



INAOE

Primeras observaciones del programa MESCAL (Monitoring Extragalactic Sources and the Galactic Center with AzTEC on LMT)

por

Emmanuel Ríos López

Tesis sometida como requisito parcial para obtener el
grado de

**MAESTRO EN CIENCIAS CON
ESPECIALIDAD EN ASTROFÍSICA**

en el

**Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y
Electrónica**

Noviembre 2015
Tonantzintla, Puebla

Bajo la supervisión de:

Dr. Jonathan León Tavares

Dr. Vahram Chavushyan

©INAOE, 2015

El autor otorga al INAOE el permiso de reproducir y distribuir
copias parcial o totalmente de esta tesis.



*Para mi esposa Ana Luisa,
mi perrito Doki,
mis padres Francisco y Esthela,
mis hermanos Iván, Fran y RD.*

Agradecimientos

En este espacio agradezco de la manera más sincera, primeramente, a mis asesores, Dr. Jonathan León Tavares y Dr. Vahram Chavushyan, por darme la oportunidad de realizar mi tesis de maestría bajo su supervisión y llevar a cabo este trabajo. Esta experiencia me ha enriquecido tanto académica como personalmente. El aprendizaje adquirido en la reuniones de grupo, charlas y demás, donde nos hacían ver las cosas de una mejor manera con diversos comentarios y preguntas ha sido de un valor incalculable para mí. Gracias en verdad.

Claro, a los compañeros del grupo de trabajo, Víctor, Eric y Alejandro. También a personas que me ayudaron en diversos puntos específicos de mi tesis, como J. Zavala, G. Wilson, Y. Tang, D. Sánchez, A. Montaña, M. Zeballos, Víctor Patiño y Venkatesh Ramakrishnan. Al Consejo Nacional de Ciencia y Tecnología (CONACyT), por apoyarme con la beca de maestría.

También aprovecho para agradecer a mis amigos y compañeros de generación, Eric, Carlos, Alan, Leti, Raúl, Gise y por supuesto, Ana Luisa. Iniciamos este camino juntos y ha sido un gran tiempo el compartido con todos, en el cual hemos aprendido y siempre nos hemos apoyado entre todos.

A mis padres, Franciso y Esthela, hermanos Iván, Fran y RD. Aunque estamos lejos siempre hacen sentir su apoyo, ánimo y cariño. Gracias.

Finalmente, a mi amiga, compañera, novia y ahora esposa, Ana Luisa, y a nuestro perrito Doki. Contigo las palabras apoyo y gracias toman otro significado. Tú y yo sabemos lo que nos ha costado todo esto. No encuentro la forma de agradecerte con palabras. Gracias de todo corazón queda corto. Y por supuesto, gracias a Dios.

Resumen

En este trabajo presentamos los primeros resultados del programa MESCAL (*Monitoring Extragalactic Sources and the Galactic Center with AzTEC on LMT*), una campaña de monitoreo de Núcleos Activos de Galaxias (AGN) radio fuertes brillantes que se lleva a cabo en el Gran Telescopio Milimétrico *Alfonso Serrano* y cuyo principal objetivo es obtener curvas de luz a 1.1 mm.

Las curvas de luz de MESCAL, en complemento con observaciones en otras frecuencias, como por ejemplo del observatorio espacial de rayos gamma Fermi y de observatorios terrestres de altas energías como el observatorio HAWC (High-Altitude Water Cherenkov Observatory), brindarán la oportunidad de realizar estudios multifrecuencia que permitan estimar la región más probable de producción de rayos γ a lo largo del jet en blazares y radio galaxias.

La localización de la región de emisión de rayos γ en los jets relativistas respecto a la maquinaria central es un tema abierto aún, lo cual pone dudas sobre el origen de los fotones semilla responsables de la dispersión Compton inversa. Los fotones semilla pueden generarse en el jet (modelo SSC) o provenir de una fuente externa al jet (modelo EC), donde la fuente de fotones semilla puede ser el disco de acreción, la BLR o incluso el toro de gas y polvo. Así, los modelos propuestos sobre la localización de la zona más probable de emisión de rayos gamma se pueden dividir en dos categorías: aquellos con los rayos γ generados en el jet a distancias de varios parsecs mucho más allá de la BLR, y aquellos que sitúan la zona de producción de rayos γ cercana al agujero negro y al disco de acreción, dentro de la BLR.

Como un caso de análisis, se estudió la conexión entre la emisión milimétrica y de rayos gamma en el blazar 3C 279 de la muestra de MESCAL, con el fin de restringir la localización de la zona de emisión de rayos γ a lo largo del jet. Para esto se utilizaron observaciones en rayos gamma del telescopio espacial Fermi y en milimétrico de SMA, así como las observaciones que se tienen hasta el momento del programa MESCAL. Los resultados obtenidos de este análisis de variabilidad para la fuente 3C 279 favorecen el escenario en el que los rayos γ se producen a varios parsecs de distancia de la maquinaria central.

Índice general

Agradecimientos	III
Resumen	V
1. Introducción	1
1.1. ¿Qué es un AGN?	1
1.2. Clasificación de AGNs	2
1.2.1. Galaxias Seyfert	4
1.2.2. Cuasares	5
1.2.3. Radio galaxias	6
1.2.4. LINERs	7
1.2.5. Blazares	8
1.3. Modelo Unificado	10
1.4. Variabilidad	13
1.4.1. Variabilidad de blazares	14
1.5. Motivación y Objetivos	16
1.6. Programa MESCAL	17
2. Observaciones y reducción de datos	19
2.1. Reducción de datos de AzTEC	19
2.2. Rayos γ	26
2.2.1. Reducción de datos de Fermi/LAT	27
2.3. Observaciones de SMA	29
3. Resultados del programa MESCAL	31
3.1. Curvas de luz y estatus del programa MESCAL	31
3.1.1. Posible subestimación del flujo	39
3.2. Seguimiento de fuentes notables	50
4. Un caso de estudio: el Flat Spectrum Radio Quasar 3C 279	51
4.1. Algoritmo de Bloques Bayesianos	51
4.2. Resultados del análisis de variabilidad	56
4.2.1. Localización de la región de emisión de rayos γ	57

4.2.2. Combinación de eyecciones de componentes superlumínicas en el jet con curvas de luz	63
5. Conclusiones	67
5.1. Conclusiones	67
5.2. Trabajo a futuro	69
Bibliografía	71

Capítulo 1

Introducción

1.1. ¿Qué es un AGN?

Los Núcleos Activos de Galaxias (AGNs, por sus siglas en inglés) son los núcleos de galaxias que muestran una enorme actividad energética que no proviene de sus estrellas, gas y polvo. En algunas galaxias, la emisión de la galaxia anfitriona es dominada por la emisión del AGN. Este tipo de galaxias también son conocidas como Galaxias Activas.

Las luminosidades de los AGNs pueden alcanzar, incluso superar, hasta 10^{47} erg s⁻¹, lo cual es 2 órdenes de magnitud más grande que la emisión de una galaxia normal, en una región tan compacta como el Sistema Solar (Belloni, 2010). El hecho de que una galaxia pueda mantener tal emisión de energía por mucho tiempo parece poco probable, por lo que se piensa que los AGNs no forman un clase separada de galaxias, sino que representan una etapa en la evolución de las galaxias.

La radiación emitida por el AGN normalmente varía en escalas de tiempo de años, meses, días e incluso horas. Para tratar de explicar la enorme cantidad de energía proveniente de una región relativamente pequeña en el centro de la galaxia, se ha propuesto un modelo que consiste de un disco de acreción rodeando a un Agujero Negro Supermasivo (SMBH, por sus siglas en inglés) de masa $M_{BH} = 10^6 - 10^9 M_{\odot}$. Este proceso de acreción de gas y polvo eventualmente dará lugar a la formación de dos jets ortogonales y colimados provenientes del AGN.

La definición de actividad nuclear en galaxias puede estar basada en el mecanismo físico involucrado o en características observacionales de esta actividad. La clasificación observacional es, en muchos casos, no tan clara debido a limitaciones observacionales; más adelante hablaremos sobre la clasificación de AGNs (Sección 1.2).

