

ESTUDIO DE VARIABILIDAD MULTIFRECUENCIA DEL
BLAZAR $4C+38.41$ DESDE AGOSTO DE 2008 A
OCTUBRE DE 2013

Harold Andrés Peña Herazo

Universidad Industrial de Santander
Facultad de Ciencias
Escuela de Física
Bucaramanga
2014

ESTUDIO DE VARIABILIDAD MULTIFRECUENCIA DEL
BLAZAR 4C+38.41 DESDE AGOSTO DE 2008 A
OCTUBRE DE 2013

Harold Andrés Peña Herazo

Director: Dr. Vahram Chavushyan ³

Co-Director: Dr. Luis Alberto Núñez^{1,2}
Co-Director: Dr. Jonathan León-Tavares ³

Trabajo de grado para optar al título de Físico

- ¹Grupo de Investigación en Relatividad y Gravitación
²Grupo Halley de Astronomía y Ciencias Aeroespaciales
³Instituto Nacional de Astrofísica Óptica y Electrónica

Universidad Industrial de Santander
Facultad de Ciencias
Escuela de Física
Bucaramanga
2014

Dedicado a mis padres Arturo Rafael y Castiz María, a toda mi familia y a Daniela.

Agradecimientos

En estas líneas quiero agradecer al Dr. Vahram Chavushyan por su apoyo para realizar mi primer trabajo en astronomía y por permitirme realizar la pasantía con su grupo de trabajo en el INAOE; grupo de trabajo al que pertenece el Dr. Jonathan León-Tavares y el candidato a Dr. Victor Patiño a quienes les debo el apoyo, enseñanzas, ayudas y correcciones del presente trabajo.

A mi tutor Luis A. Nuñez por todo el empuje por hacer a nuestro grupo de trabajo, un grupo de profesionales en astronomía, por todas sus enseñanzas y por su apoyo durante este trabajo.

A mis amigos de Tonantzintla, del IA-UNAM por permitirme reafirmar mi interés en la astronomía y por querer formar astrónomos del Caribe y Centroamérica para el desarrollo científico de nuestra región, también les agradezco por permitirme conocer a mis amigos de la ESAOBELA.

A todos mis compañeros del Grupo Halley, a los pasajeros y a los que me acompañaron hasta el final, por su entusiasmo, compañerismo y motivación para realizar carreras de investigación en astronomía y hacer divulgación científica en nuestro país.

A todos mis amigos de la UIS, gracias por toda la amistad y la calidez que me han brindado.

A mis padres, Arturo Peña y Castiz Herazo Flores, por todo su amor, apoyo material y compañía desde mi tierra natal, sin ellos nada de esto sería realidad. A mis hermanos por todas sus enseñanzas y compañía desde la distancia. A mis abuelas Angela Contreras y Rosa Flores, por el cariño y la confianza que me regalaron durante todos estos años.

Por último quiero agradecer a Daniela Figueroa por toda su comprensión, tolerancia y ayuda para realizar este trabajo. Además por su impulso para que se hagan realidad mis sueños, por todos sus buenos consejos, su grata compañía y todo su amor, no pude

estar mejor acompañado en Bucaramanga. A su familia, en especial a Gloria Figueroa por brindarme su confianza, amistad y ayuda en momentos difíciles.

A todos, ¡gracias!

Índice general

Índice de figuras	11
1 Introducción	15
2 Núcleos Activos de Galaxias	18
2.1 Emisión de los AGN	18
2.1.1 Radiación Térmica	18
2.1.2 Radiación no térmica	19
2.1.3 Distribución de Energía Espectral	20
2.2 Clasificación de los AGN	22
2.2.1 Galaxias Seyfert	22
2.2.2 Cuasar	23
2.2.3 Radio Galaxias	25
2.2.4 Blazar	26
2.3 Esquema de Unificación	29
2.4 El Blazar 4C+38.41	31

3	Datos Observacionales	34
3.1	Datos de Rayos Gamma	34
3.1.1	Instrumento Fermi-LAT	34
3.1.2	Construcción de la Curva de Luz	36
3.2	Datos de Rayos X	36
3.2.1	Misión Swift	36
3.2.2	Construcción de la Curva de Luz	37
3.3	Datos del Rango Óptico	37
3.3.1	Soporte del Observatorio Steward a la misión FERMI	37
3.3.2	Catalina Real-Time Transient Survey, CRTS	38
3.4	Submilimeter Array, SMA	38
3.5	Owens Valley Radio Observatory	39
4	Variabilidad y Análisis Estadístico	40
4.1	Variabilidad	40
4.2	Análisis Estadístico	41
4.2.1	Método de Correlación Cruzada	43
4.2.2	Método de Interpolación	45
4.2.3	Función de Correlación Cruzada Discreta	47
4.2.4	Función de Correlación Discreta por Transformada Z de Fisher	48
4.2.5	Eliminación de Alias	49

5	Resultados	52
5.1	Variabilidad y Análisis de Correlación Cruzada	52
5.2	Segundo Catálogo de AGN detectados por FERMI-LAT	57
6	Discusión y Conclusiones	63
7	Apéndice A	66
7.1	Método de interpolación	67
7.2	Función de Correlación Cruzada Discreta	70
7.3	Función de Correlación Cruzada Discreta por Transformada Z	73
8	Apéndice B	76
	Bibliografía	78

Índice de figuras

1.1	Esquema de clasificación morfológica de Hubble.	16
2.1	Representación del efecto Compton.	20
2.2	Radiación Sincrotrón.	21
2.3	SED promedio del blazar 3C273.	22
2.4	Espectro en el rango óptico de los diferentes tipos de AGN.	24
2.5	Radio galaxia Fanaroff-Riley-II Cygnus A.	26
2.6	Espectro de un BL Lac y un FSRQ.	27
2.7	SED del objeto BL Lac 3C 66A y del FSRQ PKS0227-369	28
2.8	Esquema de clasificación de los AGN	29
2.9	Representación del esquema unificado de los AGN.	30
2.10	SED del blazar 4C+38.41	33
3.1	Esquema del LAT.	35
4.1	Esquema del efecto Compton inverso según modelos SSC y EC.	42
4.2	Cuvas de luz del continuo y línea de emisión de Mrk 335	44

4.3	Función de Correlación Cruzada por interpolación	46
4.4	Ejemplo de la Densidad de Potencia Espectral de una curva de luz. . .	50
4.5	Ejemplo de la Densidad de Potencia Espectral de una curva de luz. . .	51
5.1	Curvas de luz de todas las frecuencias.	59
5.2	Indice Espectral vs. la luminosidad en rayos gamma	60
5.3	Luminosidad de los blazares de <i>Fermi2Lac</i> vs. el corrimiento al rojo . .	61
7.1	Función de correlación Cruzada usando el método de interpolación para las curvas de luz de rayos γ y rayos X.	67
7.2	Función de correlación Cruzada usando el método de interpolación para las curvas de luz de rayos γ y ondas submilimétricas.	68
7.3	Función de correlación Cruzada usando el método de interpolación para las curvas de luz del óptico (filtro V) y rayos γ	69
7.4	DCF para las curvas de luz de rayos γ y ondas submilimétricas.	70
7.5	DCF para las curvas de luz de los rayos γ y las ondas de radio.	71
7.6	DCF para las curvas de luz del óptico (filtro V) y rayos γ	72
7.7	ZDCF para las curvas de luz de rayos γ y ondas submilimétricas. . . .	73
7.8	ZDCF para las curvas de luz del óptico (filtro V) y ondas submilimétricas.	74
7.9	ZDCF para las curvas de luz de rayos γ y ondas de radio.	75

Resumen

TÍTULO: Estudio de Variabilidad Multifrecuencia del Blazar 4C+38.41 de Agosto de 2008 a Octubre de 2013. ¹

AUTOR: Peña Herazo, Harold Andrés².

PALABRAS CLAVES: AGN, Blazar, 4C +38.41, Rayos Gamma.

DESCRIPCIÓN:

En este trabajo se construyeron curvas de luz en el rango de energías de 0,1 – 300 GeV, para el blazar *4C+38.41*, durante el periodo que va desde el inicio de operaciones del telescopio espacial de rayos gamma Fermi (*FERMI*) (agosto de 2008) a octubre de 2013. A partir de esto, se hizo un análisis multi-frecuencia de las variaciones del flujo de esta fuente, usando datos observacionales de los siguientes observatorios: radio telescopio de 40 m de diámetro del Owens Valley Radio Observatory, a 15 GHz; Submillimeter Array, a 1 mm; Catalina Sky Survey, en el filtro V; programa de monitoreo de blazares del observatorio Steward, en el filtro V; Swift X-Ray Telescope, de 0,3 a 10 KeV y *Large Aperture Telescope (LAT)* abordo del telescopio FERMI, de 0,1 a 300 GeV. Además, se estudió la emisión récord en flujo diario de rayos gamma que tuvo nuestra fuente y que fue detectada por FERMI-LAT. La construcción de las curvas de luz se hizo utilizando el software HEASoft del *High Energy Astrophysics Science Archive Research Center (HEASARC)*. Por otra parte, el análisis multi-frecuencia se realizó usando métodos de correlación cruzada para cada par de curvas de luz, en donde se hallaron retrasos en la emisión entre las bandas: gamma-radio, gamma-óptico, gamma-submilimétrico y óptico-radio. Finalmente, para el estudio de la emisión récord se analizó la luminosidad de la fuente comparada con la luminosidad de la población de AGN del catálogo *Fermi2Lac*, en donde se encontró que durante el máximo de emisión la luminosidad de la fuente excedió en seis órdenes de magnitud la luminosidad máxima registrada en el catálogo *Fermi2Lac*.

¹Trabajo de grado.

²Facultad de Ciencias, Escuela de Física, Vahram Chavushyan (Director), Luis Alberto Núñez (Co-Director), Jonathan León-Tavares (Co-Director).

Abstract

TITLE: Multifrequency Study of Variability of Blazar 4C +38.41 from 2008 august to 2013 october ³

AUTHOR: Peña Herazo, Harold Andrés ⁴.

KEY WORDS: AGN, Blazar, 4C +38.41, Gamma Rays.

DESCRIPTION:

In this work were built the light curves of gamma rays in the energy range of 0.1-300 GeV, for blazar *4C +38.41* during the period from the start of operations of the space Fermi gamma ray telescope (*FERMI*) to 2013 october. From this, we did a multifrequency flux variations analysis, using available observational data for this source from: Owens Valley Radio Observatory 40 m radio-telescope, at 15 GHz; Submillimeter Array, at 1 mm; Catalina Sky Survey, at V filter; Steward Observatory Support of the Fermi Mission, at V filter; Swift X-Ray Telescope, from 0,3 to 10 KeV and the *Large Aperture Telescope (LAT)* onboard of FERMI mission, from 0,1 to 300 GeV. Moreover, the daily flux record emission was studied for this source and detected by the instrument *Large Aperture Telescope (LAT)* aboard the Fermi telescope. The construction of the light curves was done using the software HEASoft from the *High Energy Astrophysics Science Archive Research Center (HEASARC)*. Meanwhile, multifrequency analysis was performed using cross-correlation methods for each pair of light curves, where was found lags in emission between gamma-radio, gamma-optical, gamma-submillimeter, and optical-radio bands. Finally, for the study of the record emission was analyzed the luminosity compared with the AGN population luminosity of *Fermi2Lac* catalog, it was found that during maximum emission the source luminosity exceeded the population luminosity in six orders of magnitude.

³Degree work.

⁴Facultad de Ciencias, Escuela de Física, Vahram Chavushyan (Advisor), Luis Alberto Núñez (Co-Advisor), Jonathan León-Tavares (Co-Advisor).

Capítulo 1

Introducción

Las Galaxias son sistemas masivos compuestos principalmente de estrellas, gas y polvo ligados gravitacionalmente. Estas han sido clasificadas históricamente por su morfología visual. En 1936 Edwin Hubble jugó un papel importante al proponer un esquema para clasificar las diferentes morfologías que se observan en las galaxias. Según este esquema, conocido como *Secuencia de Hubble*, las galaxias se dividen en: elípticas, espirales e irregulares. La Figura 1.1 muestra los diferentes tipos de galaxias, donde las galaxias elípticas van de E0 (redondas) a E7 (más oblatas), y las galaxias espirales se dividen de acuerdo al tamaño relativo entre el núcleo y el disco y a lo cerrado de sus brazos. De esta manera las S0 representan galaxias espirales con núcleo y disco pero sin brazos espirales. Además de esto las galaxias espirales se dividen en dos secuencias paralelas: las espirales normales (Sa, Sb y Sc) y las espirales barradas (SBa, SBb y SBc) (Kutner 2003; Carroll & Ostlie 2006).

Además de la clasificación morfológica, las galaxias pueden ser clasificadas por su emisión de radiación electromagnética. De esta forma las galaxias denominadas *Galaxias Normales* son aquellas caracterizadas por la presencia de un espectro continuo de origen térmico. Existen también *Galaxias Starburst*, en las cuales está sucediendo una intensa formación estelar muy superior a la de una galaxia normal, éstas galaxias presentan una fuerte emisión en frecuencias del infrarojo.

Adicionalmente a las *Galaxias Normales* y a las galaxias *Starburst*, existe un tipo de

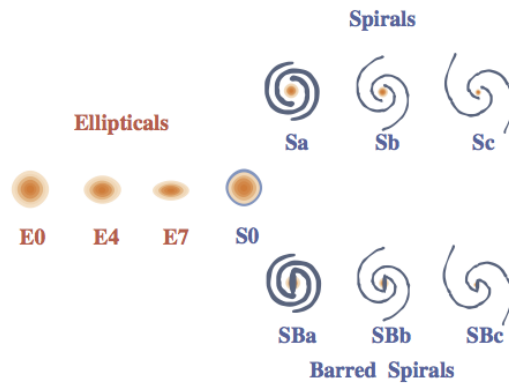


Figura 1.1 Esquema de clasificación morfológica de Hubble, en el que están descritas las galaxias por su morfología, en donde las galaxias elípticas van de E0 (redondas) a E7 (más oblatas), y las galaxias espirales se dividen en dos secuencias: las espirales normales (Sa, Sb y Sc) y las espirales barradas (SBa, SBb y SBc) Tomado de Kutner (2003)

galaxia denominado *Galaxias Activas*. En este tipo de galaxias el espectro continuo no es atribuido solamente a la radiación térmica (i.e. debida estrellas) y se caracterizan por ser fuertes emisoras en frecuencias desde las ondas de radio hasta los rayos gamma. Otra peculiaridad de las *Galaxias Activas* es que su emisión está domiada por la región central, de tal forma que en algunos casos la emisión de la región central es tan, o más, brillante que la emisión del resto de la galaxia. A la regiones centrales de las Galaxias Activas se les conoce como Núcleos Activos de Galaxias, AGN por sus siglas en inglés (*Active Galactic Nuclei*) (Carroll & Ostlie 2006)

Los AGN han sido observados en varios *survey* a diferentes frecuencias debido a que estos núcleos de galaxias son fuertes emisores desde las radiofrecuencias hasta los rayos gamma. Algunos de estos *survey* son: el *First Byurakan Survey*, realizado por Benjamin Markarian en 1986 en el que catalogó a las galaxias que tienen un núcleo con una emisión excesiva en el ultravioleta; el *Sloan Digital Sky Survey (SDSS)*, en el que los AGN hacen parte de los millones de objetos estudiados tanto fotométricamente como espectroscópicamente; además de los *survey* de radio fuentes de Cambridge, donde se catalogaron las radio fuentes medidas a diversas radiofrecuencias (e.g. el cuarto catálogo (4C) hizo medidas a 178 MHz); entre otros *survey*.

Los Núcleos Activos de Galaxias son parte de los objetos más brillantes en el universo, algunos en especial en frecuencias de rayos gamma. Dichas fuentes muestran peculiaridades que las caracterizan a lo largo del espectro (Carroll & Ostlie 2006; Beckmann & Shrader 2012), dentro de las cuales pueden presentar:

- Líneas de emisión con fuerte ensanchamiento Doppler.
- Variabilidad en rangos de tiempo del orden de días a meses.
- Fuerte emisión no térmica.
- Producción de rayos cósmicos.
- Existencia de emisión en radiofrecuencias en una región compacta.
- La presencia de emisión extendida en las radiofrecuencias.

En la actualidad, muchos misterios acerca de sus mecanismos físicos de emisión tantas décadas después de su descubrimiento siguen aún sin resolverse. Así, aunque es ampliamente aceptado que el principal mecanismo de emisión de los AGN es la acreción de materia en un agujero negro super masivo, aún no está resuelto si está rotando o no. Tampoco se comprende cómo se está acretando el material del disco de acreción. Así mismo, entender la formación, colimación y propagación de los jet permanece como un problema no resuelto (Beckmann & Shrader 2012). Entre los problemas no resueltos este trabajo presta atención a la ubicación de la región en donde emiten los rayos gama y cuáles son los mecanismos de emisión a altas energías de un tipo de AGN; los denominados blazares (Raiteri et al. 2012) Todas estas preguntas abiertas hacen del estudio de los AGN uno de los misterios interesantes de la ciencia contemporánea.

Capítulo 2

Núcleos Activos de Galaxias

2.1. Emisión de los AGN

La emisión de radiación electromagnética en los AGN es debida tanto a procesos de radiación térmicos como a procesos de radiación no térmicos, a continuación se describen los procesos más importantes en la emisión de los AGN.

2.1.1 Radiación Térmica

La materia con temperatura mayor al cero absoluto emite radiación electromagnética, esta radiación es conocida como radiación térmica. En efecto, la materia con una determinada temperatura está compuesta por partículas (i.e. electrones y protones) que tienen energía cinética e interaccionan entre si y debido a esta interacción producen radiación electromagnética.

Esta radiación no es monocromática; es decir, la emisión no se da en una sola frecuencia sino en un espectro continuo y la forma de este espectro depende fuertemente de la temperatura más que del material que la compone. En el caso en que el cuerpo radiante y su superficie se encuentren en equilibrio termodinámico y la superficie absorba la

radiación incidente en todas las longitudes de onda, el cuerpo se le denomina como *Cuerpo Negro*. El cuerpo negro también es un emisor perfecto y la radiación de este emisor perfecto se le conoce como *Radiación de Cuerpo Negro*. Por su parte, la radiación térmica se caracteriza por tener un espectro similar al espectro de radiación de cuerpo negro, el cuál está descrito por la *Ley de Radiación de Planck*.

2.1.2 Radiación no térmica

La radiación no térmica es aquella radiación que no puede ser descrita como *Radiación de Cuerpo Negro* y no está asociada a la temperatura de la materia que la emite. Este tipo de radiación es dominante en los jet que presentan algunos AGN. A continuación se describen los dos procesos dominantes de la emisión de los jet que presentan algunos AGN.

Dispersión de Compton

Describe el choque entre un fotón y una partícula cargada no relativista (i.e. $v \ll c$). Es un proceso inelástico en el que hay una transferencia de energía del fotón a la partícula, en forma de energía cinética. Entre mayor sea el cambio de dirección del fotón, mayor será la transferencia de energía a la partícula cargada. La energía que pierde el fotón está relacionada con el corrimiento de la longitud de onda por: $\Delta E = -\frac{hc}{\lambda_i \lambda_f} \Delta \lambda$ (Eisberg & Resnick 1985) ver Figura 2.1, con $\Delta \lambda$ descrito en la ecuación 2.1.

$$\Delta \lambda = \frac{h}{mc}(1 - \cos \theta), \quad (2.1)$$

donde $\Delta \lambda = \lambda_f - \lambda_i$, con λ_i la longitud de onda del fotón antes de la interacción y λ_f la longitud de onda del fotón después de la interacción; m , la masa de la partícula cargada (e.g. electrón); θ , el ángulo que forma el fotón dispersado respecto a su dirección inicial; c , es la velocidad de la luz y h es la constante de Planck.

