de una estrella. A este tipo de fuentes se les dio el nombre de “quasi-stellar radio sources” lo que hoy conocemos como cuásares. Hasta esos momentos se tenían 3 tipos distintos de AGNs conocidos, las galaxias Seyfert, las radiogalaxias y los cuásares.

El descubrimiento de los cuásares provocó un gran interés en la comunidad científica, y se inició una gran búsqueda de AGNs. Así como se desarrollaron teorías para explicar su comportamiento. Una de las cuestiones más importantes fue determinar la naturaleza de la fuente que generaba la inmensa cantidad de energía. Salpeter y Zwicky en 1964 (Salpeter, 1964; Zwicky, 1964) propusieron el modelo más aceptado hasta nuestros días, el cual explica la producción de energía a partir del potencial gravitacional a través de la acreción en un agujero negro supermasivo. En este modelo se contempla que el agujero negro supermasivo tiene una masa de  $10^6$ - $10^9 M_{\odot}$ <sup>2</sup>, con lo cual no solo explica la gran cantidad de energía que se emana, sino también el volumen reducido de la zona de emisión y por lo tanto la rápida variabilidad del flujo

---

<sup>2</sup>Masa solar, que es aproximadamente  $M_{\odot} \sim 2 \times 10^{30}$  kg

de estos objetos. La rápida variabilidad está asociada al tamaño de la fuente, entre más grande sea la fuente menor es su variación del flujo en el tiempo, caso contrario a cuando la fuente es más pequeña, ya que presenta variaciones del flujo a escalas de tiempo menores.

Los AGNs tienen una gran cantidad de propiedades, algunas de ellas son: (1) luminosidades muy altas, esto los vuelve los objetos más brillantes en el universo que no son de origen explosivo, y por esto mismo es que los podemos observar aún a grandes corrimientos al rojo (ejemplo el cuásar ULAS J112001.48+064124.3 a  $z = 7.085$  : Mortlock y col., 2011), (2) zonas compactas de emisión del orden de parsecs<sup>3</sup>, lo cual explica su rápida variabilidad, implicando altas densidades de energía; (3) emisión en todo el espectro electromagnético (Padovani y col., 2017) y (4) presencia o carencia de líneas anchas y estrechas de emisión en su espectro electromagnético.

## 1.1. Taxonomía de los AGNs.

Para poder dar sentido a un fenómeno con propiedades diversas como lo son los Núcleos Galácticos Activos es importante la clasificación. Un ejemplo de esto es lo realizado por Mendeleev que clasificó los elementos en una tabla periódica años antes de que se explicara su clasificación en términos de estructura atómica y nuclear. En astronomía, un ejemplo donde se realizó primero la clasificación y posteriormente se tuvo un entendimiento del fenómeno fue en la clasificación espectral estelar.

La clasificación de AGNs desde el punto de vista electromagnético es más compleja que para las estrellas, ya que en las estrellas la mayor parte de su emisión se da en el rango óptico, mientras que en los AGNs se da en todo el espectro electromagnético, por lo que los AGNs se fueron descubriendo y clasificando por sus características en las diferentes bandas del espectro. Esta clasificación está directamente relacionada con el avance tecnológico de los instrumentos astronómicos, ya que conforme pasa el tiempo se van implementando nuevos métodos de medición y avances en la sensibilidad. Por lo tanto, la clasificación de los AGNs va evolucionando

---

<sup>3</sup>El parsec es una unidad de longitud utilizada en astronomía.  $1\text{Pc} = 3.2616$  años luz

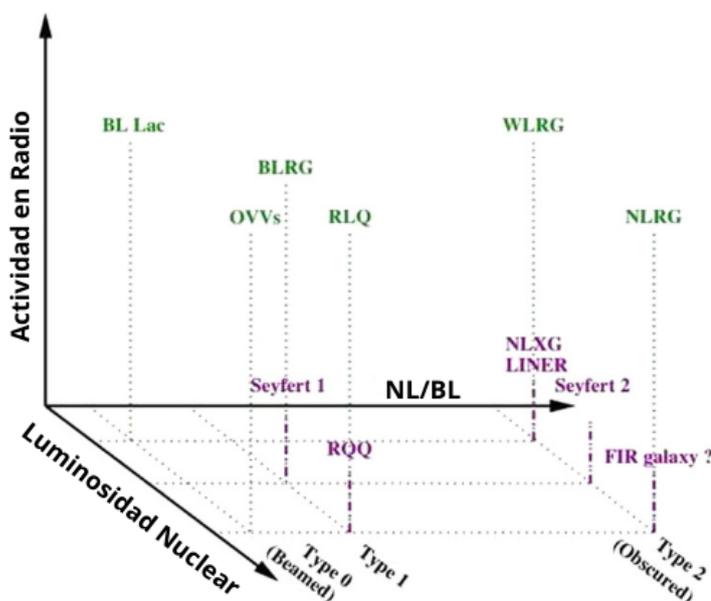
conforme se tiene más información de estos en las distintas bandas de energía. Dado que el estudio de los AGNs empezó en la banda del óptico, la primera gran clasificación se dio en esta banda por medio de los espectros. Aquellos AGNs que presentan en su espectro líneas de emisión anchas son catalogados como AGNs de Tipo 1. Los que presentan espectros con líneas de emisión estrechas son considerados como Tipo 2. Están los AGNs Tipo 0, los cuales tienen un espectro sin líneas de emisión, o si presentan, son muy estrechas, estos tipos de AGNs también muestran una rápida variabilidad en el óptico. Existe una posible clasificación extra, Tipo 3, donde se tiene a los AGNs con menor luminosidad (Tadhunter, 2008).

La segunda gran clasificación de AGNs se da por sus propiedades en el radio, si presentan una alta emisión en radio se les conoce como radio ruidosos (radio loud en inglés) y si presentan una emisión débil se les clasifica como radio callados (radio quiet en inglés). En función de sus propiedades en óptico y radio se hizo la clasificación más general de AGNs. En la Tabla 1.1 se resume esta clasificación.

| Radio Callado                        |        | Radio Ruidoso  |
|--------------------------------------|--------|--|
| <b>Cuáasar radio callado (RQQ)</b>   |        | <b>Cuáasar radio ruidoso (RLQ)</b>                           |
| <b>Seyfert 1</b><br>Sy 1.0, ..., 1.9 | TIPO 1 | SSRQ<br>FSRQ<br><b>Radio galaxia de líneas anchas (BLRG)</b> |
| <b>Seyfert 2</b>                     | TIPO 2 | <b>Radio galaxia de líneas estrechas (NLRG)</b>              |
| <b>LINERs</b>                        | TIPO 3 | <b>Radio galaxia de líneas débiles (WLRG)</b>                |
|                                      | TIPO 0 | <b>Blazares: BL Lac, FSRQ, OVV</b>                           |

**Figura 1.1:** Resumen de clasificación de AGNs en base a sus características en óptico y en radio. Tabla adaptada de Tadhunter, 2008.

La clasificación tiene como objetivo buscar los patrones de comportamiento que nos conduzcan a explicar el comportamiento físico, en este sentido, se puede clasificar a los AGNs por 3 de sus características: (1) luminosidad; (2) intensidad en radio; (3) presencia o ausencia de líneas anchas permitidas en sus espectros ópticos (Tadhunter, 2008). Es posible construir un esquema tridimensional para clasificar los AGNs como se muestra en la figura 1.2.

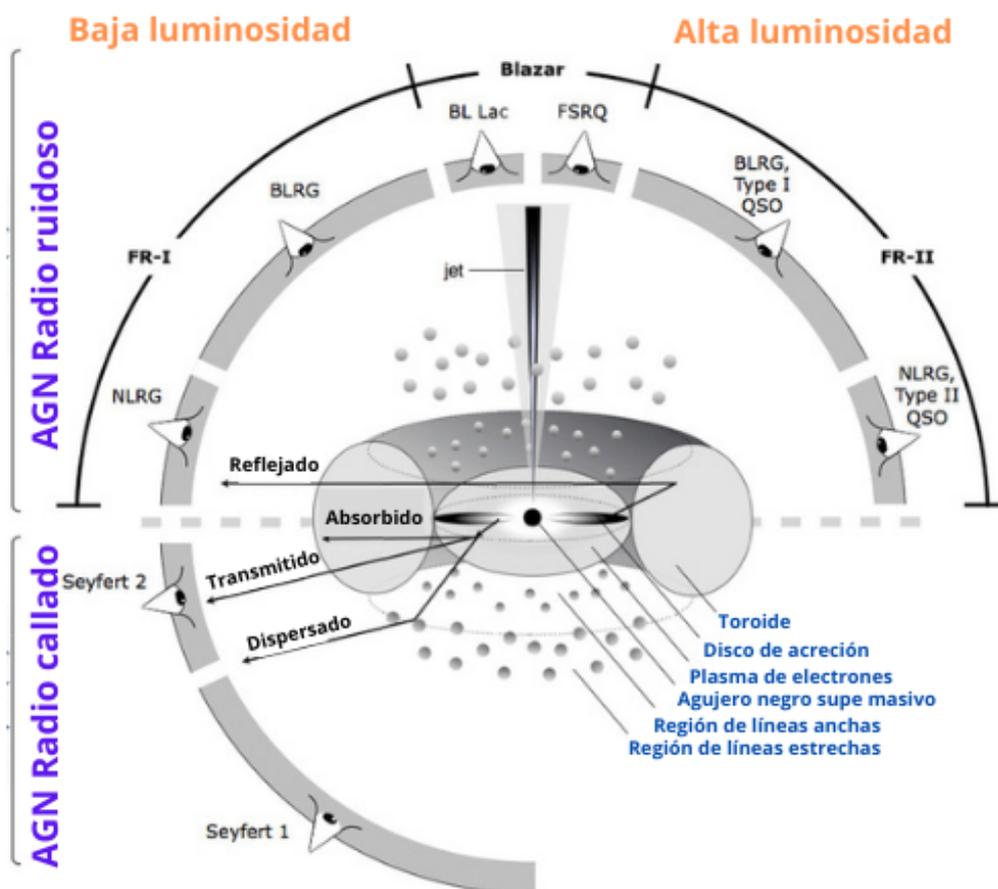


**Figura 1.2:** Esquema de clasificación tridimensional de AGNs tomando en cuenta la emisión en radio, su luminosidad y la presencia de líneas estrechas (NL) o de líneas anchas (BL) en su espectro óptico. Esquema adaptado de Tadhunter, 2008.

## 1.2. Modelo de Unificación

La clasificación de los AGNs nos abrió el panorama para identificar patrones subyacentes en su comportamiento. Sin embargo, el considerar que tienen características en común ha resultado en la adquisición de conocimientos importantes sobre su naturaleza. Todos los objetos anteriormente descritos comparten ciertas propiedades, como el que son extremadamente potentes, compactos y presentan chorros altamente colimados. El fenómeno de acreción sobre un SMBH es el modelo que mejor explica estas propiedades (Rees, 1977). Las similitudes llevaron a plantearse la posibilidad de que estos objetos en realidad fueran uno mismo, pero que bajo ciertas condiciones presentan propiedades peculiares de los diferentes tipos. Un modelo de unificación representa un intento por obtener conocimientos físicos sobre la base de la clasificación. El modelo más aceptado hasta nuestros días es el esquema de unificación basado en la orientación, propuesto por Urry y Padovani, 1995, este propone que todos los tipos de AGNs tienen una misma estructura, pero sus propiedades dependen de su orientación, es de-

Por lo tanto, un AGN presentará ciertas características dependiendo del ángulo con el que sea visto por el observador. Su estructura está conformada por un agujero negro super masivo, un disco de acreción, una nube de gas y polvo en forma de toroide, nubes con diferentes densidades alrededor del agujero negro y uno o dos chorros altamente colimados. En resumen, dependiendo de cuál sea la región que esté alineada con la línea de visión del observador serán las propiedades que se observen y, por consiguiente, el tipo de AGN. En la figura 1.3 se muestra el esquema unificado. Por propósito de esta tesis sólo se describirán de forma detallada a los Blazares.



**Figura 1.3:** Esquema del modelo de unificación. Dependiendo del ángulo de observación será el tipo de AGN que se observará. El esquema está dividido de forma vertical en dos partes, la parte superior se encuentran los AGNs radio ruidosos, mientras que en la parte inferior los radio callados. Además, se tiene una división horizontal, del lado derecho se encuentran los AGNs con mayor luminosidad y del lado izquierdo los de menor luminosidad. Esquema adaptado de **esquinif**

### 1.2.1. Estructura de los AGNs

Basados en el esquema de unificación los AGNs están compuestos por las mismas estructuras, las cuales son:

**Agujero Negro Super Masivo:** En la actualidad, los agujeros negros han dejado de ser considerados objetos exóticos, ya que hemos aceptado la existencia de estos no sólo como entidades centrales en la mayoría de las galaxias masivas, sino como parte de todas las galaxias (Magorrian y col., 1998; Kormendy y Richstone, 1995). Se tienen evidencias de que el objeto que se encuentra como fuente de los AGNs es un agujero negro supermasivo (SMBH super massive black hole por sus siglas en inglés), con masa entre  $10^6$  y  $10^9 M_{\odot}$ .

**Disco de acreción:** Este objeto se compone de gas y polvo que rodean al agujero negro. El principio de acreción es el siguiente. El material del disco cae sobre el SMBH perdiendo su energía potencial, que primeramente se convierte en energía cinética. El material que forma el disco tiene momento angular finito, por lo tanto, existe una barrera de momento angular, que evita que el material caiga al agujero negro sin irradiar energía. Debido a la fricción entre partículas y la transferencia del momento resultante, el gas y polvo se ensamblan en un disco que se orienta ortogonal a la dirección del momento angular del SMBH<sup>4</sup>. El disco rotará ya que las fuerzas de fricción en el gas son mucho menores que la fuerza gravitacional que ejerce el agujero negro rotante. Las velocidades del material en el disco seguirán una distribución de velocidades de Kepler, es decir, diferencial, girando con mayor velocidad angular mientras esté más cerca del agujero negro. Debido a esto, el gas en el disco se calentará por fricción interna que provoca una desaceleración en la velocidad de rotación, y el gas se moverá lentamente hacia el SMBH. Este movimiento hacia el SMBH es la fuente de energía para calentar el gas. En resumen, el gas y polvo transforman primeramente su energía potencial en cinética que luego se convierte en calor por fricción. Este mecanismo de emisión es por radiación térmica.

La mayor parte de la luminosidad del AGN proviene de las zonas más internas o cercanas al agujero negro, como lo es el disco de acreción. La energía que se emana de este va desde el óptico o NIR (NIR infrarrojo cercano por sus siglas en inglés) hasta el UV e incluso a rayos-X suaves. En la figura 2.1 vemos la contribución del disco de acreción en el espectro, pero en el

---

<sup>4</sup>Es un agujero negro de Kerr, es decir, que está rotando.

caso de los Blazares, la emisión del chorro es el dominante, por lo que opaca esta contribución.

**Toro:** Región de gas y polvo que tiene una geometría parecida a la de un toroide. Esta región cubre la parte central del AGN, es decir, el SMBH y el disco de acreción. El polvo de esta región absorbe la radiación generada en la parte central del AGN, se calienta y posteriormente reemite la radiación en la banda del IR. El radio interior de este toroide se estima alrededor de  $10^{17}$  cm [Urry y Padovani, 1995]. Esta nube opaca oscurece la emisión del óptico, UV y radio de la zona central.

**Región de líneas anchas (BLR, broad line región por sus siglas en inglés):** es una región cercana al SMBH, a distancias entre 2 a  $20 \times 10^{16}$  cm (Véron-Cetty y Véron, 2000), y está formada por nubes de gas que se mueven rápidamente debido al potencial del agujero negro. Las líneas anchas se producen cuando el material del gas es fotoionizado por la radiación que se produce en el disco de acreción o del mismo disco. El FWHM (Full Width Half Maximum, por sus siglas en inglés), es una forma de estimar el ancho de las líneas y se asocia con la velocidad de las nubes, las cuales son del orden de  $10^3 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$  (Véron-Cetty y Véron, 2000). La temperatura de esta región se estima de alrededor de  $T = 2 \times 10^4 \text{ K}$  con un tamaño promedio de  $10^{11}$  cm (Wills y col., 1985). La naturaleza de las líneas anchas es debido al ensanchamiento Doppler.<sup>5</sup>

**Región de líneas estrechas:** Nombradas como NLR, Narrow Line Region, por sus siglas en inglés, son regiones que presentan líneas estrechas de emisión en su espectro en óptico. Estas líneas tienen un ancho típico de  $400 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ . Esto es mucho más estrecho que las líneas anchas descritas anteriormente. El ensanchamiento Doppler es menor por la inferior velocidad de las nubes, sin embargo, son significativamente más anchas que las líneas características de las galaxias comunes (Beckmann y Shrader, 2013). En la NLR se encuentran líneas prohibidas<sup>6</sup> como la línea [OIII] con  $\lambda = 500.7 \text{ \AA}$  que es debido a que el gas presente en la región de líneas estrechas es mucho menos denso que en la BLR.

---

<sup>5</sup>Se considera a un observador en un marco de referencia en reposo (tal como aquí en la Tierra), este verá a la materia moviéndose con ciertas velocidades debido al rededor del SMBH, y observará la emisión de la materia con corrimiento al rojo y al azul debido a que la materia se aleja y se acerca de él, respectivamente. Por lo tanto, al observar el espectro se verán las líneas de emisión con cierto grosor, que depende de las velocidades de la materia.

<sup>6</sup>Son líneas emitidas por átomos sometidos a transiciones de energía no permitidas comúnmente por las reglas de la mecánica cuántica, los estados de energía prohibidos tienen muy baja probabilidad de ocurrir.

**Chorros o Jets:** Son chorros de plasma altamente colimados (los AGNs pueden presentar 1 o 2 jets) los cuales son expulsados en dirección ortogonal al plano del disco de acreción. Estos chorros se pueden observar en escalas de hasta megaparsecs y emiten en energías desde radio hasta TeVs. Se sabe que está compuesto de electrones y positrones [Hirota, 2000], por su emisión de sincrotrón, pero se desconoce si está compuesto por otras partículas o átomos. Estos chorros relativistas se forman cuando el agujero negro gira y el disco de acreción está fuertemente magnetizado, debido, posiblemente, a la acumulación de gas en latitudes altas más allá de la esfera de influencia del agujero negro [Blandford y col., 2019].

# Capítulo 2

## Blazares

Los blazares son una subclase de AGNs, de tipo 0 radio ruidosos, y extremadamente variables en todas las longitudes de onda. Basado en el esquema de unificación, los blazares son AGNs cuyo chorro relativista está apuntando directamente o con un ángulo muy pequeño ( $\leq 10^\circ$ ) respecto al observador en la Tierra. (Urry y Padovani, 1995). Son catalogados como uno de los objetos mas brillantes del universo, con luminosidades bolométricas por encima de  $10^{49} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}$ , lo que sugiere una alta tasa de acreción sobre un agujero negro super masivo ( $10^6$ - $10^9 M_\odot$ ) en el centro de la galaxia anfitriona (Blandford y Payne, 1982). Se cree que el chorro relativista es impulsado por la energía de rotación del agujero negro y por el disco de acreción magnetizado (Blandford y Znajek, 1977).

La emisión del chorro está fuertemente impulsada por efectos relativistas (Doppler boosting). Debido a que son muy energéticos, los blazares deberían ser visibles, en principio, incluso a grandes corrimientos al rojo ( $z$ ), sin embargo, hasta ahora, se conocen pocos blazares con  $z > 4$  (Sbarrato y col., 2013).

Estos objetos tienen propiedades bien definidas que los diferencian de los otros tipos de AGNs, como la rápida variabilidad, su morfología radio dominante, movimiento superlumínico y un espectro continuo. (Padovani y col., 1999).

La emisión continua que vemos en el espectro de los blazares es debida a la interacción de

las partículas energéticas con un campo magnético, la radiación del chorro e incluso con la materia alrededor del chorro. Este espectro continuo se extiende desde la banda del radio (neV-meV) hasta la de muy altas energías (VHE, energías mayores a 1 TeV.) (Beckmann y Shrader, 2013). Más adelante se detallan estos procesos de emisión.

Los blazares presentan un espectro de emisión de energías (SED, Spectral Energy Distribution, por sus siglas en inglés) que se caracteriza por tener dos picos (figura 2.2), también se dice coloquialmente un SED de doble joroba. El primer pico se encuentra a energías entre  $\mu\text{eV}$  y keV, estas energías pertenecen a las bandas de radio y rayos X respectivamente. Este primer pico es debido a la emisión de radiación sincrotrón no térmica<sup>1</sup> producida por la interacción entre electrones relativistas del chorro y el campo magnético. El segundo pico, que se encuentra en el régimen de los rayos  $\gamma$  de GeV a TeV, se piensa que es resultado de procesos leptónicos o hadrónicos. A diferencia de los otros tipos de AGNs, en los blazares, el SED está dominado por la emisión del chorro, es decir, que este opaca la emisión proveniente de otras zonas del AGN. En la figura 2.1 se puede ver esto, se tiene el SED de un cuásar y se indica de donde proviene cada emisión, así como la emisión que tiene un blazar BL Lac, donde el chorro es el que domina.

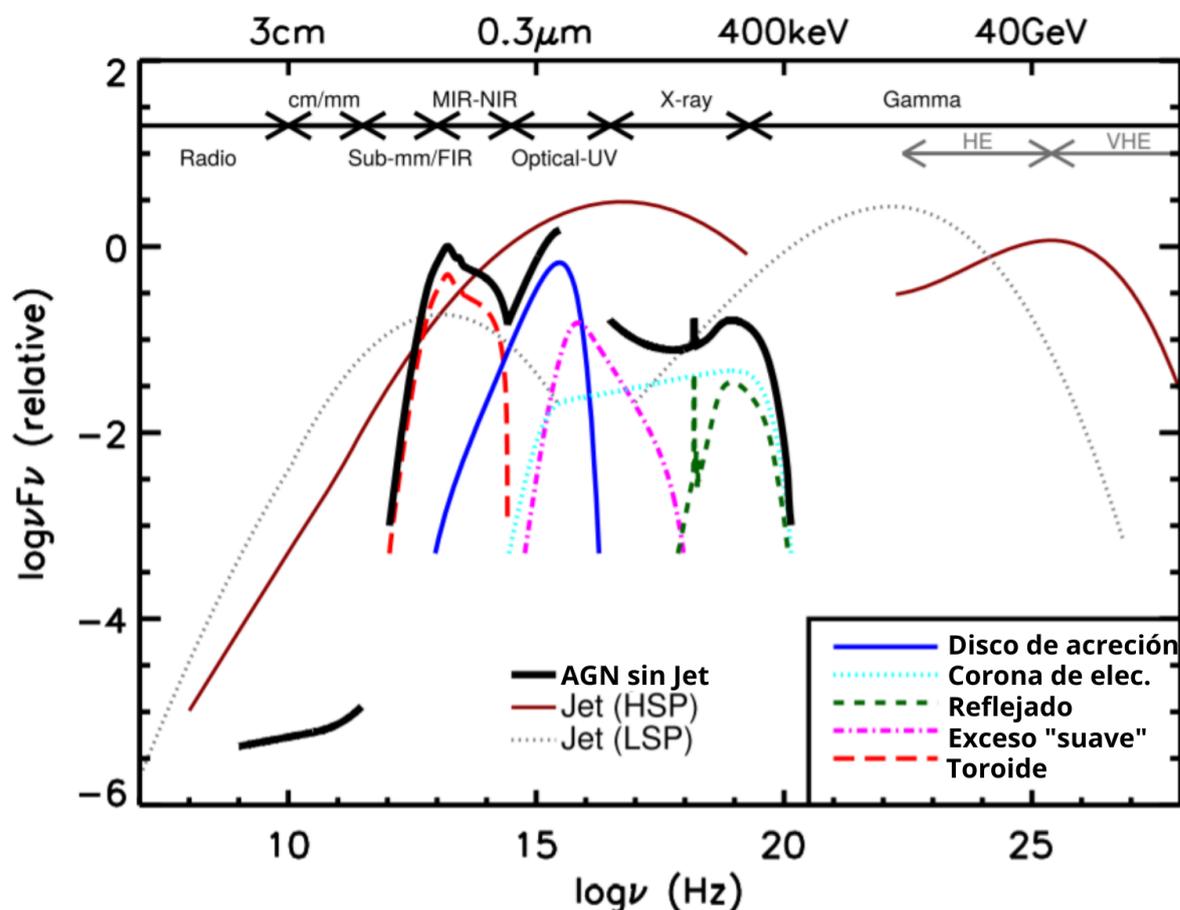
## 2.1. Tipos de Blazares

Los blazares se dividen en dos subclases principales, FSRQ y BL Lacs, según sus propiedades espectrales ópticas:

- **FSRQ:** Radio Cuásares de Espectro Plano (Flat Spectrum Radio Quasars, por sus siglas en inglés), muestran amplias líneas de emisión en su espectro óptico, el pico de sincrotrón se da a más bajas energías, presentan mayores corrimientos al rojo y generalmente son más luminosos que los objetos BL Lac.