Otra característica de los AGNs, los cuales se encuentran entre los objetos más luminosos del Universo, es que la mayoría de este tipo de fuentes son variables en todas las longitudes de onda. La variabilidad proporciona importantes pistas sobre los procesos físicos y estructura de la fuente de radiación central. Por ejemplo, algunos AGNs como los blazares muestran rápidas variaciones en rayos X de origen no térmico debido a las inestabilidades en la corona del disco de acreción y a la emisión proveniente del jet relativista (ver [Marscher, 2009](#), para una representación esquemática de la estructura del AGN considerada en este caso); mientras que variaciones en el continuo óptico y UV se piensa que están relacionadas a inestabilidades en las partes más internas y calientes del disco de acreción ([Netzer, 2013](#)).

Tomando todo esto en cuenta y el hecho de que los procesos físicos detrás de la producción de energía en los AGNs no son bien entendidos aún, esto los hace objetos de estudio muy interesantes. Lo previamente mencionado se ve apoyado en la enorme cantidad de surveys de AGNs realizados en las diferentes longitudes de onda, desde radio hasta rayos γ (ver [Netzer 2013](#) para una lista de algunos surveys).

1.2. Clasificación de AGNs

Los Núcleos Activos de Galaxias se clasifican en varios subgrupos, en base a sus características observacionales que dependen de la luminosidad e inclinación de la fuente central, así como la forma de su espectro y la emisión en las distintas longitudes de onda, entre otras.

En 1943, Carl Seyfert observó galaxias con líneas de emisión que estaban corridas al rojo. En la década de 1960, con la ayuda de radiotelescopios, fueron descubiertas fuentes con fuerte emisión en radio cuyas contrapartes ópticas a menudo parecían fuentes puntuales, introduciendo así el término cuasar (del inglés *quasar*, *Quasi Stellar Radio Source*). Considerando que la apariencia puntual del objeto podría implicar grandes distancias, se llegó a la conclusión que estos objetos tenían que ser fuentes extragalácticas. Posteriormente se encontró que no todos los cuasares tienen fuerte emisión en radio, por lo que se les llamó *QSO* (del inglés, *Quasi Stellar Object*).

Históricamente, los AGNs han sido divididos en radio fuertes y radio callados, es decir, aquellos objetos con y sin prominente emisión del jet, respectivamente. Un criterio para esta división es el parámetro R , que se define como la razón entre el flujo en radio (5 GHz) y el óptico (4400 Å), $R = F_{5GHz}/F_{4400\text{Å}}$ ([Kellermann et al., 1989](#)). Además, estas dos categorías se subdividen en Tipo 1, Tipo 2, Tipo 3 y Tipo 0 ([Tadhunter, 2008](#); [Beckmann & Shrader, 2012b](#); [Netzer, 2013](#)).

Los principales subgrupos para la clasificación de las galaxias activas (ver Tabla 1.1) son AGNs radio callados Tipo 1 (galaxias Seyfert 1 y cuasar radio callado), AGNs radio fuertes Tipo 1, (BLRG, cuasar radio fuerte), AGNs radio callados Tipo 2 (galaxias Seyfert 2), AGNs radio fuertes Tipo 2 (NLRG), LINERs y blazares (objetos BL Lac y FSRQ).

Radio callados	Radio fuertes
<i>Tipo 1</i> Cuasar Radio Callado (RQQ) Seyfert 1 (Sy1)	<i>Tipo 1</i> Cuasar Radio Fuerte (RLQ) Radio Galaxia de Líneas Anchas (BLRG)
<i>Tipo 2</i> Seyfert 2 (Sy2)	<i>Tipo 2</i> Radio Galaxia de Líneas Angostas (NLRG)
<i>Tipo 3</i> LINER	<i>Tipo 3</i> Radio Galaxia de Líneas Débiles (WLRG)
<i>Tipo 0</i>	<i>Tipo 0</i> Blazar: BL Lac & FSRQ
	Fanaroff-Riley clase I (FRI) Fanaroff-Riley clase II (FRII)

Tabla 1.1: La principal clasificación de Galaxias Activas. AGNs con líneas anchas detectadas en longitudes de onda ópticas generalmente se conocen como AGN Tipo 1, mientras que aquellos con líneas de emisión angostas se conocen como AGN Tipo 2. AGNs de baja luminosidad son conocidos como AGN Tipo 3, mientras que aquellos que muestran rápida variabilidad en longitudes de ondas ópticas se les llama AGN Tipo 0 (Tadhunter, 2008).

Además, los criterios de clasificación de AGNs pueden incluir la presencia o ausencia de líneas de emisión anchas en espectros ópticos (e.g. Sy1/Sy2, BLRG/NLRG), morfología en el óptico (e.g. Sy1/Cuasar Radio Fuerte, BLRG/Cuasar Radio Fuerte), morfología en radio (FRI/FRII), variabilidad (BL Lac, FSRQ), luminosidad (e.g. Sy1/Cuasar Radio Callado, WLRG/NLRG). Por ejemplo, una división básica que se basa en la espectroscopía en el UV, óptico y MIR consiste en caracterizar un objeto mediante el ancho equivalente (EW, del inglés) de sus líneas de emisión permitidas, como $H\alpha$, $H\beta$, $CIV\lambda 1549$, $MgII\lambda 2798$.

La implementación de este método depende de la luminosidad de la fuente, ya que líneas de emisión muy anchas son difíciles de detectar en objetos de baja luminosidad. Así, entre las principales características de los AGNs Tipo 1 y Tipo 2 se tiene que los Tipo 1 son aquellos objetos con poco o nulo oscurecimiento de la fuente central de radiación y líneas de emisión anchas, con FWHM asociados con la velocidad del gas del orden de 10^3 a algunos 10^4 km s^{-1} ; mientras que los Tipo 2 son aquellos objetos

en los que la línea de visión hacia la región central está completamente oscurecida, con extinción en longitudes de onda del UV, óptico y NIR, y líneas de emisión con FWHM que son significativamente más pequeños que los valores previamente mencionados, del orden de algunos 10^2 km s^{-1} (Beckmann & Shrader, 2012a; Netzer, 2013).

Hay excepciones en este esquema basado en los anchos de las líneas de emisión, ya que hay AGNs con baja luminosidad y líneas permitidas con $\text{FWHM} \sim 1000 \text{ km s}^{-1}$; tales objetos se les conoce como galaxias Seyfert de Líneas Angostas (NLS1, por sus siglas en inglés) o AGN Tipo 1 de Líneas Angostas (NLAGN1, por sus siglas en inglés). La mayoría de los objetos Tipo 1 y Tipo 2 muestran fuertes líneas prohibidas en longitudes de onda ópticas y del MIR. En la mayoría de las fuentes Tipo 1, las líneas prohibidas son considerablemente más angostas que las líneas permitidas, mientras que en los objetos Tipo 2, los anchos y otras características de los perfiles de las líneas son similares. Una diferencia adicional entre los grupos es el ancho equivalente en las líneas de emisión. En AGNs Tipo 1 de alta luminosidad, las líneas prohibidas aparecen sobrepuestas al continuo del AGN y, por tanto, sus anchos equivalentes son considerablemente más pequeños que en objetos Tipo 2, los cuales presentan líneas sobrepuestas a un continuo estelar más débil.

Las diferencias espectrales entre AGNs Tipo 1 y Tipo 2 se pueden explicar con un modelo que consiste en un oscurecimiento de la parte central causado por un objeto con estructura axisimétrica, normalmente llamado toro de polvo (ver Figura 1.6). En la Figura 1.1 se muestran espectros de los diferentes tipos de AGNs como galaxias Seyfert, cuasares, radio galaxias, LINERs y blazares, de los que hablaremos a continuación.

1.2.1. Galaxias Seyfert

El estudio observacional de AGNs inició con Fath (1909), quien notó la presencia de fuertes líneas de emisión en el espectro de la galaxia NGC 1068. Seyfert (1943) analizó las regiones nucleares de seis galaxias espirales con núcleos muy brillantes. Esto llevó eventualmente a la clasificación de las galaxias Seyfert basada en la presencia (Seyfert 1) o ausencia (Seyfert 2) de líneas anchas ($\text{FWHM} > 1000 \text{ km s}^{-1}$), así como en los anchos de las líneas de emisión. Además ambos tipos de galaxias Seyfert presentan en sus espectros líneas angostas. De hecho, se ha propuesto que ambos tipos de galaxias Seyfert son básicamente el mismo objeto, siendo la diferencia el ángulo de visión con respecto a nuestra línea de visión. En la parte superior derecha de la Figura 1.1 se ilustran espectros de galaxias Seyfert 1 y 2.