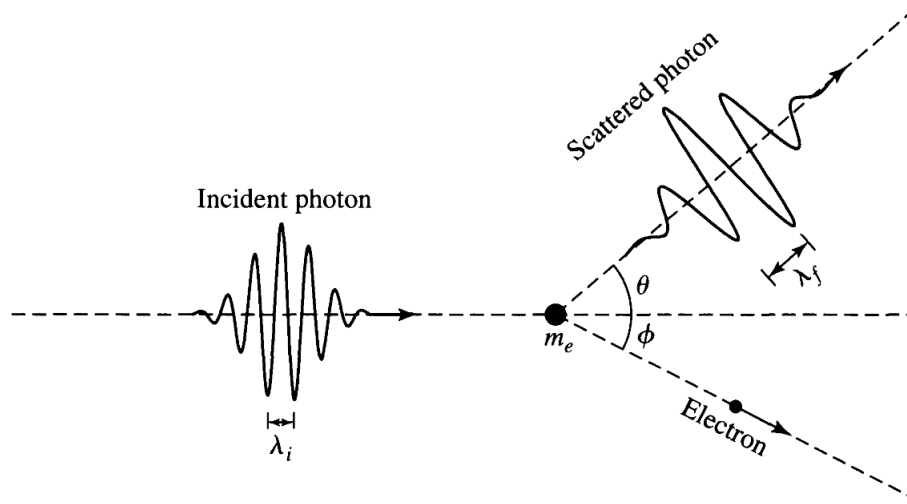


Figura 2.1 Representación del efecto Compton: la dispersión de un fotón por un electrón libre, donde θ y ϕ son los ángulos de dispersión del fotón y del electrón respectivamente. Tomado de Carroll & Ostlie (2006)

Compton Inverso

Es un caso especial del efecto Compton, en el que la partícula cargada está moviéndose a velocidades relativistas. Lo que resulta en el efecto contrario; el fotón de baja energía resulta ganando energía después de la interacción (Beckmann & Shrader 2012)

Radiación Sincrotrón

Ocurre cuando partículas cargadas se aceleran en un campo magnético. La emisión de radiofrecuencias en fuentes astrofísicas es causada por este proceso. Esta aceleración es debida a los cambios producidos por la fuerza magnética, que es perpendicular a la dirección del movimiento. La energía del fotón emitido es función de la energía de los electrones, de la intensidad del campo magnético \mathbf{B} y del ángulo entre la trayectoria del electrón y las líneas del campo magnético. Los principales indicadores de radiación sincrotrón son su espectro no térmico y la presencia de polarización.

2.1.3 Distribución de Energía Espectral

La forma común de representar el espectro electromagnético, en un rango limitado de frecuencias, es mediante gráficos de la intensidad de la radiación en función de la frecuencia, de la longitud de onda o de la energía. Pero cuando es de interés estudiar la

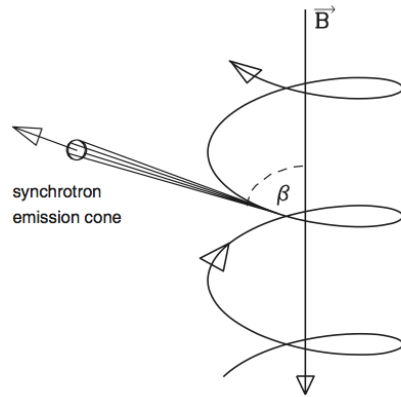


Figura 2.2 Esquema de la Radiación Sincrotrón: β , es el ángulo entre la dirección de la partícula (\vec{v}) y \vec{B} , el campo magnético. Tomado de Carroll & Ostlie (2006)

emisión de radiación electromagnética de una fuente en todas las frecuencias del espectro electromagnético, es usual que se construya la *Distribución de Energía Espectral, SED*; que consiste en gráficos del $\log(\nu f_\nu)$ en función de $\log(\nu)$.

Algunos espectros se ajustan a una ley de potencias, e.g. espectro de radiación sincrotrón; en donde los fotones en una banda de energía, por unidad de área y de tiempo siguen la relación: $n(E) = n_0 E^{-\Gamma}$, siendo n_0 la normalización de la ley de potencias y Γ el *Índice de Fotones*. Debido a esto, el flujo de energía es el flujo de fotones multiplicado por la energía de los fotones:

$$f(E) = En(E) = n_0 E^{-\Gamma+1}. \quad (2.2)$$

En la literatura también se encuentra el *Índice de Energía* que se relaciona con el índice de fotones de la forma: $\alpha = \Gamma - 1$.

En la Figura 2.3 se muestra la SED del AGN 3C273 desde radiofrecuencias a rayos gamma, abarcando desde 4 a 44 años de observaciones dependiendo de la frecuencia. Las barras de error fueron calculadas como las desviaciones estándar de los valores medios y las áreas grises representan la rango observado de variaciones (Soldi et al. 2008)

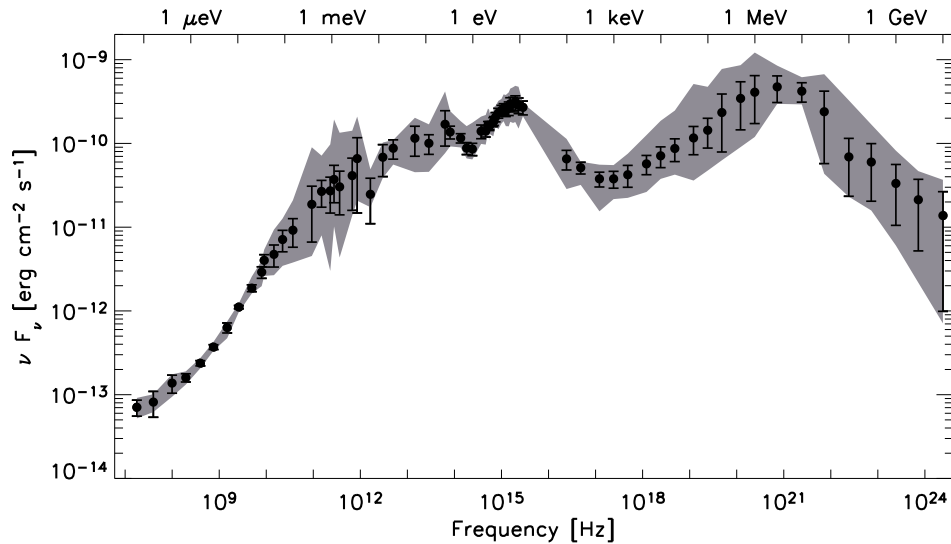


Figura 2.3 Muestra la SED del AGN 3C273 desde radiofrecuencias a rayos gamma, abarcando desde 4 a 44 años de observaciones dependiendo de la frecuencia. Las barras de error fueron calculadas como las desviaciones estandar de los valores medios y las áreas grises representan el rango observado de variaciones. Extraído de Soldi et al. (2008)

2.2. Clasificación de los AGN

Los AGN han sido clasificados por las características de su emisión, por ejemplo se tienen algunos AGN que han sido clasificados por su espectro óptico, mientras otros han sido clasificados por la forma de sus espectros en radiofrecuencias. Todas estas clasificaciones de los AGN contienen objetos que cubren un amplio rango de parámetros físicos como la masa del agujero negro central que puede ser del orden de $10^5 M_{\odot}$ a $10^{10} M_{\odot}$, o la luminosidad bolométrica puede variar en el rango de $L_{bol} \sim 10^{41} - 10^{48} \text{ erg s}^{-1}$. A continuación se describen los principales tipos de AGN.

2.2.1 Galaxias Seyfert

Fueron las primeras fuentes en ser catalogadas como AGN. En 1943 Carl Seyfert descubrió una población de galaxias con un núcleo central y puntual que producía líneas de emisión anchas (Seyfert 1943). Más tarde, con el desarrollo de mejoras en la instrumentación se obtuvieron espectros del núcleo (no resuelto) y de la galaxia huésped

con lo que se confirmó que, de hecho, las líneas de emisión sí son emitidas por el núcleo central mientras que la galaxia huésped tiene un espectro de una galaxia típica.

Actualmente, la identificación de una galaxia Seyfert está basada en las características de emisión del núcleo. Esto es, en caso que el espectro muestre líneas de emisión altamente ionizadas se clasifica como una galaxia Seyfert. En la década de los setenta Khachikian y Weedman encontraron dos tipos generales de espectros en el rango óptico, lo que les permitió separar las galaxias Seyfert en dos clases de acuerdo a los anchos relativos de líneas prohibidas y líneas de Balmer (Khachikian & Weedman 1974) Dicha clasificación se evidencia en la Figura 2.4

Así, las dos clasificaciones son:

Seyfert 1 Para las cuales, las líneas de Balmer (permitidas) son más anchas que las líneas prohibidas. El ancho de las líneas es debido a ensanchamiento Doppler, lo que indica que las líneas de Balmer se originan con velocidades del orden de $\sim 1000 \text{ km s}^{-1}$, mientras que las líneas prohibidas corresponden a velocidades de $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$.

Seyfert 2 En las que las líneas de Balmer como las líneas prohibidas poseen el mismo ancho.

Además de esta clara distinción, Osterbrock (1989) propone una clasificación de objetos intermedios. De esta forma son observados objetos con clasificación: Seyfert 1.2, 1.5, 1.8, y 1.9 de acuerdo con las características de las líneas de Balmer ($H\alpha$, $H\beta$ y $H\gamma$) Por otra parte las líneas prohibidas principalmente son: [OII][OIII],[NII],[NeIII] y [NeIV].

2.2.2 Cuasar

La mayoría de las fuentes del tercer catálogo de Cambridge (3C), observadas usando radio telescopios que detectaban a 159 MHz con una densidad de flujo mayor a 8 Jy, fueron identificadas utilizando su ocultación debido a la luna para encontrar su contraparte óptica. Estas contrapartes ópticas aparecían como estrellas azules en imágenes. Por esta razón estas fuentes fueron llamadas *quasi-stellar radio sources*, o *quasars* por su acrónimo en inglés. En el espectro del rango óptico muestran fuertes líneas de emisión corridas hacia el rojo, hecho descubierto por Schmidt (1963)

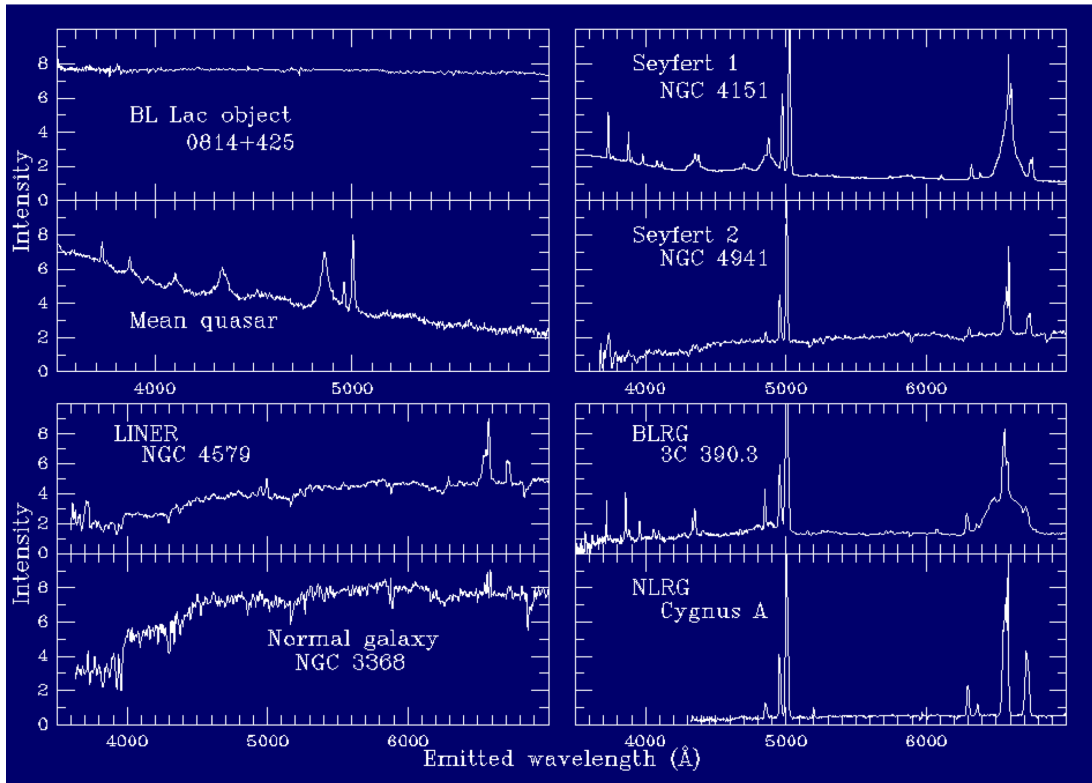


Figura 2.4 se presenta los espectros en el rango óptico de las galaxias Seyfert 1, NGC4151 y Seyfert 2, NGC4941. Los anchos relativos de las líneas de emisión son utilizados para clasificar las galaxias Seyfert. Extraído de Patiño (2012)

En décadas posteriores al trabajo de Schmidt (1963), el estudio de las galaxias Seyfert y los cuásares se desarrolló por separado hasta que se hizo claro que eran diferentes manifestaciones de un mismo fenómeno. En la actualidad para separar los dos fenómenos se introdujo un valor divisorio, para el que las galaxias Seyfert con magnitud absoluta en la banda B más brillantes (i.e. valores más negativos) que $M_B = -23$ mag son llamados cuásares (Schmidt & Green 1983)

Además los cuasares pueden dividirse clasificándolos por la razón R , del flujo de su emisión en radiofrecuencias y el flujo en la banda B , como se muestra en la Ecuación 2.3.

$$R = \log \left(\frac{f_{radio}}{f_B} \right) \quad (2.3)$$

De esta forma se tienen cuasares:

Radio-silentes Son cuasares con $R < 1$ y que representan aproximadamente el 90 % de todos los cuasares. Es necesario mencionar que, si bien se les llama de esta forma, no significa que carezcan de emisión en radiofrecuencias, pues pueden ser emisores en radiofrecuencias pero tener $R < 1$. Cabe mencionar que las galaxias huéspedes de los cuasares radio-silentes presentan estructuras espirales.

Radio-ruidosos Los cuales tienen $R > 1$ y representan aproximadamente el 10 % de los cuasares. Muestran características similares a los radio silentes como: variabilidad en el continuo, una fuerte componente en el UV y líneas de emisión anchas. Pero en éstos, las galaxias huéspedes son galaxias elípticas, presentan un jet de partículas relativistas, además de fuerte emisión en rayos γ y emisión variable en todas las longitudes de onda del espectro electromagnético.

Los cuasares radio-ruidosos son a su vez clasificados, de acuerdo a si su SED crece o decrece hacia las frecuencias más altas, como:

Flat Spectrum Radio Quasars (FSRQ) Que muestran un espectro plano y emisión compacta en radiofrecuencias. Estos en algunos casos son referidos como blazares (ver sección 2.2.4)

Steep Radio Spectrum Quasars (SRSQ) En los que la SED aumenta hacia frecuencias más altas. En éstos domina la emisión en radiofrecuencias de la galaxia huésped.

2.2.3 Radio Galaxias

Son cuasares con la región central oculta pero con jets con fuerte emisión en radiofrecuencias y luminosidades en radiofrecuencias del orden de $\sim 10^{32}$ erg s⁻¹. La emisión del jet es polarizada y no térmica por lo que se cree que es radiación sincrotrón. Son clasificadas según:

Espectro del rango Óptico Con similitudes espectrales a las Sy1 y Sy 2, se tienen: *Broad-Line Radio Galaxy*, BLRG y *Narrow-Line Radio Galaxy*, NLRG, respectivamente.

Morfología de emisión en radiofrecuencias Para los cuales se tienen dos tipos: *Galaxias Fanaroff-Riley I (FR-I)*; muestran una emisión compacta cerca del núcleo, y galaxias FR-II, en donde la estructura es dominante por radio-lóbulos y la mayoría de la emisión parece provenir de la parte más lejana de la emisión extendida.

Índice Espectral A 1 GHz se clasifican según α_R (de la ecuación de la ley de potencias $F_\nu \propto \nu^{-\alpha_R}$) en: *SRSQ* o *FSRQ*, separadas por $\alpha_R = 0,4$. De esta forma los FSRQ tienen $\alpha_R < 0,4$ y los SRSQ $\alpha_R > 0,4$.

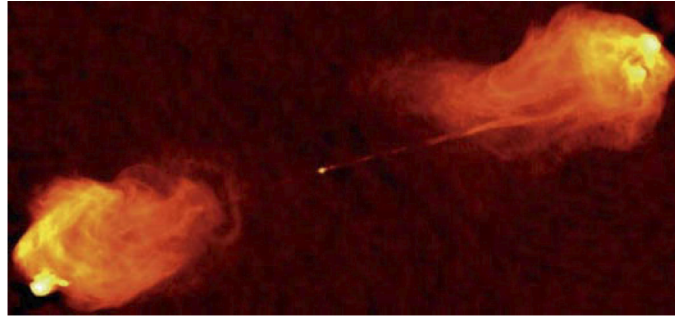


Figura 2.5 La radio galaxia Cygnus A es una radio galaxia Fanaroff-Riley II; debido a que tiene dos regiones que se extienden más allá del AGN y estas regiones tienen una emisión que es dominante respecto a su núcleo. Extraído de Beckmann & Shrader (2012)

En la Figura 2.5 se muestra la radio Galaxia Cygnus A, clasificada como FR-II. En esta se observa el núcleo del AGN que está localizado en el punto brillante del centro, los radio-lóbulos que se extienden cerca de 50 kpc del núcleo lejos de la galaxia huésped la cual no es visible en las radiofrecuencias.

2.2.4 Blazar

Los blazares son una sub-clase especial de los cuásares. El modelo para la emisión de los blazares consiste en que estas fuentes son cuásares radio-ruidosos en los cuales un jet relativista está apuntando hacia, o muy cerca de, la línea de visión del observador. Estos objetos se caracterizan por ser emisores desde las radiofrecuencias hasta muy altas energías (sobre 1 TeV). Además poseen espectros no térmicos y su luz está polarizada.

La forma de los espectros de la emisión no térmica no puede ser reproducida como una superposición de emisión de cuerpos negros; pero sí en cambio por una ley de potencias de partículas cargadas en un campo magnético. Estas partículas presentes en el jet (e.g. electrones relativistas) son fuente de radiación sincrotrón y de radiación producida por efecto Compton inverso; lo que da lugar a la forma de la SED en las frecuencias de los rayos gamma que se observan en estos objetos.