---

<sup>1</sup>Emisión no térmica: Es aquella que no se genera por procesos nucleares y no se puede ajustar a una ley de Plank (cuerpo negro).

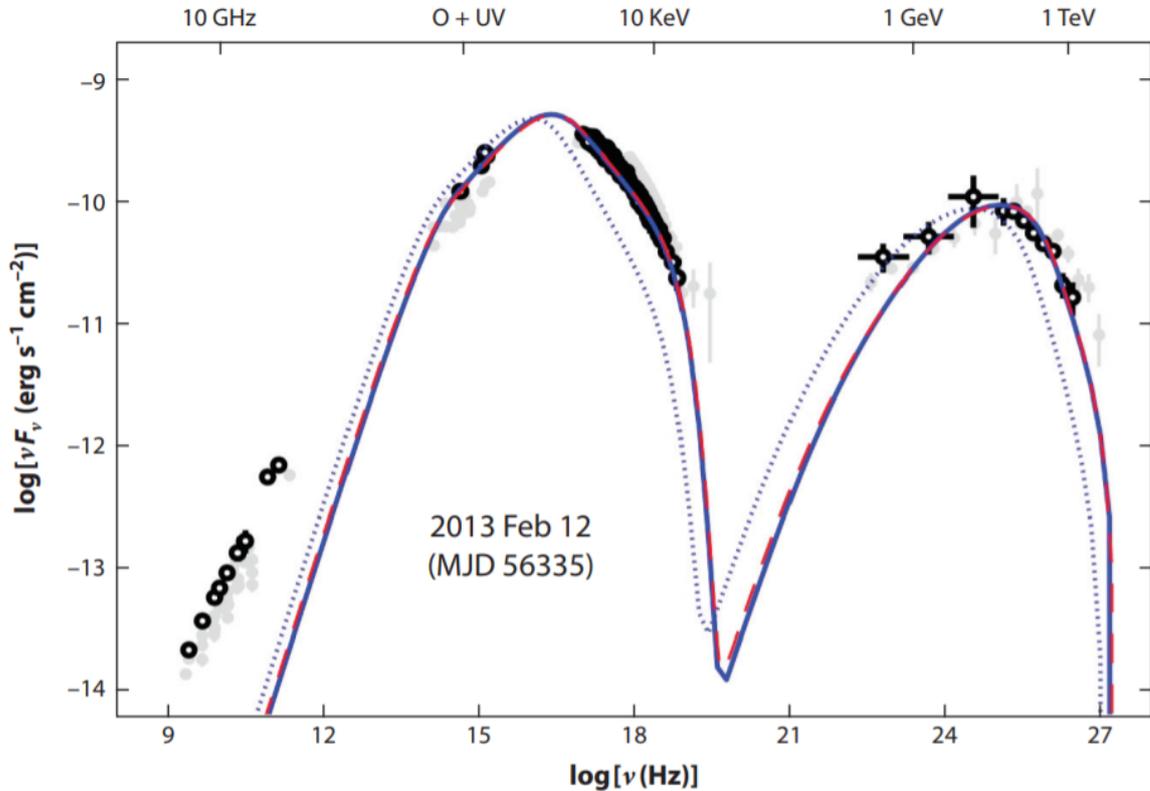


**Figura 2.1:** Representación esquemática del SED de un AGN, este esquema está basado en el SED de un cuásar sin jet. Se puede ver la contribución de las diferentes zonas del AGN al espectro, como también la línea continua café, que representa la contribución del jet de un blazar BL Lac (HSP), y la línea punteada negra a un blazar BL Lac (LSP). Vemos como la contribución del jet es superior que la de las otras componentes y por ello es por lo que en los Blazares solo se observa la doble joroba. Esquema adaptado de Padovani y col., 2017.

- **BL Lac:** A estos objetos también se les conoce como BL Lacertae, no presentan líneas de emisión en su espectro óptico y si presentan, estas no son muy notorias. Estos objetos son más variables en el flujo y en la polarización óptica que los FSRQ.

Para clasificar a un blazar como FSRQ se debe medir el ancho equivalente ( $EW^2$ ) de la línea más notoria, si esta línea tiene un ancho  $\geq 5 \text{ \AA}$  será considerado un FSRQ, de lo contrario será un BL Lac (Cannon, 2012). Esta diferencia de ancho equivalente se debe al ángulo de observación. Los objetos FSRQ son vistos con un ángulo mayor entre el eje del chorro y la línea de visión, por lo que se observan regiones de nubes de gas y polvo que se mueven a grandes

<sup>2</sup>Ancho equivalente: (Equivalent Width, por sus siglas en inglés) es el ancho de una línea de emisión o absorción en una gráfica de flujo ( $\text{erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1}$ ) vs energía.

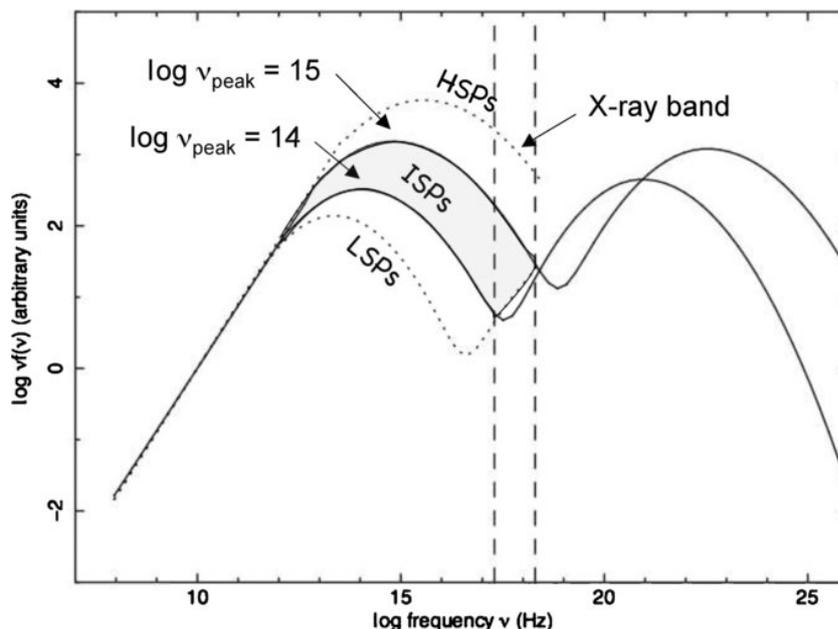


**Figura 2.2:** Espectro de emisión de energía del Blazar BL Lac Markarian 421, se realizó combinando observaciones de AGILE, GLAST-AGILE, GASP-WEBT, Swift, NuSTAR, Fermi, MAGIC, Veritas, entre otros instrumentos (Baloković y col., 2016). La línea azul sólida es el modelo simple de emisión Compton autoinducida (SSC, Synchrotron Self Compton por sus siglas en inglés). Abreviaciones: AGILE, Astro-rivelatore Gamma a Immagini Leggero; GASP-WEBT, GLAST-AGILE Support Program of the Whole Earth Blazar Telescope; GLAST, Gamma-ray Large Area Space Telescope; MAGIC, Major Atmospheric Gamma-ray Imaging Cherenkov; NuSTAR, Nuclear Spectroscopic Telescope; VERITAS, Very Energetic Radiation Imaging Telescope Array System.

velocidades ( $\sim 1300 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ) (Gaskell, 2009). Estas regiones son las regiones de líneas anchas (BLR, Broad Line Region, por sus siglas en inglés) que se mencionaron anteriormente.

En un principio los blazares BL Lac se catalogaban por la banda de energía en que eran observados por primera vez. Aquellos BL Lacs descubiertos en radio se les conocía como RBL (Radio discovered BL Lac, por sus siglas en inglés) y a aquellos descubiertos en rayos X se les conocía como XBL (X-ray discovered BL Lacs). Posteriormente se hizo una clasificación basada en la energía del pico de sincrotrón. Con este criterio se tienen 3 clases de blazares BL Lac descritas a continuación y mostradas en la figura 2.3.

- **LSP (Low Synchrotron Peaked):** En estos blazares el pico de sincrotrón se encuentra a



**Figura 2.3:** Clasificación de los blazares BL Lac basada en la localización de los picos de sincrotrón en energía. Esquema de Abdo y col., 2010.

energías correspondientes a la banda del infrarrojo (IR) con frecuencias  $\nu_{pico} \sim 10^{14}$  Hz o a energías de  $\sim 10^1 eV$ .

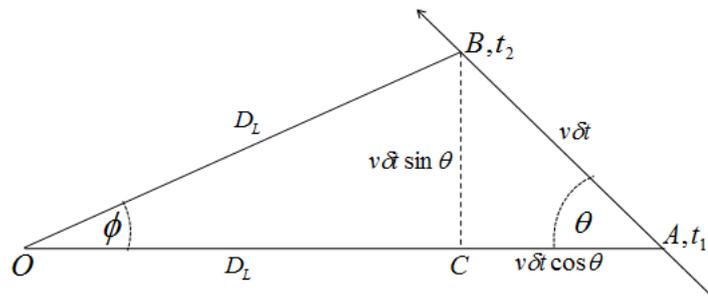
- **ISP** (Intermediate Synchrotron Peaked): Estos blazares tienen el pico de sincrotrón a energías intermedias  $10^{14} Hz \leq \nu_{pico} \leq 10^{15}$  Hz. En este caso en la banda de rayos X se encuentra la cola de emisión de sincrotrón y el ascenso de la segunda componente.
- **HSP** (High Synchrotron Peaked): En estos blazares el pico de sincrotrón se encuentra a energías mucho más altas que en los LSP, en decir, a energías que alcanzan los rayos UV o mayores a frecuencias  $\nu_{pico} \geq 10^{15}$  Hz. En este caso, en la banda de rayos X de la primera componente se tiene que la emisión de sincrotrón domina el flujo observado y la emisión de la segunda componente a energías de rayos gamma de MeV.

## 2.2. Características de Blazares.

Los blazares presentan ciertas propiedades resultado de su geometría y de la relatividad general, como lo es el movimiento superlumínico, efecto faro o beaming relativista y altas densidades de flujo. A continuación, se dará una breve descripción de estos fenómenos.

### 2.2.1. Movimiento Superlumínico

Como vimos, la materia del plasma en el jet se mueve a velocidades relativistas, esto produce ciertos fenómenos como el movimiento superlumínico. Este ocurre cuando un observador que se encuentra en un marco de referencia en reposo mide que un objeto o componente de una fuente extragaláctica posee una velocidad transversal mayor a la de la luz, este fenómeno fue descrito por Rees, 1966. En el caso de blazares, esto ocurre con el chorro relativista.



**Figura 2.4:** Esquema del movimiento superlumínico. Imagen obtenida de: [https://en.wikipedia.org/wiki/Superluminal\\_motion](https://en.wikipedia.org/wiki/Superluminal_motion)

En la figura 2.4 se muestra un esquema que ayuda a explicar este fenómeno de la siguiente forma. Consideramos que el chorro relativista que sale de un AGN se mueve a lo largo de AB con una velocidad  $v$  y un observador en la tierra se encuentra en el punto O. Un fotón sale del punto A al tiempo  $t_1$  y posteriormente uno de B a un tiempo  $t_2$ , llega al observador en O a un tiempo  $t'_1$  y  $t'_2$  respectivamente. El fotón que sale de A va a recorrer  $AO = D_L + v\delta t \cos(\theta)$ . El fotón que sale de B va a recorrer  $BO = D_L$ . Como la fuente se encuentra muy lejos de nosotros, el ángulo  $\phi$  va a ser muy pequeño, por lo que  $BO \sim CO = D_L$ .

Sea  $\delta t = t_2 - t_1$  el tiempo entre que sale el fotón de A y B, entonces el tiempo de viaje para

el fotón que viaja de A hacia O es

$$t'_1 = t_1 + \frac{D_L + v\delta t \cos(\theta)}{c}$$

Para el segundo fotón, que sale de B, el tiempo de viaje esta dado por

$$t'_2 = t_2 + \frac{D_L}{c}$$

Ahora, el tiempo entre la llegada del primer fotón y el segundo está dado por:

$$\delta t' = t'_2 - t'_1 = t_2 - t_1 - \frac{v\delta t \cos(\theta)}{c} = \delta t(1 - \beta \cos(\theta))$$

Donde  $\beta = \frac{v}{c}$ . Entonces nos queda que:

$$\delta t = \frac{\delta t'}{1 - \beta \cos(\theta)} \quad (2.1)$$

Ahora calculemos la velocidad transversal, como  $\phi$  es pequeña, entonces

$$BC = D_L \sin(\phi) \approx D_L \phi$$

por otro lado también se cumple que

$$BC = v\delta t \sin(\theta)$$

entonces tenemos que la velocidad transversal va a estar dada por:

$$v_T = \frac{\phi D_L}{\delta t'} = \frac{v \sin(\theta)}{1 - \beta \cos(\theta)}$$

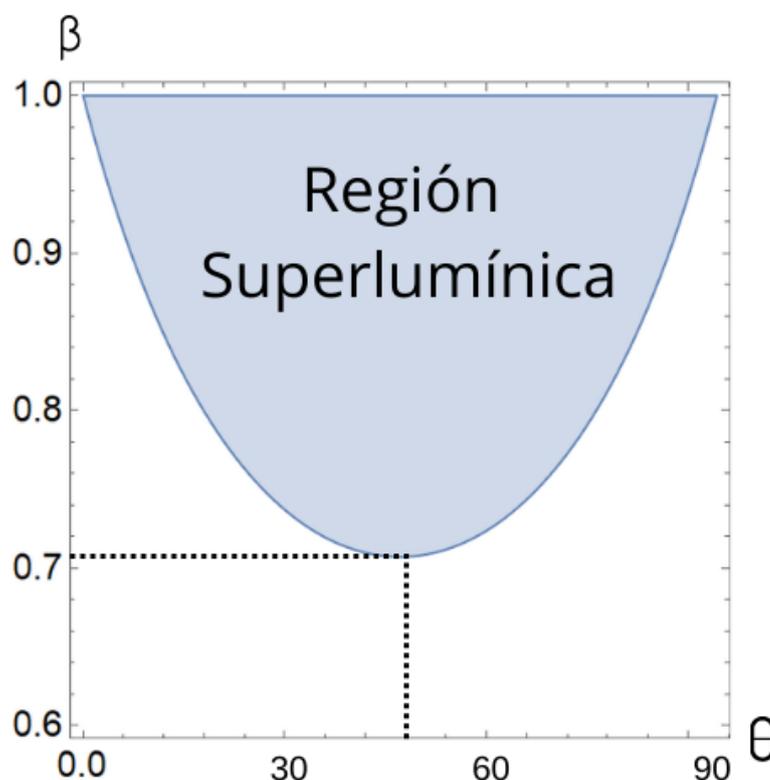
Entonces

$$\beta_T = \frac{v_T}{c} = \frac{\beta \sin(\theta)}{1 - \beta \cos(\theta)} \quad (2.2)$$

Se tendrá movimiento superlumínico cuando  $\beta_T > 1$ , esto implica que

$$\beta(\cos(\theta) + \sin(\theta)) > 1 \quad (2.3)$$

pero sabemos bien que  $\beta \leq 1$  por relatividad especial. Para que se cumpla la condición de la ecuación anterior si fijamos  $\theta = 45^\circ$  entonces  $\beta \gtrsim 0.71$  para tener movimiento superlumínico (Cannon, 2012). En la figura 2.5 se muestra el gráfico de  $\theta$  contra  $\beta$  y los valores para tener movimiento superlumínico.



**Figura 2.5:** Gráfica  $\theta$  contra  $\beta$  que muestra la región donde se da el movimiento superlumínico según los valores de estos parámetros.

### 2.2.2. Efecto Faro o Boosting Relativista

El efecto faro o Boosting relativista es un fenómeno que ocurre cuando una fuente se mueve a velocidades relativistas, esto visto desde el marco de referencia de un observador inmóvil. Dentro del chorro se tiene una distribución de densidad del material que compone el plasma. Algunas regiones alcanzan una mayor densidad de material, compuesto de partículas y fotones, llamados nodos, estos viajan a lo largo del chorro con cierto factor de Lorentz ( $\gamma$ ), el cual depende de la velocidad conjunta del nodo. El factor está dado por:

$$\gamma = \frac{1}{\sqrt{1 - \beta^2}}$$

En los blazares, estos nodos se mueven casi en el mismo ángulo de dirección que la línea de visión del observador, las velocidades aparentes llegan a ser de  $v \sim 10c$ , lo cual requiere un factor de Lorentz de entre  $\gamma \approx 10$  y  $\sim 40$  (Lister y col., 2009).

El efecto faro relativista afecta la geometría de la emisión de la fuente y aumenta la intensidad del flujo en el marco de referencia del observador. La apariencia del chorro se ve afectada, ya que desde el marco de referencia de un observador, este se va a ver colimado, y el ángulo del cono va a estar dado por  $\theta \approx \frac{1}{\gamma}$ , cuando  $\theta' = \frac{\pi}{2}$  (marco de referencia de la fuente) (Rybicki y Lightman, 1986).

La intensidad del flujo se verá afectada por el factor Doppler relativista

$$\Gamma = \frac{1}{\gamma(1 - \beta \cos(\theta))} \quad (2.4)$$

de la forma

$$I_\nu = I'_\nu \Gamma^{\alpha+n}. \quad (2.5)$$

Donde  $I_\nu$  es la intensidad medida por el observador y  $I'_\nu$  es la intensidad en el marco de referencia del chorro,  $\alpha$  es el índice espectral de la fuente, y  $n \sim 2 - 3$  va a depender del modelo que se utilice (Lind y Blandford, 1985).

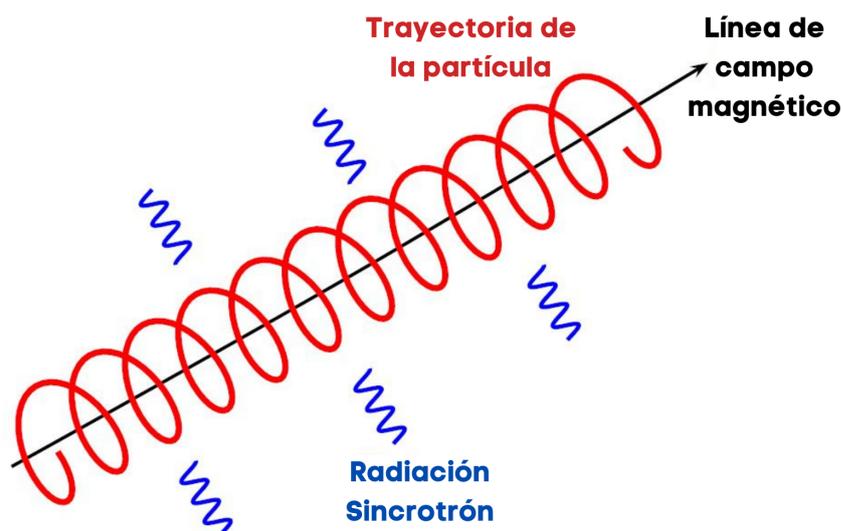
### 2.3. Modelos de emisión

Como vimos anteriormente, los blazares se caracterizan por tener 2 picos en su SED, esto se puede ver en la figura 2.2. El primer pico se debe a un proceso por emisión de sincrotrón de partículas cargadas, principalmente de electrones contenidos en el chorro. Sin embargo, para el

segundo pico aún no se llega a un consenso de cual es el proceso de emisión, se han propuesto varios modelos, como el leptónico, hadrónico y una combinación de ambos, el leptohadrónico.

### 2.3.0.1. Emisión Sincrotrón

La radiación sincrotrón es un tipo de radiación no térmica que se genera cuando partículas cargadas, como electrones, con velocidades relativistas están sujetas a un campo magnético y como consecuencia radian y siguen una trayectoria espiral. En la figura 2.6 se puede ver un esquema que ilustra este fenómeno. Los electrones debido a la fuerza de Lorentz<sup>3</sup> pierden energía cinética que se transforma en emisión de fotones. La emisión de estos fotones es lo que produce el espectro continuo del primer pico del SED, que va desde la banda de radio hasta en el óptico o los rayos X (según el tipo espectral de blazar).



**Figura 2.6:** Representación esquemática de la radiación por emisión sincrotrón. Imagen adaptada de [http://spiff.rit.edu/classes/ast613/lectures/radio\\_i/radio\\_i.html](http://spiff.rit.edu/classes/ast613/lectures/radio_i/radio_i.html)

<sup>3</sup>La fuerza de Lorentz para una partícula cargada está descrita por  $F = q(\vec{v} \times \vec{B})$

### 2.3.1. Modelo Leptónico

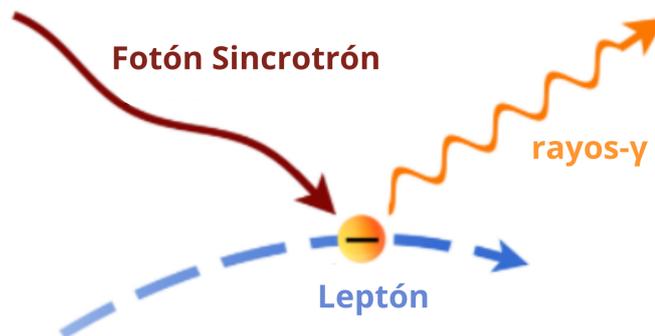
Como se mencionó anteriormente, el primer pico en el SED de los blazares generalmente es debida a la emisión de sincrotrón, principalmente, de electrones relativistas contenidos en el chorro. Para la emisión del segundo pico, que se encuentra desde la banda de rayos X hasta los rayos gamma por encima de 1 TeV, el modelo leptónico propone que se debe a la dispersión de Compton inversa (IC, Inverse Compton). Dicho proceso ocurre cuando un electrón en movimiento relativista interactúa con un fotón, el electrón le transfiere energía cinética al fotón haciendo que este cambie su longitud de onda a una más energética. En el caso de los blazares, las interacciones con los fotones semilla de menor energía darán como resultado emisiones en las bandas entre rayos X a rayos gamma.

Estos fotones semilla pueden originarse de diferentes fuentes, ya sea dentro del chorro o en regiones externas de este.

#### 2.3.1.1. Modelo Sincrotrón Compton Autoinducido (SSC)

El modelo SSC (Synchrotron Self Compton) plantea que la población de fotones implicados en la dispersión IC es la misma población resultante de los procesos de sincrotrón. Entonces, los electrones relativistas en el jet son acelerados y por su interacción con campos magnéticos radiaran emisión sincrotrón de energías entre  $\mu\text{eV}$  y keV. Posteriormente, esta población de fotones sincrotrón interactúa con los mismos electrones relativistas mediante dispersión de Compton inversa, produciendo finalmente fotones de altas energías entre GeV y TeV. En la figura 2.7 se muestra un esquema que representa la dispersión IC.

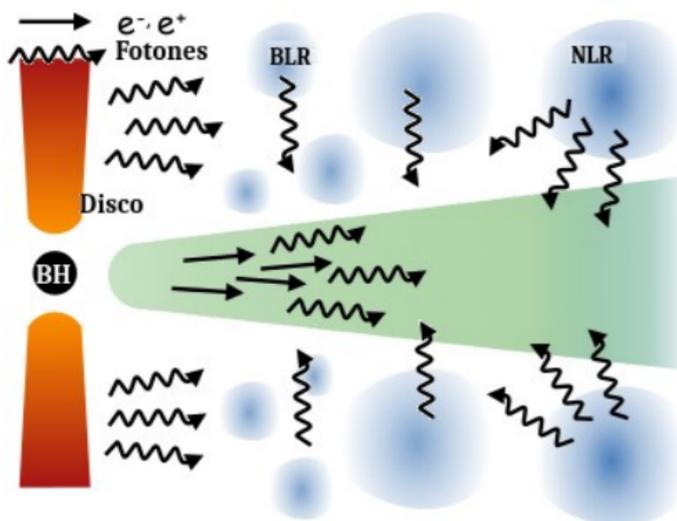
Este modelo predice exitosamente el SED de los Blazares BL Lac de tipo HSP, y además explica la correlación en la variabilidad del flujo de rayos X y rayos gamma (por ejemplo, en González y col., 2019). Pero no es exitoso para explicar las ráfagas de rayos gamma huérfanas, es decir, cuando existe un aumento del flujo considerable en la banda de rayos gamma pero sin un aumento simultáneo en la banda de rayos X.