Respecto a qué líneas pueden ser anchas o angostas, ambas no pueden ser emitidas en la misma región, teniendo en cuenta que las líneas prohibidas son siempre angostas. Las líneas prohibidas no pueden producirse en las zonas más densas del AGN, que es la Región de Líneas Anchas (BLR, por sus siglas en inglés). Las líneas anchas son

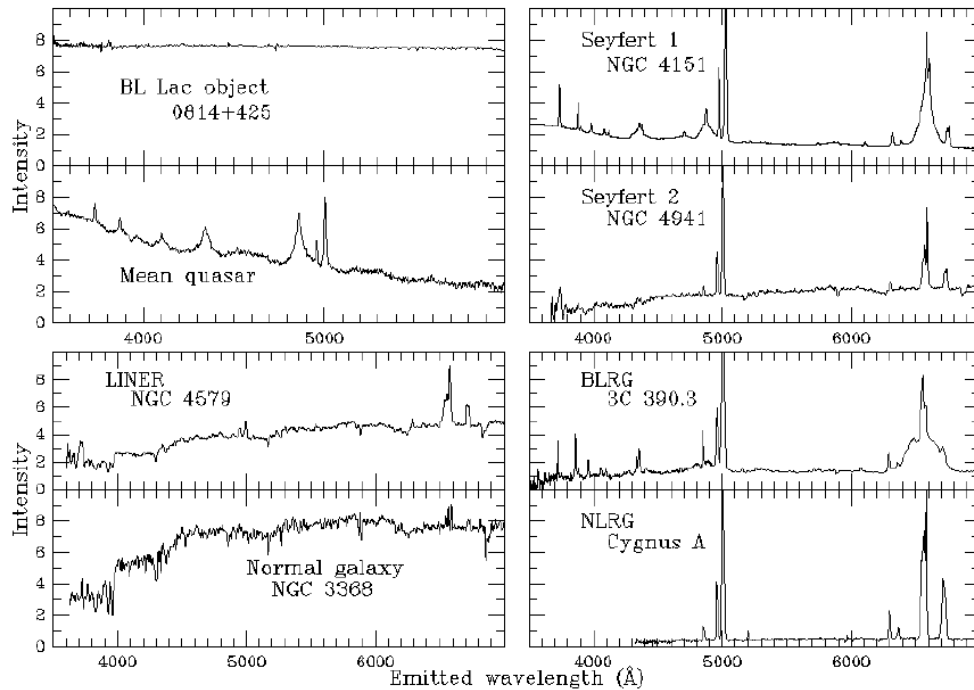


Figura 1.1: Comparativa de espectros ópticos de diferentes tipos de AGNs, en los que se puede apreciar la diferencia en las anchuras de las líneas de emisión. Cortesía de William C. Keel (www.astr.ua.edu/keel/agn/spectra.html).

producidas por el movimiento a altas velocidades de las nubes de gas localizadas cerca del núcleo. Mientras que las líneas angostas, tanto prohibidas como permitidas, se producen en regiones de baja densidad ubicadas lejos de las regiones centrales del AGN, la Región de Líneas Angostas (NLR, por sus siglas en inglés).

Como hemos mencionado, la diferencia entre ambos tipos de galaxias Seyfert es que en las Seyfert 2 no podemos observar la BLR debido al toro de gas y polvo que bloquea la luz proveniente de la región central. Por otro lado, para las galaxias Seyfert 1, si nuestra línea de visión no apunta hacia el toro, entonces podemos apreciar tanto la BLR como la NLR; esto puede ser visto en la Figura 1.6.

1.2.2. Cuasares

El descubrimiento de los cuasares en 1963 por Maarten Schmidt fue un impulso adicional para el estudio de AGNs. Entre sus principales características están las altas luminosidades, apariencia cuasi-estelar y espectros ópticos similares a los de las galaxias Seyfert 1 (con fuertes líneas de emisión, ver espectro en Figura 1.1).

Schmidt fue el primero en darse cuenta que las líneas de emisión no identificadas en el espectro óptico de 3C 273 eran las líneas de Balmer con un corrimiento al rojo de 0.158 (Schmidt, 1963). Estudios espectroscópicos posteriores de otras fuentes condujeron al descubrimiento de más cuasares con corrimientos al rojo considerables.

Las grandes distancias a las que se localizan los cuasares sugieren una luminosidad extremadamente grande, siendo del orden de 10^{45} - 10^{48} erg s⁻¹, la cual varía en escalas de días e incluso horas. En longitudes de onda ópticas y rayos X, los cuasares lucen como fuentes puntuales. Estos presentan en sus espectros tanto líneas de emisión como de absorción y las líneas más intensas observadas son las líneas de Balmer (H α , H β , H γ).

1.2.3. Radio galaxias

Las radio galaxias tienen una fuerte emisión en longitudes de onda de radio y son, en general, galaxias elípticas. La estructura de estas galaxias activas incluye núcleos, jets y radio lóbulos. Estos últimos son regiones de donde usualmente proviene su emisión y se encuentran lejos de su contraparte óptica. Estos lóbulos son alimentados por jets que se originan de la parte central del AGN. Además, en los lóbulos se observan puntos calientes, los cuales son las partes en las que el jet se detiene formando un choque.

Las radio galaxias se dividen en dos grupos: de baja radio luminosidad de clase Fanaroff-Riley I (FRI), las cuales muestran a menudo jets simétricos y una emisión compacta cercana al núcleo (con luminosidades más bajas lejos del centro de la galaxia); y de alta radio luminosidad de clase Fanaroff-Riley II (FRII), que muestran jets aún más colimados y la estructura es dominada por los radio lóbulos, teniendo su mayor emisión al final de estos (Fanaroff & Riley, 1974). Los radio lóbulos son producidos cuando el material eyectado en los jets relativistas colisiona con el medio intergaláctico formando estas regiones emisoras en radio.

Las Radio Galaxias de Líneas Anchas y de Líneas Angostas (BLRG y NLRG, respectivamente, por sus siglas en inglés) suelen presentar espectros con líneas de emisión similares a los de las galaxias Seyfert (ver espectros en la parte inferior derecha de la Figura 1.1), siendo las BLRG los equivalentes radio fuertes de las galaxias Seyfert 1 y las NLRG los equivalentes radio fuertes de las galaxias Seyfert 2. También hay una clase de radio galaxias de líneas débiles (WLRG, por sus siglas en inglés), las cuales, a pesar de la poderosa actividad del radio jet, tienen líneas de emisión ópticas de bajos anchos equivalentes similares en varios aspectos a los LINERs.

1.2.4. LINERs

El caso de los LINERs (Low Ionization Nuclear Emission Line Regions) como un subconjunto de AGNs apareció a principios de la década de 1980. Este tipo de galaxia activa se encuentra al final de la escala de luminosidad con una proporción grande de galaxias espirales normales (Heckman, 1980). Sin embargo, es incierto aún si todos los LINERs son realmente AGNs o si un subconjunto de ellos representa regiones de formación estelar nuclear, ya que no pueden ser incluidos fácilmente en el Modelo Unificado. De hecho, debido a su baja luminosidad en rayos X se podrían considerar como un vínculo entre los AGNs y las galaxias normales (Zhang et al., 2009; Rovilos et al., 2009). La característica de los LINERs en el espectro óptico es la presencia de líneas de emisión de baja ionización y bajos anchos equivalentes (ver Figura 1.1).

Como hemos visto, uno de los rasgos característicos que presentan los espectros ópticos de AGNs es la presencia, en general, de fuertes líneas de emisión. Dado que estas líneas están relacionadas con la emisión producida en diferentes partes de los AGNs, BLR y NLR, un estudio de las propiedades de estas líneas proporciona información directa de estas regiones. Así, existen varias relaciones importantes que se pueden utilizar para determinar si la fuente de ionización es la actividad estelar o no, es decir, si se trata de un AGN o un brote de formación estelar.

El método más seguro para distinguir entre galaxias *starbursts* y AGNs es mediante el uso de un diagrama de diagnóstico, por ejemplo, el Diagrama BPT (Baldwin, Phillips, & Terlevich, 1981). Éste es un diagrama de diagnóstico que se utiliza en sistemas con líneas de emisión angostas y hace uso de los cocientes de líneas de emisión, p. ejem., $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ y $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$, para clasificar objetos en grupos correspondientes al mecanismo de excitación predominante. Estos grupos son: galaxias con brotes de formación estelar, galaxias Seyfert y LINERs.