Una de las características principales de la emisión de los blazares es su alta variabilidad a lo largo del espectro electromagnético. En las frecuencias del rango visible se han encontrado variaciones del orden de $\sim 20\%$ en escalas de tiempo de minutos (Wagner & Witzel 1995)

Los Blazares se clasifican en:

BL Lacertae, BL Lac Estos objetos no muestran características prominentes en el espectro del rango óptico; es decir, no tienen líneas prominentes. Aun con esto, en algunos casos los BL Lacs poseen líneas de emisión o absorción débiles. La razón por la que las líneas no son usualmente vistas es debido a la dominancia del continuo no térmico subyacente.

FSRQ Muestran líneas anchas de emisión intensas en el espectro del rango óptico.

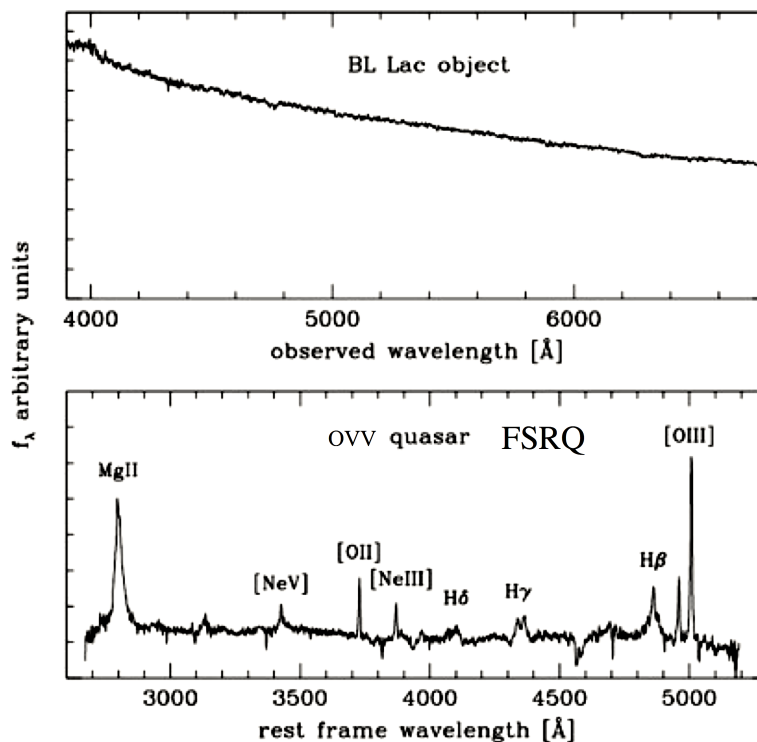


Figura 2.6 Espectro de un BL Lac y un FSRQ. Los BL Lac no muestran líneas de emisión o absorción en los espectros del rango óptico, característica que si poseen los FSRQ. Extraído de Beckmann & Shrader (2012)

Dichas características en el espectro óptico de los dos tipos de blazares se observan en la Figura 2.6.

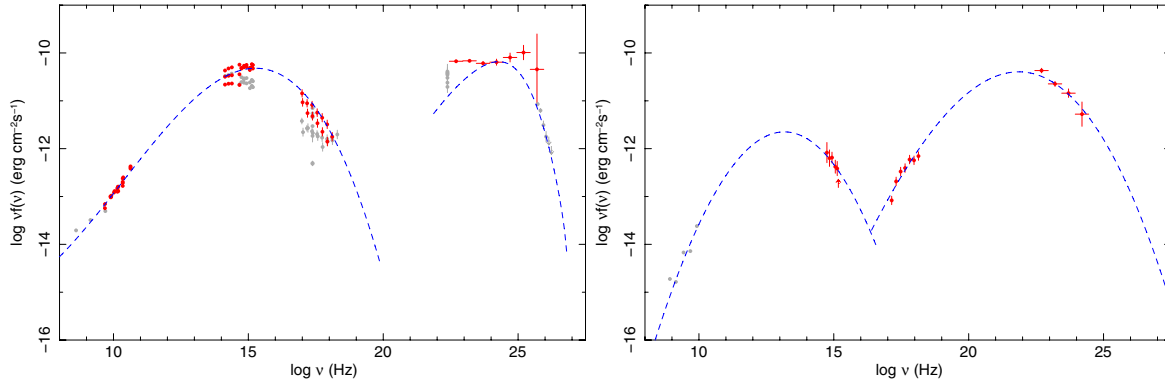


Figura 2.7 SED del objeto BL Lac *3C 66A* (Izq.) y del FSRQ *PKS0227-369* (Der.), en donde se muestra que un ejemplo de que los objetos BL Lac tienen los máximos de las dos jorobas a mayores frecuencias que los máximos de los objetos FSRQ. Extraído de Abdo et al. (2010)

Por otro lado, la SED de los blazares se caracteriza por tener dos máximos; uno en la región de las radiofrecuencias y otro en la región de los rayos X (o de los rayos gamma) atribuidos a radiación sincrotrón y a radiación debida al efecto Compton inverso, respectivamente. En el caso de los objetos más luminosos; FSRQ, tienen sus dos máximos en frecuencias relativamente bajas mientras que los BL Lac que son menos luminosos tienen sus máximos en el dominio de los rayos X y altas energías, por lo que se dice que tienen un espectro más duro. Un ejemplo de la SED de un objeto BL Lac, *3C 66A*, y un FSRQ, *PKS0227-369*, se muestra en la Figura 2.7.

Los blazares, por ser los AGN más alineados a la línea de visión su emisión y la variabilidad de su radiación está dominada por la emisión del jet. Esta emisión, debida al flujo de partículas cargadas que se mueven a velocidades relativistas, está apuntando en la dirección de la línea de visión, lo que hace que esté amplificada. En cuanto a la amplificación, se piensa que es debida a los efectos de la dilatación temporal, puede ser de un orden de magnitud o mayor que en el marco de referencia del plasma del jet y además se sabe que es sensible a la línea de visión (Beckmann & Shrader 2012)

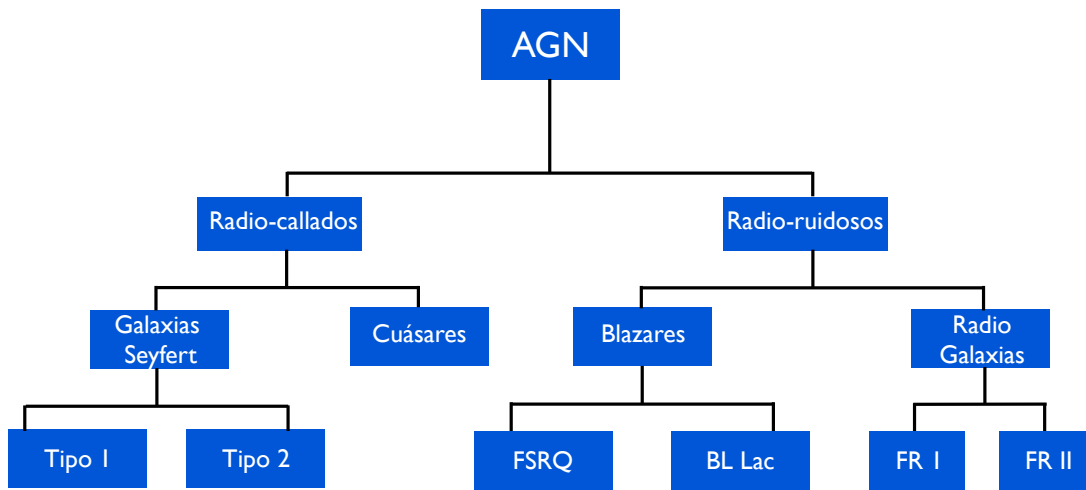


Figura 2.8 Esquema de clasificación de los principales tipos de AGN, en donde se muestran las diferentes clases descritas en la Sección 2.2

2.3. Esquema de Unificación

Luego de describir los diferentes tipos de AGN se resaltan varias similitudes, dentro de las cuales podemos comentar: la presencia de un núcleo compacto, la variabilidad de la emisión en el tiempo y la emisión en un rango amplio de frecuencias. Además de varias diferencias, como la presencia o no de líneas anchas en su espectro y su SED. Con estas similitudes y diferencias, que dan lugar a los diferentes tipos de AGN, cabe preguntarse si estas pueden ser explicadas a partir de diferentes valores en los parámetros de un único modelo de AGN; es decir, ¿si es posible que los AGN sean diferentes manifestaciones de un mismo fenómeno?

Con esta pregunta en mente, Antonucci (1993) señala que hay básicamente dos tipos de AGN: radio-silentes y radio-ruidosos, separados por un valor de la luminosidad en radiofrecuencias, lo que aclararía la diferencia entre Seyfert y cuásares. Cualquier otra diferencia sería explicada por efectos de orientación, lo que en el caso de radio-silentes esclarecería la disimilitud entre Seyfert 1 y Seyfert 2; en donde la ausencia de líneas de emisión anchas en el caso de los objetos Seyfert 2, serían oscurecidas por un toro ópticamente grueso que rodearía la región central de los AGN en escalas de 1-100 pc. Posteriormente Urry & Padovani (1995), en un trabajo de revisión, explican la unificación de los radio-ruidosos. En la Figura 2.9 se muestra el esquema de unificación tanto para objetos radio-ruidosos como para los radio-silentes.

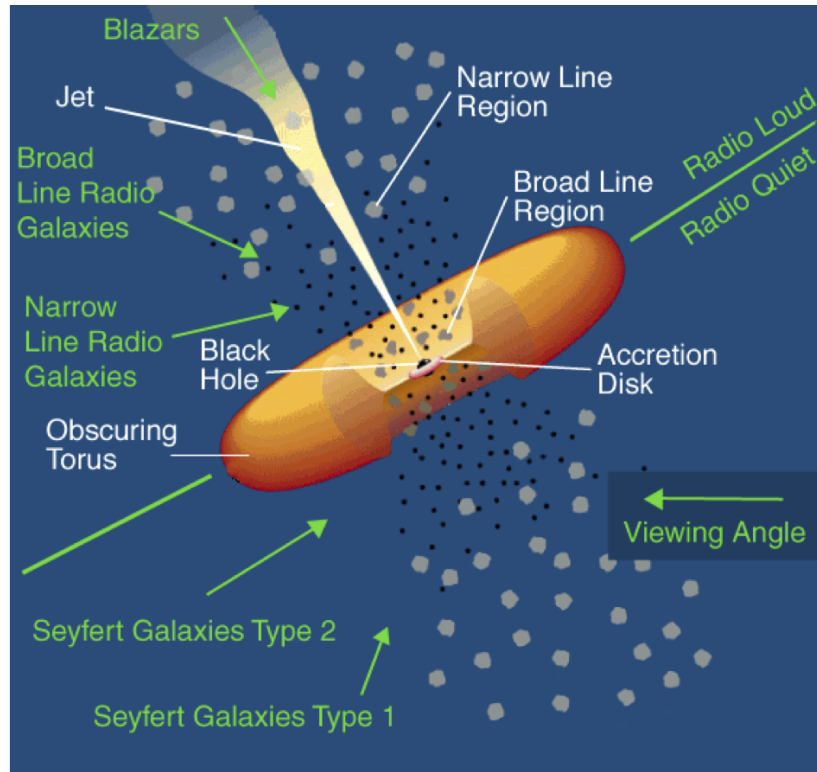


Figura 2.9 Representación del esquema unificado de los AGN: clasificados según si son fuertes emisores en radiofrecuencias o no y según el ángulo de observación. Esto explicaría las diferencias que se observan en los espectros del rango óptico entre las galaxias Seyfert 1, que estarían observando directamente la BLR y las Seyfert 2, en las cuales la BLR estaría siendo ocultada por el toro. Créditos Imagen: NASA.

Bajo este esquema, el paradigma de la estructura de los AGN, (Tabla 2.1), puede contener:

Agujero Negro Supermasivo, SMBH (*Super Massive Black Hole*) Se cree que en todos los AGN existe un SMBH rodeado de un *Disco de Acreción*; es por esto, que es una de las principales características del fenómeno de los AGN. Dentro de éstos, en una región de tamaño menor que un año luz se da la producción de luminosidades del orden de $10^{12}L_{\odot}$. Esta luminosidad se produce con una eficiencia del orden de $\sim 10\%$, siendo mayor que la eficiencia de la fusión nuclear ($\sim 0,8\%$) Estos argumentos favorecen a los modelos en que el origen de la luminosidad es debido a la extracción de energía gravitacional de la materia en pozos de potencial de agujeros negros con masas del orden de $\sim 10^6 - 10^{10}M_{\odot}$ (Celotti et al. 1999; Beckmann & Shrader 2012)

Región de líneas anchas, BLR (*Broad Line Region*) Las líneas de emisión anchas observadas en el espectro de muchos AGN son formadas en esta región, de morfología grumosa y no homogénea, que está relativamente cerca del centro. La BLR tiene temperaturas del orden de $\sim 10^4$ K y densidades de electrones de $n_e \sim 10^9$ cm^{-3} . Estas líneas presentan un ensanchamiento doppler del orden de 10^3 a 10^4 Km s^{-1} debido al potencial gravitacional del SMBH. Las líneas más prominentes son: $H_\alpha\lambda 6563$, $H_\beta\lambda 4861$ y $H_\gamma\lambda 4340$ (Beckmann & Shrader 2012)

Toro En el esquema unificado se recurre a la existencia de una región de polvo y gas con geometría toroidal que rodea al disco de acreción. En este escenario los Seyfert 1 representan casos donde el observador tiene una vista sin obstáculos de la BLR. En los objetos Seyfert 2, por el contrario, el observador tiene una vista obstruida por el toro; el cual oscurece la emisión de las frecuencias ópticas y del UV provenientes de la BLR (Carroll & Ostlie 2006)

Región de líneas angostas, NLR (*Narrow Line Region*) Más allá del toro de gas y polvo se encuentra la NLR, una región mucho menos densa que la BLR. La NLR contiene más masa que la BLR y tiene tanto líneas prohibidas como líneas permitidas. Así como la BLR, la NLR está compuesta de distribuciones cuasi-esféricas de nubes de gas, y tienen un ensanchamiento dinámico del orden de 100 Km s^{-1} y una densidad de electrones del orden de $10^3 - 10^5$ cm^{-3} (Carroll & Ostlie 2006; Beckmann & Shrader 2012)

Jet consiste en un flujo de partículas relativistas cargadas y colimadas a distancias del orden de 100 Kpc. La presencia de estos jets está dada solo en cerca del 10% de los AGN; en los llamados radio-ruidosos. Estos AGN se caracterizan por tener un continuo no térmico atribuido a la radiación sincrotrón proveniente de las partículas cargadas que componen el jet (Beckmann & Shrader 2012)

2.4. El Blazar 4C+38.41

Con un corrimiento al rojo (z) de $\sim 1,81$ (Strittmatter et al. 1974) y con coordenadas $16^h35^m15,5^s$ en ascensión recta, y $38^\circ08'04''$ de declinación (Hewett & Wild 2010), el objeto 4C+38.41, también conocido como B3 1633+382, se clasificó como fuente de radiofrecuencias por Pauliny-Toth et al. (1973); Liu & Xie (1992), y debido a su SED se clasificó como FSRQ por Healey et al. (2007). Además, imágenes de VLBI (Very Long

Tabla 2.1. Componentes de los AGN

Componente	Ubicación [pc]	Densidad [cm^{-3}]
Disco de Acreción	10^{-3}	$\sim 10^{15}$
BLR	0.01-0.1	$\sim 10^{10}$
Toro	1-10	$\sim 10^{3-6}$
NLR	100-1000	$\sim 10^{3-5}$

Nota. — En esta tabla se muestran los diferentes componentes que puede tener un AGN en la primera columna; en la columna ubicación, se muestra la distancia de cada componente desde el SMBH; y la última columna muestra la densidad de electrones en cada componente. Tomado de Netzer (2001)

Base Interferometry) muestran a este blazar como un objeto compacto, que muestra un solo lado del jet (Volvach et al. 2009) .

Esta fuente ha sido observada a lo largo del espectro electromagnético en las últimas décadas. Así, a partir de un análisis multifrecuencia de curvas de luz, junto con datos de polarización e imágenes de VLBI de alta resolución (Jorstad et al. 2011) encontraron que los niveles altos de radiación de rayos gamma del cuasar están asociados con una perturbación que se desplaza a lo largo del jet.

Por otra parte, Raiteri et al. (2012) sugieren que la emisión no polarizada parece ser emisión térmica del disco de acreción. Además, encontraron en el análisis de las curvas de radiofrecuencias un escenario en el que ésta radiación es emitida en regiones del jet más externas. Así mismo, encontraron que las curvas de luz en radiofrecuencias y longitudes de onda visibles no muestran correlación, al menos en escalas de tiempo de meses y años. Una posible explicación a esta ausencia de correlación es que las diferentes emisiones en radoradiofrecuencias y en el rango óptico provienen de diferentes zonas en el jet, que además tienen orientación variable con respecto a la línea de visión. En cambio, en las curvas de luz entre el rango óptico y rayos gamma encontraron correlación; lo que sugiere que las regiones del jet donde estos fotones son producidos o coincide o están muy cerca. Estas conclusiones se hicieron con observaciones del programa GASP-WEBT de 2007,5 a 2011,9, con el observatorio Steward de 2009,9 a 2012,1 y datos de antiguas observaciones; con lo que obtuvieron curvas de luz en el rango óptico y en las radiofrecuencias que cubren en total 17 años. También analizaron datos en el UV y

rayos X de 2007 a 2011 detectados por el satélite Swift y datos del telescopio espacial Fermi.