**Figura 2.7:** Representación esquemática de la radiación por emisión dispersión Compton inversa. Imagen adaptada de: <https://chandra.harvard.edu/xrayastro/xrays.html>

### 2.3.1.2. Modelo Compton Externo (EC)

Por otra parte, es posible que la dispersión IC se de por fotones semilla que provienen de zonas externas al jet. Este modelo propone que dichos fotones pueden originarse en regiones como el disco de acreción, la región de líneas anchas y estrechas, el toroide o incluso del CMB<sup>4</sup>. En la figura 2.8 se tiene un diagrama de este proceso.



**Figura 2.8:** Representación esquemática del proceso Compton externo. Imagen adaptada de: Manel Errando. Fermi summer school 2021

<sup>4</sup>CMB (Cosmic Microwave Background) es el fondo cósmico de microondas.

### 2.3.2. Modelo Hadrónico

Otra alternativa para explicar el comportamiento del SED en blazares es el modelo hadrónico. En este modelo se plantea la existencia de protones relativistas en el chorro de los blazares. Los mecanismos de emisión pueden ser los siguientes:

- Interacción protón-protón (PP) o protón-fotón ( $\gamma P$ ).
- Sincrotrón de protones.

Para que la contribución de los protones sea significativa en la producción radiativa ya sea por sincrotrón de protones o por interacciones PP o  $\gamma P$ , es necesario que estos protones se aceleren a energías  $E_p \gtrsim 10^{19}$  eV ( $E_p$ , energía del protón), lo que requiere que la magnitud del campo magnético,  $B \gtrsim 30$  G (Böttcher y col., 2013), sea mucho más grande que la necesaria para acelerar electrones en los modelos leptónicos.

Las interacciones PP y  $\gamma P$  producen piones que decaen ( $\pi^0$ ,  $\pi^\pm$ ), una cascada de partículas generadas del decaimiento del pión cargado o una combinación de ambos. Se tienen los siguientes procesos de estas interacciones (Cannon, 2012):

$$p + p \longrightarrow \pi^0 + \mathcal{O}, \quad (2.6)$$

$$p + p \longrightarrow \pi^\pm + \mathcal{O}, \quad (2.7)$$

$$p + \gamma \longrightarrow p + \pi^0 + \mathcal{O}, \quad (2.8)$$

$$p + \gamma \longrightarrow n + \pi^\pm + \mathcal{O} \quad (2.9)$$

donde  $\mathcal{O}$  son otras partículas resultantes. Los piones neutros ( $\pi^0$ ) decaen en rayos gamma de alta energía ( $\gamma_H$ ) si el protón original tiene suficiente energía.

$$\pi^0 \longrightarrow 2\gamma_H \quad (2.10)$$

En cambio, los piones cargados ( $\pi^+$ ,  $\pi^-$ ) pueden decaer provocando una cascada de otras partículas como muones, los muones decaen a través de los siguientes canales.

$$\mu^\pm \longrightarrow \mu^\pm + \nu_\mu \quad (2.11)$$

$$\mu^\pm \longrightarrow e^\pm + \nu_e + \nu_\mu \quad (2.12)$$

$$e^\pm \longrightarrow e^\pm + \gamma_H \quad (2.13)$$

Todas estas partículas constituyen una cascada y radian por sincrotrón contribuyendo a la emisión de la segunda joroba.

## 2.4. Variabilidad

Una de las principales características de los blazares es la variabilidad de su flujo. Esta ocurre en distintas escalas de tiempo y en todas las frecuencias del espectro electromagnético. Durante una fase activa o de ráfaga (flare), el flujo puede incrementarse notablemente en diferentes escalas de tiempo, que pueden ir desde meses hasta algunos minutos. La rápida variabilidad a escalas de tiempo pequeñas, como minutos, generalmente son observadas en rayos X y rayos gamma.

La escala de tiempo de variabilidad característica va a cambiar dependiendo del marco de referencia, la medición de este tiempo característico en el marco de referencia del observador será afectado por el efecto boosting relativista, por lo que este tiempo se verá acotado. La relación que describe este comportamiento es

$$t_{obs} = \frac{(1+z)}{\Gamma} t_{fuente}, \quad (2.14)$$

Donde  $t_{obs}$  es la escala de tiempo de variabilidad característica del observador,  $z$  el corrimiento al rojo y  $\Gamma$  el factor Doppler definido anteriormente en la ecuación 2.4. Un factor Doppler típico para blazares es  $\Gamma = 10$  (Cerruti, 2020a), si consideramos un flare con escala de tiempo de variabilidad de una hora en el marco del jet, entonces el tiempo de variabilidad para un observador en la Tierra se reduce a minutos. La variabilidad en blazares se puede clasificar según la escala de tiempo de la variabilidad observada (Singh y Meintjes, 2020):

- Variabilidad de largo plazo (LTV, Long-Term Variability): Se tienen rangos de  $t_{obs}$  de meses hasta varios años o décadas.
- Variabilidad de corto plazo (STV, Short-Term Variability): Se tienen rangos de  $t_{obs}$  de unos cuantos días, semanas o meses.
- Microvariabilidad: Se tienen rangos de  $t_{obs}$  de minutos a horas o menores a un día.

Se ha observado que los blazares presentan aleatoriamente cualquiera de las 3 variaciones durante una fase activa o de ráfaga. Aún se desconoce la naturaleza estocástica de la variabilidad de los blazares, pero se han propuesto varias explicaciones donde se incluye al disco de acreción y al SMBH como responsables e, incluso, modelos del jet, como los mecanismos de fermi, estos últimos debido a que la microvariabilidad se da principalmente en rayos X y rayos gamma. Se pueden obtener indicios estudiando la distribución de flujo a largo plazo de los blazares, a continuación, se describe un posible modelo que describe el comportamiento variable de los blazares.

### 2.4.1. Modelo de disco de acreción fluctuante

Este modelo propone que la variabilidad en el flujo es debida a fluctuaciones de la densidad del material en el disco de acreción como resultado de variaciones en la tasa de acreción cerca del radio interno. Las fluctuaciones espaciales en radios mayores que el radio interior del disco, independientes a la viscosidad, son los causantes de estos cambios en la tasa de acreción

(Lyubarskii, 1997). Este modelo se ha aplicado generalmente a variabilidad de AGNs en la banda de rayos X, donde se ha encontrado que una consecuencia de dichas fluctuaciones es una distribución lognormal de los flujos.

Que la distribución de los flujos se pueda describir por una función de distribución de probabilidad lognormal explica por efectos de procesos multiplicativos (Uttley y col., 2005). Arévalo y Uttley, 2006 proponen que las variaciones en el flujo de acreción se acoplan y luego se transmiten a la zona de emisión, dando como resultado una variabilidad no lineal.

Para explicar mejor esto, primero definamos lo que es una curva de luz. La curva de luz, o serie de tiempo, es un conjunto de procesos estocásticos que son muestreados por la observación. Dichos procesos son generados por un sistema físico que produce variabilidad en el flujo. El propósito de los análisis de series de tiempo es determinar la naturaleza del sistema. En la práctica solo se puede determinar un modelo matemático que reproduzca las propiedades del proceso, que mediante conocimientos de física es posible relacionar con el sistema físico.

Ya que tenemos definido lo que es una curva de luz, ahora podemos hablar de su linealidad. Se dice que una serie de tiempo es lineal cuando se puede describir mediante un modelo matemático cuyos procesos (salidas) son lineales respecto a sus entradas. Si consideramos un proceso lineal  $L_i = L(t_i)$  (a un tiempo  $t_i$ ), entonces se puede escribir como

$$L_i = \sum_{j=0}^{\infty} g_j u_{i-j} \quad (2.15)$$

Donde  $u_i$  es una secuencia de variables aleatorias independientes, de modo que el flujo  $L_i$  viene dado por la suma de las variables aleatorias.  $g_i$  es la “memoria” en la serie temporal, denota qué tan correlacionados están los de  $L_i$  con los datos anteriores en  $L_{i-j}$ . Por ejemplo, si  $g_i = 0$  la serie temporal es completamente no relacionada, si  $g_i > 0$  los datos están correlacionados en todas las escalas de tiempo. Podemos ver como es lineal este modelo matemático, ya que se pueden separar las sumas y sacar escalares.

De manera opuesta, se dice que la serie temporal es no lineal cuando tiene como entradas términos que se multiplican, un ejemplo es el modelo llamado “expansión Volterra”, describimos al proceso  $X_i$  en términos de este modelo.

$$X_i = \sum_{j=0}^{\infty} G_j u_{i-j} + \sum_{j=0}^{\infty} \sum_{k=0}^{\infty} G_{jk} u_{i-j} u_{i-k} + \sum_{j=0}^{\infty} \sum_{k=0}^{\infty} \sum_{l=0}^{\infty} G_{jkl} u_{i-j} u_{i-k} u_{i-l} + \dots \quad (2.16)$$

Las  $u_i$  son variables aleatorias estrictamente independientes, los coeficientes  $G$  juegan un papel similar a los  $g_i$  de la ecuación anterior. Notamos que en este caso el modelo no es lineal, ya que tenemos variables que se multiplican (Uttley y col., 2005).

Vemos que las series temporales como las curvas de luz pueden describirse por modelos lineales como  $L_i(t_i)$  o modelos no lineales  $X_i(t_i)$  para un tiempo  $t_i$ . Si el modelo es lineal, se puede obtener una distribución gaussiana del flujo, descrito por REF, utilizando el teorema del límite central, por lo que el flujo seguiría una función de distribución de probabilidad gaussiana:

$$f(x; \mu, \sigma) = \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} e^{-\frac{(x-\mu)^2}{2\sigma^2}} \quad (2.17)$$

El teorema del límite central nos dice que si tenemos  $X_1, X_2, X_3, \dots, X_n$  variables aleatorias, independientes e idénticamente distribuidas con media  $\mu$  y varianza  $\sigma^2$ . Entonces se tiene aproximadamente que el promedio.

$$\bar{X} \sim N\left(\mu, \frac{\sigma^2}{n}\right) \quad (2.18)$$

Donde  $N\left(\mu, \frac{\sigma^2}{n}\right)$  es una función de distribución gaussiana o normal. En este caso,  $\bar{X}$  sería el flujo.

Pero también es posible que los procesos den como resultado una distribución no gaussiana. Estas distribuciones pueden darse en modelos lineales y no lineales, por ejemplo, cuando se multiplican términos en lugar de sumarse. Un ejemplo de estos procesos no gaussianos son los procesos lognormales, en donde esta distribución se puede pensar como un análogo a la distribución normal para procesos multiplicativos, en lugar de los aditivos. Si consideramos un proceso  $X$  (el flujo) que es resultado de  $N$  subprocesos aleatorios, independientes e idénticamente distribuidos  $x_i$  que se multiplican entre sí de la forma

$$X = \prod_{i=1}^N x_i, \quad (2.19)$$

La distribución de la suma de los logaritmos de este proceso es,

$$\log[X] = \sum_{i=1}^N \log(x_i) \quad (2.20)$$

lo cual se aproxima a una distribución gaussiana por el teorema del límite central, con la siguiente forma:

$$f(x; \mu, \sigma) = \frac{1}{x\sigma\sqrt{2\pi}} \exp\left(-\frac{(\log(x) - \mu)^2}{2\sigma^2}\right) \quad (2.21)$$

La distribución lognormal se ha utilizado para describir algunos fenómenos naturales de origen multiplicativo, por ejemplo, el crecimiento poblacional, la propagación de epidemias, las reacciones nucleares en cadena, la distribución del tamaño de las nubes y granos de arena, entre otros (Otter, 1949). El comportamiento lognormal también se puede aplicar a la distribución del flujo de blazares.

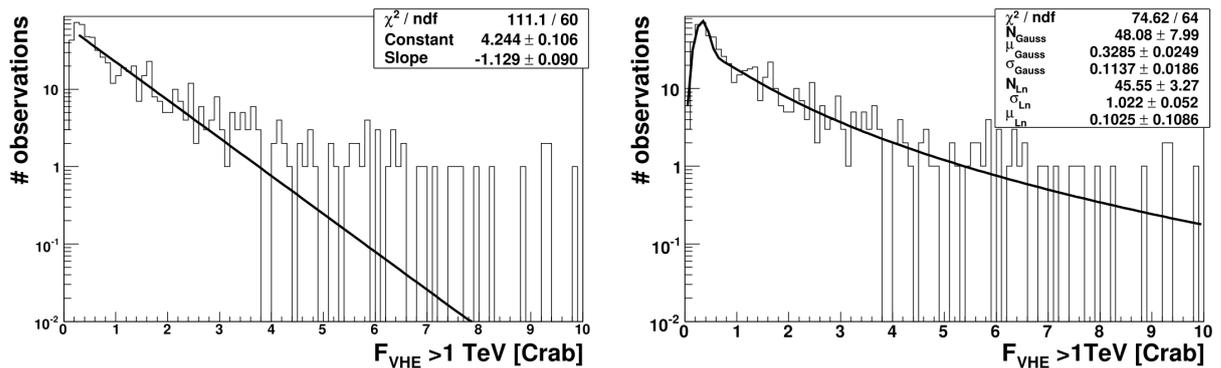
Se han realizado estudios en rayos X de galaxias Seyfert y binarias de rayos X. A estas energías y en estos objetos, la emisión está dominada por procesos en el disco de acreción y en la corona de electrones. Gaskell, 2004 observó un comportamiento lognormal en la distribución del flujo de Seyfert 1 IRAS 13224–3809, con observaciones del Satélite Avanzado para Cosmología y Astrofísica (ASCA). Uttley y col., 2005 encontraron este mismo comportamiento lognormal en el flujo de rayos X de Seyfert 1 NGC 4051, que se compara con el flujo del binario de rayos X del agujero negro Cyg X-1. Otros ejemplos de dicho comportamiento han sido encontrados en Seyfert 1 NGC 4151 (Lyutyj y Oknyanskij, 1987), Seyfert 1 Mrk 766 (Vaughan y col., 2003b) y Seyfert 2 MCG 6-30-15 (Vaughan y col., 2003a).

Se han reportado resultados donde se ha encontrado un comportamiento lognormal en el flujo de rayos X de blazares, tal es el caso de Giebels y Degrange, 2009, que encontraron este comportamiento en la distribución del flujo de BL Lacertae con observaciones del Rossi X-ray Timing Explorer (RXTE). Para el caso de blazares la emisión de rayos X es debida a

procesos provenientes del chorro, como emisión sincrotrón, en lugar de originarse en el disco de acreción o de regiones aledañas. Por lo tanto, este resultado podría sugerir una potencial conexión disco-chorro en los blazares como se indica en (Shah y col., 2018), sin embargo no se dan las pruebas suficientes como para considerar este planteamiento.

### 2.4.1.1. Evidencias de lognormalidad en rayos gamma

También se han encontrado blazares que tienen distribuciones de flujos que se describen mediante una función de probabilidad lognormal en otras bandas de energía, como en rayos gamma. Un ejemplo de esto fue el encontrado por Tluczykont, M. y col., 2010 en donde recompilaron datos de 18 años de Markarian 421 de diferentes instrumentos de medición, y observaron que la distribución del flujo a VHE (Very High Energy, energías mayores a 100 GeV) se ajustaba con una suma de distribución gaussiana y una lognormal (ver figura 2.9)



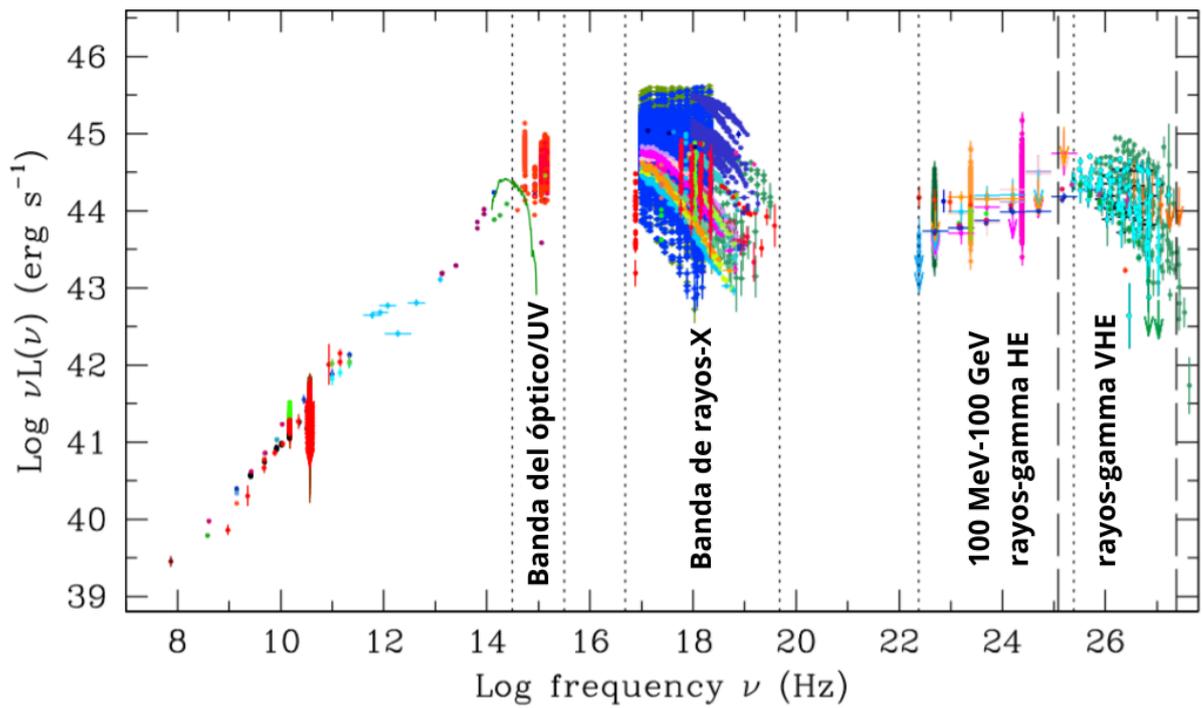
**Figura 2.9:** Distribución del flujo en rayos gamma (VHE) de Markarian 421. A la izquierda se tiene un ajuste con una función de distribución exponencial, a la derecha un ajuste con la suma de funciones de distribución gaussiana+lognormal. El flujo se presenta en unidades del flujo de la Nebulosa del Cangrejo (Crab). Fuente:Tluczykont, M. y col., 2010.

Otro estudio, realizado por Romoli y col., 2018, muestra que la distribución del flujo del blazar Markarian 501 en rayos gamma de VHE, con datos de los observatorios FACT y HESS, tiene un comportamiento que dista de una distribución normal o gaussiana, sin embargo, parece indicar un comportamiento lognormal. Se tienen otros estudios con resultados similares, por ejemplo, Shah y col., 2018 estudiaron 38 blazares utilizando datos del satélite de rayos gamma Fermi LAT, que abarcan 8 años de observaciones, y encontraron que 35 de ellos presentan una distribución lognormal en el flujo en rayos gamma a energías de 100 MeV a 500 GeV.



extragaláctica que se detectó a energías del orden de TeV por el telescopio Whipple (Punch y col., 1992), también es uno de los objetos con más rápida variabilidad en rayos gamma (Gaidos y col., 1996). Mrk 421 es el blazar BL Lac más cercano a la Tierra, con un corrimiento al rojo de  $z = 0.031$ , aproximadamente a 434 millones de años luz de distancia.

Como se mencionó anteriormente, Mrk 421 es un blazar HSP, para el que la joroba sincrotrón se extiende desde la banda de radio hasta rayos X, y el pico se localiza entre la banda UV y rayos X. La segunda joroba se extiende desde rayos gamma de MeV hasta rayos gamma de VHE hasta de TeV, la figura 2.11 muestra la SED de Mrk 421 obtenida por distintos observatorios. Debido a sus características, Mrk 421 se ha vuelto uno de los blazares más observados por diferentes instrumentos astronómicos y en distintas bandas de energía. Por ejemplo, a rayos gamma de VHE ha sido observado por casi todos los IACTs (Imaging Atmospheric Cherenkov Telescope, por sus siglas en inglés) en Krennrich y col., 2002; Acciari y col., 2011; Albert y col., 2007; Aharonian y col., 2005; Aleksić y col., 2010.



**Figura 2.11:** Distribución espectral de Markarian 421 en diferentes bandas de energía, la variabilidad es más marcada en rayos-X y rayos-gamma, mismos donde se alcanzan los puntos máximos de las dos jorobas. SED adaptada de Padovani y col., 2017. Los datos para la banda VHE son de Bartoli y col., 2011; Biteau y Williams, 2015; Aharonian y col., 2005; Chandra y col., 2010; Sharma y col., 2015; Amenomori y col., 2003; Albert y col., 2007. La SED se construyó con datos de la herramienta SED builder del ASI Science Data Center (ASDC), disponible en <https://tools.ssdc.asi.it/>

# Capítulo 3

## Metodología

El presente trabajo se centra en el estudio de la variabilidad de Markarian 421 en 3 bandas de energía: radio, óptico y rayos gamma. Para esto, se recopiló información de distintos instrumentos astronómicos los cuales cubren un periodo de tiempo de casi 13 años de observación, entre 2008 y 2021. Actualmente existen varios programas que montan campañas de observación simultánea en diferentes energías para el estudio de blazares, los datos de uno de estos programas se utilizaron para realizar esta tesis, estos corresponden a los observatorios Metsähovi Radio Observatory, para la banda de radio (37 GHz o  $137 \mu$  eV), y el programa de monitoreo Tuorla Blazar, para la banda del óptico ( $\sim 2$  eV). Para la banda de rayos gamma se redujeron y analizaron datos del instrumento LAT del satélite espacial Fermi cubriendo energías de 30 MeV a 300 GeV. Con estos datos fue posible generar la curva de luz de Mrk 421 en un periodo de tiempo de 13 años, empezando el 05 de agosto del 2008 y terminando el 02 de mayo del 2021.

Para el análisis de la curva de luz o la serie temporal se utilizó el método de bloques bayesianos, el cual es un método no paramétrico que agrupa en intervalos de tiempo aquellos flujos que son consistentes con un flujo constante, a estos intervalos se les llama bloques y tienen como altura el flujo promedio de los puntos que caen dentro del bloque. Además, se hizo un estudio de la distribución de los flujos de Mrk 421, se hizo un ajuste con la función de distribución de probabilidad normal y lognormal a los flujos y se determinó, mediante criterios estadísticos, la



**Figura 3.1:** Ilustración artística del telescopio espacial de rayos-gamma Fermi. Créditos: NASA

que mejor describe a las observaciones.

## **3.1. Instrumentos de Observación**

### **3.1.1. Telescopio Espacial de rayos-gamma Fermi**

El telescopio espacial Fermi es un satélite diseñado para realizar estudios del universo en el régimen de rayos gamma de altas energías (HE, por sus siglas inglés), fue lanzado el 11 de junio de 2008 por la NASA. El nombre de la misión es en honor al físico italiano Enrico Fermi, quien fue pionero en el campo de altas energías. El satélite se compone por dos instrumentos: el Telescopio de Área Grande (LAT, Large Area Telescope) y el Monitor de ráfagas de rayos gamma (GBM, GAMMA-ray Burst Monitor). En esta sección se describirá el funcionamiento del instrumento LAT.

### 3.1.1.1. Instrumento Large Area Telescope (LAT)

El instrumento LAT está diseñado para realizar observaciones de rayos gamma en el intervalo de energía de  $\sim 20$  MeV a 300 GeV. Los objetivos principales de la misión son: (1) determinar los orígenes de la emisión difusa y la naturaleza de las fuentes no identificadas; (2) Comprender los mecanismos de aceleración de partículas provenientes de fuentes celestes, en particular de AGNs, remanentes de supernovas, pulsares y el Sol; (3) Analizar el comportamiento en rayos-gamma de GRB (Destellos de Rayos Gamma) y de objetos transitorios; (4) Mediante las observaciones de rayos-gamma probar la existencia de materia oscura, así como también sondear el universo primitivo y la evolución cósmica de fuentes con  $z \geq 6$  (Atwood y col., 2009).

El instrumento LAT es un conversor y detector de pares. Se encuentra orbitando la Tierra a unos 550 km de altitud. Tiene un área efectiva de  $\sim 8000$   $cm^2$ , completa una órbita cada 96 minutos, con un campo de visión de  $\sim 2.4$  sr<sup>1</sup> (alrededor del 20% del cielo) por lo que escanea el cielo completo en aproximadamente 3 horas (2 órbitas).