El diagrama BPT localiza galaxias con formación estelar en la esquina inferior izquierda, en una región definida por la disminución de la excitación como función del incremento de la metalicidad. Esta secuencia física resulta en la anticorrelación empírica entre $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ y $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ hasta el punto donde $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ se satura, en un valor ~ 0.3 .

Respecto a los AGNs, estos se localizan mayormente en la esquina superior derecha del diagrama típicamente con cocientes más elevados de $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ y $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ que los de las galaxias con brotes de formación estelar. Una ventaja del diagrama BPT es que los cocientes de líneas medidos, $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ y $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$, no se ven afectados por incertidumbres en la calibración del flujo o extinción del polvo, debido a que cada cociente de línea se calcula de líneas de emisión muy cercanas en longitud de onda.

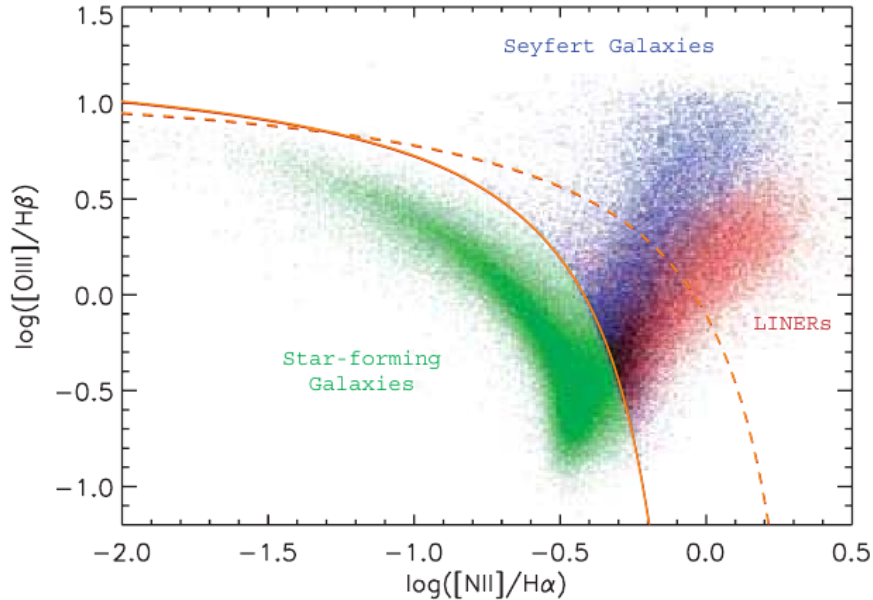


Figura 1.2: Diagrama de diagnóstico BPT (Baldwin-Phillips-Terlevich) en el que se muestran los cocientes entre los flujos de línea $[O\ III]\lambda 5007/H\beta$ frente a $[N\ II]\lambda 6584/H\alpha$ para las galaxias con líneas de emisión del SDSS. En verde se muestran las galaxias con formación estelar, en azul las Seyfert 2 y en rojo las LINERs. Las dos curvas separan AGNs de galaxias *starbursts*, están indicadas por la curva sólida (separador de Kauffmann) y la curva punteada (separador de Kewley). Los objetos entre ambas curvas se suelen denominar *composites*, donde tanto un AGN como un brote de formación estelar contribuyen significativamente al flujo de las líneas de emisión (Groves et al., 2006).

1.2.5. Blazares

Los blazares son una subclase de AGNs en el cual el ángulo de visión, el ángulo entre el eje del jet y la línea de visión, es muy pequeño. Esto causa que efectos relativistas en el jet (*Doppler boosting*) sean más prominentes, ya que el jet está apuntando prácticamente hacia el observador (Blandford & Rees, 1978).

La variabilidad en todas las bandas es una de las principales características de los blazares, que puede darse incluso en escalas de tiempo de pocas horas (Raiteri et al., 2008). Además, los blazares son los tipos de AGNs más dominantes y brillantes en rayos gamma (e.g., Fichtel et al., 1994; Abdo et al., 2010b).

Este tipo de fuentes se clasifican en dos grupos: Radio Cuasares de Espectro Plano (FSRQ, por sus siglas en inglés) y objetos BL Lac (BL Lac), con líneas de emisión anchas prominentes y débiles, respectivamente. La mayor diferencia entre estos dos tipos de blazares se basa en sus propiedades ópticas:

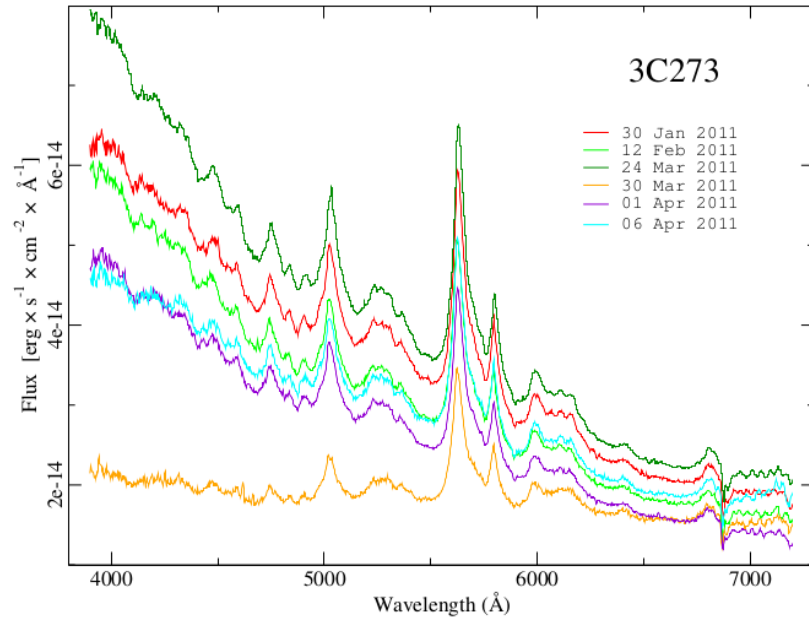


Figura 1.3: Espectro óptico del FSRQ 3C 273 de enero a abril de 2011, en el que se pueden apreciar prominentes líneas de emisión (Patiño-Álvarez et al., 2013)

-FSRQ: Son más brillantes y muestran fuertes líneas de emisión anchas en sus espectros ópticos (Figura 1.3). También se les llama *Optically Violent Variable* (OVV).

-BL Lacs: Además de sus débiles líneas de emisión, en ocasiones muestran características de absorción e incluso las líneas de emisión pueden no ser detectadas (Figura 1.4). Su prototipo, BL Lac, primero fue catalogado como una estrella variable (MacLeod & Andrew, 1968). También, de acuerdo al pico presente en la SED, pueden clasificarse como BL Lac de baja o alta frecuencia (LBL y HBL, por sus siglas en inglés).

La Distribución Espectral de Energía (SED, por sus siglas en inglés) típica de los blazares exhibe una distribución de doble pico, donde el primer *bump* es de la componente de baja energía y el otro corresponde a la de alta energía, tal como puede apreciarse en la Figura 1.5 para los blazares BL Lacertae y 3C 454.3.

El mecanismo de emisión de baja energía (de radio a UV, en ocasiones rayos X) generalmente se atribuye a la radiación sincrotrón de electrones relativistas en el jet; mientras que el de emisión de alta energía (de rayos X a rayos γ) comúnmente se considera como el resultado de la dispersión Compton inversa de fotones semilla por la misma población de electrones relativistas. Los fotones semilla pueden ser fotones sincrotrón generados en el jet (modelo SSC, *Synchrotron-Self Compton*; e.g., Atoyan & Nahapetian, 1989;

Marscher, 2014) o fotones del ambiente (modelo EC, *External Compton*) provenientes de disco de acreción (e.g., Dermer & Schlickeiser, 1993), de la BLR (e.g., Sikora et al., 1994), o del toro de gas y polvo (e.g., Błażejowski et al., 2000).

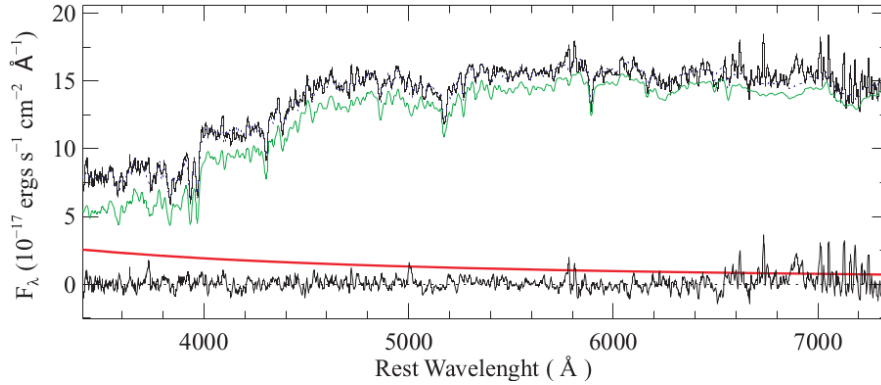


Figura 1.4: Espectro del BL Lac J000157.23-103117.3. El espectro observado está representado por la línea negra superior (León-Tavares et al., 2011a).