Esta fuente además pertenece al segundo catálogo de AGN monitoreados por el FERMI-LAT en los primeros dos años de operación científica y también a las fuentes monitoreadas observatorio Steward (Smith et al. 2009)

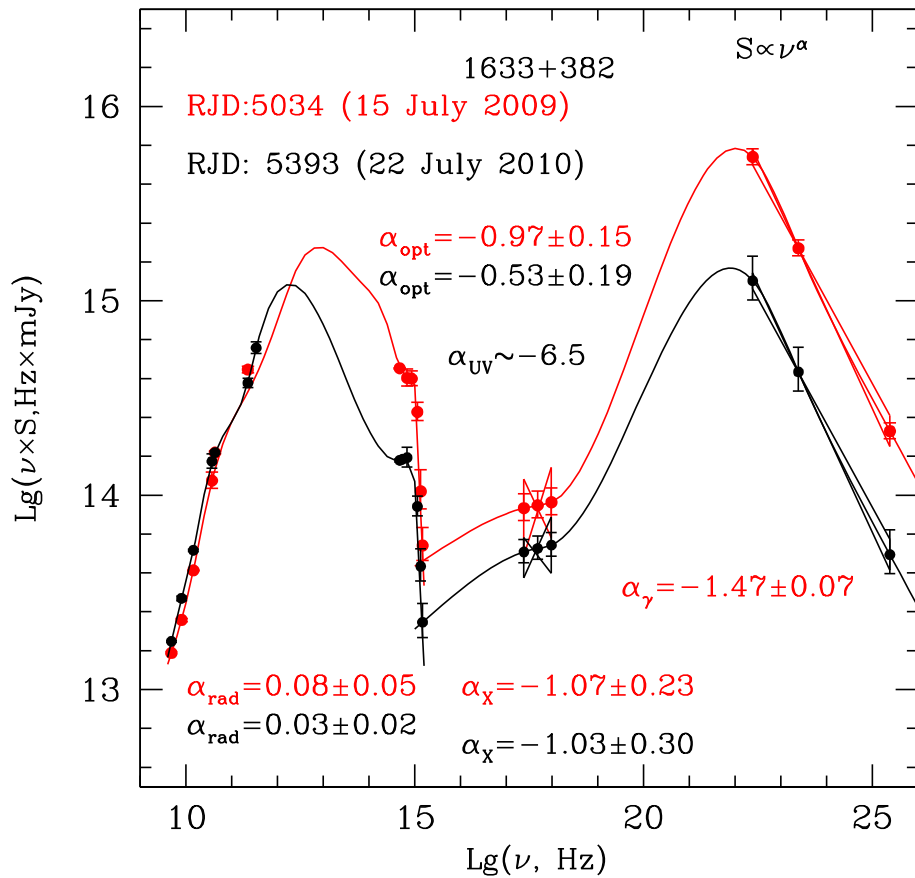


Figura 2.10 SED del blazar 4C+38.41. La curva roja fue hecha con datos de Julio de 2009 y la curva negra con datos de 2010. α_{rad} , es el índice espectral en frecuencias de las ondas de radio; α_{opt} , es el índice espectral en frecuencias del rango óptico; α_{UV} , es el índice espectral en frecuencias del rango del ultravioleta; α_X , es el índice espectral en la región del espectro de los rayos X y α_γ , es el índice espectral en frecuencias de los rayos γ . Extraído de (Jorstad et al. 2011)

Capítulo 3

Datos Observacionales

Dado que los blazares son fuentes altamente variables en pequeñas escalas de tiempo y en todas las longitudes de onda medibles, es importante hacer un monitoreo en todo el espectro electromagnético de estas fuentes. Por esto, diversos observatorios realizan campañas de observación para obtener datos simultáneos de los blazares en diferentes frecuencias, así muchos telescopios terrestres sirven de soporte a las observaciones de los telescopios espaciales. Para el presente trabajo se usaron los datos observacionales de los siguientes observatorios: radio telescopio de 40 m de diámetro del Owens Valley Radio Observatory, a 15 GHz; Submillimeter Array, a 1 mm; Catalina Sky Survey, en el filtro V; programa de monitoreo de blazares del observatorio Steward, en el filtro V; Swift X-Ray Telescope, de 0,3 a 10 KeV y *Large Aperture Telescope (LAT)* a bordo del telescopio FERMI, de 0,1 a 300 GeV.

3.1. Datos de Rayos Gamma

3.1.1 Instrumento Fermi-LAT

El Telescopio Espacial de Rayos Gamma Fermi (FERMI) fue lanzado en junio 11 de 2008 y desde finales de junio de 2008 empezó a funcionar en modo *Sky Survey*; en el

que hace un barrido del cielo cada dos órbitas (i.e. tres horas) El telescopio posee dos instrumentos: el *Gamma-ray Burst Monitor* y el instrumento principal de la misión; el *Large Area Telescope, LAT*. El LAT, es un telescopio de altas energías con un amplio campo de visión ($\text{FoV} \sim 2,4 \text{ sr}$) que cubre el rango de energía de 20 MeV a 300 GeV (Atwood et al. 2009)

Este instrumento¹ mide la trayectoria de los electrones (e^-), y los positrones (e^+), que resultan cuando un rayo γ incidente experimenta creación de pares en una lámina de un material con alto número atómico (tungsteno). La medición de la trayectoria se realiza por medio de detectores de silicio que están organizados en capas perpendiculares; lo que permite hacer un mapeo en los planos X e Y cuando se ioniza el material debido al paso de partículas cargadas. Luego de esto, se mide la energía de la cascada electromagnética subsecuente en un calorímetro. El LAT posee además un detector de anticoincidencia (centellador) que discrimina si un evento se produce por partículas cargadas (rayos cósmicos) que atraviesan el detector emitiendo un destello de luz, o por rayos γ que atraviesan el centellador sin interactuar. Un esquema del LAT es mostrado en la Figura 3.1

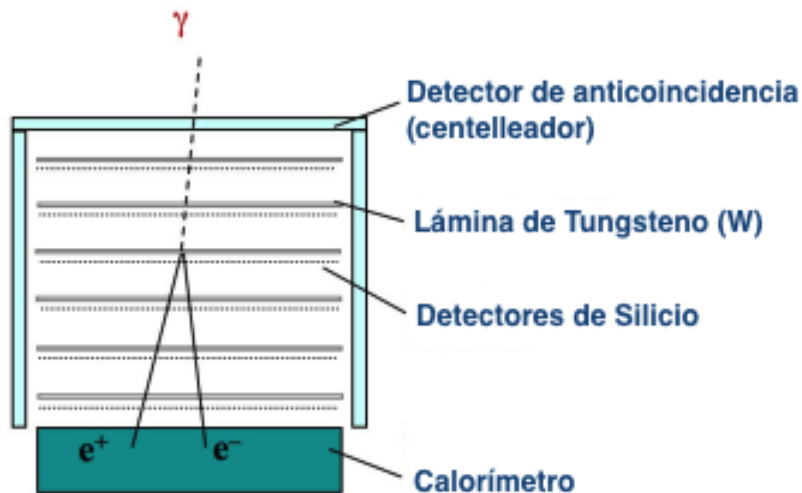


Figura 3.1 El esquema muestra el detector de anticoincidencia, las láminas de tungsteno, los detectores de silicio y el calorímetro. Tomado de NASA.

¹<http://www-glast.stanford.edu/instrument.html>

3.1.2 Construcción de la Curva de Luz

Los datos con los que se construyeron las curvas de luz en rayos γ de la fuente 4C+38.41 se obtuvieron de la base de datos del Centro de Soporte Científico de la misión Fermi² (FSSC, por sus siglas en inglés) De la base de datos del FSSC. A partir de estos archivos se realizó un análisis de verosimilitud, la técnica es descrita en la página *Cicerone* del FSSC³, para encontrar la probabilidad de que un evento corresponda a una determinada fuente.

Con las herramientas descritas en el Apéndice 8 para realizar el análisis de verosimilitud, se construyeron tres curvas de luz: una con *bin* de una semana y que comprende el periodo desde el 04 de Agosto de 2008 las 15:43:37 al 23 de octubre de 2013 a las 05:34:04. La segunda curva de luz se construyó con *bin* de un día y comprende el mismo periodo que la anterior. Por último, la tercera curva de luz, con *bin* de un día, abarca todo el año 2013.

3.2. Datos de Rayos X

3.2.1 Misión Swift

El telescopio espacial Swift por sus siglas en inglés posee tres instrumentos que trabajan en conjunto para el estudio de los *Gamma-Ray Burst*, *GRB*, estos son: *Burst Alert Telescope*, *BAT*, que detecta fotones entre 15-50 KeV; el *X-ray Telescope*, *XRT*, que detecta en el rango de energías de 0,3 a 10 KeV y el *UV/Optical Telescope*, *UVOT*, que detecta en el rango espectral de 170-600 nm.

Además del estudio de GRB, el instrumento Swift-XRT realiza un monitoreo de fuentes detectadas por Fermi-LAT (Stroh & Falcone 2013) Dentro de éstas, se encuentra nuestra fuente de interés 4C+38.41, de la que descargamos su curva de luz para espaciamientos temporales de un día. Las curvas de luz están disponibles a toda la comunidad⁴.

²<http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/>

³http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/documentation/Cicerone/Cicerone_Likelihood/index.html

⁴<http://www.swift.psu.edu/monitoring/>

3.2.2 Construcción de la Curva de Luz

Para esta curva de luz, con espaciamento temporal de un día, realizamos una media pesada, de forma que obtuvieramos una curva de luz con espaciamento temporal de una semana. La media pesada se realizó usando la relación 3.1.

$$\bar{f}_w = \frac{\sum_{i=1} \frac{f_i}{\sigma_i^2}}{\sum_{i=1} \frac{1}{\sigma_i^2}}, \quad \sigma_w = \frac{1}{\sum_{i=1} \frac{1}{\sigma_i^2}}. \quad (3.1)$$

Donde f_i , es el flujo de rayos x diarios detectados por XRT-Swift; σ_i , es el error del flujo diario; \bar{f}_w , es el flujo medio pesado con espaciamento temporal de una semana; y σ_w , es el error del flujo semanal.

3.3. Datos del Rango Óptico

3.3.1 Soporte del Observatorio Steward a la misión FERMI

Para soportar el monitoreo realizado por el instrumento FERMI-LAT, la Universidad de Arizona puso en marcha un programa de monitoreo en la banda V con los telescopios: Bok, de 2.3 m de diámetro ubicado en Kitt Peak, Arizona y Kuiper, de 1.54 m de diámetro ubicado en la Sierra Santa Catalina, Arizona. Las observaciones están organizadas en varios ciclos:

Ciclo 1 Desde Octubre de 2008 a Mayo de 2009.

Ciclo 2 Desde Septiembre de 2009 a Julio de 2010.

Ciclo 3 Desde Septiembre de 2010 a Agosto de 2011.

Ciclo 4 Desde Agosto de 2011 a Julio de 2012.

Ciclo 5 Desde Septiembre de 2012 a Julio de 2013.

El programa está diseñado para monitorear los blazares más brillantes detectados por la misión Fermi, tanto en polarización lineal como en flujo, por cerca de una semana cada mes y liberar los datos a la comunidad astronómica tan pronto como sea posible (Smith et al. 2009) Los datos usados en el presente trabajo van desde el ciclo 1 y hasta el ciclo 5 y fueron descargados de la página web del programa⁵.

3.3.2 Catalina Real-Time Transient Survey, CRTS

Es un *survey* de todo el cielo que hace uso del programa Catalina Sky Survey para Objetos Cercanos a la Tierra y Asteroides Potencialmente Peligrosos (NEO/PHA, por sus siglas en inglés) para analizar fuentes transitorias. CRTS usa datos de tres programas en la banda *V*: Catalina Sky Survey (CSS), con un telescopio Schmidt de 0,7 m, $f/1,8$ con un campo angular de $2,9 \times 2,9$ en el observatorio Steward; Siding Spring Survey (SSS), que usa un telescopio Schmidt de 0,5 m, $f/3,5$ y con un campo angular de $2,0 \times 2,0$ en el observatorio Siding Spring, Australia; Mount Lemmon Survey (MLS), que tiene un telescopio reflector Cassegrain de 1,5 m, $f/2,0$ y con un campo angular de $1,0 \times 1,0$ en el observatorio Steward.

Los datos de los tres programas CSS+SSS+MLS cubren ~ 2000 *grados*² por noche, con una magnitud límite de $V \sim 19 - 20$ mag (Djorgovski et al. 2011) CRTS tiene una filosofía de datos abiertos y los datos que usamos en este trabajo se descargaron de la página web de CRTS que contiene los blazares detectados por Fermi⁶.

3.4. Submillimeter Array, SMA

Es un arreglo de radio telescopios compuesto de ocho antenas de 6 metros de diámetro diseñado para alcanzar resoluciones angulares altas ($<$ segundos de arco) a través de la ventana atmosférica entre 200 a 900 GHz. Se usan cuatro receptores: 180-250 GHz, 266-355 GHz, 320-420 GHz y 600-700 GHz, y está ubicado en el observatorio Mauna Kea en Mauna Kea, Hawaii. El arreglo es operado por el Observatorio Astrofísico Smithsonian (SAO) y el Instituto de Astronomía y Astrofísica de la Academia Sinica de Taiwan (Blundell 2007)

⁵http://james.as.arizona.edu/~psmith/Fermi/DATA/Objects/b2_1633.html

⁶<http://nessi.cacr.caltech.edu/catalina/Blazars/Blazar.html>

Los datos usados del SMA son de la banda entre 1,1, 1,1 mm y 850 μm y fueron obtenidos de la base de datos del observatorio⁷.

3.5. Owens Valley Radio Observatory

En 2007, cerca de un año antes de entrar en operación científica la misión Fermi, se empezó un monitoreo a 15 GHz con el telescopio de 40 m del Observatorio en el Radio Owens Valley. El programa ha estado observado fuentes, del emisferio norte ($\delta > -20^\circ$), dos veces por semana con una densidad de flujo mínimo de 4 mJy.

Los datos para el blazar 4C+38.41 fueron descargados de la página web del programa de monitoreo⁸.

⁷<http://sma1.sma.hawaii.edu/callist/callist.html>

⁸http://www.astro.caltech.edu/ovroblazars/data/data.php?page=data_return&source=J1635+3808

Capítulo 4

Variabilidad y Análisis Estadístico

El estudio de la variabilidad y el uso de técnicas de correlación cruzada permiten estimar el tamaño de las regiones de emisión, la estructura de los AGN y estudiar las regiones donde se origina la emisión de altas energías (Beckmann & Shrader 2012)

En particular, a partir de las escalas de tiempo en que varían las emisiones de las diferentes bandas se puede inferir acerca de las emisiones de las regiones de emisión (Agudo 2013; Sbarrato et al. 2011) Y los resultados de los análisis de correlación cruzada entre diferentes bandas de curvas de luz simultáneas permiten encontrar retrasos lo que puede indicar posiciones relativas entre las regiones de emisión (Agudo 2013; Aller et al. 2010; Jorstad et al. 2011)

En este capítulo se describe la metodología empleada para calcular la variabilidad de las regiones de emisión, para identificar las regiones dentro de las curvas de luz donde existe *aliasing* y para encontrar los retrasos de la emisión entre diferentes bandas.

4.1. Variabilidad

El parámetro comúnmente empleado para medir la variabilidad es el parámetro F_{var} propuesto por Vaughan et al. (2003) para errores de flujo distribuidos con una densidad

de probabilidad de Poisson y de Gauss. Para este parámetro, si se tiene un vector \mathbf{x} de \mathbf{N} valores, con barras de error σ_x se tiene:

$$F_{var} = \sqrt{\frac{S^2 - \bar{\sigma}_{err}^2}{\bar{x}^2}}, \quad (4.1)$$

donde S^2 es la varianza de \mathbf{x} ; \bar{x} , es el promedio de \mathbf{x} y $\bar{\sigma}_{err}^2$, es el error cuadrático medio definido como:

$$\bar{\sigma}_{err}^2 = \frac{1}{N} \sum_{j=1}^N \sigma_{x,j}^2. \quad (4.2)$$

La incertidumbre, ϵ , del parámetro de variabilidad F_{var} es:

$$\epsilon(F_{var}) = \sqrt{\left(\frac{1}{2N} \frac{\bar{\sigma}_{err}^2}{\bar{x}^2 F_{var}}\right) + \left(\sqrt{\frac{\bar{\sigma}_{err}^2}{Nx}}\right)}. \quad (4.3)$$

Para el conjunto de datos descritos en el Capítulo 3 se calculó el parámetro de variabilidad usando las Ecuaciones 4.1 y 4.3 descritas anteriormente.

4.2. Análisis Estadístico

Usando los datos de *EGRET* con el fin de comprender la localización física de la región donde se producen los rayos γ se intentó hacer correlaciones con la banda milimétrica y con la banda de longitudes de onda de centímetros; sin embargo, no fue posible realizar el análisis debido al bajo muestreo de los datos de *EGRET* (Aller et al. 2010). A partir de los datos de *EGRET* se propusieron diversos modelos, algunos en los que los fotones semilla del efecto compton inverso vienen de radiación originada por fuera del jet (e.g. la BLR, Sikora et al. (1994)), este tipo de modelos fueron populares durante el resto de la década de los 90. Por otro lado, se propusieron modelos en los que la radiación de rayos γ está localizada a lo largo del jet. En dichos modelos, Jorstad et al. (2001) analizando la variabilidad del flujo en el rango de 22 a 43 GHz antes, durante y después de los máximos de rayos γ encontraron que la región donde ocurre los rayos γ coincide

ópticas (incluido el filtro V)

Apesar de todos los modelos y esfuerzos observacionales, la localización exacta de la región de emisión de rayos gamma y su proximidad al agujero negro central permanece en debate (Agudo 2013; Aller et al. 2010; Joshi et al. 2013) Los modelos propuestos pueden dividirse en dos categorías: aquellos en los que la emisión viene de una región cerca del SMBH y del disco de acreción, tan cerca como $< 0,1$ pc, (Poutanen & Stern 2010) o aquellos en los que los rayos γ se forman en el jet a distancias de varios parsec vía SSC (Marscher et al. 2010)

La forma de probar los modelos de localización, estructura y mecanismos de radiación de la región de emisión de rayos γ requiere de observaciones simultáneas en múltiples frecuencias en varios estados de la actividad de los blazares (Peterson 2001; Marscher et al. 2010; Raiteri et al. 2012) Tales esfuerzos en múltiples frecuencias pueden hacerse de dos maneras: a través monitoreos regulares de una muestra estadísticamente completa de objetos en brillantes en rayos γ o por medio de observaciones intensivas de objetos que muestren un comportamiento inusual (Richards et al. 2011) Esta última fue la motivación para tomar como fuente en estudio, *4C+38.41*, que mostró un comportamiento inusual al superar el récord en emisión de flujo diario de rayos γ detectado por *FERMI-LAT* y reportado por la comunidad (Raiteri et al. 2011)

4.2.1 Método de Correlación Cruzada

El análisis de correlación cruzada es útil para analizar series de tiempo, en particular para astronomía es usada para calcular retrasos entre distintos tipos de emisión de los AGN.

Una medida del grado de correlación está dada por el *Función de Correlación Cruzada* (CCF, por sus siglas en inglés):

$$CCF = \frac{\sum_{i=1}^N (x_i - \bar{x})(y_i - \bar{y})}{\left(\sqrt{\sum_{i=1}^N (x_i - \bar{x})^2}\right) \left(\sqrt{\sum_{i=1}^N (y_i - \bar{y})^2}\right)}, \quad (4.4)$$

para N pares de puntos (x_i, y_i) y sus medias \bar{x} e \bar{y} respectivamente. Cuando dos variables x e y están perfectamente correlacionadas se tiene $CCF=1$ y si están completamente no correlacionadas $CCF=0$.

Una de las características del coeficiente de correlación es la independencia de la escala de los datos que se correlacionan; es decir, los datos que van a ser correlacionados no deben estar a la misma escala (Bevington & Robinson 2003)

En el caso de las curvas de luz se puede ver cualitativamente si los patrones de variación son similares; por ejemplo, como se muestra en la Figura 4.2 la emisión del continuo está retrasada respecto a la curva de luz de la línea de emisión. En esta figura, la correlación entre el continuo y la línea de emisión sería mayor si se desplazara en el eje temporal una de las curvas de luz, de tal forma que los máximos y mínimos prominentes coincidieran. Con el objetivo de tener una medida cuantitativa del grado de correlación se usa el análisis de correlación cruzada; en donde se va corriendo una de las curvas de luz en el eje temporal un intervalo τ (*lag*) y va calculando la *CCF*.