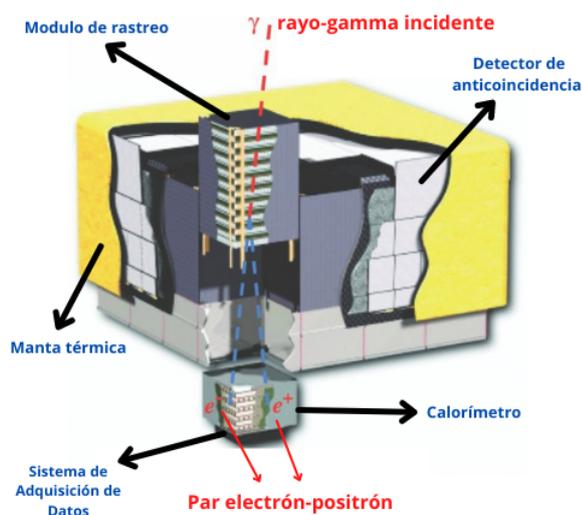
El instrumento LAT está conformado por (ver figura 3.2):

- Conversor y rastreador.
- Calorímetro.
- Detector de anti-coincidencia (ACD).
- Activador programable (trigger).
- Sistema de adquisición de datos (DAS).

El LAT está diseñado para medir las energías, las trayectorias y los tiempos de llegada de los rayos gamma que inciden sobre el instrumento, esto mientras rechaza el fondo de rayos cósmicos. Los fotones de rayos gamma de altas energías no se pueden tratar de la misma forma que la luz visible, ya que no se pueden reflejar ni refractar, es por eso por lo que se deben usar

---

<sup>1</sup>Un estereorradián (sr) es una medida de ángulo sólido en el Sistema Internacional DE Unidades.

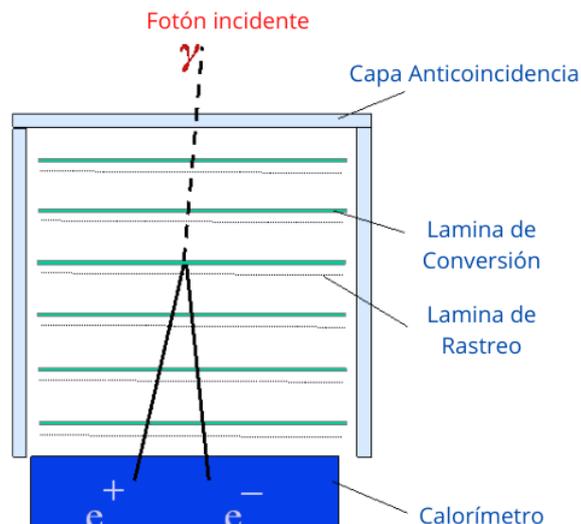


**Figura 3.2:** Esquema de la estructura del instrumento LAT. Imagen adaptada de Atwood y col., 2009.

otros métodos para medir la interacción de estos fotones con la materia. El LAT detecta a estos rayos gamma mediante la conversión de este fotón en un par electrón-positrón ( $e^-e^+$ ).

El proceso de detección de conversión de pares comienza con el rayo gamma incidiendo sobre el sistema de rastreo, en donde interactúa con un material convertidor hecho de tungsteno para producir un par electrón-positrón, este sistema de rastreo está formado por 16 láminas delgadas. Posteriormente, el par es rastreado por detectores de tiras de silicio, que están acomodados en 36 capas. Como la energía del fotón es mucho mayor a las masas del par generado electrón-positrón, estos siguen la misma trayectoria que la del fotón incidente. Por lo tanto, la trayectoria reconstruida del rayo gamma está limitada por múltiples dispersiones del par en el material rastreador, como también por la resolución espacial del rastreador. Por último, los pares inciden sobre el calorímetro, el cual proporciona una medida de su energía, este calorímetro se encuentra en la parte inferior del LAT y está formado por una estructura gruesa de CsI(Tl) (yoduro de cesio activado con talio) (Atwood y col., 2009). Un esquema de lo anterior se puede ver en la figura 3.3.

No solo rayos gamma inciden sobre el LAT, también lo hacen partículas cargadas como los rayos cósmicos, las cuales superan en número a los rayos gamma en un factor de  $10^2 - 10^5$  (Atwood y col., 2009). Estas partículas también serían detectadas por LAT, resultando en un fondo abrumador. Es ahí donde entra en juego el detector anticoincidencias (ACD, por sus



**Figura 3.3:** Esquema del funcionamiento general del instrumento LAT. Imagen modificada de: [https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/documentation/Cicerone/Cicerone\\_Introduction/LAT\\_overview.html](https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/documentation/Cicerone/Cicerone_Introduction/LAT_overview.html)

siglas en inglés), ya que es el encargado de rechazar tales eventos de fondo. Este detector consta de 96 placas de centelleo de plástico que detectan estos eventos y producen una señal de veto.

Para poder medir rayos gamma de energías de hasta 300 GeV se necesita un calorímetro pesado ( $\sim 1800$  kg), el cual es capaz de absorber suficiente energía de la lluvia de pares electrones-positrones y así realizar las mediciones. Sin embargo, el tamaño y masa del calorímetro genera un problema llamado efecto Backsplash (efecto salpicadura). El efecto salpicadura sucede cuando las partículas secundarias (partículas cargadas o en su mayoría fotones de 100-1000 keV), de la lluvia electromagnética creada por un fotón incidente de alta energía (es decir, un evento válido), viajan en sentido contrario al fotón incidente traspasando el ACD. Estas partículas se pueden dispersar por efecto Compton y crear señales a partir de los electrones de retroceso, que dan como resultado falsas señales de veto de los electrones que en principio eran rayos gamma eventos válidos. El predecesor del LAT, EGERET<sup>2</sup>, tenía un ACD monolítico, el cual vetaba muchos rayos gamma y esto reducía su sensibilidad. En LAT lo

<sup>2</sup>Telescopio Experimental de Rayos Gamma Energéticos (EGRET, por sus siglas en inglés): fue uno de los instrumentos montados en el satélite Compton Gamma Ray de 1991 al 2000, su función era monitorear el cielo en el intervalo de energías de rayos gamma de 30 MeV a 30 GeV. El instrumento estaba compuesto principalmente por 3 partes, una cámara de chispas, un calorímetro y una cúpula anti-coincidencia de centelleo de plástico. Es considerado el predecesor del instrumento LAT.

que se hizo fue segmentar el ACD en mosaicos (ver figura 3.2), así solo se vetan los eventos que activan un mosaico en la ruta de la partícula entrante, reduciendo así el efecto salpicadura. Esta segmentación da como resultado un aumento drástico de la sensibilidad del LAT en comparación con EGERET (Atwood y col., 2009).

Posterior a que es medida la energía, se rastrea la trayectoria y se toman los tiempos de llegada de los pares generados por el rayo gamma por el sistema de rastreo, el calorímetro y el ACD. Los datos de medición pasan al sistema de adquisición de datos (DAQ), el cual se encarga de almacenarlos, implementar activadores de eventos y procesarlos a bordo para rechazar los eventos de fondo con el fin de enviar los datos resultantes a la Tierra. Todos los datos recolectados por Fermi LAT son de acceso público y se pueden descargar directamente desde los servidores de FSSC<sup>3</sup> (Centro de Apoyo a la Ciencia de Fermi, por sus siglas en inglés). Para la extracción de datos del servidor solo se necesita el intervalo de tiempo deseado (no antes del 04-agosto-2008), las coordenadas ecuatoriales o el nombre del objeto de interés, el rango de energía dentro del intervalo de 20 MeV- 300 GeV y el radio del campo de visión. Para hacer el análisis de los datos LAT se necesitan los siguientes productos de datos:

- **Archivo de eventos:** Contiene los eventos o fotones registrados que corresponden a la fuente de interés, así como el área de la región de interés (ROI). El tamaño de la ROI va a depender de la densidad y el brillo de las fuentes cercanas. Existen dos tipos de archivos de eventos; (1) datos de fotones y (2) datos extendidos. los datos de fotones contienen toda la información necesaria para el análisis científico (tiempo, energía posición, etc), mientras que el de datos extendidos contiene lo mismo que el archivo de fotones más cantidades adicionales del evento, como la probabilidad de que la partícula sea un rayo cósmico frente a un rayo gamma, la probabilidad de que la partícula sea un rayo gamma de entrada frontal frente a uno de entrada trasera, etc.
- **Archivo de nave espacial:** Contiene información de la posición, respuesta y orientación de la nave espacial en intervalos de 30 segundos.
- **Modelos de fondo difuso isotrópico y galáctico:** El modelo de fondo isotrópico es una plantilla donde se modela la distribución de rayos gamma difuso en el cielo provenien-

---

<sup>3</sup>Los datos se pueden descargar en: <https://fermi.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/ssc/LAT/LATDataQuery.cgi>

te del fondo extragaláctico, mientras que el fondo galáctico es una plantilla espacial y espectral donde se modela la emisión difusa de rayos gamma en la galaxia.

### 3.1.1.2. Software LAT: Fermi Science Tools

La línea de análisis de los datos de Fermi LAT comienza en el Fermi ISOC (Instrument Science Operations Center) encargado de la reconstrucción y clasificación de eventos, así como del veto de señales provenientes del fondo. El FSSC desarrolló el software *Fermi Science Tools* para realizar el tratamiento y análisis de los datos y así poder extraer información física de las fuentes u objetos estudiados.

#### **Análisis agrupado de máxima verosimilitud**

Para realizar el análisis de datos, específicamente para el estudio de AGNs, que es el caso de esta tesis, se utiliza el análisis agrupado de máxima verosimilitud (Binned Maximum Likelihood Analysis). Este tipo de análisis es el preferido para la mayoría de los tipos de análisis LAT, ya que se utiliza cuando se tiene un gran número de eventos, en cambio, si se tienen periodos cortos de tiempo de observación se utiliza el análisis no agrupado de máxima verosimilitud (Unbinned Maximum Likelihood Analysis). El análisis de máxima verosimilitud fue propuesto por Fisher, 1925 y ha resultado muy eficiente para el modelado de fuentes de rayos gamma.

La función de verosimilitud  $\mathcal{L}(\theta; X)$  (o likelihood) describe la probabilidad de reproducir los datos observados dado un modelo de entrada, el cual depende de los parámetros  $\theta$ . Por ejemplo, si se tiene  $x_1, x_2, \dots, x_n$  observaciones muestrales tomadas de variables aleatorias  $X_1, X_2, \dots, X_n$  cuya distribución es normal  $X \sim N(\mu, \sigma)$ , esta distribución dependerá de los parámetros  $\mu$  (media) y  $\sigma$  (varianza), por lo tanto su función likelihood también  $\mathcal{L}(\mu, \sigma; X)$ .

Para el caso del LAT, el modelo de entrada es la distribución de fuentes de rayos gamma en el cielo (incluye intensidad y espectros), el cual se realiza en base a observaciones previas.

Los datos LAT se agrupan en contenedores (binned), esto debido a que los conteos se carac-

terizan por muchas variables (como tiempo, energía, posición, etc). Cada contenedor llegará a tener al menos una cantidad pequeña de fotones. El número de recuentos observados en cada contenedor (bin) se describe por una distribución de Poisson, la cual se usa para describir el número de eventos que ocurren por unidad de medida (espacio, tiempo). La función de verosimilitud  $\mathcal{L}$  es el producto de las probabilidades de observar los conteos detectados en cada contenedor. Supongamos que para el  $i$ -ésimo contenedor el número esperado de conteos es  $m_i$ , este número es una función del modelo de origen. La probabilidad de detectar  $n_i$  cuentas en ese contenedor (bin) está dada por

$$p_i = m_i^{n_i} \left( \frac{e^{-m_i}}{n_i!} \right) \quad (3.1)$$

La función likelihood es el producto de estas  $p_i$  de la siguiente forma:

$$\mathcal{L} = \prod_{i=1}^N p_i = \prod_{i=1}^N m_i^{n_i} \left( \frac{e^{-m_i}}{n_i!} \right) = e^{N_{esp}} \prod_{i=1}^N \left( \frac{m_i^{n_i}}{n_i!} \right), \quad (3.2)$$

donde  $N$  es el número total de conteos y  $N_{esp}$  es el número total de conteos esperados. El valor de  $n_i$  es el que dicta si el análisis es agrupado o no agrupado. Si es agrupado, el valor  $n_i$  puede ser mayor a uno, mientras que en el caso no agrupado es uno. El método de máxima verosimilitud consiste en maximizar esta función para así determinar los valores de los parámetros que describen la distribución que mejor se ajusta a los datos.

### Estadístico de prueba

El estadístico de prueba o Test Statistic (TS) es una cantidad que se utiliza en estadística para probar hipótesis. Se define como:

$$TS = -2 \ln \left( \frac{\mathcal{L}_{max,0}}{\mathcal{L}_{max,1}} \right), \quad (3.3)$$

donde  $\mathcal{L}_{max,1}$  es el valor de máxima verosimilitud para un modelo con la fuente estudiada en cierta ubicación conocida (hipótesis alternativa) y  $\mathcal{L}_{max,0}$  es el valor de máxima verosimilitud

para un modelo sin la fuente (hipótesis nula). Para el límite cuando el número de conteos es grande, por teorema de Wilks, para la hipótesis nula el TS se distribuye asintóticamente como  $\chi^2$  la función de distribución. Un TS grande implica que se rechaza hipótesis nula, esto nos indica que realmente hay una fuente presente. La raíz cuadrada de TS es aproximadamente igual a la significancia de detección de una fuente dada.

### Fermi Science Tools

Como se mencionó anteriormente, las Fermi Science Tools (Fermitools de ahora en adelante) es el software oficial de la misión espacial Fermi. Es un conjunto de herramientas diseñadas para el análisis y tratamiento de los datos que se encuentran disponibles para todo el público y de forma gratuita en la página oficial de la NASA, acompañada de su manual de uso. Aquí se describirá de manera general las herramientas que lo conforman<sup>4</sup>.

Primeramente, es necesario tener los archivos de datos, los cuales son de acceso público en el servidor de la NASA. Dependiendo el tipo de análisis que se vaya a realizar va ser el tipo de archivos que se utilice. Para esta tesis es el análisis de una fuente puntual (Mrk 421), por lo que se necesitan los archivos de eventos de fotones y el archivo de nave espacial. Estos archivos con extensión .fits (Flexible Image Transport System), es un tipo de archivo utilizado para almacenar datos astronómicos como espectros electromagnéticos, imágenes, lista de fotones, entre otras cosas.

Los parámetros que se utilizaron en este trabajo para obtener los archivos de la base de datos de Fermi para Markarian 421 son los siguientes:

- **Coordenadas ecuatoriales:** ( $RA = 166.113808$ ,  $Dec = 38.20883287$ ) es la localización de Markarian 421.
- **Tiempo inicio en MET<sup>5</sup> ( $t_{min}$ ):** 239587201 (05-agosto-2008).

---

<sup>4</sup>La guía de instalación, el manual de uso y una explicación mas profunda del software esta disponible en: <https://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/documentation/Cicerone/index.html>

<sup>5</sup>Tiempo MET (Mission Elapsed Time, por sus siglas en inglés) es el número de segundos transcurridos desde

- **Tiempo final en MET ( $t_{max}$ ):** 649814405 (05-agosto-2021)
- **Rango de energía:** 30 MeV-300 GeV

### Preparación de los datos:

Una vez que se tienen los archivos de datos con extensión (.fits), lo que sigue es preparar los datos para el análisis. Se utilizan dos herramientas para esto:

- **gtselect:** esta herramienta tiene como función generar cortes y filtros en los archivos de entrada, esto lo hace seleccionando detalladamente fotones y eventos según su energía, rangos de tiempo, región de interés (ROI), tipo y clase de evento y ángulo cenit. Los resultados de estos cortes son archivos (.fits) que ya contienen los eventos filtrados.
- **gtmktime:** Lo que hace esta herramienta son cortes basados en los parámetros de la nave espacial, es decir, busca aquellos intervalos de tiempo (GTI, Good Time Interval) donde los datos se pueden considerar como válidos. Esto lo hace leyendo el archivo de datos de la nave espacial, crea un conjunto GTI, luego combina estos GTI con los ya existentes en los archivos de eventos, para al final discriminar los eventos fuera del nuevo conjunto GTI. La selección de estos intervalos de tiempo válidos se basa en aquellos tiempos donde la contaminación por radiación proveniente de la tierra no afecta a los datos, o cuando el satélite pasa por la Anomalía del Atlántico Sur (AAS).

### Mapa de conteos:

Posterior a la preparación de los datos se hace un mapa de conteos, esto utilizando los archivos ya filtrados. La herramienta encargada de esta tarea es **gtbin**<sup>6</sup>, la cual realiza un mapa en 3 dimensiones (2 espaciales X e Y, y la tercera es energía), esto para el análisis agrupado, el 1-enero-2001 a las 00 : 00 : 00 (UTC). Para convertir este tiempo MET en fechas gregorianas u otras unidades de tiempo se utiliza la herramienta disponible en: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/Tools/xTime/xTime.pl>

<sup>6</sup>Para información más detallada visitar:<https://raw.githubusercontent.com/fermi-lat/fermitools-fhelp/master/gtbin.txt>

para el caso no agrupado solo son 2 dimensiones (las coordenadas espaciales). Estos mapas tienen como propósito identificar las fuentes que se van a utilizar en el análisis de máxima verosimilitud.

### **Mapa de exposición:**

Antes de crear los mapas de exposición se debe generar un archivo XML con el modelo de la fuente. Este archivo contiene la mejor estimación de las ubicaciones y formas espectrales de las fuentes. Para generar este archivo se utiliza el modelo espectral de análisis del catálogo 4FGL-DR3 (4th catalog of the Fermi Gamma-ray LAT).

El siguiente paso del análisis es la creación de un mapa de exposición, esto para saber cuánto tiempo pasó LAT observando nuestra fuente o región de interés. El ángulo de inclinación es el ángulo entre la dirección de la fuente y la normal al instrumento LAT. La función de respuesta del instrumento LAT depende de este ángulo. La cantidad de tiempo en vivo o livetime, es el tiempo en el que LAT observó una cierta región del cielo en un ángulo de inclinación dado. Este tiempo no depende del modelo fuente sino de la historia de la orientación de LAT. **gtlcube** es una herramienta que calcula cubos de tiempo de vida (livetime cube) el cual es una matriz de estos tiempos de vida en todos los puntos del cielo para cierto rango de tiempo cubierto por el archivo de nave espacial.

Una vez que se tiene el cubo de tiempo en vivo se procede a calcular el mapa de exposición. Este mapa nos indica la exposición total (área por tiempo) para una posición dada en el cielo que produce recuentos en el ROI. La herramienta **gtexpmap** se encarga de calcular el mapa de exposición, para ello necesita el cubo de tiempo en vivo generado por **gtlcube**, el mapa de exposición se calcula en una cuadrícula de latitud×longitud.

### **Análisis de máxima verosimilitud agrupada:**

El siguiente paso, ya con los archivos generados por las anteriores herramientas, es aplicar el método de máxima verosimilitud agrupada, la herramienta encargada de hacer esto es **gtlike**. Para esto se necesitan los archivos de modelo de emisión interestelar galáctica,

se utilizó `gll_iem.v07.fits`, y modelo isotrópico extragaláctico de emisión difusa, se utilizó `iso_P8R3_SOURCE_V3_v1.txt`, estos son los modelos mas actuales que se tienen. El método de máxima verosimilitud es el mencionado anteriormente en este capítulo.

### 3.1.1.3. Enrico

Enrico es una paquetería de Python para simplificar el uso de las FermiTools. Es un software externo a la misión espacial Fermi. Enrico está disponible para el sistema operativo Linux y MacOs al igual que las FermiTools. Para utilizar Enrico es necesario tener previamente instaladas las FermiTools y posteriormente descargar Enrico<sup>7</sup>.

Para hacer el análisis en Enrico primeramente se necesitan los archivos de datos LAT del servidor de la NASA. Posterior a eso, Enrico usa un archivo de configuración donde se especifican todos los parámetros para el análisis, este archivo de configuración contiene las siguientes secciones<sup>8</sup>:

- **Objeto de interés (Target):** En esta sección se indica el nombre de la fuente, la posición en coordenadas ecuatoriales (RA y Dec), el modelo espectral<sup>9</sup>, corrimiento al rojo, modelo de la Luz de Fondo Extragaláctico (EBL, por sus siglas en inglés), los modelos disponibles son: 0=Kneiske, 1=Primack05, 2=Kneiske\_HighUV, 3=Stecker05, 4=Franceschini, 5=Finke, 6=Gilmore. En este análisis se utilizó el modelo de Franceschini, es un modelo para el EBL<sup>10</sup> que utiliza un método de evolución hacia atrás, es decir, comienza por las propiedades de galaxias en el universo local y describe su evolución hacia atrás en el tiempo.
- **Sección Espacial:** En esta sección se definen las propiedades de la región de interés

---

<sup>7</sup>La guía de descarga se encuentra en:<https://enrico.readthedocs.io/en/latest/setup.html#install-enrico>

<sup>8</sup>Para una explicación más profunda visitar: <https://enrico.readthedocs.io/en/latest/configfile.html>

<sup>9</sup>Los modelos disponibles son: Ley de potencias ('PowerLaw'), Ley de potencias 2 ('PowerLaw2'), Log Parábola ('LogParabola') y Ley de potencias con un corte exponencial ('PLExCutoff').

<sup>10</sup>EBL, Extragalactic Background Light, por sus siglas en inglés, es la radiación difusa e isotrópica del fondo extragaláctico, la cual obstaculiza la detección de fuentes ya que los rayos gamma que viajan por el medio extragaláctico provenientes de estas fuentes se ven atenuados por interacción fotón-fotón produciendo pares electrón-positrón, lo que impide que el rayo gamma llegue a nosotros

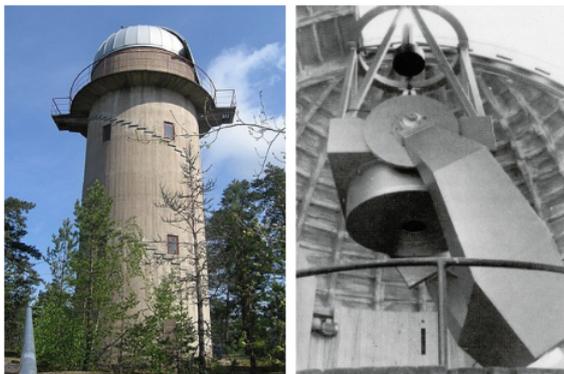
(ROI). El centro del ROI es **xref** e **yref** (mismas que el objeto de interés RA y Dec), el tamaño se da con el parámetro **rad** (en grados), para el trabajo de esta tesis se utilizó un  $rad = 15^\circ$ .

- **Archivos:** En esta sección se indica la ruta del directorio donde se encuentran los archivos de nave espacial (SC.fits) y de eventos de fotones (PH.fits), como también la del archivo XML que realiza Enrico.
- **Tiempo:** En esta sección se introduce el tiempo del análisis, hora de inicio (tmin) y fin (tmax) en MET. Se permite usar un archivo que contenga los periodos de tiempo para contenedores disjuntos (parámetro “file”), el archivo debe ser un ascii con 2 columnas (inicio y fin) y cada línea es un contenedor de tiempo.
- **Energía:** Aquí se indica el rango de energía del análisis en MeV, energía mínima (emin) y energía máxima (emax).
- **Modelos:** En esta sección se indican los modelos galácticos, extragalácticos. Enrico encuentra automáticamente la ruta a ellos.
- **Espectro:** Esta sección se encarga de generar los archivos para el método de máxima verosimilitud. El parámetro FitsGeneration [yes, no] indica si Enrico realizará todos los pasos hasta antes de ejecutar gtlike (si se indica “yes”) o solo correrá gtlike (si se indica “no”). ResultPlots [yes, no], aquí se indica si Enrico realizará la gráfica del SED.
- **Análisis:** Aquí se indica el tipo de análisis [binned, unbinned], el corte de ángulo cenital (zmax) y el filtro para **gtmktime**.
- **Curva de Luz:** En esta sección se ponen los parámetros para poder correr el comando *enrico\_lc* explicado más adelante, el cual ejecuta un análisis completo en intervalos de tiempo y produce todos los archivos para el análisis de máxima verosimilitud de gtlike. Esta sección se compone de varias opciones, **FitGeneration** [yes, no] va a correr todos los pasos hasta antes de ejecutar gtlike. **NLCbin**, indica el número de intervalos de tiempo para la curva de luz, el periodo que se definió en la sección de “**Tiempo**” se dividirá entre el número indicado aquí. **TSLightCurve**, se elige un valor de TS y todos aquellos datos que tengan un valor menor salen con upperlimits (límite superior del flujo) en la

curva de luz. **DiagnosticPlots**, genera un gráfico de diagnóstico (TS vs tiempo,  $N_{pred}$  vs flujo).