Así como el *Energetic Gamma-Ray Experiment Telescope* (EGRET) a bordo del *Compton Gamma-Ray Observatory* demostró que el cielo de rayos γ extragaláctico está dominado por emisión proveniente de blazares, el satélite Fermi confirmó este hecho encontrando que el 57% son blazares y el 1% son radio galaxias (Ackermann et al., 2011). Por tanto, es importante realizar observaciones multifrecuencia con un buen muestreo en la medida que sea posible, con el fin de poder estudiar todo el rango de comportamientos que los blazares puedan presentar.

1.3. Modelo Unificado

El Modelo Unificado de AGN, propuesto por (Urry & Padovani, 1995), postula un tipo común de maquinaria central para todas las subclases de AGNs. Si la clasificación de los AGNs es un primer paso para identificar patrones subyacentes en su comportamiento, el modelo de unificación de AGNs representa un intento para obtener una comprensión física en base a esa clasificación.

Históricamente, la tarea ha consistido en encontrar el modelo más simple posible para explicar las diferentes propiedades observacionales que muestran estos objetos, en términos de los efectos de orientación, es decir, las características en el espectro de un AGN dependen del ángulo en el que se está observando.

El Modelo Unificado propone un agujero negro supermasivo que se localiza en el centro del AGN acreta material de sus alrededores; este material que cae al agujero

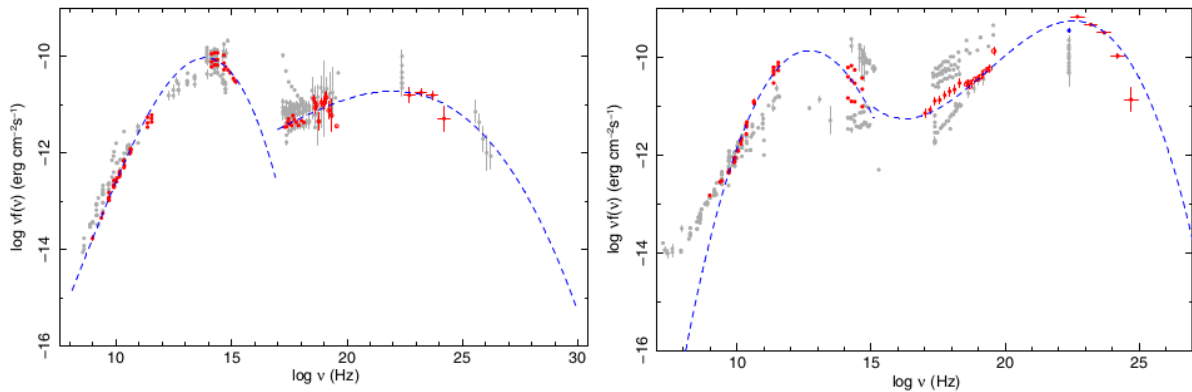


Figura 1.5: SED de los blazares BL Lacertae (izquierda) y 3C454.3 (derecha). Los símbolos rojos representan datos cuasi-simultáneos de rayos gamma de Fermi y de observaciones multifrecuencia, mientras que los símbolos grises representan observaciones multifrecuencia no simultáneas (Abdo et al., 2010c).

negro forma un disco de acreción. La Región de Líneas Anchas (BLR) está formada por nubes de gas, a altas densidades y velocidades, que se encuentran bajo la acción del potencial gravitacional del agujero negro. En esta estructura del AGN, el toro de polvo rodea a la maquinaria central, con un radio interior de aproximadamente un pársec. La Región de Líneas Angostas (NLR) se localiza más lejos del agujero negro, aproximadamente a una distancia 100-500 pc, con nubes de gas a bajas densidades y velocidades. Los jets son lanzados en dirección perpendicular al plano del disco de acreción con velocidades relativistas, alcanzando longitudes de varios kpc, e incluso de Mpc.

En la Figura 1.6 se muestran las componentes del AGN, así como los distintos tipos de AGNs dependiendo del ángulo de visión; mientras que en la Tabla 1.2 se muestran los tamaños aproximados de los componentes del AGN.

La energía liberada en una galaxia activa proviene de la acreción del material en el agujero negro. Se piensa que el proceso de acreción que impulsa al AGN está estrechamente ligado a la formación de los jets colimados que son eyectados ortogonalmente al disco de acreción. Otro mecanismo de producción de jets en AGNs puede ser explicado mediante la extracción de energía rotacional de un agujero negro de Kerr en el centro del AGN, a través del proceso de Penrose (Penrose, 1969).

Los dos principales parámetros considerados en el Modelo Unificado son la orientación del AGN con respecto a la línea de visión, y su emisión en radio. El primero determina la detectabilidad de la maquinaria central y la BLR en las bandas ópticas; mientras que el segundo indica si el AGN produce o no un jet con emisión prominente.

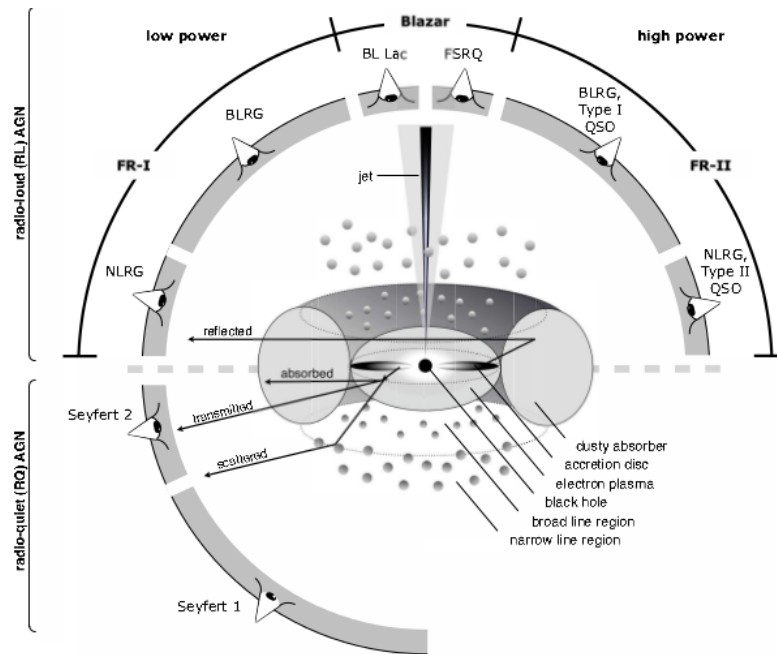


Figura 1.6: Representación esquemática del AGN en el Modelo Unificado (Beckmann & Shrader, 2012a). El tipo de AGN que vemos depende del ángulo de visión y si el AGN presenta o no emisión significativa del jet.

Si bien el Modelo Unificado es generalmente aceptado, existe evidencia observacional que pone en duda la validez de este esquema. La masa del agujero negro, la tasa de acreción o la geometría específica del toro pueden ser factores importantes a considerar (Beckmann & Shrader, 2012a).

Por ejemplo, observaciones de galaxias Seyfert a las que no se les detecta la región de líneas anchas al estudiar estos objetos en luz polarizada, lo cual podría ser debido al hecho de que la emisión de la BLR es muy débil comparada al continuo subyacente. Una posible explicación podría ser que la luminosidad de la maquinaria central no es lo suficientemente grande para iluminar la BLR (Beckmann & Shrader, 2012a), o bien que la BLR podría ser función de la tasa de acreción y que se forma por inestabilidades en el disco de acreción que no ocurren cuando se tienen tasas de acreción bajas (Nicastro et al., 2003).