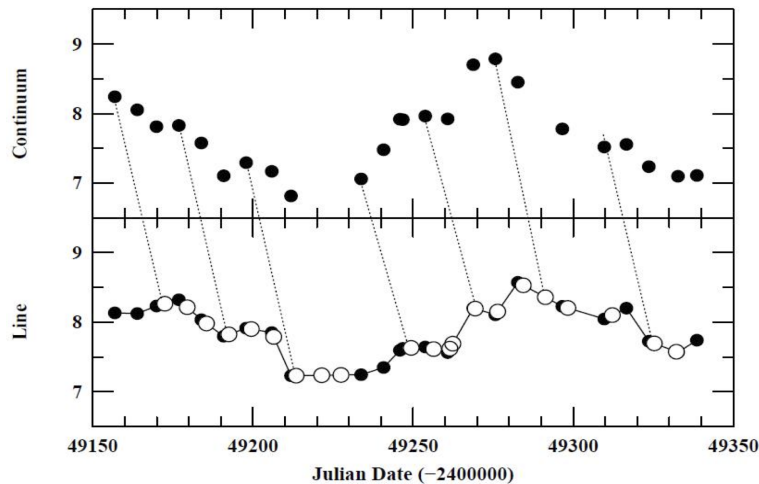


Figura 4.2 Esta figura representa un esquema del método de interpolación usado para la el análisis de correlación cruzada. En esta figura, la curva de luz de la línea de emisión se hizo continua a través del método de interpolación lineal de los datos. Los datos del continuo son entonces apareados con los valores de la interpolación de la línea de emisión para cada retraso temporal (*lag*) particular (Peterson 2001)

Para poder computar la correlación cruzada es necesario que los datos de las curvas de luz estén regularmente espaciados, para que cada punto en cada curva de luz esté emparejado con un punto de la otra curva de luz. Desafortunadamente, datos regularmente espaciados casi nunca son encontrados en Astronomía; los telescopios terrestres tienen inconvenientes con el clima e incluso no todas las observaciones tomadas de satélites están uniformemente espaciadas.

4.2.2 Método de Interpolación

Una solución para realizar el análisis de correlación cruzada a datos que no estén uniformemente espaciados es hacer interpolación lineal a los datos y usar los datos de la interpolación para realizar la correlación cruzada. Con esta idea, Gaskell & Sparke (1986) proponen hacer interpolación lineal de los datos, para obtener vectores del mismo tamaño con datos uniformemente espaciados en cada curva de luz. Este método funciona de la siguiente manera:

Para cada par de curvas de luz que cubren un intervalo T , se construye un vector de retrasos que va de $-T$ a $+T$. En el caso que se tengan puntos en las curvas de luz separados por más de la unidad de tiempo (e.g. para $\Delta t = 1$ día, dos puntos contiguos i y j con $\Delta t_{ij} > 1$ día), el vector de retrasos debe tener valores:

$$L_i = \frac{l_i}{\Delta t}, \quad (4.5)$$

donde l_i es el vector de retrasos real, en las mismas unidades que Δt ; y L_i debe ser un entero.

Como paso siguiente, se mueve el eje temporal de una de las curvas de luz para cada valor que toma el vector de retrasos. Luego, para el intervalo en que las dos curvas se intersecten se calcula la función de correlación entre esos dos segmentos de las curvas de luz.

Para este último caso, hay que tener cuidado cuando el vector de retrasos toma valores cercanos a $-T$ y $+T$ pues el coeficiente de correlación será calculado con solo unos pocos puntos en cada curva de luz, lo que hace que no sea estadísticamente significativo. Basados en el trabajo previo de Patiño (2012), con el propósito de dejar al menos el 20% de los puntos de las curvas de luz para calcular el coeficiente de correlación, se toma como mínimo $l_i = -0,8T$ y máximo $l_i = +0,8T$.

La *Función de Correlación Cruzada*, que se calcula en el intervalo de tiempo en que las dos curvas se intersectan, para los vectores \mathbf{x} e \mathbf{y} con un vector de retrasos \mathbf{L} fue definida por Fuller (1996) como:

$$P_{xy}(L < 0) = \frac{\sum_{k=0}^{N-|L|-1} (x_{k+|L|} - \bar{x})(y_k - \bar{y})}{\sqrt{\left[\sum_{k=0}^{N-1} (x_k - \bar{x})^2 \right] \left[\sum_{k=0}^{N-1} (y_k - \bar{y})^2 \right]}}, \quad (4.6)$$

$$P_{xy}(L > 0) = \frac{\sum_{k=0}^{N-L-1} (x_k - \bar{x})(y_{k+L} - \bar{y})}{\sqrt{\left[\sum_{k=0}^{N-1} (x_k - \bar{x})^2\right] \left[\sum_{k=0}^{N-1} (y_k - \bar{y})^2\right]}}, \quad (4.7)$$

Donde \bar{x} es la media de los puntos de la curva \mathbf{x} y lo mismo para \bar{y} .

Una vez se tenga $P_{xy}(L)$ para cada valor del vector de retrasos, se representará $P_{xy}(L)$ en función de $\mathbf{L} \times \Delta t$. El gráfico que muestra esto se observa en la Figura 4.3.

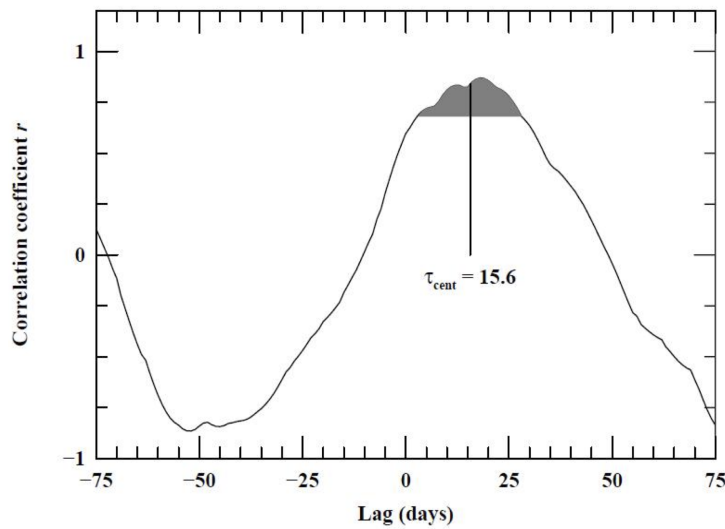


Figura 4.3 Función de Correlación Cruzada por interpolación de los datos de Mrk 335. El máximo de P_{xy} está en el $lag = 15,6$; es decir, existe la correlación máxima entre las curvas de luz del continuo y de la línea de emisión de 15,6 días. Tomado de Peterson (2001)

Originalmente no había manera de calcular el error de este método; sin embargo, Patiño (2012) estima el error en el máximo como:

$$\sigma_l = \sqrt{(0,667 \times sm)^2 + (0,5 \times Int)^2}, \quad (4.8)$$

donde Int es el intervalo de interpolación y sm es la mayor de medias muestrales de ambas curvas de luz y está definido como lo muestra la ecuación 4.9.

$$sm = \frac{T}{n-1}. \quad (4.9)$$

Las correlaciones que se realizaron usando el método de interpolación fueron entre todas las posibles combinaciones entre diferentes curvas de luz, que corresponde a los datos descritos en el Capítulo 3.

4.2.3 Función de Correlación Cruzada Discreta

En el caso en que se haga una interpolación de datos espaciados por un intervalo temporal grande y la interpolación no resulte en una aproximación razonable de la curva de luz real, el método de interpolación puede mostrar resultados inciertos. Para superar este problema, Edelson & Krolik (1988) proponen el método de correlación cruzada discreta, en el que se usan sólo los puntos de datos reales de las curvas de luz separados por un intervalo de tiempo centrado en τ .

En este método se calcula la función de correlación cruzada (DCF) para cada τ ; la cual es el promedio sobre el intervalo temporal (de ancho δt) que va desde $\tau - \delta t/2$ a $\tau + \delta t/2$, con $\delta t = sm \times 1,2$ y donde sm es la mayor media de muestreo de las dos curvas de luz.

Entonces para dos curvas de luz con vectores \mathbf{a} y \mathbf{b} , se pueden formar parejas (a_i, b_j) cada par asociado con retraso entre el par $\Delta t_{ij} = t_j - t_i$. Ahora, para cada una de estas parejas se calcula el valor de la DCF para cada intervalo δt :

$$UDCF_{ij} = \frac{(a_i - \bar{a})(b_j - \bar{b})}{\sigma_a \sigma_b}, \quad (4.10)$$

donde \bar{a} y σ_a son las medias y las desviaciones estándares de los puntos a_i en cada intervalo y de la misma manera para el vector \mathbf{b} .

En el siguiente paso, para M pares de datos (a_i, b_j) los cuales están dentro del intervalo que va de $\tau - \delta t/2$ a $\tau + \delta t/2$ y está centrado en τ se calcula la DCF :

$$DCF_\tau = \frac{1}{M} \sum_{\tau - \delta t/2}^{\tau + \delta t/2} UDCF_{ij}(\Delta t_{ij}). \quad (4.11)$$

Para los intervalos en los que no existan puntos, la DCF no está definida. Y a diferencia del método de interpolación el error para la DCF si está definido como lo muestra la ecuación 4.9.

$$\sigma_{DCF}(\tau) = \frac{1}{\sqrt{M(M-1)}} \left\{ \sum_{\tau-\delta t/2}^{\tau+\delta t/2} [UDCF_{ij} - DCF(\tau)] \right\}^2 \quad (4.12)$$

Las correlaciones hechas usando el método de la función de de correlación cruzada discreta se realizaron entre todas las posibles combinaciones entre diferentes curvas de luz, que corresponde a los datos descritos en el Capítulo 3.

4.2.4 Función de Correlación Discreta por Transformada Z de Fisher

De forma diferente a lo propuesto por Edelson & Krolik (1988), Alexander (1997) propone un método alternativo para estimar la función de correlación cruzada de curvas de luz irregulares. A diferencia del método de interpolación no se asume que las curvas de luz son suaves y provee errores para la *CCF*. Además, la función de correlación discreta por transformada Z (*ZDCF*, por sus siglas en inglés), corrige sesgos del método de la función de correlación discreta de Edelson & Krolik (1988) al usar igual población en los intervalos temporales y al usar la transformada z de Fisher.

Para un número n de pares (a_i, b_i) en un intervalo dado del vector de retrasos, la *CCF* se estima por el coeficiente de correlación:

$$r = \frac{\sum_i^n (a_i - \bar{a})(b_i - \bar{b})}{s_a s_b}, \quad (4.13)$$

donde \bar{a}, \bar{b} son los promedios en el intervalo del vector de retrasos y s_a, s_b son las desviaciones estándares definidas como:

$$s_a^2 = \frac{1}{n-1} \sum_i^n (a_i - \bar{a})^2, \quad (4.14)$$

con s_b^2 definido de la misma manera. La distribución de r es altamente sesgada y lejos de ser una distribución normal por lo que estimar el error muestral empleando la desviación estandar puede ser inexacto. Para superar este inconveniente, se transforma a r en una variable aleatoria que se aproxima a una distribución normal, por medio de la transformada z de Fisher, entonces:

$$z = \frac{1}{2} \ln \left(\frac{1+r}{1-r} \right), \quad \rho = \tanh z, \quad \zeta = \frac{1}{2} \ln \left(\frac{1+\rho}{1-\rho} \right), \quad (4.15)$$

La media y la desviación estándar de z son aproximadamente:

$$\bar{z} = \zeta + \frac{\rho}{2(n-1)} \times \left[1 + \frac{5+\rho^2}{4(n-1)} + \frac{11+2\rho^2+3\rho^4}{8(n-1)^2} \dots \right], \quad (4.16)$$

y

$$s_z^2 = \frac{1}{(n-1)} \left[1 + \frac{4-\rho^2}{2(n-1)} + \frac{22-6\rho^2-3\rho^4}{6(n-1)^2} \dots \right]. \quad (4.17)$$

Transformando a r de nuevo, el intervalo correspondiente al error normal $\pm 1\sigma$ se estima como:

$$\delta r_{\pm} = | \tanh(z(\bar{r}) \pm s_z(r)) - \rho | \quad (4.18)$$

Las correlaciones hechas usando el método de la función de correlación cruzada discreta por transformada Z de Fisher se realizaron entre todas las posibles combinaciones entre diferentes curvas de luz, que corresponde a los datos descritos en el Capítulo 3.

4.2.5 Eliminación de Alias

Dado que un *alias* es un efecto que causa que seales continuas distintas se tornen indistinguibles cuando se muestrean digitalmente y que en los intervalos en donde existan alias se pueden obtener retrasos con un valor significativo de la *CCF*, lo que puede llevar a interpretaciones erróneas de los retrasos entre diferentes bandas. Se hace necesario identificar estos intervalos, existen dos fuentes de alias: una está asociada con las variaciones de las curvas de luz y la otra debida al muestreo de los datos.

Con el fin de identificar los intervalos donde existan alias se recurre al análisis de la *Densidad Espectral*, para el cual la *Densidad Espectral de Potencia*, *DEP* es definida como:

$$DEP(f) = \|\mathcal{F}(\tau)\|^2, \quad (4.19)$$

donde $\mathcal{F}(\tau)$ es la transformada de Fourier para una curva de luz para cierto tiempo τ (en unidades de *día*)

Entonces, para encontrar la primera fuente de alias se utiliza el análisis de la *DEP* de cada curva de luz y para la segunda fuente de alias, se utiliza el análisis de la *DEP* de

las curvas de luz unitarias (i.e. una curva de luz que tiene por valores: 0 donde no hay observaciones y 1 donde se tienen observaciones)

El propósito para ambos casos de fuentes de alias es eliminar los intervalos donde se tenía un valor alto de *DEP*. Pero dado que la densidad espectral nos da la *DEP* en función de la frecuencia (con unidades de ciclos/día) y se quiere conocer la *DEP* en intervalos de tiempos específicos se calcula el inverso de la frecuencia para obtener la densidad espectral como *DEP* vs frecuencia⁻¹ (en unidades de días/ciclo) A partir de esto, con las unidades apropiadas en el eje de las abscisas se puede comparar con la *CCF*.

Para cuantificar la *DEP* asociada con las variaciones en las curvas de luz se analiza la potencia espectral en unidades de frecuencia⁻¹ como se muestra en la Figura 4.4. En el caso de la fuente de alias que es debida al muestreo, se debe obtener el *DEP* de la curva de luz unitaria, de esta forma todos los puntos donde se tienen observaciones muestran el mismo valor así solo se tiene la contribución de la ventana de observación en la *DEP* y no a las varaciones de las cruvas de luz. Un ejemplo de este análisis se muestra en la Figura 4.5.

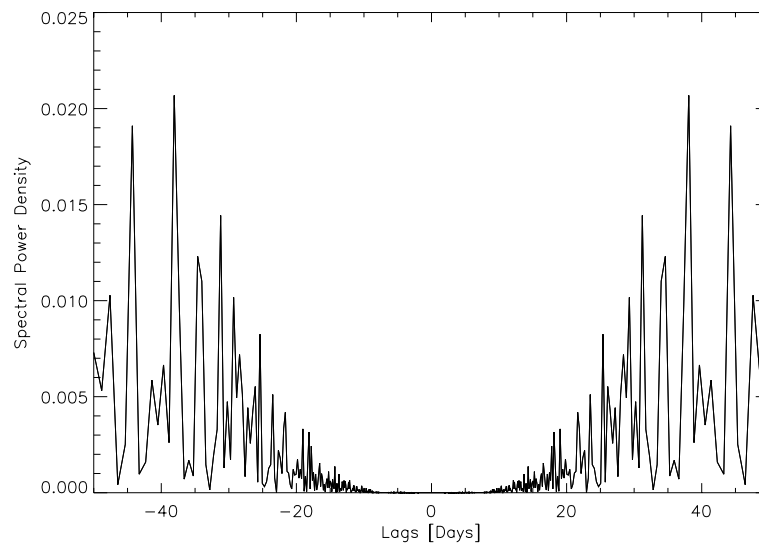


Figura 4.4 Esquema de la Densidad de Potencia Espectral de una curva de luz. Los picos representan *alias* en las curvas de luz.

Algunos datos usados de las curvas de luz usados en el presente trabajo mostraron presencia de alias, los cuales fueron eliminados. Del par de gráficas de la *DEP* para curva de luz se encontraron intervalos (en unidades de días) libres de alias para cada banda observacional. Con estos límites en los intervalos de tiempo se realiza el análisis

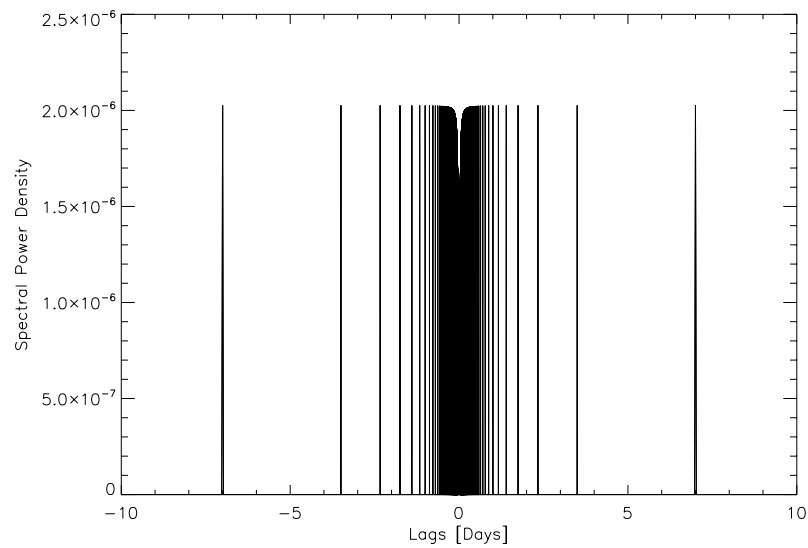


Figura 4.5 Esquema de la Densidad de Potencia Espectral de una curva de luz unitaria. Las curvas de luz unitarias son curvas de luz en las que el valor del flujo es 1 si dentro del intervalo se tiene al menos una valor del flujo en la curva de luz real o tiene valor 0 si dentro del intervalo no se tiene ningún valor del flujo de la curva de luz real.

de la *CCF* libre de alias.

Capítulo 5

Resultados

5.1. Variabilidad y Análisis de Correlación Cruzada

Con los datos de *FERMI-LAT*, *Swift-XRT*, *CRTS*, *Observatorio Steward*, *SMA* Y *OVRO* se elaboraron las curvas de luz para cada banda, en el periodo que va desde agosto de 2008 a Octubre de 2013. Todas estas curvas de luz se muestran en la Figura 5.1.

El parámetro de Variabilidad F_{var} (Ecuación 4.1) cuantifica las variaciones del flujo para cada banda, los valores se muestran en la Tabla 5.1. El valor de F_{var} para la curva de rayos γ es el mayor de todas las bandas analizadas. En el caso de los rayos X el valor de F_{var} es indeterminado puesto que el error cuadrático medio es mayor que la varianza. Por su parte la banda óptica muestra una variabilidad superior a la variabilidad de bandas con frecuencias inferiores. También se puede apreciar que la banda que mostró menor variabilidad fue la banda de 40 GHz; que son frecuencias de ondas de radio.

A partir de las curvas de luz de la Figura 5.1 se realizó el análisis de correlación cruzada con los métodos descritos en el Capítulo 4. Para poder calcular el grado de correlación en cada uno de los métodos se utilizaron los programas realizados por Patiño (2012). Además en ese mismo trabajo, Patiño (2012) reportan 0,59 como un valor estadística-

Tabla 5.1. Parámetro de Variabilidad

Banda	F_{var}	error
Gamma	0,81	$1,2 \times 10^{-2}$
Rayos-X	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>
Óptico	0,55	3×10^{-3}
Submmilimétrico	0,41	6×10^{-3}
Radio	0,16	7×10^{-4}

Nota. — En esta tabla se muestra para cada banda el valor de el parámetro de variabilidad F_{var} y su respectivo error. El parámetro de variabilidad se calculó según la Ecuación 4.1.