Para realizar el análisis con Enrico se deben ejecutar los siguientes comandos en la terminal, esto una vez que se encuentra en el ambiente Enrico.

- `enrico_config`: Con este comando se genera el archivo de configuración mencionado anteriormente, se tiene que introducir el siguiente comando en la terminal: `enrico_config nombre_archivo.conf`, esto creará un archivo con el nombre ingresado. El archivo debe ser llenado con los parámetros necesarios para el análisis que queramos realizar.
- `enrico_xml`: Este comando es para generar el archivo XML del modelo del cielo en rayos gamma de las fuentes del catalogo 4FGL. Se ejecuta ingresando: `enrico_xml nombre_archivo.conf`.
- `enrico_sed`: Este comando hará todos los pasos para el tratamiento de los datos (**gtselect**, **gtmktime**, **gtlcube**, etc) y generará los archivos `.fits` de estos mismos, posteriormente utilizará estos archivos en conjunto con el archivo XML para ejecutar el análisis de máxima verosimilitud agrupada o no agrupada (según se haya señalado en el archivo de configuración) con la herramienta **gtlike**. El producto de este comando son archivos de resultados (`.result`) donde se incluyen los parámetros de la función espectral, flujo, energía y TS. Se ejecuta con: `enrico_sed nombre_archivo.conf`.
- `enrico_lc`: Al igual que con el comando anterior, el ejecutar `enrico_lc` producirá todos los pasos antes de usar **gtlike** y además ejecutará el análisis de máxima verosimilitud con **gtlike**. Al final dará como producto un archivo de resultados (`.result`) pero en esta ocasión una tabla que incluye el intervalo de tiempo (MET), el flujo en ese intervalo, el error del flujo, TS,  $N_{pred}$ . Estos son los resultados necesarios para generar la curva de luz. Para ejecutar este comando se usa: `enrico_lc nombre_archivo.conf`.
- `enrico_plot_sed`: Gráfica el SED utilizando los resultados de `enrico_sed`.
- `enrico_plot_lc`: Gráfica la curva de luz con los resultados obtenidos de `enrico_lc`.



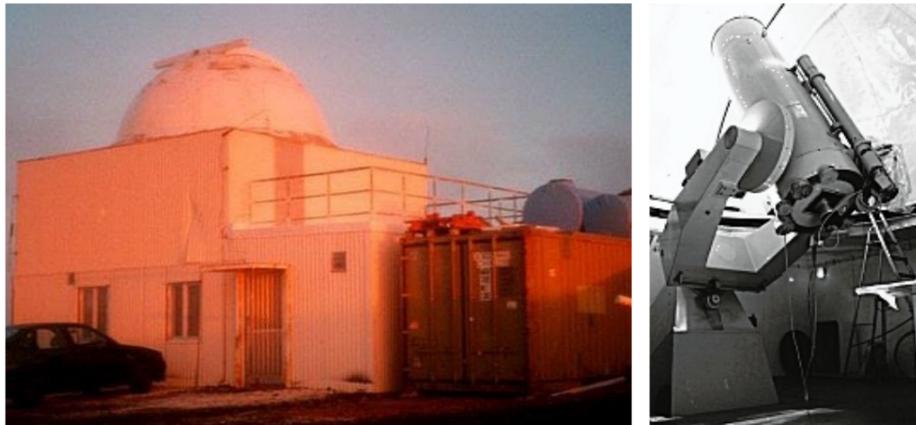
**Figura 3.4:** Telescopio Dall-Kirkham Tuorla de 1.03m, ubicado en Piikkiö, Finlandia. Imagen obtenida de: <https://www.astro.utu.fi/telescopes/metri.htm>

### 3.1.2. Programa de Monitoreo Tuorla Blazar

Para las observaciones en la banda del óptico se utilizaron datos del Programa de Monitoreo Tuorla Blazar, este programa de monitoreo inició en 2002, tiene como objetivo observar blazares en el hemisferio norte a la par del telescopio MAGIC (Major Atmospheric Gamma Imaging Cherenkov Telescopes). La muestra original era de 24 blazares, posteriormente se amplió a 31. Los datos observacionales son obtenidos de 2 telescopios (Telescopio Dall-Kirkham Tuorla de 1.03m y Telescopio Kunliga Vetenskap-Sakademien (KVA)) y tres cámaras CCD diferentes.

#### 3.1.2.1. Telescopio Dall-Kirkham Tuorla de 1.03m

El telescopio Dall-Kirkham Tuorla (mostrado en la figura 3.4) con una lente de 1.03 m de diámetro, está ubicado en el Observatorio Tuorla en Piikkiö, Finlandia, a una altura de 53m sobre el nivel del mar. Tiene una longitud focal de 8.45m, que da como resultado un campo de visión (FOV, Field of View) de  $10 \times 10$  arcmin con el chip ST-1001E (Nilsson y col., 2018).



**Figura 3.5:** Telescopio Kunliga Vetenskap-Sakademien (KVA), ubicado en el Observatorio de Roque de los Muchachos (ORM) en La Palma, España. Imagen obtenida de: <https://www.astro.utu.fi/telescopes/60lapalma.htm>

### 3.1.2.2. Telescopio Kunliga Vetenskap-Sakademien (KVA)

El telescopio KVA (mostrado en la figura 3.5) se ubica en el Observatorio de Roque de los Muchachos (ORM) en La Palma, España, a 2,396 m sobre el nivel del mar. KVA es un sistema de dos telescopios, el primer telescopio es de 60 cm en una montadura de horquilla, el segundo es un telescopio Celestron-14 de 35 cm fijado en la parte inferior del telescopio de 60 cm. El telescopio de 35 cm tiene un FOV de  $12 \times 8$  arcmin con el chip U47. A partir del 2004, la mayoría de las observaciones se han hecho con el telescopio KVA (Nilsson y col., 2018).

Se solicitaron los datos observacionales del blazar Mrk 421 al programa de monitoreo Tuorla Blazar, ya que no son de acceso público, correspondientes a un periodo de casi 13 años, con fecha de inicio el 08 de agosto del 2008 al 02 de mayo del 2021. Los datos son en la banda R del óptico ( $\sim 2$  eV), donde se usó fotometría diferencial con un radio de apertura de 7.5 arco segundos y con un tiempo de integración de 24 minutos. El tratamiento y el análisis de los datos se describe de manera concisa en Nilsson y col., 2018 y no fueron parte de este trabajo de tesis.

### 3.1.3. Metsähovi Radio Observatory

El radiotelescopio Metsähovi cuenta con una antena de 13.7 m de diámetro dentro de un radomo<sup>11</sup> (mostrado en la figura 3.6) como estructura principal. Tiene un conjunto de cuatro platos de 5.5 m para funcionar como un interferómetro (llamado Metsähovi Compact Array), también cuenta con algunos otros radiotelescopios pequeños e instrumentos de medición. Este observatorio, afiliado a la Universidad Aalto, se localiza a 60 m sobre el nivel del mar en Kirkkonummi, Uusimaa, Finlandia y lleva operando desde 1974. En 1991 fue actualizado al cambiar el radomo y en 1994 se cambiaron los paneles reflectores y la estructura posterior de la antena, mejorando así su precisión. La antena de 13.7 m realiza observación las 24 horas del día, durante todo el año.

Los programas de investigación en Metsähovi se centran en las observaciones de radio, las que se realizan en ondas milimétricas y microondas en los rango de 2 a 150 GHz ( $\sim 8 - 620 \mu$  eV). Uno de los programas de investigación está dedicado a la observación de AGNs, y existe una colaboración con el programa de monitoreo Tuorla Blazar para observaciones de algunos blazares como Markarian 421.

Metsähovi ha observado a Mrk 421 de forma continua todos los días, a excepción de los días en los que las condiciones climáticas o externas al observatorio evitaron una óptima observación. Se solicitaron los datos sobre estas observaciones para Mrk 421 al equipo encargado del observatorio, correspondiente a un periodo de tiempo que inicia el 08 de agosto del 2008 y finaliza el 02 de mayo del 2021 (casi 13 años), los datos corresponden a una frecuencia de 37 GHz ( $\sim 153 \mu$ eV), con un límite de detección para el flujo de 0.2 Jy<sup>12</sup> (esto en óptimas condiciones). Para determinar el flujo en cada punto de observación se tiene un tiempo de integración alrededor de 35 min (2100 s). Se utilizan observaciones de DR21, una nube molecular ubicada en la constelación de Cygnus. Como calibradores secundarios se utilizan las fuentes 3C 84, NGC 7027 y 3C 274. Una descripción más completa del análisis y tratamiento de los datos se encuentra en Teraesranta y col., 1998 y no fue parte de este trabajo de tesis.

<sup>11</sup>Es un recubrimiento de una antena, y tiene forma de domo esférico.

<sup>12</sup>Jansky, unidad de flujo,  $1\text{Jy} = 10^{-26} \frac{\text{W}}{\text{m}^2 \cdot \text{Hz}}$  en SI.



**Figura 3.6:** Radio Observatorio Metsähovi, ubicado en Kirkkonummi, Uusimaa, Finlandia. Creditos de la imagen: Metsähovi Radio Observatory, Universidad Aalto.

## 3.2. Curvas de luz

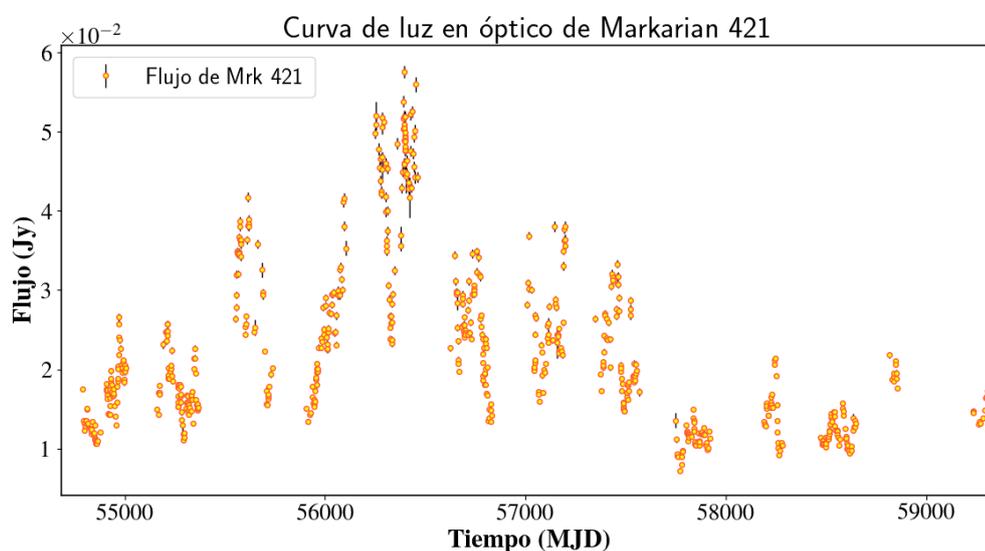
A continuación, se presentan las curvas de luz de Markarian 421 en las 3 distintas bandas de energía, es decir, óptico R, radio a 37 GHz y rayos gamma entre 30 MeV y 300 GeV de energía, las cuales fueron obtenidos con datos del Programa de Monitoreo Tuorla Blazar, el radio observatorio Metsähovi y el instrumento LAT de la misión espacial Fermi, respectivamente. Las curvas de luz en las tres bandas tienen el mismo periodo de tiempo, el cual inicia el 05 de agosto del 2008 (54683 MJD<sup>13</sup>) y termina el 02 de mayo del 2021 (59336 en MJD).

### 3.2.1. Curva de luz en Óptico

En la figura 3.2.1 se muestra la curva de luz de Markarian 421 en la banda del óptico en el filtro R, utilizando datos observacionales del telescopio KVA del programa de monitoreo Tuorla Blazar. El periodo de observación es de aproximadamente 13 años, iniciando el 05 de agosto del 2008 y terminando el 02 de mayo del 2021, con un total de 696 datos o bins, los bins no son periódicos, es decir, no son cada cierto tiempo específico. Hubo días donde

<sup>13</sup>MJD: Días julianos modificados, se restan 2,400,000.5 días a los días julianos (JD).

el observatorio no tuvo observaciones de la fuente por cuestiones climáticas, condiciones no óptimas para la medición, daño en el equipo, etc. En la curva de luz podemos ver como hay un aumento en el flujo, llegando a un máximo de 0.0575 Jy el 10 de abril del 2013 (56392 MJD), alrededor de esa fecha se puede ver como Mrk 421 tenía gran actividad, podríamos decir que estuvo en fase activa en esos meses y posteriormente el flujo disminuyó gradualmente hasta mantenerse sin grandes fluctuaciones después de los 58000 MJD. El primer incremento importante en el flujo ocurrió el 25 de febrero del 2011 (55617 MJD) alcanzando un flujo de 0.0389 Jy. El mínimo del flujo se obtuvo el 18 de junio del 2017 (57771 MJD) con 0.0071 Jy, comparado con el máximo de flujo, hubo un aumento de un orden de magnitud.

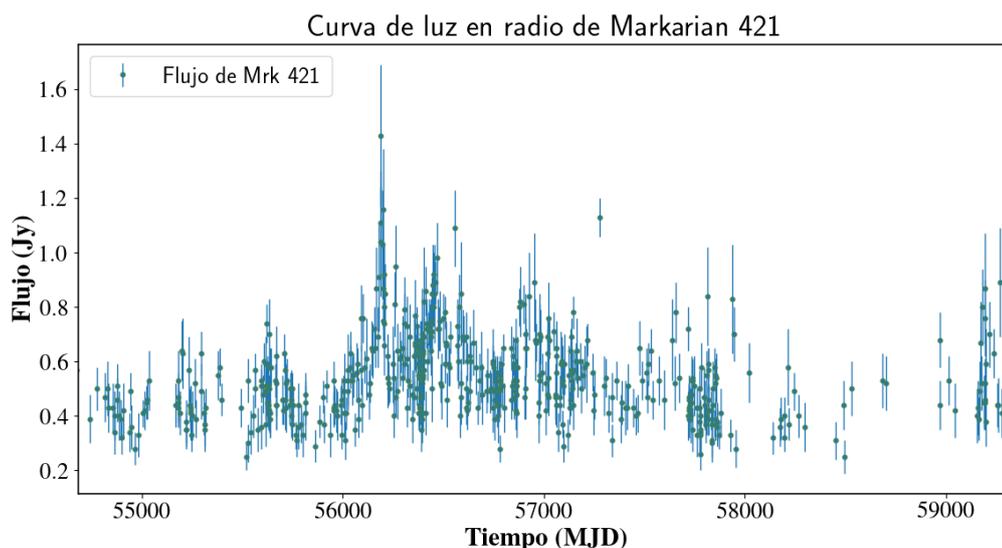


**Figura 3.7:** Curva de luz en la banda del óptico (filtro R) de Markarian 421, los datos fueron recabados por el telescopio KVA del programa de monitoreo Tuorla Blazar, entre el 05 de agosto del 2008 (54683 MJD) y el 02 de mayo del 2021 (59336 en MJD).

### 3.2.2. Curva de luz en Radio

En la figura 3.2.2 se muestra la curva de luz de Markarian 421 en la banda del radio a 37 GHz, ( $\sim 153 \mu eV$ ), donde se utilizaron los datos observacionales del radio observatorio Metsähovi. El periodo de observación inicia el 05 de agosto del 2008 y termina el 02 de mayo del 2021, con un total de 557 bins, estos bins no fueron periódicos, hubo ocasiones donde se tenían un par de datos por mes y otros meses donde no hubo ninguna observación, estos días sin observaciones se debieron a problemas climáticos, daños en el instrumento y que hubo días

donde no se detectó a Mrk 421. De la curva de luz podemos ver que el máximo del flujo se alcanza el 16 de septiembre del 2012 (56186 MJD) con un flujo de 1.43 Jy, alrededor de esa fecha podemos observar como Mrk 421 estaba en una fase activa. En esta banda de energía parecen haber varios incrementos en el flujo, como el 28 de febrero del 2011 (55620 MJD) con un flujo de 0.74 Jy, más o menos en las mismas fechas en las que hubo un incremento notable en óptico el día 25 de febrero del 2011. Otro de los incrementos importantes ocurrió el 22 de octubre del 2014 (56952 MJD) alcanzando un flujo de 0.18 Jy.



**Figura 3.8:** Curva de luz en la banda del radio (37GHz) de Markarian 421, los datos fueron recabados por el radio observatorio Metsähovi, entre el 05 de agosto del 2008 (54683 MJD) y el 02 de mayo del 2021 (59336 en MJD).

### 3.2.3. Curva de luz en Rayos gamma

En la figura 3.2.3 se muestra la curva de luz de Markarian 421 en intervalos de tiempo de una semana en la banda de rayos gamma entre 30 MeV y 300GeV de energía, donde se utilizaron los datos observacionales del instrumento LAT de la misión espacial Fermi. El periodo de observación inicia el 05 de agosto del 2008 y termina el 02 de mayo del 2021. Para el análisis de los datos y la curva de luz se utilizaron las Fermi Science Tools (versión v11r5p3) y el software Enrico. Los parámetros utilizados en el archivo de configuración fueron los siguientes:

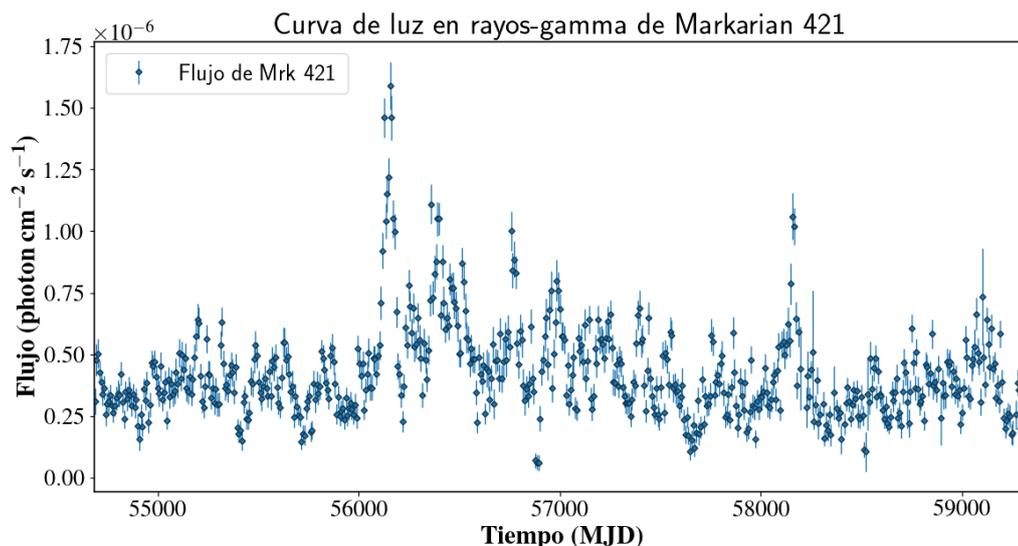
- $t_{min} = 239587202.0$  (05-agosto-2008)

- `tmax` = 641606405.0 (02-mayo-2021)
- `ebl_model` = 4 (Modelo del EBL Franceschini)
- `spectrum` = PowerLaw (Espectro descrito por una ley de potencias para Mrk 421.)
- `emin` = 100.0 (MeV)
- `emax` = 300000.0 (MeV)
- `zmax` = 90 (ángulo cenit máximo, para evitar contaminación proveniente de la Tierra.)
- `likelihood` = binned (Método de máxima verosimilitud agrupado)
- `NLCbin` = 664 (Intervalos de tiempo o bins de la curva de luz, 664 es el número de semanas entre el 05-agosto-2008 al 02-mayo-2021)
- `SpectralIndex` = 1.8 (Índice espectral de la ley de potencias)
- Se utilizó el modelo de emisión interestelar galáctica `gll_iem_v07.fits` y el modelo isotrópico extragaláctico de emisión difusa `iso_P8R3_SOURCE_V3_v1.txt`.

Podemos ver de la curva de luz que hubo un gran incremento del flujo el 16 de agosto del 2012 (56155 MJD) alcanzando un flujo de  $1.59 \times 10^{-6} \frac{\text{photon}}{\text{cm}^2\text{s}}$ , fecha cercana a los máximos en el flujo de las bandas de óptico y radio, lo que nos confirma que en esas fechas Mrk 421 estaba en una fase activa en las 3 bandas de energía. Posterior a ese incremento en el flujo se tuvo otro el 09 de marzo del 2013 (56391 MJD) con  $1.05 \times 10^{-6} \frac{\text{photon}}{\text{cm}^2\text{s}}$ . También el 15 de febrero del 2018 hubo un incremento en el flujo alcanzando un valor de  $1.02 \times 10^{-6} \frac{\text{photon}}{\text{cm}^2\text{s}}$ . Para ver si existe una relación entre los incrementos del flujo en las bandas de energía es necesario un estudio de correlación que queda fuera de los objetivos de este trabajo de tesis.

### 3.3. Bloques Bayesianos

Uno de los métodos de análisis para la caracterización de variabilidad local es el de bloques bayesianos. Los bloques bayesianos es una técnica de modelaje no paramétrica, esto significa

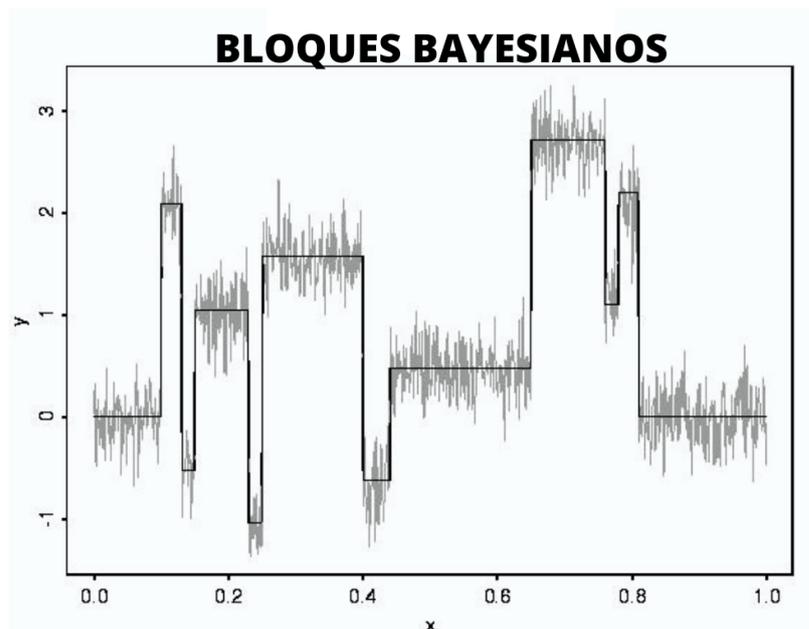


**Figura 3.9:** Curva de luz en la banda de rayos gamma (30 MeV-300GeV) de Markarian 421, los datos fueron recabados por el instrumento LAT de la misión espacial Fermi, entre el 05 de agosto del 2008 (54683 MJD) y el 02 de mayo del 2021 (59336 en MJD).

que no se hace un ajuste de un modelo (con sus respectivos parámetros) a los datos, en cambio, detecta variaciones locales en las series de tiempo, por lo que lo vuelve un análisis genérico.

La técnica fue propuesta por Scargle, 1998 y consiste en segmentar de manera óptima la señal (como el flujo) de una serie temporal utilizando estadística bayesiana. Esta segmentación temporal se le conoce como bloques. La forma gráfica de ver estos bloques (ver figura 3.10) es representada como un intervalo de tiempo donde la señal medida no varía significativamente, es decir, es consistente con fluctuaciones de una emisión constante. La altura de estos bloques va a estar dada por el promedio ponderado por los intervalos de cada observación de las magnitudes del flujo dentro del intervalo de tiempo del bloque. Para caracterizar al bloque, además de la altura, es necesario determinar el tiempo de término de un bloque y de inicio del siguiente bloque, para esto es necesario un punto de cambio. El punto de cambio indica cuándo se hace la transición del bloque  $i$  al bloque  $i + 1$ , este punto de cambio se va a dar cuando la señal sufra un cambio abrupto en su magnitud, ya sea incrementando o disminuyendo.