De igual forma, estudios de variabilidad puede utilizarse con el fin de evaluar la validez del Modelo Unificado, ya que si todas las fuentes son intrínsecamente similares, entonces se esperaría que muestren variabilidad independientemente del tipo de fuente. Aparentemente, esto no es lo que ocurre, pues la variabilidad parece ser función de la masa del agujero negro (Beckmann & Shrader, 2012a). Así, se ha encontrado una

anticorrelación de la variabilidad en rayos X con la luminosidad en el sentido de que AGNs más luminosos son menos variables (e.g., [Lawrence & Papadakis, 1993](#); [Beckmann et al., 2007](#)). [Papadakis \(2004\)](#) interpreta este resultado como una conexión entre la luminosidad y la masa del agujero negro, lo cual puede ser explicado si objetos más luminosos son físicamente más grandes en tamaño, de modo que varían más lentamente.

Componente	Tamaño aproximado
Horizonte de eventos del BH	$R_S \sim 0.01-10$ UA
Radio del disco interior	$R \sim 0.01-60$ UA
Radio del disco exterior	$R \sim 1-1000$ UA
Región de Líneas Anchas	$R_{BLR} \sim 0.01-1$ pc
Región de Líneas Angostas	$R_{NLR} \sim 10^2-10^4$ pc
Toro de polvo	escala de parsecs
Jet	hasta ~ 100 kpc de longitud

Tabla 1.2: Tamaños aproximados de las componentes del AGN ([Beckmann & Shrader, 2012a](#)).

1.4. Variabilidad

Si bien la variabilidad es una característica asociada a la mayoría de los AGNs, son los blazares los que, además de mostrar emisión de alta energía, exhiben las variaciones de amplitud más rápidas y grandes de todos los AGNs ([Angel & Stockman, 1980](#); [Ulrich et al., 1997](#)). Actualmente, la existencia de muchos programas de monitoreo de AGNs permite realizar estudios de variabilidad multifrecuencia, los cuales son útiles, por ejemplo, para restringir los tamaños de las regiones emisoras de diferentes longitudes de onda.

La variabilidad en AGNs está aún abierta a discusión, aunque algunas ideas son ampliamente aceptadas relacionadas a su interpretación. Así, las variaciones de intensidad en las bandas del óptico y de radio en escalas de tiempo de meses a años proporcionaron evidencia para las regiones emisoras compactas. Esto llevó a las primeras ideas acerca de que los procesos de acreción en agujeros negros son la fuente de la enorme cantidad de energía proveniente de estos objetos. La tasa de acreción de masa en el agujero negro es probablemente el parámetro fundamental subyacente en la variabilidad de los AGNs ([Beckmann & Shrader, 2012a](#)).

En particular, la variabilidad en rayos gamma es muy interesante porque la mayoría de la luminosidad bolométrica de blazares se emite en rayos gamma ([Sbarrato et al., 2011](#)). Además, los blazares se caracterizan por su extrema variabilidad en todas las longitudes de onda y por ser las únicas fuentes detectadas a energías de TeV, mostrando escalas de tiempo de minutos, por ejemplo el blazar Mrk 501 ([Albert et al., 2007](#)). El

telescopio EGRET detectó una rápida variabilidad en escalas de tiempo de algunas horas (~ 8 h para 3C 279 [Wehrle et al., 1998](#)). Los primeros resultados obtenidos de Fermi/LAT también muestran rápida variabilidad de pocas horas (e.g., [Foschini et al., 2010](#)).

1.4.1. Variabilidad de blazares

Además de su extrema variabilidad en todas las longitudes de onda, se piensa que la emisión del continuo en blazares está dominada por un jet relativista apuntando cerca de la línea de visión, y por tanto, la radiación observada es fuertemente amplificada por efectos relativistas ([Blandford & Rees, 1978](#)).

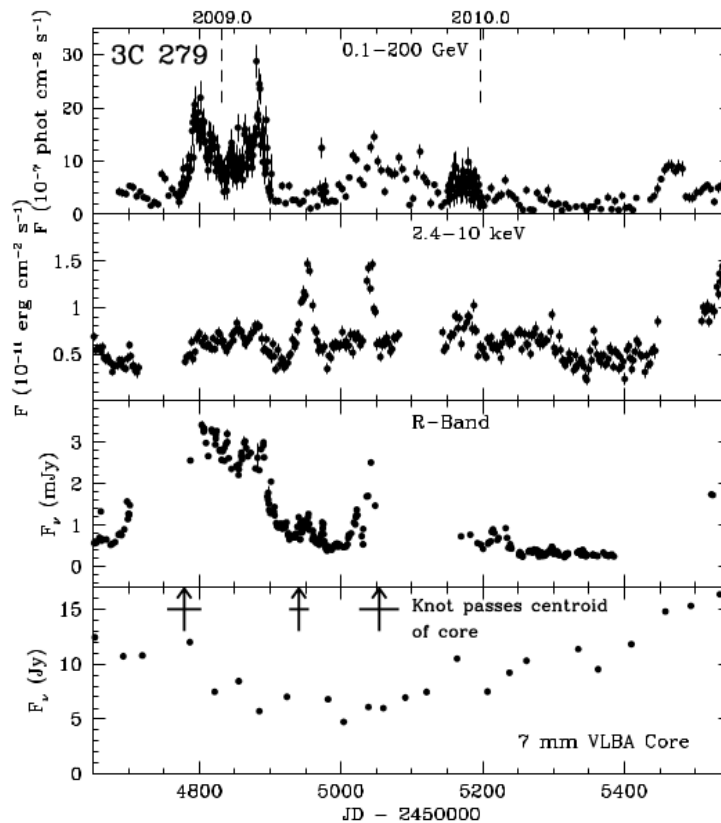


Figura 1.7: Curvas de luz de 3C 279 de agosto de 2008 a finales de 2010. Del panel superior al inferior: rayos gamma, rayos X, óptico y flujo del *core* de VLBA a 7 mm. Se puede notar la similitud de las curvas de luz en rayos gamma y en el óptico, así como las diferencias en variaciones detalladas. Las flechas verticales en el panel inferior indican los tiempos de eyección cuando nuevas componentes superlumínicas pasaron a través del *core* a 7 mm en las mapas de VLBA ([Marscher, 2012](#)).

Las curvas de luz de blazares en escalas de tiempo de años muestran una variedad de comportamientos, desde tendencias lentas a largo plazo a periodos de actividad rápidos y repetitivos, como puede apreciarse en Figura 1.7 para 3C 279 y en la Figura 1.8 para 3C 454.3. Ya se ha mencionado la importancia de contar con observaciones simultáneas multifrecuencia, ya que para nuestro caso de interés, en rayos gamma y radio, el objetivo principal es analizar la conexión entre la variabilidad a bajas y altas frecuencias para localizar la zona de emisión de rayos γ . Por tanto, un estudio multifrecuencia resulta muy útil e importante para restringir los modelos de emisión para este tipo de galaxias activas.

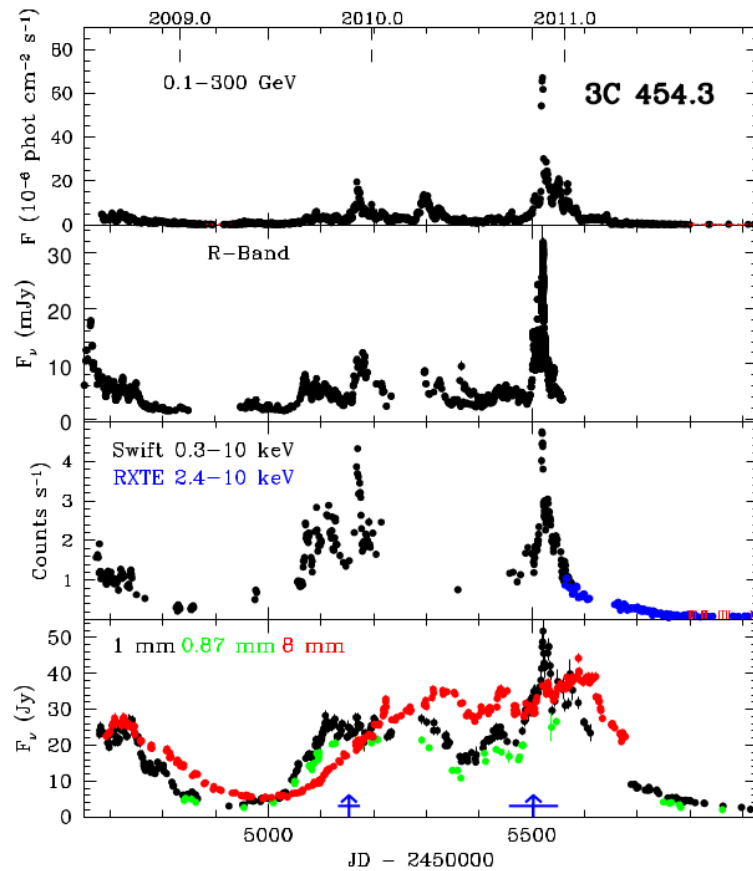


Figura 1.8: Curvas de luz de 3C 454.3 en un periodo de 3.5 años. Las flechas verticales azules en el panel inferior indican los tiempos de eyección de nuevas componentes superlumínicas. Se puede apreciar que las flares más intensas son evidentes en todas las bandas (Marscher, 2013).