Tabla 5.2. Intervalos de Confianza

Banda	Intervalo de Confianza [Días]
Gamma	$7 < \ \tau\ < 85$
Rayos-X	$7 < \ \tau\ < 16$
Óptico	$7 < \ \tau\ < 110$
Submmilimétrico	$1 < \ \tau\ < 100$
Radio	$1 < \ \tau\ < 170$

Nota. — En esta tabla se muestra para cada banda los intervalos de confianza encontrados usando el análisis de potencia espectral como se describe en la Sección 4.2.5, donde τ representa los retrasos y puede tomar valores negativos y positivos.

mente significativo para la función de correlación en los métodos de DCF y ZDCF. En el caso del método de interpolación reportaron un valor significativo cuando la barra de error alcanza el valor 0,59. Para este trabajo se toman estos valores como significativos para los diferentes métodos de correlación.

Con el objetivo de eliminar fuentes de errores en las curvas de luz, se recurrió al análisis de alias para cada curva de luz como se describe en la Sección 4.2.5. Así, se encontraron los intervalos libres de alias como se muestra en la Tabla 5.2.

A partir de lo anterior se encontraron los retrasos entre cada par de banda, como se muestra en la Tabla 4.3.

Gamma-Radio La CCF que se encontró con el método de interpolación va subiendo suavemente hasta alcanzar su pico entre $0,6 < FCC < 0,7$ en un $lag = 16 \pm 4,8$. Por otro lado la DCF y $ZDCF$ muestran un comportamiento similar al de la CCF del método de interpolación, con los máximos significativos ubicados en $lag = 26 \pm 4,2$ y $lag = 28, 2_{-1,0}^{+4,8}$ respectivamente.

Gamma-Submilimétrico La CCF que se encontró con el método de interpolación tiene un pico prominente que sin embargo no supera el criterio de significancia. Mientras que la DCF presenta un máximo prominente que es estadísticamente significativo ($DCF = 0,83$) ubicado en un $lag = 26,1 \pm 10,9$. En el caso de la $ZDCF$ tiene un comportamiento parecido a la DCF pero con el pico ubicado en $lag = 27,88_{-3,31}^{+8,55}$.

Óptico-Gamma La CCF del método de interpolación tiene un pico prominente y significativo (0,70) a un $lag = 0,0 \pm 4,8$. Mientras que la DCF tiene una forma similar, con un pico en $lag = 5,8 \pm 4,2$ con un valor de la $DCF = 0,73$. Por otro lado, la $ZDCF$ también muestra un pico (0,76) prominente pero en un $lag = 6,82_{-1,83}^{+2,24}$.

Óptico-Radio La CCF para este par de bandas muestra una forma plana y se levanta suavemente hasta un pico tiene un valor de 0,23, lo que hace que no sea estadísticamente significativa. Sin embargo, la DCF muestra un pico prominente a un $lag = 31,3 \pm 4,0$ que no supera el criterio de 0,59 de no ser por el error que es $\pm 0,09$, basados en el criterio propuesto por Patiño (2012) en donde la DCF es significativa si junto con el error supera: 0,59, Por último, la $ZDCF$ muestra un comportamiento similar al de la DCF pero con el pico con un valor significativo 0,61 en un $lag = 42,0_{-2,2}^{+3,3}$.

Tabla 5.3. Resultados de Correlación Cruzadas

Bandas	lag [Día]	FCC	lag [Día]	DCF	lag [Día]	ZDCF
Gamma-Radio	$16 \pm 4, 8$	0,69	$26, 7 \pm 4, 2$	0,73	$28, 2^{+0,94}_{-1,0}$	0,78
Gamma-Submmilimétrico	$6, 0 \pm 12, 2$	0,49	$26, 1 \pm 10, 9$	0,83	$27, 88^{+8,55}_{-3,31}$	0,83
Óptico-Gamma	$0, 0 \pm 4, 8$	0,70	$5, 8 \pm 4, 2$	0,73	$6, 82^{+2,24}_{-1,83}$	0,76
Óptico-Radio	$0, 0 \pm 4, 5$	0,23	$31, 3 \pm 4, 0$	0,54	$42, 0^{+3,3}_{-2,2}$	0,61

Nota. — En esta tabla se muestra los resultados de el análisis de correlación cruzada para los tres métodos: usando la FCC con interpolación, DCF y ZDCF. Para cada par de bandas se muestra: FCC, función de correlación usando el método de interpolación con el retraso (*lag*) que tiene en el máximo de la FCC; de igual forma para DCF y para la ZDCF.

Para los siguientes pares de bandas no se encontró correlación significativa:

Óptico-Rayos X Para este par de bandas la *CCF* tiene una forma plana y en ningún punto la *CCF* tiene un valor significativo. Por su parte, la *DCF* dentro del intervalo de confianza de los rayos-X ($7 < \|\tau\| < 16$) solo tiene un punto que además no supera el criterio de significancia. Por otro lado, en la *ZDCF* tampoco ningún punto supera 0,59.

Submilimétrico-Rayos X En este caso, la *CCF* es plana y en ningún punto se acerca al valor significativo. Para la *DCF*, dentro del intervalo de confianza de los rayos-X ($7 < \|\tau\| < 16$), no se tiene ningún punto. Y en la *ZDCF*, ningún punto tiene valor significativo.

Radio-Submilimétrico La *CCF* que se encontró con el método de interpolación en los puntos más altos superan 0,59, sin embargo no se nota un pico prominente, lo que no permite asegurar que exista correlación. Por otro lado la *DCF* tiene un comportamiento plano, con todos los puntos sobre 0,59. La *ZDCF* muestra un comportamiento similar a la *DCF*; con todos los puntos con valores de *DFC* sobre 0,59 pero con la ausencia de un pico prominente lo que no permite asegurar que exista correlación.

Radio-Rayos X Para este par de curvas de luz, la *CCF* es plana y en ningún punto se acerca al valor significativo. En el caso de la *DCF*, dentro del intervalo de confianza de los rayos-X ($7 < \|\tau\| < 16$), solo se tiene un punto, que no supera el valor de significancia. Y para la *ZDCF*, ningún punto tiene valor significativo.

Óptico-Submilimétrico En el caso de este par de bandas, la *CCF* va creciendo hacia valores de *lag* positivos pero en ningún punto toma valor significativo. En el caso de la *DCF*, muestra un pico (0,38) que no supera el valor de significancia. Y por último, la *ZDCF* muestra un comportamiento similar a la *DCF*, en donde ningún punto tiene valor significativo.

5.2. Segundo Catálogo de AGN detectados por FERMI-LAT

En el Segundo Catálogo de AGN detectados por FERMI-LAT *Fermi2LAC* están incluidas todas las fuentes que tuvieron una detección significativa, como se describe en Ackermann et al. (2011), sobre los primeros dos años de operación científica de la misión *FERMI-LAT*. En este catálogo se encuentran 1017 AGN de los cuales 360 son FSRQ, 423 son objetos BL Lac, 204 son blazares que no se han clasificado y 30 son otros tipos de AGN.

En el trabajo de Ghisellini et al. (2009) en el que utilizaron los FSRQ y objetos BL Lac detectados solo en los primeros tres meses de inicio de operaciones científicas de la misión *FERMI-LAT* muestran una separación entre los objetos BL Lac y FSRQ en un gráfico del índice espectral en función de la luminosidad. Utilizando los datos del catálogo *Fermi2LAC* se muestra la ubicación de esta fuente respecto a la población de blazares en la Figura 5.2.

También se muestra en la Figura 5.3 un gráfico de luminosidad en función del corrimiento al rojo la ubicación de la fuente respecto a la población de blazares del catálogo *Fermi2LAC*.

El blazar *4C+38.41*, durante el máximo de emisión en el que superó el récord de flujo diario de rayos γ detectado por el telescopio *FERMI-LAT*, tuvo una luminosidad que superó la luminosidad de las demás fuentes reportadas en catálogo *Fermi2Lac*. En la Tabla 5.4 se muestra la luminosidad de *4C+38.41* y de las fuentes más luminosas del catálogo.

El cálculo de la luminosidad se realizó utilizando la Ecuación 5.1. (Ghisellini et al. 2009):

$$L_\gamma = 4\pi d_L^2 \frac{S_\gamma(\nu_1, \nu_2)}{(1+z)^{1-\alpha_\gamma}}, \quad (5.1)$$

donde d_L es la distancia luminosa que es calculada de acuerdo a Wright (2006), $\alpha_\gamma = \Gamma_\gamma - 1$ y $S_\gamma(\nu_1, \nu_2)$ es el flujo de rayos γ entre energías $h\nu_1 = 0, 1$ GeV y $h\nu_2 = 300$ GeV.

$$S_\gamma(\nu_1, \nu_2) = \frac{\alpha_\gamma h\nu_1 F_\gamma}{1 - \alpha_\gamma} \left[\left(\frac{\nu_2}{\nu_1} \right)^{1-\alpha_\gamma} - 1 \right], \quad \alpha_\gamma \neq 1. \quad (5.2)$$

$$S_\gamma(\nu_1, \nu_2) = \alpha_\gamma h \nu_1 F_\gamma \ln \left(\frac{\nu_2}{\nu_1} \right), \quad \alpha_\gamma = 1. \quad (5.3)$$

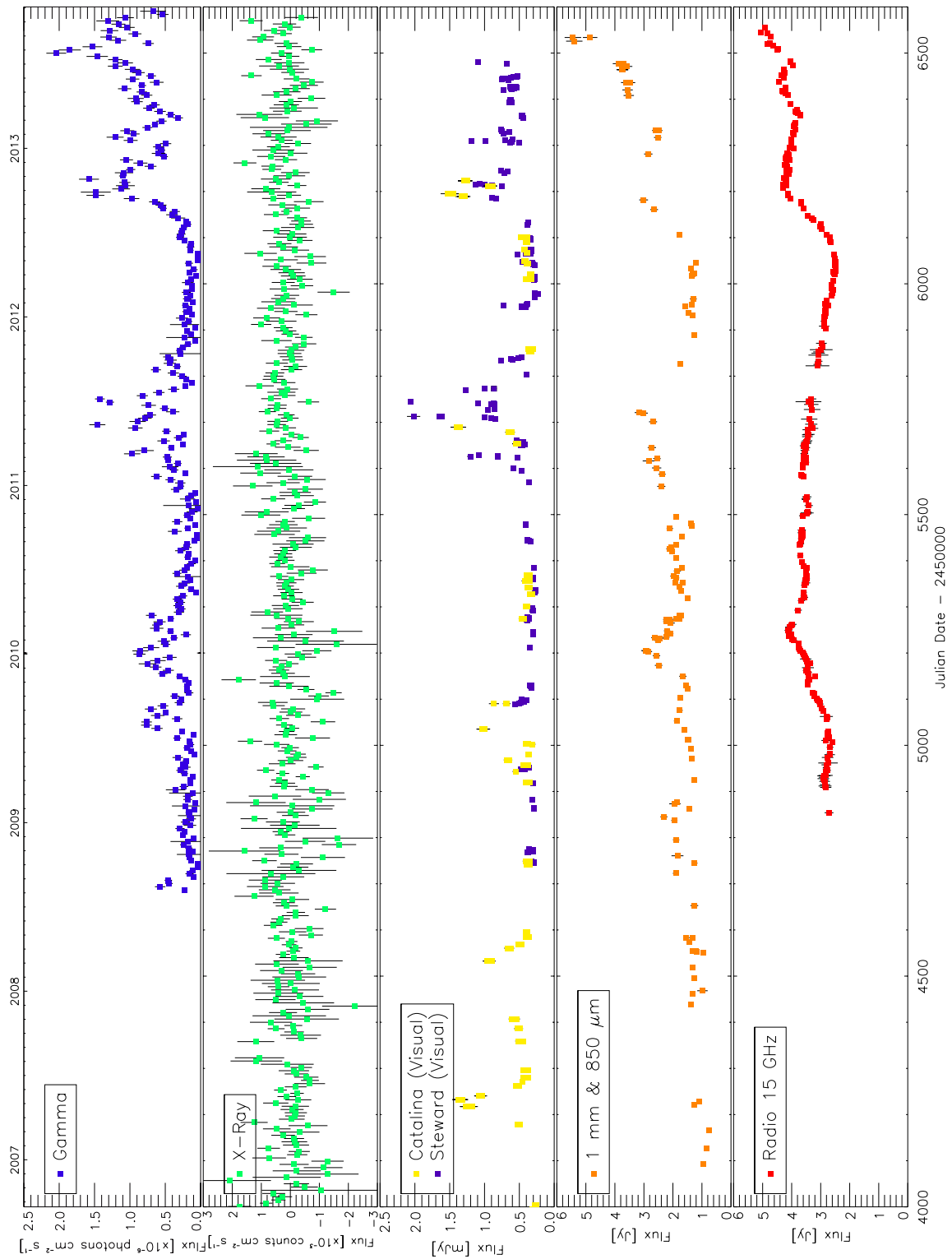


Figura 5.1 Curvas de luz de todas las frecuencias: rayos γ (0,1 a 300 GeV), rayos X (0,3 a 10 KHz), filtro Visual, ondas submilimétricas (1 mm) y ondas de radio (15 GHz) Las curvas de luz van desde el inicio de las operaciones científicas de la misión *FERMI-LAT* hasta octubre de 2013.

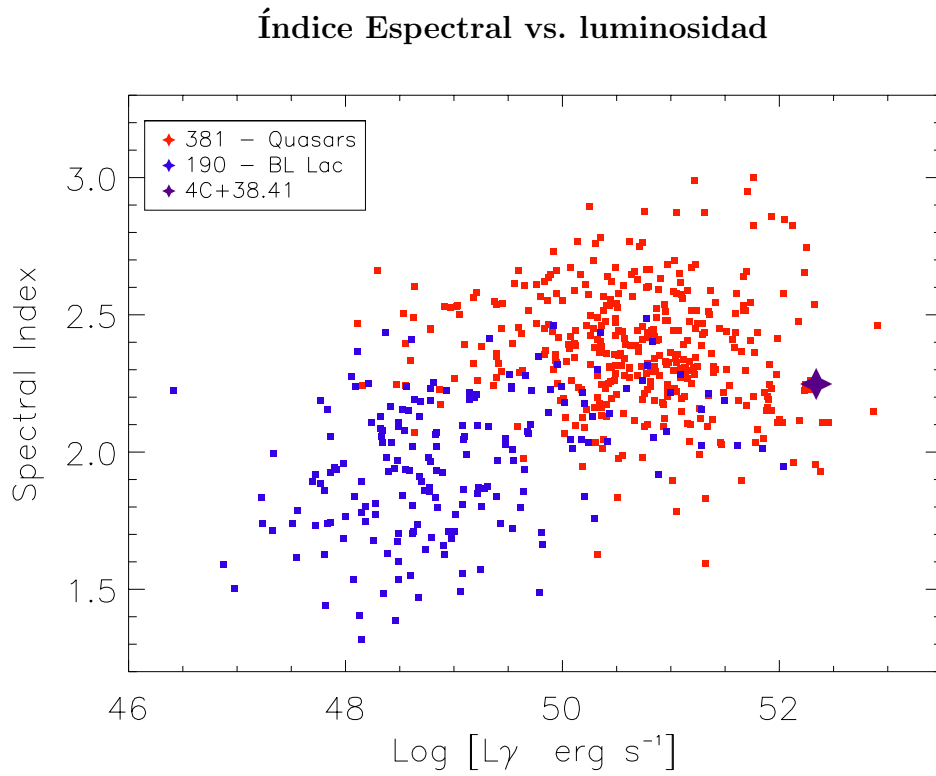


Figura 5.2 Índice Espectral en función de la luminosidad en rayos γ de la población de blazares del catálogo *Fermi2Lac*, en donde se resalta el blazar *4C+38,41*. La luminosidad se calculó usando la Ecuación 5.1.

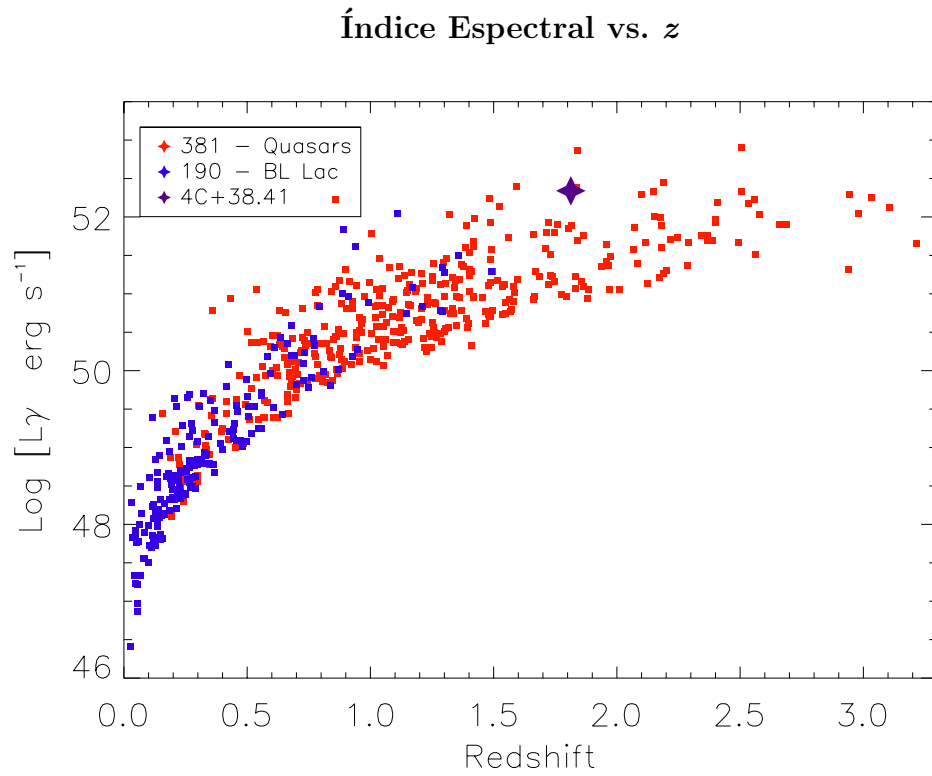


Figura 5.3 Luminosidad de los blazares de *Fermi2Lac* en función del corrimiento al rojo de la población de blazares del catálogo *Fermi2Lac*, en donde se resalta el blazar $4C + 38,41$. La luminosidad se calculó usando la Ecuación 5.1.

Tabla 5.4. AGN más luminosos del Catálogo *Fermi2Lac*

Nombre	L [erg s ⁻¹]	z	α	Clase
4C+38.41 (Flare)	6,9E+58	1,8	2,25	FSRQ
4C+38.41	2,2E+52	1,8	2,25	FSRQ
PKS 1830-211	8,0E+52	2,5	2,46	FSRQ
S4 0917+44	2,9E+52	2,2	2,11	FSRQ
PKS 1502+106	7,4E+52	1,8	2,15	FSRQ
PKS 0805-07	2,4E+52	1,8	1,93	FSRQ
PKS 0727-11	2,5E+52	1,6	2,11	FSRQ

Nota. — En esta tabla se muestran los nombres de los blazares más brillantes del catálogo *Fermi2Lac* incluido al blazar 4C+38,41 durante los dos años del catálogo y durante el estallido que tuvo en Julio de 2013; L, es su luminosidad; z, es el corrimiento al rojo y α , Índice Espectral.