A lo descrito anteriormente se le conoce como *Modelo constante de bloques*, este algoritmo se puede describir de la siguiente manera: Se tienen dos tipos de variables, la independiente (tiempo, longitud de onda, frecuencia, etc) y la dependiente (señal medida, como el flujo, in-



**Figura 3.10:** Esquema de la técnica de bloques bayesianos. La altura del bloque es igual al promedio ponderado de la señal dentro de este, el término e inicio de un bloque va a depender del punto de cambio, que es cuando la señal cambia abruptamente de magnitud. Créditos: <https://people.maths.bris.ac.uk/~wavethresh/help/bayesthr.htm>

tensidad, etc). El rango de la variable independiente será segmentado en bloques, los cuales pueden no tener la misma longitud. Dentro de estos bloques la variable dependiente es tomada como constante dentro de un intervalo de error. Para definir el inicio y término de estos bloques ( $t_i$  tiempo inicial y  $t_f$  tiempo final) es necesario un punto de cambio. El punto de cambio indica cuando se hace la transición del bloque  $i$  al bloque  $i + 1$ , este punto de cambio se va a dar cuando la señal (el flujo) sufra un cambio abrupto en su magnitud, ya sea incrementando o disminuyendo (Scargle y col., 2013). Por lo tanto, se pueden modelar los bloques con solo 2 parámetros:

- **Punto de cambio :** Para determinarlo es necesario definir una tasa de probabilidad de falso positivo, que es la probabilidad de informar falsamente la detección de un punto de cambio.
- **Amplitud de la señal del bloque**

Es importante determinar el número de bloques que se van a tener para toda la serie temporal. Llamaremos  $N_{bloques} = N_{cp} + 1$  donde  $N_{cp}$  es el número de puntos de cambio. Este número de bloques se ve influenciado por cómo se defina la distribución prior, la cual es la distribución de

probabilidad previa para el número de bloques y va a depender del número de datos ( $N$ ) y la tasa de falso positivo ( $\alpha_{fpr}$ ). Esta distribución de probabilidad previa para el número bloques se describe de la siguiente manera (Scargle y col., 2013):

$$n_{prior} = 4 - \log(73.53 \cdot \alpha_{fpr} \cdot N) \quad (3.4)$$

Este algoritmo se puede aplicar en distintos tipos de datos (Scargle y col., 2013), los tres ejemplos más comunes son:

- **Time-Tagged event, (TTE):** Para este tipo de eventos se utilizan una función de probabilidad de Bernoulli, un ejemplo de este tipo de eventos es la luz compilada por un telescopio y posteriormente se almacena como un conjunto de tiempos de detección de fotones individuales, para análisis de variabilidad.
- **Mediciones de observables cuasi-continuas.** Utilizan estadística Gaussiana. En este caso, se tienen fotones que no se pueden detectar individualmente, tal es el caso de las mediciones de flujo en la banda del radio.
- **Cuentas de eventos en contenedores (bines) de tiempo:** Utilizan la estadística de Poisson, y son, por ejemplo, la colección de fotones por un telescopio, pero mediante contenedores temporales, los cuales no necesariamente deben tener el mismo tamaño.

En esta tesis los datos en rayos gamma son cuentas de eventos en contenedores temporales.

### 3.4. Distribución de los flujos

Con los datos de la curva de luz se realizó un histograma de los flujos en cada banda de energía, esto para ver cómo es su distribución. Los intervalos del histograma se eligieron de tal forma que no fueran de un tamaño menor al error medio de los flujos en cada curva de luz. Posterior a realizar el histograma se ajustó una función de probabilidad a los datos, con el fin de determinar el tipo de distribución que describe al flujo en las 3 bandas de energía.

Para la estimación de los parámetros de las funciones de probabilidad se utilizó el método de máxima verosimilitud que es el mismo método que utilizan las Fermitools para el análisis de datos LAT, pero en este caso, el flujo se toma como una variable aleatoria continua. La función de verosimilitud, o likelihood, va a depender del tipo de función de probabilidad que deseemos ajustar a los datos, ya que los parámetros cambian para las distintas funciones. La forma general de esta función es

$$\mathcal{L}(\theta) = \mathcal{L}(\theta|x_1, x_2, \dots, x_n) = \prod_{i=1}^n f_{X_i}(x_i|\theta) \quad (3.5)$$

Donde  $x_1, x_2, \dots, x_n$  son observaciones muestrales, en nuestro caso son los flujos observados, tomadas de variables aleatorias  $X_1, X_2, \dots, X_n$  cuya distribución depende del parámetro  $\theta$ .  $f_{X_i}$  es la función de probabilidad, ya sea la función normal, lognormal, de Cauchi, gamma, etc. A esta función se le trata de encontrar sus máximos para cada parámetro  $\theta$ , por ejemplo, para la función normal los parámetros son  $(\sigma, \mu)$ , para la función lognormal son  $(\sigma_{log}, \mu_{log})$ , para la función gamma son  $(\alpha, \lambda)$ . Normalmente se aplica el logaritmo a esta función para hacer más sencillas las cuentas, ya que así se quita el producto. Este método se encuentra entre los estimadores de parámetros puntuales, ya que te regresa un valor único de los parámetros utilizando información muestral para encontrarlo, es aproximado al valor verdadero del parámetro. Los parámetros calculados por este método o  $\theta_{MLE}$  se distribuyen de forma normal asintótica cuando  $n \rightarrow \infty$ . De hecho se tiene:

$$\theta_{MLE} \sim N \left( \theta, \frac{1}{nE \left[ \frac{\partial^2}{\partial \theta^2} \log(f(x; \theta)) \right]} \right), \quad (3.6)$$

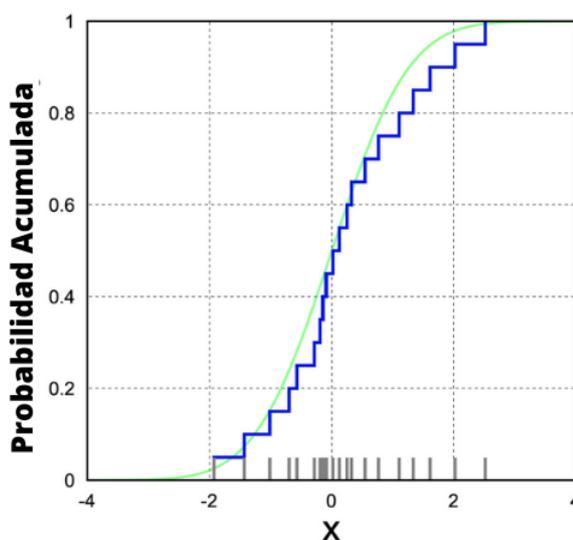
donde  $E[\cdot]$  es el valor esperado.

Para decidir si el ajuste es el adecuado, se tienen que aplicar pruebas estadísticas, las cuales van a probar nuestras hipótesis. Primero se tienen que definir las hipótesis, la hipótesis nula ( $H_0$ ) es la afirmación que al inicio se supone cierta (es decir, la “creencia a priori”), y la hipótesis alternativa ( $H_a$ ) es la que da respuesta a nuestra pregunta, la que se establece en base a la evidencia que tenemos.

Para el caso donde se tiene que decidir si una muestra proviene de una población que se describe por cierta distribución se utiliza la prueba de Kolmogorov-Smirnov (KS) (Karson, 1968). Esta prueba se basa en la función de distribución empírica (FDE), esta función es una estimación de la función de distribución acumulada (FDA) (ver figura 3.4) asociada con la medida empírica de la muestra. Esta función es escalonada (saltos de  $\frac{1}{n}$ ) para cada uno de los  $n$  puntos dados. Sean  $X_1, X_2, \dots, X_N$  variables aleatorias, independientes e idénticamente distribuidas de la función de distribución acumulada  $F(t)$ , entonces la función FDE se define como

$$\hat{F}(t) = \frac{n \leq X_i}{N}, \quad (3.7)$$

donde  $n$  es el número de elementos en la muestra menores a  $X_i$  y  $N$  el número total de puntos de la muestra, en el caso de este trabajo las  $X_i$  son flujos.



**Figura 3.11:** Gráfica de FDE y FDA. La línea verde representa la función de distribución acumulada (FDA) normal y la línea azul escalonada la función de distribución empírica (FDE) de una población que se distribuye de forma normal.

La prueba KS trata la distancia máxima que hay entre estas dos curvas, FDE y FDA, también llamada la distribución empírica teórica. La prueba se compone de:

- $H_0$ : La hipótesis nula en este caso es la distribución que queremos probar.

- $H_a$ : La hipótesis alternativa es que los datos no siguen la distribución propuesta.
- $D$ : El estadístico de prueba que está dado por:

$$D = \text{Max}_{(1 \leq i \leq N)} \left( F(X_i) - \frac{i-1}{N}, \frac{i}{N} - F(X_i) \right), \quad (3.8)$$

donde  $F$  es la función de distribución acumulada asociada a la distribución propuesta, la cual es continua.

- **Significancia ( $\alpha$ ):** La significancia es la probabilidad de rechazar  $H_0$  cuando es verdadera.
- **Valores críticos:** Si el valor de  $D$  es mayor al valor crítico entonces se rechaza la hipótesis nula, es decir, la muestra proveniente de una población no es descrita por la distribución que se propuso. El valor crítico va a depender del número de datos y la significancia que asignemos. Hay tablas que indican el valor crítico para las pruebas KS. Para el trabajo de esta tesis se utilizó una  $\alpha = 0.05$  que da como resultado un valor crítico de  $\frac{1.36}{\sqrt{N}}$  esto basado en las tablas de valores críticos.

Para obtener los parámetros con el método de máxima verosimilitud se utilizó el software RStudio, específicamente la librería *MASS*<sup>14</sup> y *fitdistrplus*<sup>15</sup>, la cual hace los cálculos para maximizar la función de verosimilitud y así dar el valor estimado de los parámetros de la función de probabilidad.

Para las funciones de distribución más conocidas (Normal, Lognormal, Exponencial, Gamma, Beta, Weibull, Cauchy, Uniforme, Gompertz, etc) se calcularon los criterios AIC (Akaike) y BIC (Criterio de información Bayesiana)<sup>16</sup> para darnos una idea de qué funciones eran las que mejor se ajustaban a los datos. En los tres casos tuvimos que tanto la normal como lognormal eran los mejores modelos. Posterior a esto, se hizo la prueba KS para comprobar si los modelos describían a los datos muestrales (el flujo en cada banda de energía) o se rechaza la hipótesis nula.

<sup>14</sup>Para más información de la librería visitar <https://cran.r-project.org/web/packages/MASS/>

<sup>15</sup>Para más información de la librería visitar <https://cran.r-project.org/web/packages/fitdistrplus/index.html>

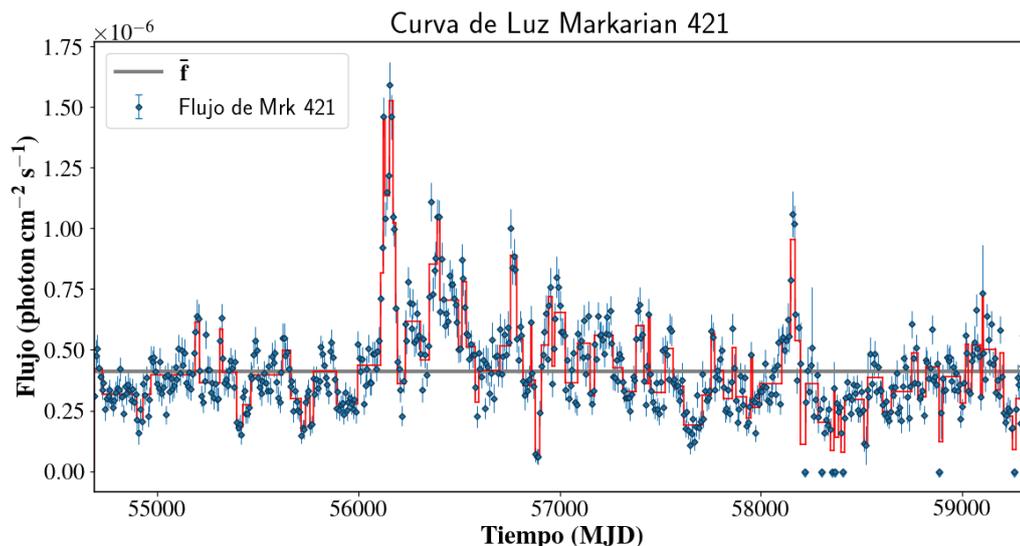
<sup>16</sup>AIC y BIC: Son medidas de calidad relativa de un modelo estadístico. En base a la comparación de los valores para cada modelo, se dice que se ajusta mejor aquel con un número más bajo de AIC o BIC.

# Capítulo 4

## Resultados y Discusión

Se aplicó el análisis de bloques bayesianos a la curva de luz de Mrk 421 en la banda de rayos-gamma. Se utilizó una tasa de falso positivo de 0.05 que nos dió un un valor para la distribución de probabilidad previa para el número de bloques ( $n_{prior}$ ) de 2.932, resultando en un total de 108 bloques. En la figura 4.1 se muestran estos resultados. Solo se hizo para esta banda ya que la significancia de las observaciones es baja en comparación con la banda del óptico y radio, por lo que se decidió combinar observaciones por bloques bayesianos en lugar de periodos fijos como días, semanas o meses.

Con los flujos de la curva de luz sin bloques bayesianos en las 3 bandas de energía se hizo un histograma y posteriormente se le ajustó una función de probabilidad. Para las curvas de luz en las tres bandas, aplicando el criterio de AIC y BIC (las tablas 4.1, 4.2 y 4.3 muestran el valor de estos criterios para el óptico, radio y rayos gamma, respectivamente), el ajuste de la función lognormal fue el mejor y esto se puede ver porque el AIC y BIC mostraron los menores valores, por lo que se compara esta distribución con la normal, esto por lo discutido en el capítulo 2, donde se mencionó que una distribución normal es producto de una emisión donde los procesos son aditivos y la distribución lognormal de procesos multiplicativos. La función de distribución de Cauchi tiene valores muy cercanos a la función normal, sin embargo, al hacer las pruebas estadísticas el ajuste con esta función se descarto. Con lo anterior en cuenta, se utilizó el software libre R, la librería *fitdistrplus*, y se obtuvieron los parámetros de estas dos



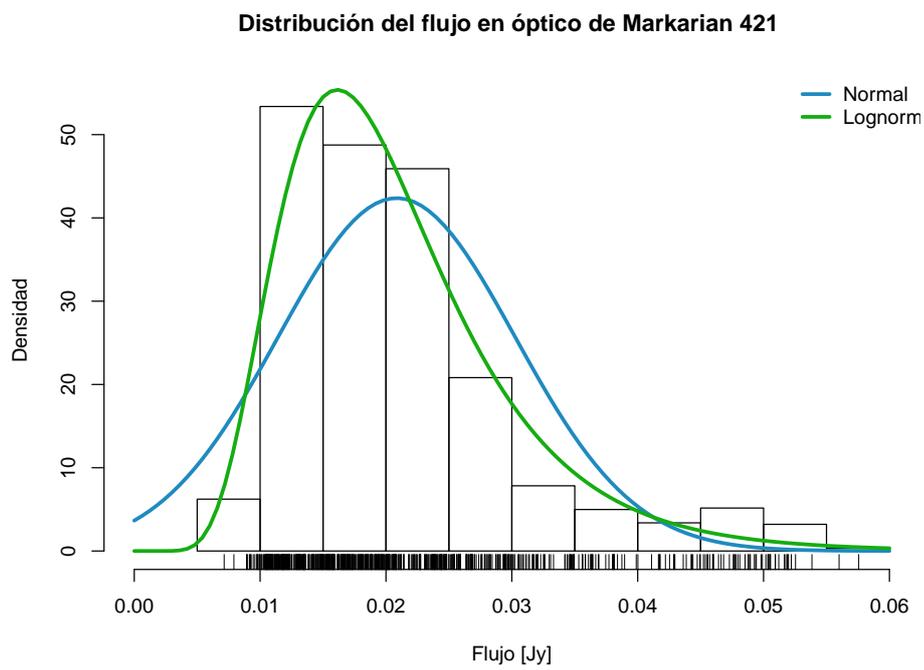
**Figura 4.1:** Curva de luz de Mrk 421 en la banda de rayos-gamma (30MeV-300GeV) implementando el análisis de bloques bayesianos. Se obtuvo un total de 108 bloques bayesianos (representados en rojo), la línea gris horizontal es el promedio del flujo.

funciones con el método de máxima verosimilitud.

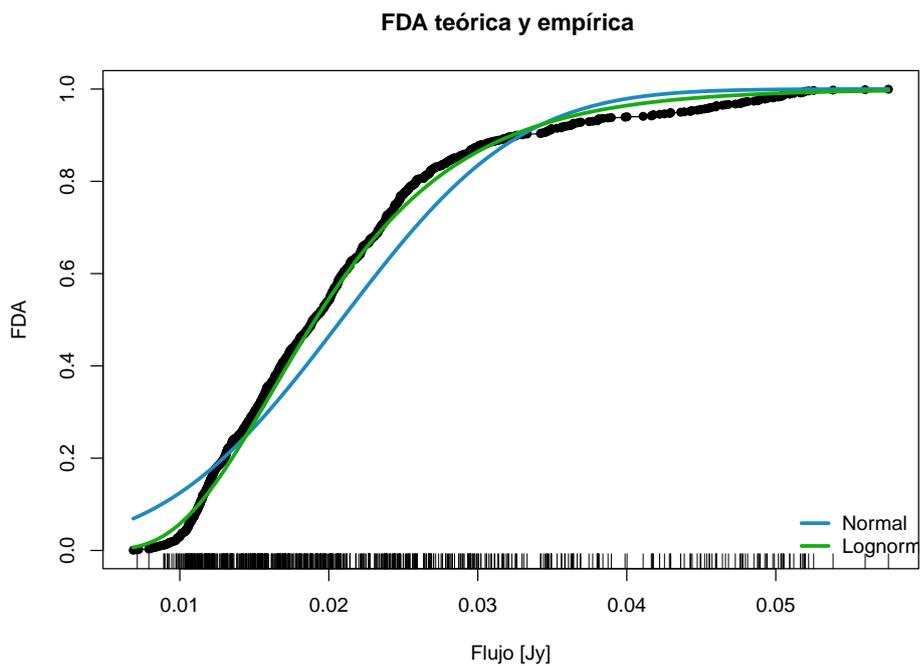
Después se aplicó la prueba KS para ambas distribuciones en las 3 bandas de energía para probar si estas funciones describían nuestra muestra o se tenía que rechazar el ajuste. También se calculó el valor crítico para cada caso utilizando una significancia de  $\alpha = 0.05$ .

**Cuadro 4.1:** AIC y BIC para distintas distribuciones en la banda del óptico. La función que tienen un AIC y BIC menor es la lognormal.

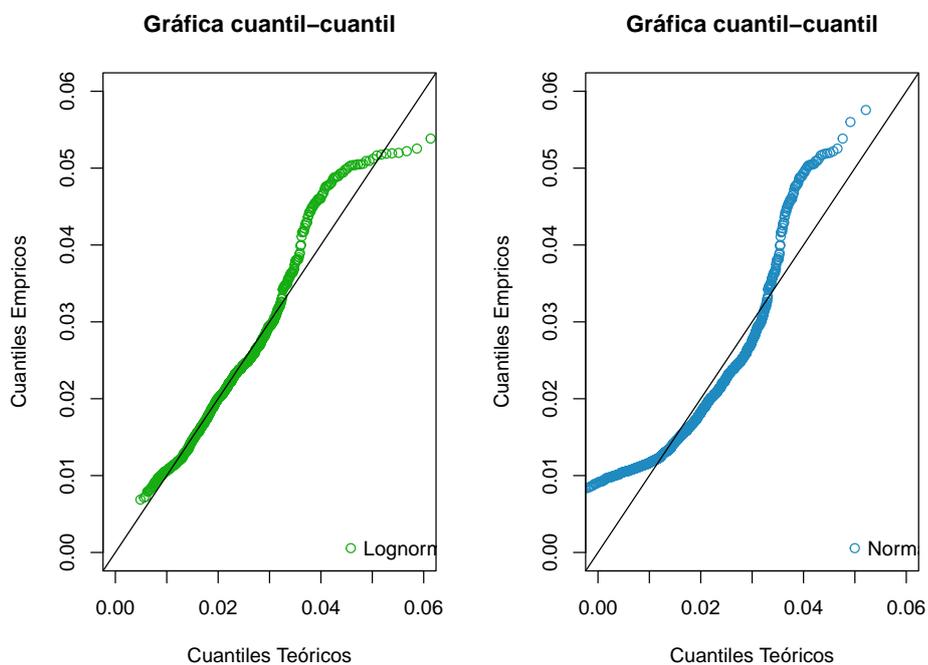
| Distribución | AIC      | BIC      |
|--------------|----------|----------|
| Lognormal    | -7706.87 | -7696.82 |
| Normal       | -7294.27 | -7284.22 |
| Cauchi       | -7225.91 | -7215.86 |
| Exponencial  | -6451    | -6445.98 |
| Chi-cuadrada | -3374.59 | -3369.57 |



**Figura 4.2:** Se muestra el gráfico de densidad de la distribución normal (línea azul continua) y lognormal (línea verde continua) ajustada al histograma del flujo en óptico, las rayas negras verticales en la parte inferior del gráfico representan a los datos. El ajuste fue realizado con la herramienta *fitdist* de la librería *fitdistrplus* del software libre R.



**Figura 4.3:** Gráfico de la función de distribución acumulada (FDA) empírica y teórica para la banda del óptico. La línea negra muestra la FDA empírica asociada los flujos y las líneas azul y verde son las funciones de distribución acumulada teóricas normal y lognormal, respectivamente.



**Figura 4.4:** Gráfico de cuantiles teóricos y empíricos para los flujos en óptico de Mrk 421. Del lado izquierdo se tienen el gráfico de cuantiles teórico y empírico para la distribución lognormal, y del lado derecho para la distribución normal.

**Cuadro 4.2:** AIC y BIC para distintas distribuciones en la banda del radio. La función que tienen un AIC y BIC más pequeño es la lognormal.

| Distribución | AIC     | BIC     |
|--------------|---------|---------|
| Lognormal    | -618.89 | -610.24 |
| Normal       | -512.46 | -503.81 |
| Cauchi       | -423.54 | -414.89 |
| Exponencial  | 420.16  | 424.48  |
| Chi-cuadrada | 906.88  | 911.2   |

**Cuadro 4.3:** AIC y BIC para distintas distribuciones en la banda de rayos gamma. La función que tienen un AIC y BIC más pequeño es la lognormal.

| Distribución | AIC     | BIC     |
|--------------|---------|---------|
| Lognormal    | 2323.26 | 2332.1  |
| Normal       | 2513.35 | 2522.2  |
| Cauchi       | 2473.85 | 2482.69 |
| Exponencial  | 2989.09 | 2993.51 |
| Chi-cuadrada | 2569.48 | 2573.9  |

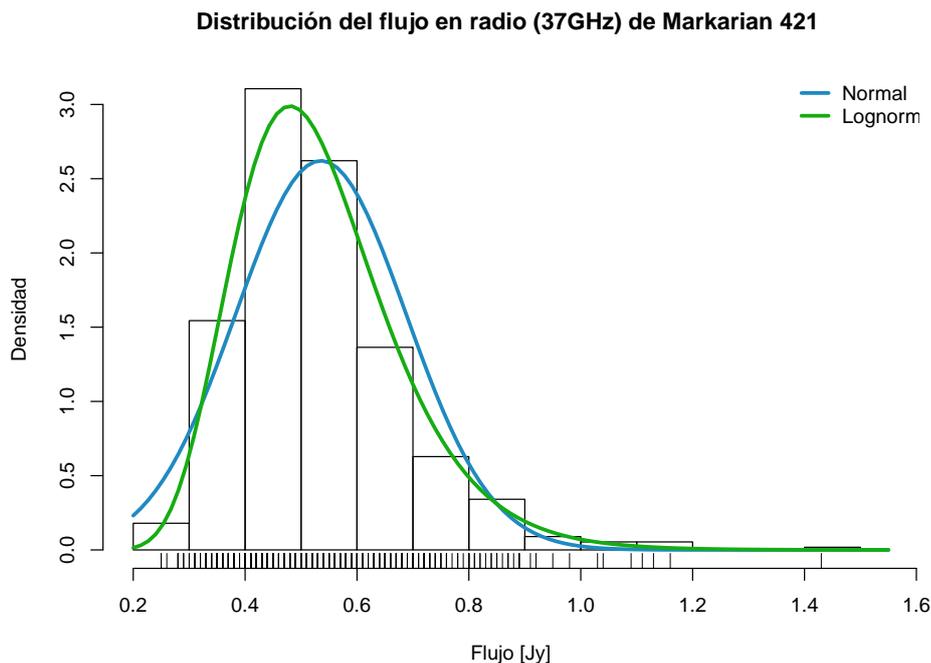
## 4.1. Resultados del óptico

Para la banda del óptico se obtuvo para la prueba KS un valor del estadístico de prueba de  $D_{lognormal} = 0.037$  y  $D_{normal} = 0.105$ , con un valor crítico de la  $VC = 0.04$  considerando una significancia del 5% ( $\alpha = 0.05$ ). Esto nos dice que se rechaza la hipótesis nula para el caso de la distribución normal ya que  $D_{normal} > VC$ , en cambio no se rechaza para la distribución lognormal ( $D_{lognormal} < VC$ ). Por lo tanto se puede decir que el flujo de nuestra muestra proviene de una población que se describe por una distribución lognormal.