La relación entre otras bandas también proporciona resultados interesantes, por ejemplo, el flujo óptico de la fuente PKS 1406-076 incrementa alrededor de 60 % cuando el flujo en rayos γ incrementa por un factor de 3, con una diferencia de un día entre ambos eventos, registrándose primero el de la banda óptica (Wagner & Witzel, 1995). La

variabilidad en el óptico se extiende a escalas de tiempo muy cortas, ya que variaciones de pequeña amplitud intra-noche se han observado en algunos blazares (Jang & Miller, 1995; Heidt & Wagner, 1996). Además, se ha detectado una fuerte correlación entre curvas de luz en las bandas ópticas y de radio (Tornikoski et al., 1994), con retrasos de tiempo menores que un mes. Sin embargo, parece ser que la variabilidad entre el óptico y radio en escalas de tiempo muy cortas no está correlacionada, al menos para algunos blazares (Wagner & Witzel, 1995).

También, a menudo los AGNs presentan variabilidad en las líneas de emisión anchas. Estudios de monitoreo multifrecuencia para algunos blazares, por ejemplo 3C 454.3, han revelado que las fluctuaciones de líneas de emisión anchas están relacionadas a la emisión del continuo no térmico producido por el material relativista moviéndose en el jet, lo que indica la presencia de una región de nubes de líneas anchas rodeando el radio core (León-Tavares et al., 2013). Así, estos descubrimientos revelan importante información sobre las condiciones físicas y geométricas de la BLR.

1.5. Motivación y Objetivos

La localización de la región de emisión de rayos γ respecto a la maquinaria central en blazares es un tema abierto aún, a pesar de los varios modelos propuestos en relación a este tema. A su vez, esto también pone dudas sobre el origen de los fotones semilla responsables de la dispersión Compton inversa. Inicialmente se pensaba que los rayos γ se producían dentro de la BLR mediante el modelo EC (Sikora et al., 1994). Sin embargo, resultados de EGRET abrieron el debate sobre la localización precisa del sitio de producción de fotones de alta energía.

Los modelos propuestos sobre la localización de la zona de emisión de rayos gamma se pueden dividir en dos categorías: aquellos con los rayos γ generados en el jet a distancias de varios parsecs mucho más allá de la BLR, y aquellos que sitúan la zona de producción de rayos γ cercana al agujero negro y al disco de acreción, dentro de la BLR. Como previamente mencionamos, los fotones semilla pueden generarse en el jet (modelo SSC) o provenir de una fuente externa al jet (modelo EC), donde la fuente de fotones semilla puede ser el disco de acreción, la BLR o incluso el toro de gas y polvo.

La conexión entre la emisión a longitudes de onda de radio y rayos γ , es decir, entre los *outbursts* en rayos γ y las flares en radio, así como cambios estructurales observados en el jet resultan muy interesantes y han sido estudiados en trabajos previos (Valtaoja & Teraeranta, 1996; Jorstad et al., 2001; Lähteenmäki & Valtaoja, 2003; León-Tavares et al., 2011b; Nieppola et al., 2011) .

En este sentido, estudios multifrecuencia han demostrado que los niveles más elevados de emisión de rayos γ están relacionados con las eyecciones de componentes superlumínicas y flares milimétricas en curso (Agudo et al., 2011; León-Tavares et al., 2011b). Estos hallazgos han servido como evidencia para el escenario en el que los rayos γ se generan lejos del agujero negro y de que la emisión de alta energía es producto de la dispersión Compton inversa de los electrones en el jet por fotones del ambiente que a esas distancias podrían ser proporcionados por el mismo jet, el toro de polvo o incluso una BLR extendida (León-Tavares et al., 2013). Por otro lado, algunos estudios (e.g., Tavecchio et al., 2010; Foschini et al., 2011; Rani et al., 2013) localizan tal región mucho más cercana al agujero negro ($< 0.1-1$ pc), donde los fotones semilla provendrían de la BLR o del disco de acreción. De esta forma, para localizar e identificar la región donde los rayos gamma se producen y para proporcionar detalles sobre su conexión con el radio jet, es necesario un análisis de curvas de luz de radio y rayos gamma.

Es en las regiones internas y compactas de los jets relativistas donde ocurre la mayor disipación de energía observada a lo largo del espectro electromagnético, y dado que las observaciones en las bandas (sub-)milimétricas permiten estudiar estas regiones internas de los jets que de otra manera permanecerían opacas a longitudes de onda mayores, podemos de esta manera obtener información sobre la región en la que se produce la emisión de rayos γ .

Por tanto, en esta tesis utilizamos los primeros datos del programa MESCAL, una campaña de monitoreo de galaxias activas a longitudes de onda milimétricas que se lleva a cabo en el GTM (Sección 1.6), en conjunto con curvas de luz en otras longitudes de onda para tratar de restringir las regiones donde se producen los fotones de alta energía a lo largo del jet. Para esto, estimaremos los retrasos de tiempo entre los momentos en que la emisión milimétrica y rayos γ comienza a incrementar, es decir, los inicios de flares en las curvas de luz en ambas bandas. Una vez obtenida esta información podemos estimar la distancia lineal a la región de emisión de rayos γ (Pushkarev et al., 2010). Además, la combinación de eyecciones de componentes superlumínicas en el jet con curvas de luz nos permitirá tener un mejor entendimiento de los procesos físicos de eventos de emisión en blazares. De aquí la importancia de contar con programas de monitoreo con el fin de entender la naturaleza de la emisión de baja y alta energía en este tipo de fuentes.

1.6. Programa MESCAL

Programas de monitoreo ofrecen la oportunidad de estudiar la variabilidad del flujo de AGNs siguiendo la evolución de las flares, capturando el inicio, variabilidad cuasi-periódica en el pico y caída de las flares. Las observaciones en las bandas (sub-)milimétricas permiten estudiar las regiones internas y compactas de jets relativistas

que de otra manera permanecerían opacas a longitudes de onda mayores, proporcionando así información sobre la región en la que se produce la emisión de rayos γ .

El programa MESCAL (*Monitoring Extragalactic Sources and the Galactic Center with AzTEC on LMT*) es una campaña de monitoreo de galaxias activas (ver muestra en Capítulo 2) que actualmente se está llevando a cabo en el Gran Telescopio Milimétrico (GTM) *Alfonso Serrano*, el cual se localiza en la cima del volcán Sierra Negra a una altitud de 4600 m en Puebla, México. El GTM es un telescopio diseñado para observaciones astronómicas en un rango de longitud de onda de 0.85-4 mm.

El objetivo principal de MESCAL es obtener curvas de luz a 1 mm para una muestra de fuentes extragalácticas brillantes con el fin de:

- (1) Llevar a cabo un seguimiento observacional de fuentes en estados activos que pueda ser complementado con observaciones del satélite Fermi y de observatorios terrestres de altas energías como el observatorio HAWC (*High-Altitude Water Cherenkov Observatory*) y CTA (*Cherenkov Telescope Array*). Esto con la finalidad de poder realizar estudios multifrecuencia que nos permitan localizar la región a lo largo del jet donde ocurre la mayor disipación de energía, es decir, donde los fotones de alta energía se producen.
- (2) Calibrar la escala de densidad de flujo de las observaciones de Interferometría de Línea de Base Muy Larga (VLBI, por sus siglas en inglés) realizadas por el Telescopio de Horizonte de Eventos (EHT, por sus siglas en inglés).
- (3) Proporcionar un mejor entendimiento de la variabilidad en fuentes observadas con VLBI a 1 y 3 mm.

Es importante mencionar que un programa de monitoreo de un radiotelescopio como el GTM en conjunto con observaciones de VLBI a 1 mm, actualmente llevado a cabo con el EHT, nos permitirá realizar un estudio sistemático con el fin de conocer si recientes componentes eyectadas en el jet son responsables de flares intensas de alta energía, como se ha sugerido en los resultados obtenidos de previos estudios (sub-)milimétricos ([León-Tavares et al., 2012](#)).