Capítulo 6

Discusión y Conclusiones

Con base en los datos de los telescopios descritos en el Capítulo 3, en los que se tienen datos de radiofrecuencias (15 HGz), del telescopio de 40 m del *OVRO*; de radiación con longitud de onda submilimétrica (1 mm y 850 μm); ondas con frecuencias en el rango del filtro Visual, del programa *CRTS* y del observatorio *Steward*; en rayos X (0,3-10 KeV), de la misión Swift-XRT y en rayos γ , de la misión *Fermi-Lat* (0,3 a 300 GeV) Junto con los análisis de correlación cruzada (CCF por el método de interpolación, *DCF* y *ZDCF*) descritos en el Capítulo 4 y con los resultados obtenidos de estos análisis mostrados en el Capítulo 5, se llegaron a las conclusiones mostradas a continuación.

Como se muestra en la Tabla 5.1 el parámetro de variabilidad de la curva de luz de las radiofrecuencias indica que esta fuente tuvo poca variabilidad, hecho que se puede apreciar cualitativamente en la curva de luz de la Figura 5.1; en donde solo se observa una fuerte variabilidad durante los estallidos de inicio de la curva de luz (Feb. 2009), el estallido que se observa en Abr. de 2012 y el estallido que resulta como el máximo en Jul. de 2013 reportado por Raiteri et al. (2011). Continuando con el valor del parámetro de variabilidad para la radiación de longitud de onda submilimétrica, se obtuvo un valor de un orden de magnitud mayor que el parámetro de variabilidad de las ondas de radio y se puede observar cualitativamente mayor variabilidad en su curva de luz. Por otro lado, en la curva de luz de los datos del filtro *V*, el parámetro de variabilidad resultó ser del mismo orden de magnitud que el de las ondas submilimétricas aunque ligeramente mayor. Mientras que para la curva de luz de los rayos X el parámetro de variabilidad

no está definido, al ser el error cuadrático medio mayor que la varianza de la señal. En la curva de luz de rayos γ se obtuvo el parámetro de variabilidad más alto, un orden de magnitud más alto que en las curvas de luz de la banda V y de las ondas submilimétricas.

Se construyeron cinco curvas de luz, con registros que empiezan desde Agosto de 2008 en el inicio de las operaciones científicas de la misión *FERMI-LAT* y culminan en Octubre de 2013 fecha en la que se da inicio al presente trabajo. A partir de dichas curvas de luz se realizó el estudio en varias frecuencias del blazar *4C+38.41*, en el donde se realizó un análisis de correlación cruzada para todas las posibles combinaciones de curvas de luz de las diferentes regiones del espectro electromagnético con el fin de obtener, en caso de que exista la correlación, el retraso de la emisión entre cada par de curvas de luz.

En particular, el retraso encontrado entre las variaciones de las curvas de luz de rayos γ y de las frecuencias del filtro V es simultáneo (con retrasos de $0,0 \pm 4,8$, obtenidos usando el método de interpolación; $5,8 \pm 4,2$ días, con la *DCF* y $6,82_{-1,83}^{+2,24}$ días, con la *ZDCF*) lo que sugiere que las regiones donde se producen ambos tipos de radiación co-existen espacialmente y que el mecanismo de generación de los rayos γ puede ser el mecanismo *SSC* tal y como lo sugiere Agudo (2013)

El retraso en tiempo obtenido entre la curva de rayos γ y la curva de radiación con longitud de onda submilimétrica tuvo un retraso de $26,1 \pm 10,9$ días, con el método *DCF* y de $27,8_{-3,31}^{+855}$ días, con el método de la *ZDCF*. Este retraso esta asociado a la distancia que recorre la luz entre las dos regiones de emisión a lo largo del jet, lo que implica que las dos regiones de emisión no co-existen espacialmente.

Para las curvas de luz de rayos γ y de radiación de radiofrecuencias, las regiones de emisión presentaron un retraso de $26,7 \pm 4,2$ días, con la *DCF* y $28,2_{-1,0}^{+0,94}$ días, con la *ZDCF*. Este retraso también está asociado a la distancia entre las dos regiones de emisión a lo largo del jet, lo que implica que las dos regiones de emisión no co-existen espacialmente.

En el caso de las curvas de luz de frecuencias del filtro V y de radiación en radiofrecuencias se encontró un retraso de $31,3 \pm 4,0$ días, con la *DCF* y $42,0_{-2,2}^{+3,3}$ días, con la *ZDCF*. Así como sucede para el retraso encontrado entre las curvas de luz de rayos γ y de radiofrecuencias este retraso también es asociado a una distancia entre las dos regiones de emisión a lo largo del jet, lo que implica que las dos regiones de emisión no co-existe espacialmente.

Este trabajo confirma la correlación obtenida por Jorstad et al. (2011) para *4C+38.41* entre las bandas de rayos γ y la de radiación de longitud de onda submilimétrica. Los

resultados de este trabajo también concuerdan con la correlación entre la radiación del filtro V y los rayos γ encontrada por Hovatta et al. (2014)

Finalmente se encontró que el blazar $4C+38.41$ fue una de las fuentes más luminosas del catálogo *Fermi2Lac*, que contiene los primeros dos años de operación científica de la misión *FERMI-LAT*, dado que el máximo de emisión que tuvo $4C+38.41$, reportado en Raiteri et al. (2011), reportamos que su luminosidad aumentó seis órdenes de magnitud; sobrepasando la luminosidad promedio que tuvieron los demás blazares del catálogo *Fermi2Lac* como se muestra en la Tabla 5.4.

Capítulo 7

Apéndice A

En este trabajo se obtuvieron las curvas de luz entre las siguiente regiones del espectro electromagnético: ondas de radio (15 GHz), ondas submilimétricas (1 mm y 850 μm), rayos X (0,3 a 10 Kev) y rayos γ (0,3 a 300 Gev). A modo de ilustración se muestran algunos ejemplos de las CCF para los tres métodos.

En específico se muestran seis CCF que tienen correlación significativa y tres en las que no se encontró correlación significativa.

7.1. Método de interpolación

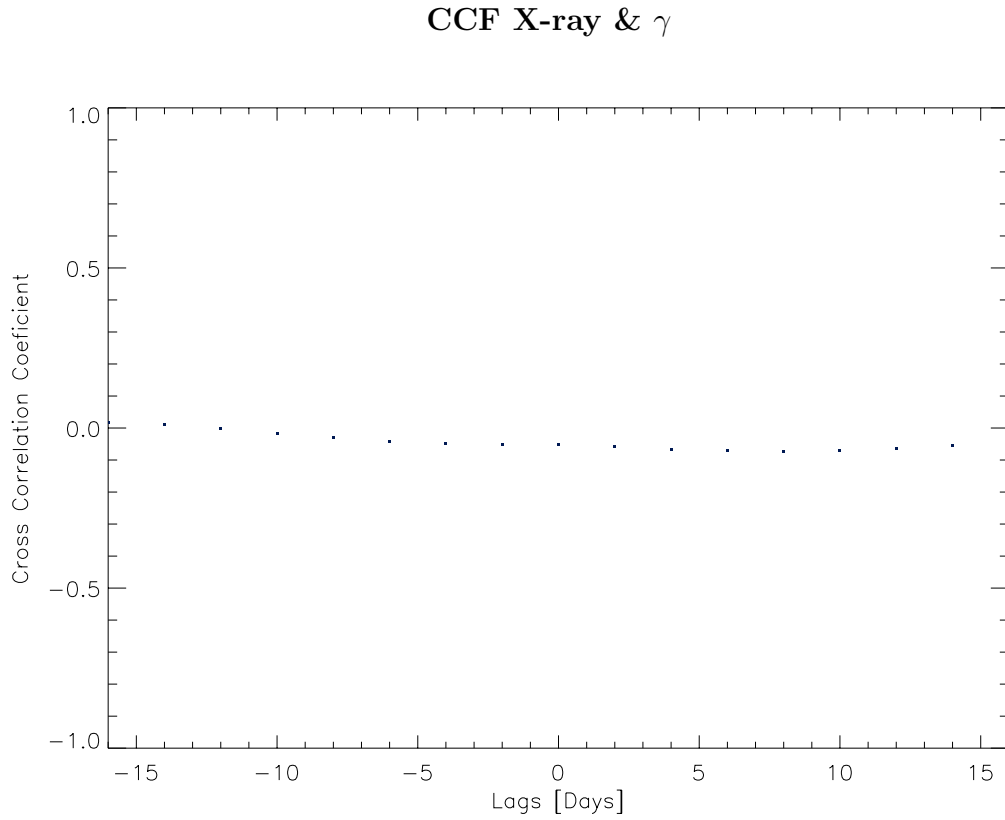


Figura 7.1 Función de correlación Cruzada usando el método de interpolación para las curvas de luz de rayos γ y rayos X.

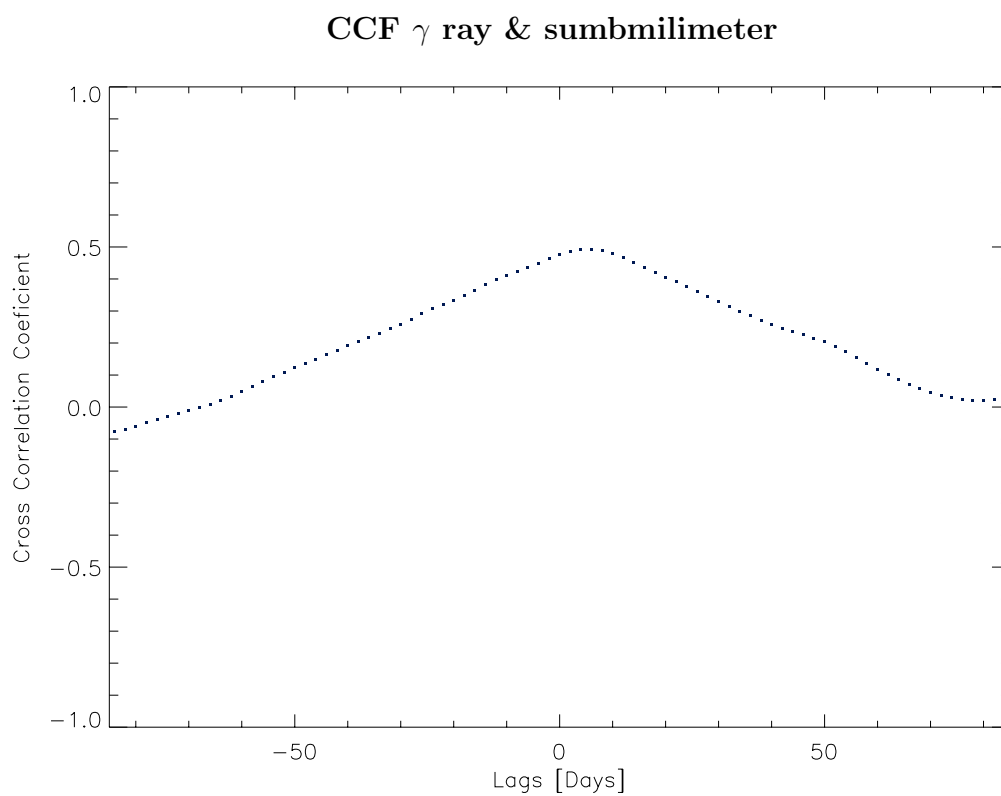


Figura 7.2 Función de correlación Cruzada usando el método de interpolación para las curvas de luz de rayos γ y ondas submilimétricas.

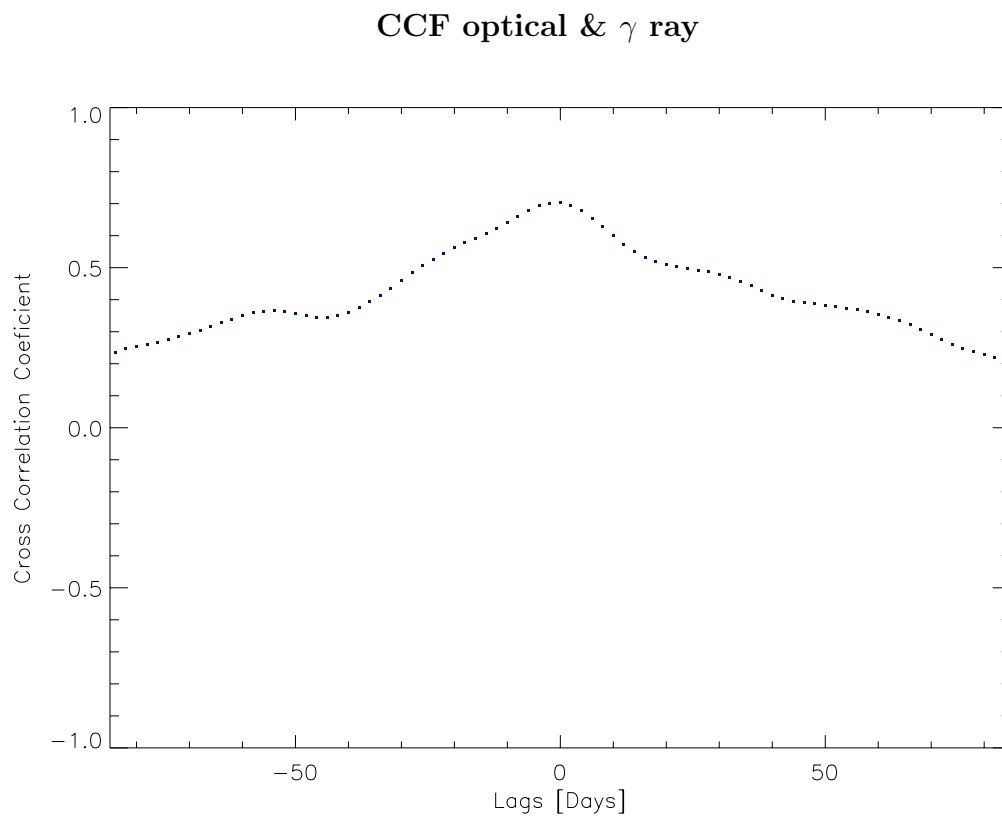


Figura 7.3 Función de correlación Cruzada usando el método de interpolación para las curvas de luz del óptico (filtro V) y rayos γ .

7.2. Función de Correlación Cruzada Discreta

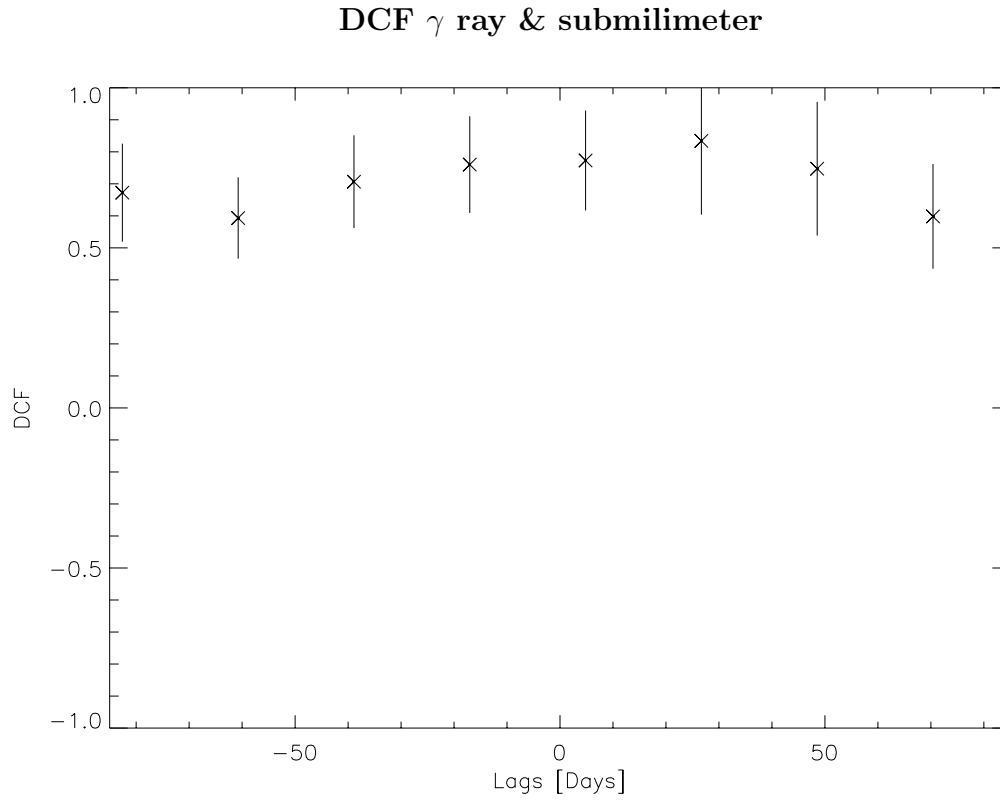


Figura 7.4 DCF para las curvas de luz de rayos γ y ondas submilimétricas.

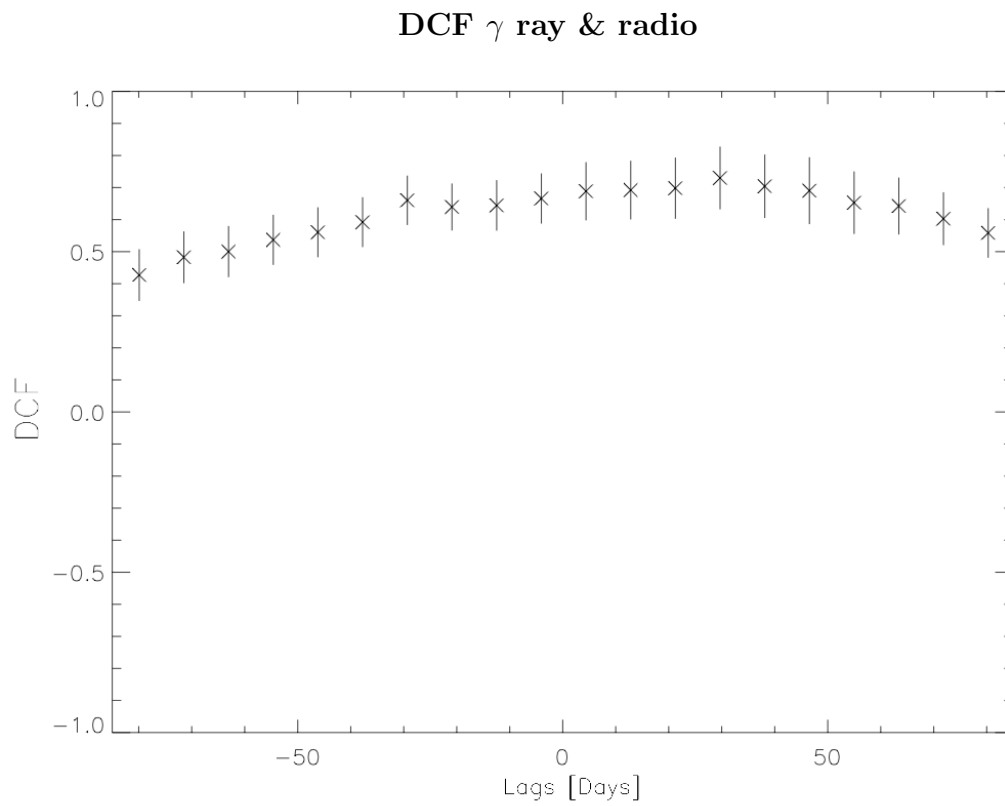


Figura 7.5 DCF para las curvas de luz de los rayos γ y las ondas de radio.