Los valores de los parámetros para la distribución lognormal<sup>1</sup> son:

- $\mu_{log} = -3.95 \pm 0.01$

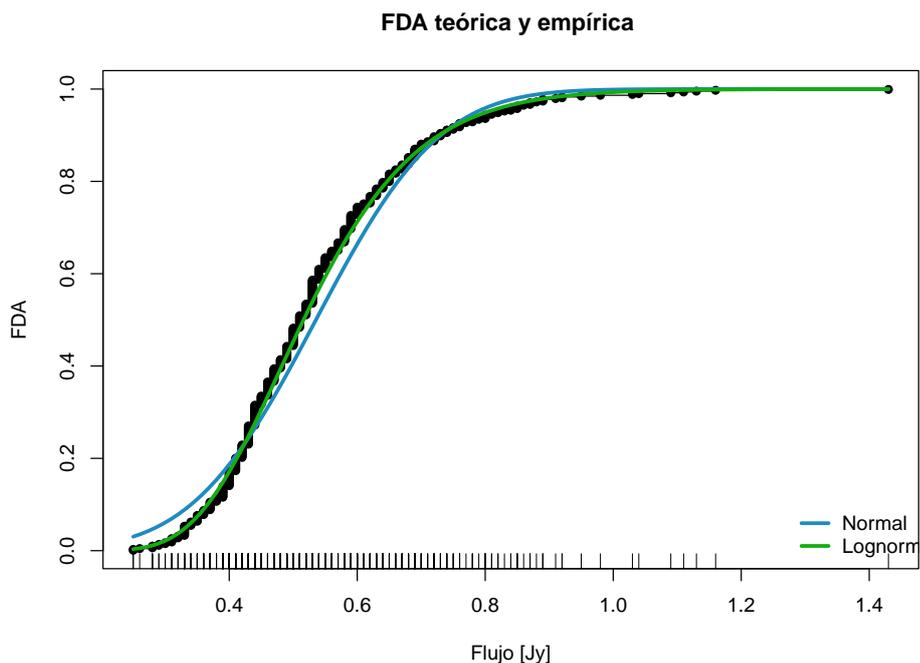
<sup>1</sup>Los cuales no corresponden a la media y desviación estándar de los datos y tampoco a los parámetros de la función normal, son los parámetros que definen a la función lognormal.



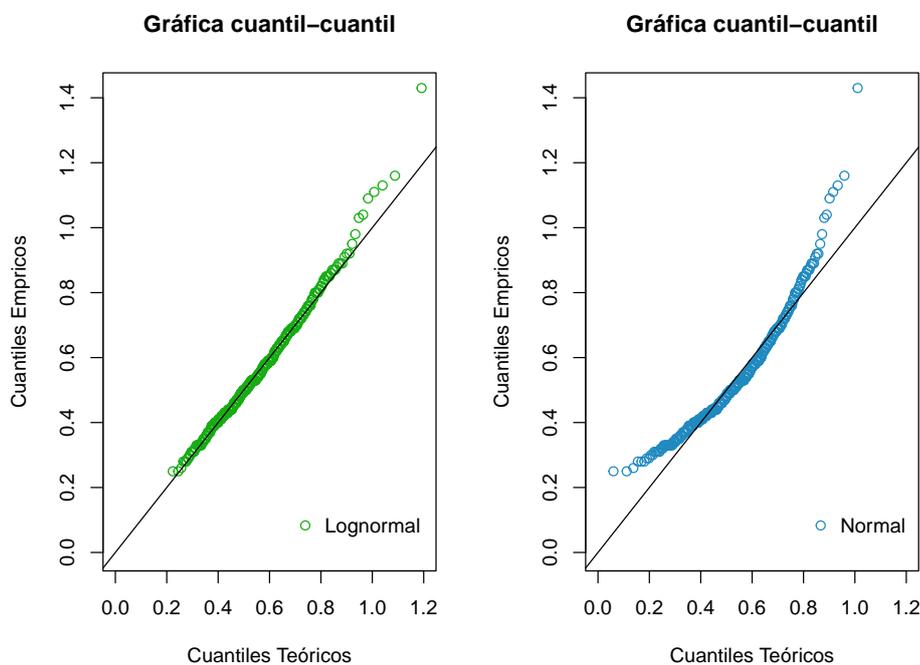
**Figura 4.5:** Se muestra el gráfico de la distribución normal (línea azul continua) y lognormal (línea verde continua) ajustada al histograma del flujo en radio (37 GHz), las rayas negras verticales en la parte inferior del gráfico representan a los datos. El juste fue realizado con la herramienta *fitdist* de la librería *fitdistrplus* del software libre R.

- $\sigma_{log} = 0.41 \pm 0.01$

En la figura 4.2 se muestra el histograma y los ajustes de las distribuciones lognormal y normal. Además, en la figura 4.3 se muestra una gráfica de las funciones de distribución acumulada (FDA) teórica y empírica, la empírica se obtiene de la muestra. Como se puede observar, la FDA teórica de la distribución lognormal se ajusta de manera más adecuada con la FDA de los datos, que la FDA teórica de la distribución normal. La prueba KS hace un cálculo del estadístico de prueba  $D$  en base a la distancia de la FDA teórica y empírica. También se tiene el gráfico cuantil-cuantil (Q-Q plot), mostrado en la figura 4.4, el cual sirve para comprobar si la muestra proviene de cierta distribución, siendo la línea continua negra el cuantil teórico y los puntos de colores son los datos. Vemos que para la distribución lognormal hay discrepancia para los valores que se encuentran en la cola derecha de la distribución, es decir, a valores altos del flujo, esto nos indica que el flujo es mayor al esperado (teórico) lo cual podría ser por contribuciones de otras zonas de emisión en Mrk 421 como puede ser el disco.



**Figura 4.6:** Gráfico de la función de distribución acumulada (FDA) empírica y teórica para la banda del radio (37 GHz). La línea negra muestra la FDA empírica asociada a los flujos y las líneas azul y verde son las funciones de distribución acumulada teóricas normal y lognormal, respectivamente.



**Figura 4.7:** Gráfico de cuantiles teóricos y empíricos para los flujos en la banda de radio (37 GHz) de Mrk 421. Del lado izquierdo se tienen el gráfico de cuantiles teórico y empírico para la distribución lognormal, y del lado derecho para la distribución normal.

## 4.2. Resultados del radio

Para los flujos en la banda de radio se obtuvieron estadísticos de prueba con valores  $D_{lognormal} = 0.047$  y  $D_{normal} = 0.101$  con la prueba KS, el valor crítico para este caso es de  $VC = 0.057$  considerando de nuevo una significancia  $\alpha = 0.05$ . Esto nos indica que no se rechaza la hipótesis nula para la distribución lognormal, sin embargo, para la distribución normal sí se rechaza. Esto nos dice que el flujo en radio podría provenir de un proceso que se describe por una distribución lognormal, mas que de una normal.

Los valores de los parámetros para la distribución lognormal en radio son:

- $\mu_{log} = -0.66 \pm 0.01$
- $\sigma_{log} = 0.26 \pm 0.01$

En la figura 4.5 se tiene la gráfica de la función de densidad de probabilidad y el histograma de los flujos en radio, al que se le ajustaron las distribuciones normal y lognormal. En la figura 4.6 se tiene la gráfica de FDA teórica y empírica para las distribuciones lognormal y normal, como se puede ver, la función FDA de la muestra se asemeja más a la FDA teórica lognormal, caso contrario a la normal, donde se aleja mucho la curva, esto se resume en la prueba KS que rechaza el ajuste normal pero no el lognormal. Por último, se muestra en la figura 4.7 el gráfico cuantil-cuantil, que muestra el cuantil teórico para las distribuciones normal y lognormal, como el cuantil debido a los datos, vemos que para el caso de la distribución lognormal se tiene un mucho mejor ajuste que para el normal aunque para flujos grandes hay una discrepancia, se tiene que el flujo es mayor al teórico, de nuevo esto podría indicarnos que otras zonas de emisión están afectando el flujo a esta energía.

## 4.3. Resultados de rayos gamma

Al igual que en óptico y radio, se aplicó la prueba KS para la distribución lognormal y normal, obteniendo el estadístico  $D_{lognormal} = 0.042$  y  $D_{normal} = 0.108$ . El valor crítico para esta muestra es de  $VC = 0.054$  tomando un  $\alpha = 0.05$ . Esto nos indica que se rechaza la distribución

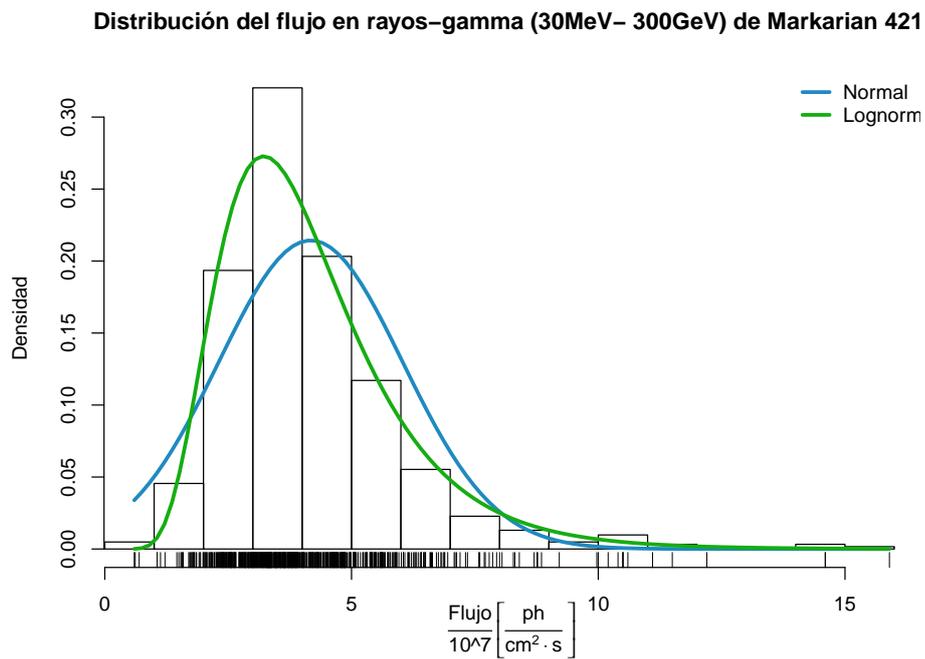
normal pero no se rechaza la distribución lognormal. Esto nos indica que, como en los anteriores casos, el flujo en esta banda de energía podría provenir de procesos que se distribuyen de manera lognormal, que podrían ser multiplicativos.

Los valores de los parámetros para la distribución lognormal que describe al flujo son:

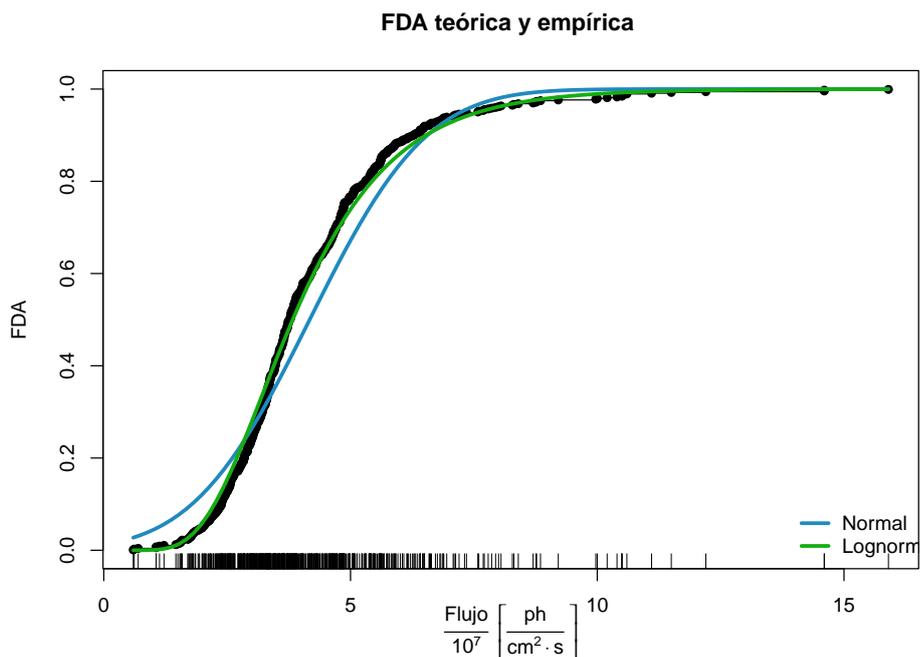
- $\mu_{log} = -14.77 \pm 0.01$
- $\sigma_{log} = 0.41 \pm 0.01$

En la figura 4.8 se tiene el gráfico del histograma con el ajuste de las distribuciones normal y lognormal, se observa cómo la función que mejor describe a la distribución de los flujos es la lognormal. También se tiene en la figura 4.9 el gráfico de FDA teórica y empírica en la que se basó la prueba KS, de igual forma se tiene un mucho mejor ajuste con la FDA teórica lognormal. Por último, en la figura 4.10 se tiene el gráfico cuantil-cuantil, donde los cuantiles empíricos de la muestra se ajustan de mejor manera a los cuantiles teóricos de la distribución lognormal que a la distribución normal, de nuevo se tiene discrepancia a flujos altos, aunque en menor medida que en las otras bandas.

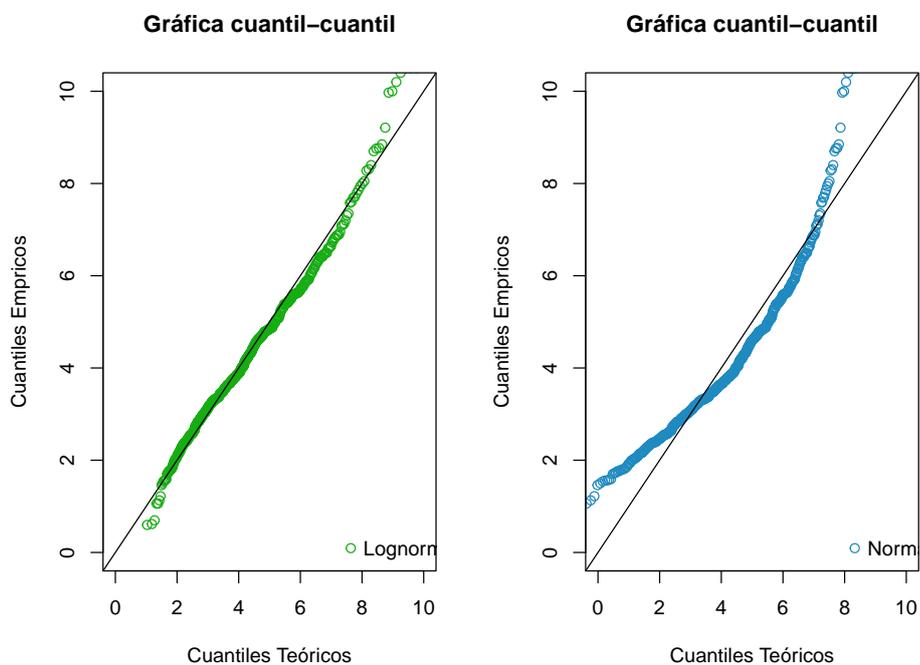
En resumen, para las 3 bandas de energía, radio (37 GHz), óptico y rayos gamma (30 MeV-300 GeV), se tiene que el flujo de Markarian 421 muestra una desviación de un comportamiento descrito por una distribución normal, en cambio da indicios de que el flujo proviene de un proceso que se describe mediante una distribución lognormal que podría explicarse mediante procesos multiplicativos. En la tabla 4.4 se muestran los parámetros que describen la función lognormal para cada banda. De estos resultados es importante resaltar que el parámetro  $\sigma_{log}$  para las bandas del óptico y rayos gamma de VH tienen valores consistentes, cosa que no ocurre con la banda del radio, esto nos podría dar indicios de una correlación entre estas bandas de energía, ya que este parámetro no depende de la magnitud del flujo, misma que ya se ha reportado en otros trabajos como Carnerero y col., 2017 donde reportan una correlación entre rayos gamma a energías de GeV con óptico en la banda R, durante una fuerte ráfaga del 2012, asimismo Abeysekera y col., 2020 reportan correlación entre el la banda del óptico (banda R) y rayos gamma a energías de entre 420 GeV y 30 TeV durante la ráfaga del 17 de febrero del 2010. El modelo SSC aplicado a Mrk 421 predice que existe una correlación entre estas dos



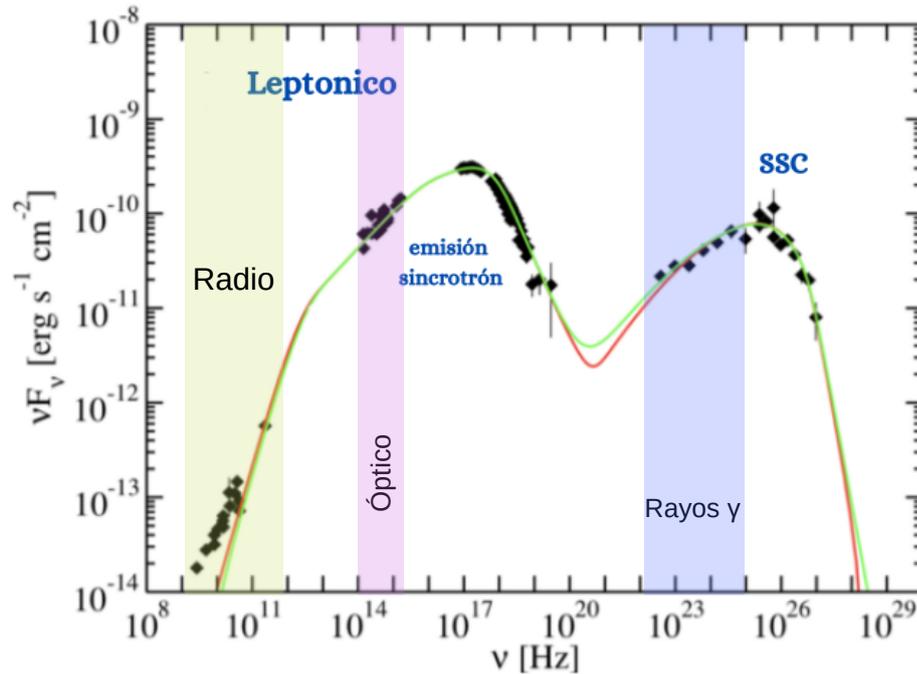
**Figura 4.8:** Se muestra el gráfico de densidad de la distribución normal (línea azul continua) y lognormal (línea verde continua) ajustada al histograma del flujo en rayos-gamma (30MeV-300GeV), las rayas negras verticales en la parte inferior del gráfico representan a los datos. El ajuste se realizó con la herramienta *fitdist* de la librería *fitdistrplus* del software libre **R**.



**Figura 4.9:** Gráfico de la función de distribución acumulada (FDA) empírica y teórica para la banda de rayos gamma (30 MeV-300 GeV). La línea negra muestra la FDA empírica asociada a los flujos y las líneas azul y verde son las funciones de distribución acumulada teóricas normal y lognormal, respectivamente.



**Figura 4.10:** Gráfico de cuantiles teóricos y empíricos para los flujos en la banda de rayos-gamma (30 MeV-300 GeV) de Mrk 421. Del lado izquierdo se tienen el gráfico de cuantiles teórico y empírico para la distribución lognormal, y del lado derecho para la distribución normal.



**Figura 4.11:** SED de Mrk 421 y el ajuste de los modelos leptonicos sincrotrón y SSD (Synchrotron Self Compton), Se indican las tres bandas de energía utilizadas en este trabajo. Imagen adaptada de Cerruti, 2020b.

bandas de energía, así como entre rayos X y rayos gamma de VHE reportadas en González y col., 2019. Además, se puede ver de la figura 4.11 que el modelo SSC para Mrk 421 no se ajusta de manera adecuada en la banda de radio, esto podría explicar el valor distinto del parámetro  $\sigma_{log}$  respecto a las otras dos bandas. A pesar de que nuestro análisis sugiere que la emisión en radio proviene de procesos multiplicativos, su naturaleza es distinta a la de la emisión en rayos gamma y óptico.

Resultados similares se han visto en blazares, donde el flujo sigue una distribución lognormal, como es el caso de Markarian 501 en la banda de rayos gamma de muy altas energías (Romoli y col., 2018). Asimismo, Kushwaha y col., 2017 observó un comportamiento lognormal en la distribución del flujo en rayos gamma de alta energía en los blazares FSRQs B2 1520+31, PKS 1510-089 y en el BL Lac Mrk 421 utilizando datos del instrumento Fermi LAT. Tluczykont, M. y col., 2010 reunió datos de diferentes observatorios en la banda de rayos gamma de muy alta energía para Mrk 421 y observó que en este rango de energía la distribución del flujo seguía una distribución lognormal+normal.

Este comportamiento podría implicar la presencia de procesos no lineales subyacentes que

impulsan la variabilidad que se observa en Mrk 421, esto da como resultado que el flujo tenga una distribución lognormal. Además, distribuciones lognormales en el flujo de blazares podrían implicar que los procesos de emisión son de tipo multiplicativo, como puede ser la producción de cascadas, es decir, un elemento interacciona con otro y esta interacción genera más procesos, tal cómo una población de fotones o hadrones puede generar más fotones por interacción, dando como resultado una cascada de fotones. Estas interacciones las podemos ver como subprocesos aleatorios, idénticamente distribuidos e independientes que se multiplican para generar el flujo, que por el teorema de límite central, dan como resultado que el flujo tenga una distribución lognormal. En el caso de los blazares, esto se llevaría a cabo en el chorro.

**Cuadro 4.4:** Parámetros de la función lognormal para las 3 bandas de energía.

| Banda             | $\mu_{log}$       | $\sigma_{log}$  |
|-------------------|-------------------|-----------------|
| Radio             | $-0.66 \pm 0.01$  | $0.26 \pm 0.01$ |
| Óptico            | $-3.95 \pm 0.01$  | $0.41 \pm 0.01$ |
| Rayos gamma de HE | $-14.77 \pm 0.01$ | $0.41 \pm 0.01$ |

# Capítulo 5

## Conclusiones

En este trabajo se recompilaron datos del blazar HBL Markarian con el objetivo de estudiar la distribución del flujo y tratar de identificar la naturaleza de los procesos que causan la rápida variabilidad. La motivación del trabajo fue el estudio de la distribución del flujo para energías de rayos gamma de HE y VHE realizado por Tluczykont, M. y col., [2010](#), Romoli y col., [2018](#), donde se encontró que el flujo no sigue una distribución normal, sino una lognormal e incluso una suma de ambas (lognormal+normal), lo cual da indicio de que la emisión en estas energías proviene de procesos multiplicativos.

En este trabajo se trato de expandir el estudio de distribución de flujo a otras bandas de energía, se hizo el análisis en la banda del radio (37 GHz), óptico (banda R) y rayos gamma de HE (30 MeV a 300 GeV) para tratar de comprender el comportamiento lognormal del flujo en blazares y con trabajos posteriores tratar de determinar la naturaleza de la variabilidad en el flujo. Con el trabajo realizado en esta tesis se encontró:

- Los flujos en las tres bandas de energía muestran una desviación de un comportamiento normal, en cambio, estos siguen una distribución lognormal, indicando que el flujo posiblemente es causado por procesos multiplicativos. En algunos trabajos han propuesto que este comportamiento daría indicio de una posible conexión disco-chorro en blazares (como en Shah y col., [2018](#)), sin embargo, el modelo de fluctuaciones del disco de acre-

ción no puede explicar la rápida variabilidad (escala de minutos) y el boosting relativista (Romoli y col., 2018).