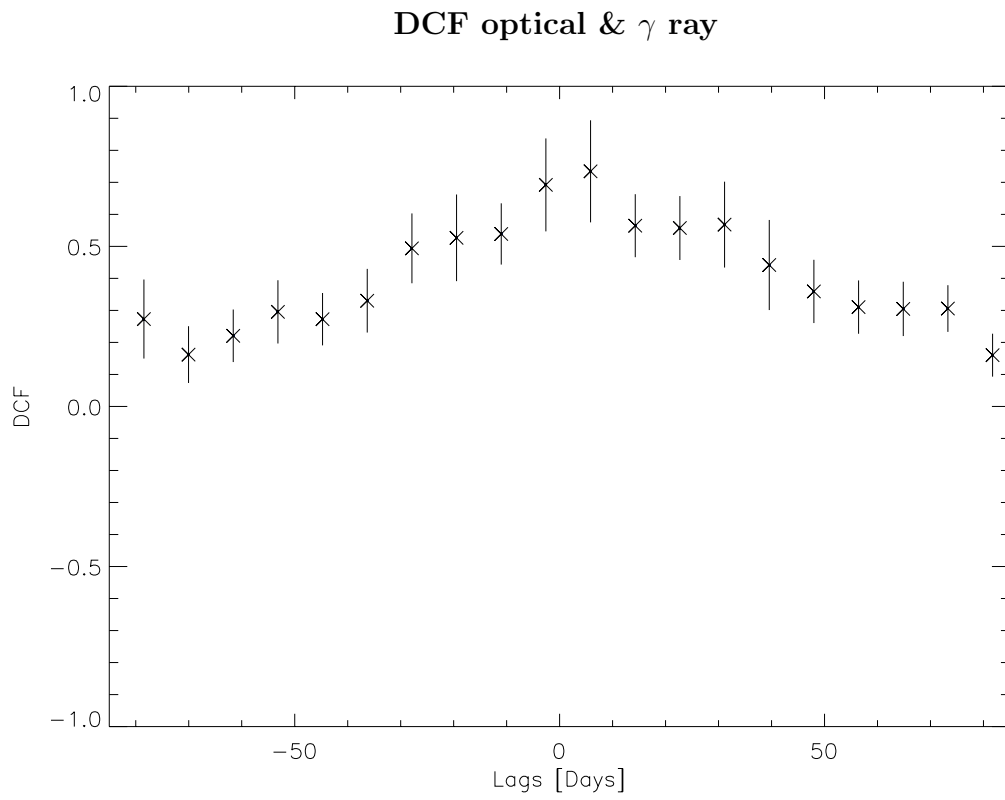


Figura 7.6 DCF para las curvas de luz del óptico (filtro V) y rayos γ .

7.3. Función de Correlación Cruzada Discreta por Transformada Z

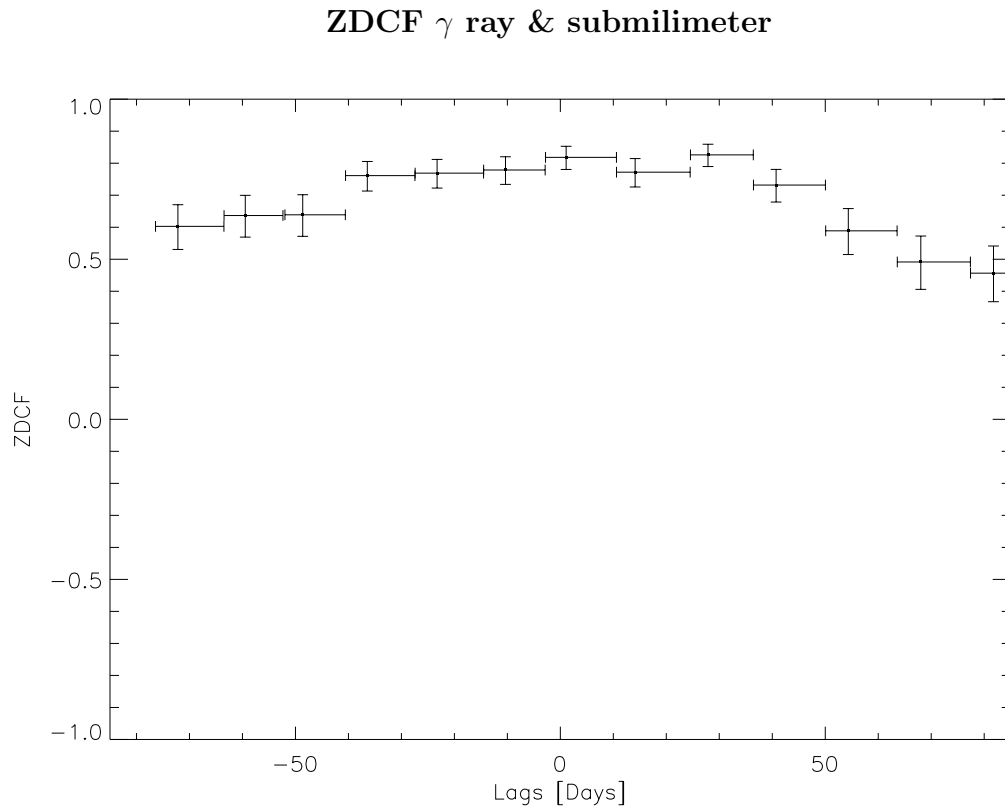


Figura 7.7 ZDCF para las curvas de luz de rayos γ y ondas submilimétricas.

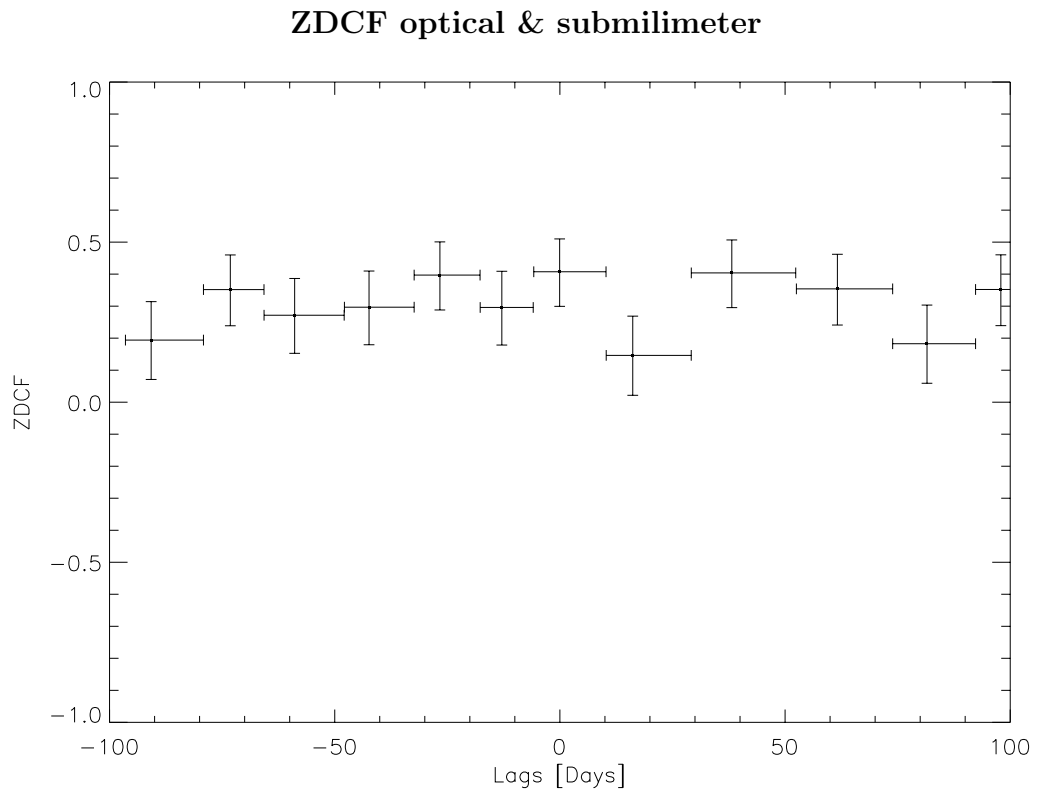


Figura 7.8 ZDCF para las curvas de luz del óptico (filtro V) y ondas submilimétricas.

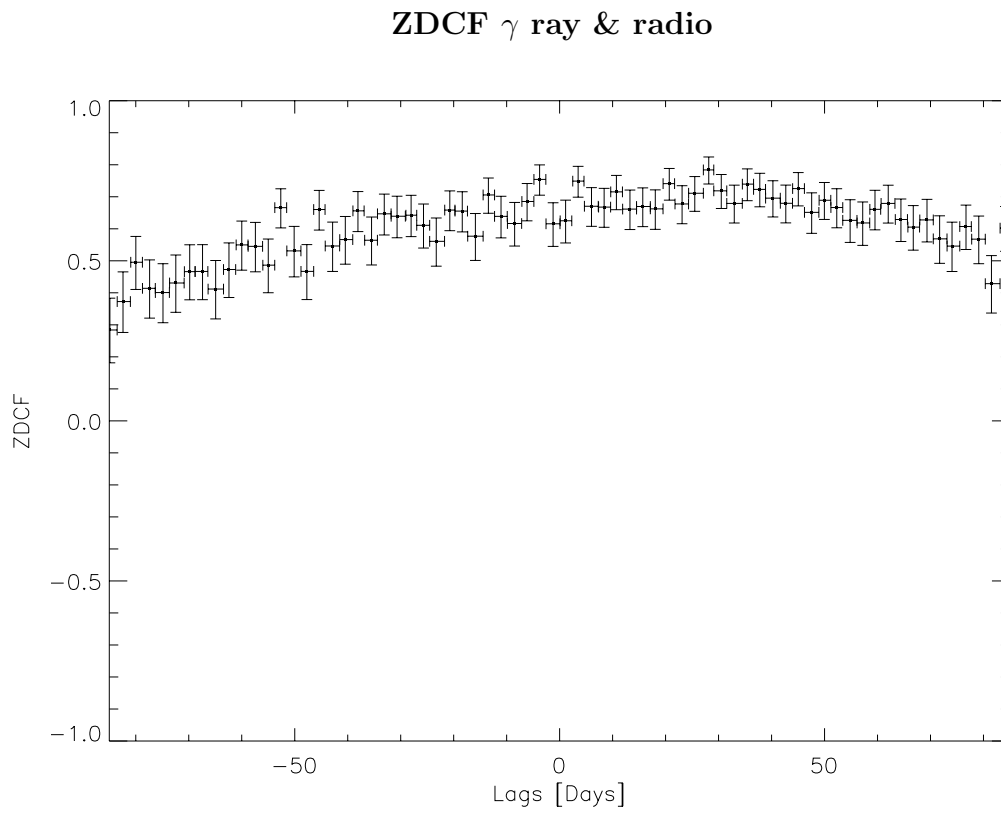


Figura 7.9 ZDCF para las curvas de luz de rayos γ y ondas de radio.

Capítulo 8

Apéndice B

Los datos con los que se construyeron las curvas de luz en rayos γ de la fuente 4C+38.41 se obtuvieron de la base de datos del Centro de Soporte Científico de la misión Fermi¹ (*FSSC*, por sus siglas en inglés) De la base de datos del FSSC se descargan dos archivos el *éven data file*, que contiene información de la energía de cada evento detectado por el Fermi-Lat y la posición del evento; y el archivo *'spacecraft data file'*, que contiene la posición y orientación del satélite cada 30 segundos.

A partir de estos archivos se realizó un análisis de verosimilitud, la técnica es descrita en la página *Cicerone* del FSSC², para encontrar la probabilidad de que un evento corresponda a una determinada fuente. Para realizar este análisis es necesario tener un modelo de la distribución de fuentes de rayos γ que contiene las intensidades de las fuentes y sus formas espectrales que está disponible en el *FSSC*.

Para realizar el análisis de verosimilitud, la la misión Fermi provee herramientas, desarrolladas por el *FSSC*, para el análisis de los datos generados por los instrumentos. La herramienta principal es *gtlike* que realiza el análisis de verosimilitud y que necesita de la salida de las siguientes herramientas:

¹<http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/>

²http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/documentation/Cicerone/Cicerone_Likelihood/index.html

gtselect Filtra los datos en una región de interés (*ROI*) al hacer cortes en el "*even data file*".

gtmktime Hacer cortes de intervalos de tiempos en el "*even data file*" basados en los *intervalos de tiempos buenos* del satélite; contenidos en el '*spacecraft data file*'.

gtltcube Calcula el "*livetime cube*" el cuál contiene una matriz con las coordenadas de los eventos (α, θ) y el ángulo con que entra el fotón a la superficie del *LAT* medido desde el eje $+Z$.

gtexmap Calcula mapas de exposicin que se necesitan para computar el nmero de fotones predichos en una *ROI* para componentes difusas en el modelo.

gtdiffrsp Compara el nombre de cada fuente en el modelo *XML* con el *even data file* para determinar la presencia de valores de respuestas de fuentes difusas precalculadas.

Estas herramientas están unificadas en algunos *script* disponibles en la base de datos del FSSC³, y a partir de estos Patiño (2012) realizó uno que se utilizó para obtener las curvas de luz del presente trabajo.

³<http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/user/>

Bibliografía

- Abdo, A. A., Ackermann, M., Agudo, I., et al. 2010, *ApJ*, 716, 30
- Ackermann, M., Ajello, M., Allafort, A., et al. 2011, *ApJ*, 743, 171
- Agudo, I. 2013, in *European Physical Journal Web of Conferences*, Vol. 61, *European Physical Journal Web of Conferences*, 4002
- Alexander, T. 1997, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 218, *Astronomical Time Series*, ed. D. Maoz, A. Sternberg, & E. M. Leibowitz, 163
- Aller, M. F., Hughes, P. A., & Aller, H. D. 2010, *ArXiv e-prints*, arXiv:1007.0258
- Antonucci, R. 1993, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 31, 473
- Atwood, W. B., Abdo, A. A., Ackermann, M., et al. 2009, *ApJ*, 697, 1071
- Beckmann, V., & Shrader, C. R. 2012, *Active Galactic Nuclei* (Wiley-VCH Verlag GmbH)
- Bevington, P. R., & Robinson, D. K. 2003, *Data reduction and error analysis for the physical sciences*
- Blundell, R. 2007, in *IEEE MTT-S International Microwave Symposium Digest*, 1857–1860
- Carroll, B. W., & Ostlie, D. A. 2006, *An introduction to modern astrophysics and cosmology* (Addison-Wesley)
- Celotti, A., Miller, J. C., & Sciama, D. W. 1999, *Classical and Quantum Gravity*, 16, A3
- Djorgovski, S. G., Drake, A. J., Mahabal, A. A., et al. 2011, *ArXiv e-prints*, arXiv:1102.5004

- Edelson, R. A., & Krolik, J. H. 1988, *ApJ*, 333, 646
- Eisberg, R., & Resnick, R. 1985, *Quantum physics of atoms, molecules, solids, nuclei, and particles*, *Quantum Physics of Atoms, Molecules, Solids, Nuclei and Particles* (Wiley)
- Fuller, W. 1996, *Introduction to Statistical Time Series*, *Wiley Series in Probability and Statistics* (Wiley)
- Gaskell, C. M., & Sparke, L. S. 1986, *ApJ*, 305, 175
- Ghisellini, G., Maraschi, L., & Tavecchio, F. 2009, *MNRAS*, 396, L105
- Healey, S. E., Romani, R. W., Taylor, G. B., et al. 2007, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 171, 61
- Hewett, P. C., & Wild, V. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 405, 2302
- Hovatta, T., Pavlidou, V., King, O. G., et al. 2014, *MNRAS*, 439, 690
- Jorstad, S. G., Marscher, A. P., Agudo, I., et al. 2011, *Journal of Astrophysics and Astronomy*, 32, 239
- Jorstad, S. G., Marscher, A. P., Mattox, J. R., et al. 2001, *ApJ*, 556, 738
- Joshi, M., Marscher, A., & Böttcher, M. 2013, in *European Physical Journal Web of Conferences*, Vol. 61, *European Physical Journal Web of Conferences*, 5004
- Khachikian, E. Y., & Weedman, D. W. 1974, *ApJ*, 192, 581
- Kutner, M. L. 2003, *Astronomy: A Physical Perspective* (Cambridge University Press)
- León-Tavares, J., Valtaoja, E., Tornikoski, M., Lähteenmäki, A., & Nieppola, E. 2011, *A&A*, 532, A146
- Liu, F. K., & Xie, G. Z. 1992, *A&AS*, 95, 249
- Marscher, A. P., Jorstad, S. G., Larionov, V. M., et al. 2010, *ApJ*, 710, L126
- Netzer, H. 2001, in *Advanced Lectures on the Starburst-AGN*, ed. I. Aretxaga, D. Kunth, & R. Mujica (World Scientific)
- Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei* (University Science Books)

- Patiño, V. 2012, Tesis de Maestría, Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica, Tonantzintla, Mexico
- Pauliny-Toth, I. I. K., Preuss, E., Witzel, A., et al. 1973, *A&A*, 27, 475
- Peterson, B. 2001, in *Advanced Lectures on the Starburst-AGN*, ed. I. Aretxaga, D. Kunth, & R. Mujica (World Scientific)
- Poutanen, J., & Stern, B. 2010, *ApJ*, 717, L118
- Raiteri, C. M., Villata, M., Ehgamberdiev, S. A., Mirzaqulov, D. O., & Holikov, S. 2011, *The Astronomer's Telegram*, 3483, 1
- Raiteri, C. M., Villata, M., Smith, P. S., et al. 2012, *A&A*, 545, A48
- Richards, J. L., Max-Moerbeck, W., Pavlidou, V., et al. 2011, *Ap. J. Supp.*, 194, 29
- Sbarrato, T., Foschini, L., Ghisellini, G., & Tavecchio, F. 2011, *Advances in Space Research*, 48, 998
- Schmidt, M. 1963, *Nature*, 197, 1040
- Schmidt, M., & Green, R. F. 1983, *ApJ*, 269, 352
- Seyfert, C. K. 1943, *ApJ*, 97, 28
- Sikora, M., Begelman, M. C., & Rees, M. J. 1994, *ApJ*, 421, 153
- Smith, P. S., Montiel, E., Rightley, S., et al. 2009, *ArXiv e-prints*, arXiv:0912.3621
- Soldi, S., Türler, M., Paltani, S., et al. 2008, *A&A*, 486, 411
- Strittmatter, P. A., Carswell, R. F., Gilbert, G., & Burbidge, E. M. 1974, *ApJ*, 190, 509
- Stroh, M. C., & Falcone, A. D. 2013, *Ap. J. Supp.*, 207, 28
- Urry, C. M., & Padovani, P. 1995, *PASP*, 107, 803
- Vaughan, S., Edelson, R., Warwick, R. S., & Uttley, P. 2003, *MNRAS*, 345, 1271
- Volvach, A. E., Bychkova, V. S., Kardashev, N. S., et al. 2009, *Astronomy Reports*, 53, 401
- Wagner, S. J., & Witzel, A. 1995, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 33, 163
- Wright, E. L. 2006, *PASP*, 118, 1711