- Se encontró que el parámetro  $\sigma_{log}$  del ajuste de la distribución lognormal para las bandas de óptico y rayos gamma tienen valores consistentes, lo cual podría indicar una posible correlación entre estas bandas, lo cual predice el modelo de sincrotrón Compton auto-inducido (SSC). Por lo que el estudio de la distribución del flujo en blazares podría ser clave para el entendimiento de la lognormalidad del flujo en AGNs.
- A pesar de que nuestros resultados sugieren que la emisión en radio es de carácter multiplicativo, es decir, la distribución del flujo se asemeja a una función lognormal, la naturaleza de la emisión en este rango de energía es distinta a la de rayos gamma y óptico, ya que la emisión proviene de otra region.
- Con los resultados aquí expuestos no es posible determinar la naturaleza del comportamiento lognormal en el flujo de blazares, sin embargo, se ha extendido este estudio a otras bandas de energía mostrando indicios de un comportamiento lognormal en radio y óptico.

Para una mayor comprensión de la naturaleza de los procesos causantes de la lognormalidad del flujo en blazares es necesario extender este trabajo, algunas propuestas son:

- Realizar el estudio multifrecuencia con datos simultáneos de la distribución del flujo durante un ráfaga, como también variar el periodo de tiempo del análisis, como periodos de un mes, una semana o un día, y ver si esto afecta el comportamiento de la distribución.
- Para poder verificar hipótesis de la correlación mediante el parámetro  $\sigma_{log}$  es necesario hacer el mismo análisis en otras bandas de energía donde se tengan antecedentes de correlación, como lo son rayos X y rayos gamma de VHE (del orden de TeV) y ver si los flujos tienen un comportamiento lognormal y de ser así ver si los parámetros son consistentes. Así como también expandir este estudio a otros balzares.

# Referencias

- Urry, C. M. & Padovani, P. (1995). Unified Schemes for Radio-Loud Active Galactic Nuclei. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 107, 803. <https://doi.org/10.1086/133630>
- Distance Results for MRK 0421. (2022). <http://ned.ipac.caltech.edu/cgi-bin/nDistance?name=MRK+0421>
- Lyubarskii, Y. E. (1997). Flicker noise in accretion discs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 292(3), 679-685. <https://doi.org/10.1093/mnras/292.3.679>
- Uttley, P., McHardy, I. M. & Vaughan, S. (2005). Non-linear X-ray variability in X-ray binaries and active galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 359(1), 345-362. <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.08886.x>
- Padovani, P., Alexander, D. M., Assef, R. J., De Marco, B., Giommi, P., Hickox, R. C., Richards, G. T., Smolčić, V., Hatziminaoglou, E., Mainieri, V. & et al. (2017). Active galactic nuclei: what's in a name? *The Astronomy and Astrophysics Review*, 25(1). <https://doi.org/10.1007/s00159-017-0102-9>
- Fath., E. A. (1909). "The spectra of some spiral nebulae and globular star clusters." *Lick Observatory Bulletin*, 5, 71-77. [doi:10.5479/ADS/bib/1909LicOB.5.71F](https://doi.org/10.5479/ADS/bib/1909LicOB.5.71F)
- Seyfert, C. K. (1943). "Nuclear Emission in Spiral Nebulae." *The Astrophysical Journal*, 97, 28.
- Bolton, S. G. J., J. G. (1948). "Variable source of radio frequency radiation in the constellation of Cygnus." *Nature*, 161(4087), 312-313.
- Baade, M. R., W. (1954). "On the Identification of Radio Sources." *The Astrophysical Journal*, 119, 215.

- 
- Schmidt, M. (1963). “ 3 C 273: a star-like object with large red-shift.”. *Nature*, 197(4872), 1040-1040.
- Salpeter, E. E. (1964). Accretion of Interstellar Matter by Massive Objects., *140*, 796-800. <https://doi.org/10.1086/147973>
- Zwicky, F. (1964). *ApJ*, *140*, 1467.
- Mortlock, D. J., Warren, S. J., Venemans, B. P., Patel, M., Hewett, P. C., McMahon, R. G., Simpson, C., Theuns, T., Gonzáles-Solares, E. A., Adamson, A., Dye, S., Hambly, N. C., Hirst, P., Irwin, M. J., Kuiper, E., Lawrence, A. & Röttgering, H. J. A. (2011). A luminous quasar at a redshift of  $z = 7.085$ ., *474*(7353), 616-619. <https://doi.org/10.1038/nature10159>
- Tadhunter, C. (2008). An introduction to active galactic nuclei: Classification and unification [Active Galactic Nuclei at the Highest Angular Resolution: Theory and Observations]. *New Astronomy Reviews*, *52*(6), 227-239. <https://doi.org/https://doi.org/10.1016/j.newar.2008.06.004>
- Rees, M. J. (1977). George Darwin Lecture 1976 - Quasars and Young Galaxies., *18*, 429.
- Urry, C. M. & Padovani, P. (1995). Unified Schemes for Radio-Loud Active Galactic Nuclei., *107*, 803. <https://doi.org/10.1086/133630>
- Magorrian, J., Tremaine, S., Richstone, D., Bender, R., Bower, G., Dressler, A., Faber, S. M., Gebhardt, K., Green, R., Grillmair, C., Kormendy, J. & Lauer, T. (1998). The Demography of Massive Dark Objects in Galaxy Centers. *The Astronomical Journal*, *115*(6), 2285-2305. <https://doi.org/10.1086/300353>
- Kormendy, J. & Richstone, D. (1995). Inward Bound—The Search For Supermassive Black Holes In Galactic Nuclei., *33*, 581. <https://doi.org/10.1146/annurev.aa.33.090195.003053>
- Véron-Cetty, M. P. & Véron, P. (2000). The emission line spectrum of active galactic nuclei and the unifying scheme., *10*, 81-133. <https://doi.org/10.1007/s001590000006>
- Wills, B. J., Netzer, H. & Wills, D. (1985). Broad emission features in QSOs and active galactic nuclei. II. New observations and theory of Fe II and HI emission., *288*, 94-116. <https://doi.org/10.1086/162767>
- Beckmann, V. & Shrader, C. R. (2013). The AGN phenomenon: open issues.
- Hirovani, K. (2000). Composition of active galactic nuclei jets: pair-plasma dominance in the 3C 345 and 3C 279 jets.
-

- 
- Blandford, R., Meier, D. & Readhead, A. (2019). Relativistic Jets from Active Galactic Nuclei. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 57(1), 467–509. <https://doi.org/10.1146/annurev-astro-081817-051948>
- Blandford, R. D. & Payne, D. G. (1982). Hydromagnetic flows from accretion discs and the production of radio jets. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 199(4), 883-903. <https://doi.org/10.1093/mnras/199.4.883>
- Blandford, R. D. & Znajek, R. L. (1977). Electromagnetic extraction of energy from Kerr black holes., 179, 433-456. <https://doi.org/10.1093/mnras/179.3.433>
- Sbarrato, T., Ghisellini, G., Nardini, M., Tagliaferri, G., Greiner, J., Rau, A. & Schady, P. (2013). Blazar candidates beyond redshift 4 observed with GROND. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 433(3), 2182-2193. <https://doi.org/10.1093/mnras/stt882>
- Padovani, P., Perlman, E., Giommi, P., Sambruna, R., Jones, L. R., Tzioumis, A. & Reynolds, J. The Deep X-Ray Radio Blazar Survey (DXRBS) (R. Morganti & W. J. Couch, Eds.). En: *En Looking Deep in the Southern Sky* (R. Morganti & W. J. Couch, Eds.). Ed. por Morganti, R. & Couch, W. J. Berlin, Heidelberg: Springer Berlin Heidelberg, 1999, 187-193.
- Baloković, M., Paneque, D., Madejski, G., Furniss, A., Chiang, J., Ajello, M., Alexander, D. M., Barret, D., Blandford, R. D., Boggs, S. E., Christensen, F. E., Craig, W. W., Forster, K., Giommi, P., Grefenstette, B., Hailey, C., Harrison, F. A., Hornstrup, A., Kitaguchi, T., ... Zensus, J. A. (2016). Multiwavelength Study of Quiescent States of Mrk 421 with Unprecedented Hard X-Ray Coverage Provided by NuSTAR in 2013., 819(2), **jourarticle** 156, 156. <https://doi.org/10.3847/0004-637X/819/2/156>
- Cannon, A. L. (2012). *A Comparison Study of Intermediate Frequency BL Lacs and High Frequency BL Lacs Detected by VERITAS and Fermi LAT*. (PhD thesis). University College Dublin.
- Gaskell, C. M. (2009). What broad emission lines tell us about how active galactic nuclei work. *New Astronomy Reviews*, 53(7-10), 140–148. <https://doi.org/10.1016/j.newar.2009.09.006>
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Agudo, I., Ajello, M., Aller, H. D., Aller, M. F., Angelakis, E., Arkharov, A. A., Axelsson, M., Bach, U., Baldini, L., Ballet, J., Barbiellini, G., Bastieri, D., Baughman, B. M., Bechtol, K., Bellazzini, R., Benitez, E., Berdyugin,
-

- 
- A., ... Ziegler, M. (2010). The Spectral Energy Distribution of Fermi Bright Blazars., *716*(1), 30-70. <https://doi.org/10.1088/0004-637X/716/1/30>
- Rees, M. J. (1966). Appearance of Relativistically Expanding Radio Sources., *211*(5048), 468-470. <https://doi.org/10.1038/211468a0>
- Lister, M. L., Cohen, M. H., Homan, D. C., Kadler, M., Kellermann, K. I., Kovalev, Y. Y., Ros, E., Savolainen, T. & Zensus, J. A. (2009). MOJAVE: Monitoring of Jets in Active Galactic Nuclei with VLBA Experiments. VI. Kinematics Analysis of a Complete Sample of Blazar Jets., *138*(6), 1874-1892. <https://doi.org/10.1088/0004-6256/138/6/1874>
- Rybicki, G. B. & Lightman, A. P. (1986). *Radiative Processes in Astrophysics*.
- Lind, K. R. & Blandford, R. D. (1985). Semidynamical models of radio jets: relativistic beaming and source counts., *295*, 358-367. <https://doi.org/10.1086/163380>
- González, M. M., Patricelli, B, Fraija, N & García-González, J. A. (2019). Reconciliation of VHE -ray/X-ray correlation studies in Mrk 421 and break-down at high fluxes. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, *484*(3), 2944-2953. <https://doi.org/10.1093/mnras/stz109>
- Böttcher, M., Reimer, A., Sweeney, K. & Prakash, A. (2013). Leptonic and Hadronic Modeling of Fermi-Detected Blazars. *The Astrophysical Journal*, *768*(1), 54. <https://doi.org/10.1088/0004-637x/768/1/54>
- Cerruti, M. (2020a). Leptonic and Hadronic Radiative Processes in Supermassive-Black-Hole Jets. *Galaxies*, *8*(4). <https://doi.org/10.3390/galaxies8040072>
- Singh, K. K. & Meintjes, P. J. (2020). “ Characterization of variability in blazar light curves”. *Astronomische Nachrichten*, *341*, 713–725. <https://doi.org/10.1002/asna.202013731>
- Arévalo, P. & Uttley, P. (2006). Investigating a fluctuating-accretion model for the spectral-timing properties of accreting black hole systems. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, *367*(2), 801-814. <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.09989.x>
- Otter, R. (1949). The Multiplicative Process. *The Annals of Mathematical Statistics*, *20*(2), 206-224. <https://doi.org/10.1214/aoms/1177730031>
- Gaskell, C. M. (2004). Lognormal X-Ray Flux Variations in an Extreme Narrow-Line Seyfert 1 Galaxy., *612*(1), L21-L24. <https://doi.org/10.1086/424565>
- Lyutyj, V. M. & Oknyanskij, V. L. (1987). The time - amplitude characteristics of the optical variability of NGC 4151 in 1906-1984., *64*, 465-475.
-

- 
- Vaughan, S., Fabian, A. C. & Nandra, K. (2003b). X-ray continuum variability of MCG-6-30-15. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 339(4), 1237–1255. <https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06285.x>
- Vaughan, S., Edelson, R., Warwick, R. S. & Uttley, P. (2003a). On characterizing the variability properties of X-ray light curves from active galaxies., 345(4), 1271-1284. <https://doi.org/10.1046/j.1365-2966.2003.07042.x>
- Giebels, B. & Degrange, B. (2009). Lognormal variability in BL Lacertae., 503(3), 797-799. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/200912303>
- Shah, Z., Mankuzhiyil, N., Sinha, A., Misra, R., Sahayanathan, S. & Iqbal, N. (2018). Log-normal flux distribution of bright Fermi blazars. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 18(11), 141. <https://doi.org/10.1088/1674-4527/18/11/141>
- Tluczykont, M., Bernardini, E., Satalecka, K., Clavero, R., Shayduk, M. & Kalekin, O. (2010). Long-term lightcurves from combined unified very high energy data. *A&A*, 524, A48. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201015193>
- Romoli, C., Chakraborty, N., Dorner, D., Taylor, A. M. & Blank, M. (2018). Flux Distribution of Gamma-Ray Emission in Blazars: The Example of Mrk 501. *Galaxies*, 6(4). <https://doi.org/10.3390/galaxies6040135>
- Punch, M., Akerlof, C. W., Cawley, M. F., Chantell, M., Fegan, D. J., Fennell, S., Gaidos, J. A., Hagan, J., Hillas, A. M., Jiang, Y., Kerrick, A. D., Lamb, R. C., Lawrence, M. A., Lewis, D. A., Meyer, D. I., Mohanty, G., O’Flaherty, K. S., Reynolds, P. T., Rovero, A. C., ... Wilson, C. (1992). Detection of TeV photons from the active galaxy Markarian 421., 358(6386), 477-478. <https://doi.org/10.1038/358477a0>
- Gaidos, J. A., Akerlof, C. W., Biller, S., Boyle, P. J., Breslin, A. C., Buckley, J. H., Carter-Lewis, D. A., Catanese, M., Cawley, M. F., Fegan, D. J., Finley, J. P., Gordo, J. B., Hillas, A. M., Krennrich, F., Lamb, R. C., Lessard, R. W., McEnery, J. E., Masterson, C., Mohanty, G., ... Zweerink, J. (1996). Extremely rapid bursts of TeV photons from the active galaxy Markarian 421., 383(6598), 319-320. <https://doi.org/10.1038/383319a0>
- Krennrich, F., Bond, I. H., Bradbury, S. M., Buckley, J. H., Carter-Lewis, D. A., Cui, W., de la Calle Perez, I., Falcone, A., Fegan, D. J., Fegan, S. J., Finley, J. P., Gaidos, J. A., Gibbs, K., Gillanders, G. H., Hall, T. A., Hillas, A. M., Holder, J., Horan, D., Jordan, M., ... Weekes, T. C. (2002). Recent Results from the VERITAS Collaboration. *arXiv e-prints*, **jourarticle** astro-ph/0212269, astro-ph/0212269.
-

- 
- Acciari, V. A., Aliu, E., Arlen, T., Aune, T., Beilicke, M., Benbow, W., Boltuch, D., Bradbury, S. M., Buckley, J. H., Bugaev, V., Byrum, K., Cannon, A., Cesarini, A., Ciupik, L., Cui, W., Dickherber, R., Duke, C., Falcone, A., Finley, J. P., ... Aller, M. F. (2011). TeV and Multi-wavelength Observations of Mrk 421 in 2006-2008., *738*(1), **jourarticle** 25, 25. <https://doi.org/10.1088/0004-637X/738/1/25>
- Albert, J., Aliu, E., Anderhub, H., Antoranz, P., Armada, A., Asensio, M., Baixeras, C., Barrio, J. A., Bartko, H., Bastieri, D., Becker, J., Bednarek, W., Berger, K., Bigongiari, C., Biland, A., Bock, R. K., Bordas, P., Bosch-Ramon, V., Bretz, T., ... Zapatero, J. (2007). Observations of Markarian 421 with the MAGIC Telescope., *663*(1), 125-138. <https://doi.org/10.1086/518221>
- Aharonian, F., Akhperjanian, A. G., Aye, K.-M., Bazer-Bachi, A. R., Beilicke, M., Benbow, W., Berge, D., Berghaus, P., Bernlöhr, K., Boisson, C., Bolz, O., Braun, I., Breitling, F., Brown, A. M., Bussons Gordo, J., Chadwick, P. M., Chounet, L.-M., Cornils, R., Costamante, L., ... Wagner, S. J. (2005). Observations of Mkn 421 in 2004 with HESS at large zenith angles. *Astronomy Astrophysics*, *437*(1), 95–99. <https://doi.org/10.1051/0004-6361:20053050>
- Aleksić, J., Anderhub, H., Antonelli, L. A., Antoranz, P., Backes, M., Baixeras, C., Balestra, S., Barrio, J. A., Bastieri, D., Becerra González, J., Becker, J. K., Bednarek, W., Berdyugin, A., Berger, K., Bernardini, E., Biland, A., Bock, R. K., Bonnoli, G., Bordas, P., ... Zanin, R. (2010). MAGIC TeV gamma-ray observations of Markarian 421 during multiwavelength campaigns in 2006. *Astronomy and Astrophysics*, *519*, A32. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/200913945>
- Bartoli, B., Bernardini, P., Bi, X. J., Bleve, C., Bolognino, I., Branchini, P., Budano, A., Calabrese Melcarne, A. K., Camarri, P., Cao, Z., Cappa, A., Cardarelli, R., Catalanotti, S., Cattaneo, C., Celio, P., Chen, S. Z., Chen, T. L., Chen, Y., Creti, P., ... ARGO-YBJ Collaboration. (2011). Long-term Monitoring of the TeV Emission from Mrk 421 with the ARGO-YBJ Experiment., *734*(2), **jourarticle** 110, 110. <https://doi.org/10.1088/0004-637X/734/2/110>
- Biteau, J. & Williams, D. A. (2015). The extragalactic background light, the Hubble constant, and anomalies: conclusions from 20 years of TeV gamma-ray observations. *The Astrophysical Journal*, *812*(1), 60. <https://doi.org/10.1088/0004-637x/812/1/60>
-

- 
- Chandra, P., Yadav, K. K., Rannot, R. C., Singh, K. K., Tickoo, A. K., Sharma, M., Venugopal, K., Bhat, C. K., Bhatt, N., Bhattacharyya, S., Chanchalani, K., Dhar, V. K., Godambe, S. V., Goyal, H. C., Kothari, M., Kotwal, S., Koul, M. K., Koul, R. & Sahaynathan, S. (2010). TeV observations of Mrk 421 with the TACTIC  $\gamma$ -ray telescope during 2006-8. *Journal of Physics G Nuclear Physics*, 37(12), **jourarticle** 125201, 125201. <https://doi.org/10.1088/0954-3899/37/12/125201>
- Sharma, M., Nayak, J., Koul, M., Bose, S., Mitra, A., Dhar, V., Tickoo, A. & Koul, R. (2015). Validation of a new background discrimination method for the TACTIC TeV  $\gamma$ -ray telescope with Markarian 421 data. *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research Section A: Accelerators, Spectrometers, Detectors and Associated Equipment*, 770, 42–47. <https://doi.org/10.1016/j.nima.2014.10.012>
- Amenomori, M., Ayabe, S., Cui, S. W., Danzengluobu, Ding, L. K., Ding, X. H., Feng, C. F., Feng, Z. Y., Gao, X. Y., Geng, Q. X., Guo, H. W., He, H. H., He, M., Hibino, K., Hotta, N., Hu, H., Hu, H. B., Huang, J., Huang, Q., . . . Tibet As Gamma Collaboration. (2003). Multi-TeV Gamma-Ray Flares from Markarian 421 in 2000 and 2001 Observed with the Tibet Air Shower Array., 598(1), 242-249. <https://doi.org/10.1086/378350>
- Atwood, W. B., Abdo, A. A., Ackermann, M., Althouse, W., Anderson, B., Axelsson, M., Baldini, L., Ballet, J., Band, D. L., Barbiellini, G., Bartelt, J., Bastieri, D., Baughman, B. M., Bechtol, K., Bédérède, D., Bellardi, F., Bellazzini, R., Berenji, B., Bignami, G. F., . . . Ziegler, M. (2009). The Large Area Telescope on the Fermi Gamma-Ray Space Telescope Mission., 697(2), 1071-1102. <https://doi.org/10.1088/0004-637X/697/2/1071>
- Fisher, R. A. (1925). Theory of Statistical Estimation. *Mathematical Proceedings of the Cambridge Philosophical Society*, 22(5), 700–725. <https://doi.org/10.1017/S0305004100009580>
- Nilsson, K., Lindfors, E., Takalo, L. O., Reinthal, R., Berdyugin, A., Sillanpää, A., Ciprini, S., Halkola, A., Heinämäki, P., Hovatta, T., Kadenius, V., Nurmi, P., Ostorero, L., Pasanen, M., Rekola, R., Saarinen, J., Sainio, J., Tuominen, T., Villforth, C., . . . Zaprudin, B. (2018). Long-term optical monitoring of TeV emitting blazars. I. Data analysis., 620, **jourarticle** A185, A185. <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833621>
- Teraesranta, H., Tornikoski, M., Mujunen, A., Karlamaa, K., Valtonen, T., Henelius, N., Urpo, S., Lainela, M., Pursimo, T., Nilsson, K., Wiren, S., Lahteenmaeki, A., Korpi, M., Rekola, R., Heinaemaeki, P., Hanski, M., Nurmi, P., Kokkonen, K., Keinaenen, P., . . .
-

- 
- Koenonen, P. (1998). Fifteen years monitoring of extragalactic radio sources at 22, 37 and 87 GHz., *IJ2*, 305-331. <https://doi.org/10.1051/aas:1998297>
- Scargle, J. D. (1998). Studies in Astronomical Time Series Analysis. V. Bayesian Blocks, a New Method to Analyze Structure in Photon Counting Data. *The Astrophysical Journal*, 504(1), 405–418. <https://doi.org/10.1086/306064>
- Scargle, J. D., Norris, J. P., Jackson, B. & Chiang, J. (2013). Studies in Astronomical Time Series Analysis. VI. Bayesian Block Representations., *764*(2), **jourarticle** 167, 167. <https://doi.org/10.1088/0004-637X/764/2/167>
- Karson, M. (1968). Handbook of Methods of Applied Statistics. Volume I: Techniques of Computation Descriptive Methods, and Statistical Inference. Volume II: Planning of Surveys and Experiments. I. M. Chakravarti, R. G. Laha, and J. Roy, New York, John Wiley; 1967, \$9.00. *Journal of the American Statistical Association*, 63(323), 1047-1049. <https://doi.org/10.1080/01621459.1968.11009335>
- Cerruti, M. (2020b). Neutrinos from blazars. *Journal of Physics: Conference Series*, 1468(1), 012094. <https://doi.org/10.1088/1742-6596/1468/1/012094>
- Carnerero, M. I., Raiteri, C. M., Villata, M., Acosta-Pulido, J. A., Larionov, V. M., Smith, P. S., D’Ammando, F., Agudo, I., Arévalo, M. J., Bachev, R., Barnes, J., Boeva, S., Bozhilov, V., Carosati, D., Casadio, C., Chen, W. P., Damjanovic, G., Eswaraiah, E., Forné, E., ... col. (2017). Dissecting the long-term emission behaviour of the BL Lac object Mrk 421., *472*(4), 3789-3804. <https://doi.org/10.1093/mnras/stx2185>
- Abeysekara, A. U., Benbow, W., Bird, R., Brill, A., Brose, R., Buchovecky, M., Buckley, J. H., Christiansen, J. L., Chromey, A. J., Daniel, M. K., Dumm, J., Falcone, A., Feng, Q., Finley, J. P., Fortson, L., Furniss, A., Galante, N., Gent, A., Gillanders, G. H., ... col. (2020). The Great Markarian 421 Flare of 2010 February: Multiwavelength Variability and Correlation Studies. *The Astrophysical Journal*, 890(2), 97. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab6612>
- Kushwaha, P., Sinha, A., Misra, R., Singh, K. P. & de Gouveia Dal Pino, E. M. (2017). Gamma-Ray Flux Distribution and Nonlinear Behavior of Four LAT Bright AGNs., *849*(2), **jourarticle** 138, 138. <https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa8ef5>
-