Capítulo 2

Observaciones y reducción de datos

En el pasado los programas de monitoreo de blazares solían tener mala reputación entre los comités para la asignación de tiempo de telescopio, ya que se publicaban resultados después de años de acumulación de datos. Sin embargo, debido a la importancia que tienen estos objetos para comprender los procesos físicos en los jets, como localizar la región a lo largo del jet donde la mayor emisión de rayos γ se produce, es necesario analizar curvas de luz simultáneas en radio y rayos gamma que nos proporcionen detalles acerca de la conexión entre estas dos frecuencias.

El hecho de contar con un programa de monitoreo como MESCAL es de suma importancia, ya que observaciones en las bandas (sub-)milimétricas permiten estudiar las regiones internas y compactas de jets relativistas, que de otra manera permanecerían opacas a longitudes de onda mayores, ya que en estas bandas la emisión térmica de los procesos de acreción y radiación de los lóbulos es despreciable (Giommi et al., 2009). Por tanto, las observaciones en el (sub-)milimétrico proporcionan información sobre la región en la que se produce la emisión de rayos γ en los jets.

En este trabajo hacemos uso de los datos del programa MESCAL, así como del observatorio espacial Fermi. Además complementamos nuestro estudio con observaciones de SMA (*Submillimeter Array*). Enseguida hablaremos sobre el proceso de reducción de datos.

2.1. Reducción de datos de AzTEC

La muestra de MESCAL consiste de FSRQs, BL LACs, radio galaxias y una galaxia Seyfert 1 de Líneas Angostas (ver Tabla 2.1), reuniendo fuentes observables desde el Hemisferio Norte. Las observaciones para este trabajo fueron hechas durante los primeros periodos de observación del GTM en su etapa de ciencia temprana, que comprenden el primer semestre de 2014 de marzo a junio (campana de observación 2014-ES2), y después de diciembre de 2014 a junio de 2015 (campana de observación

2014-ES3). El tiempo de integración es de 2 minutos por fuente. Cabe mencionar que un subconjunto de nuestra muestra ha sido observada rutinariamente con el EHT (e.g., [Doeleman et al., 2012](#); [Lu et al., 2012](#)).

Fuente	AR	DEC	z	Tipo
1H 0323+342	03h24m24.1s	+34d10m46s	0.061	NLSy1
3C 273	12h29m06.7s	+02d03m09s	0.158	FSRQ
M87	12h30m49.4s	+12d23m28s	0.004	Radio galaxia
3C 279	12h56m11.1s	-05d47m22s	0.536	FSRQ
Cen A	13h25m27.6s	-43d01m09s	0.001	Radio galaxia
4C 38.41	16h35m15.5s	+38d08m04s	1.813	FSRQ
3C 345	16h42m58.8s	+39d48m37s	0.592	FSRQ
1749+096	17h51m32.8s	+09d39m01s	0.322	BLLac
NRAO530	17h33m02.7s	-13d04m50s	0.902	FSRQ
1921-293	19h24m51.0s	-29d14m30s	0.352	FSRQ
BL LAC	22h02m43.3s	+42d16m40s	0.067	BLLac
3C 454.3	22h53m57.7s	+16d08m54s	0.859	FSRQ

Tabla 2.1: Muestra del programa MESCAL.

El proceso de reducción de datos de AzTEC se llevó a cabo con el código de reducción *Fruitloops*, basado en la *AzTEC Data Reduction Pipeline* ([Scott et al., 2008](#)) desarrollada principalmente por el equipo de AzTEC (una cámara de continuo de 144 pixeles que opera a 1.1 mm en el GTM, [Wilson et al., 2008](#)) en la Universidad de Massachusetts. Este código utiliza la técnica de Análisis de Componente Principal (PCA, por sus siglas en inglés) para remover la contaminación atmosférica de los conjuntos de datos para obtener el mejor estimador de la señal astronómica.

Este código, diseñado para trabajar con fuentes puntuales, da como resultado final los siguientes productos: (1) el mapa de señal co-sumado; (2) el mapa de pesos; (3) el conjunto de mapas de ruido que representa el ruido en el mapa de señal y (4) el mapa de señal a ruido co-sumado. En la Figura 2.1 se describe el proceso de reducción.

Los datos crudos de las observaciones de AzTEC se componen de las señales de los bolómetros, del apuntado del telescopio y del ambiente, las cuales se almacenan como función del tiempo y se les conoce comúnmente como *time-streams*. A continuación se describe brevemente el proceso mediante el cual estos datos son convertidos en los mapas finales (para más detalles revisar [Scott et al., 2008](#)).

Despiking: El primer paso en el proceso, previo a la sustracción de la atmósfera, es remover los rayos cósmicos y los fallos instrumentales presentes en el time-stream, los cuales se conocen como espurios (*spikes*), y se presentan a una tasa de $\sim 40\text{h}^{-1}$, con

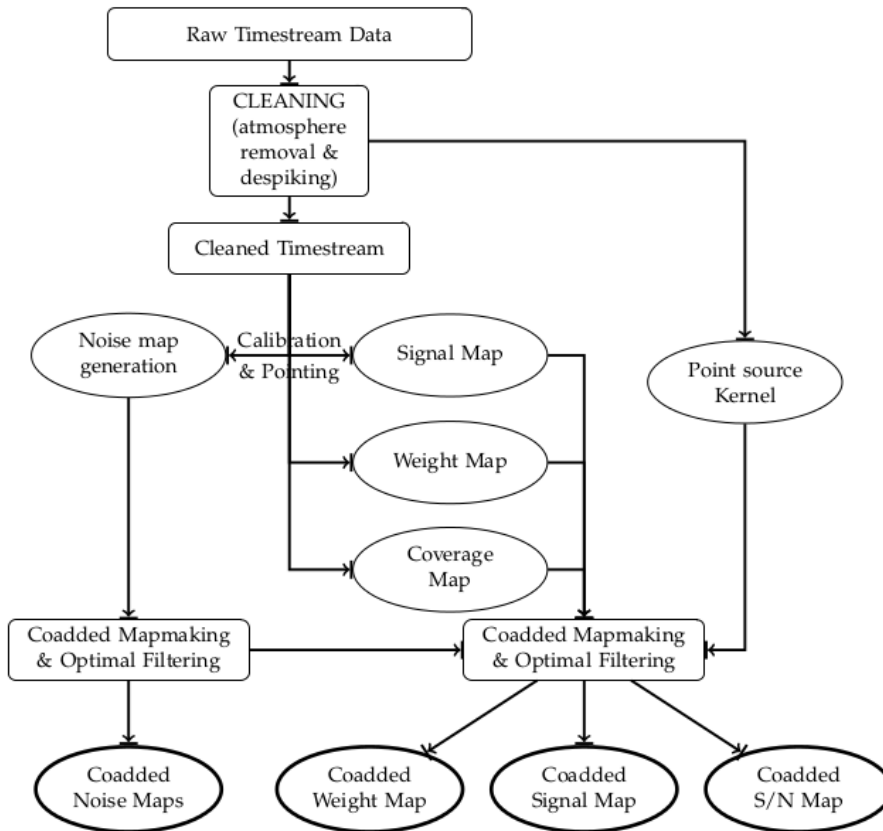


Figura 2.1: Proceso general de reducción de AzTEC.

amplitudes que van de 30 mJy a 550 Jy (Scott et al., 2008).

Para identificar y remover los spikes, el programa localiza donde una señal del detector (ver Figura 2.2) sobrepasa un determinado umbral (típicamente $> 7\sigma$ o $< 7\sigma$). Se descarta que estas señales sean de origen astronómico, debido que a la estrategia de escaneo y el haz del telescopio daría como resultado una señal más suave.

A partir del siguiente paso, la eliminación de la atmósfera, se requiere que todos los bolómetros tengan el mismo número de muestras por time-streams, ya que no podemos descartar sólo aquellos que contengan spikes, además los spikes más intensos pueden afectar hasta ~ 20 muestras adyacentes para un único detector, lo cual elimina la correlación con el resto de los detectores del arreglo. Esto reduciría la eficacia de la técnica de limpieza atmosférica.

Con el fin de evitar esto, se reemplazan las muestras de time-streams dañadas con la suma de dos componentes: (1) un ruido Gaussiano con varianza igual a la varianza de

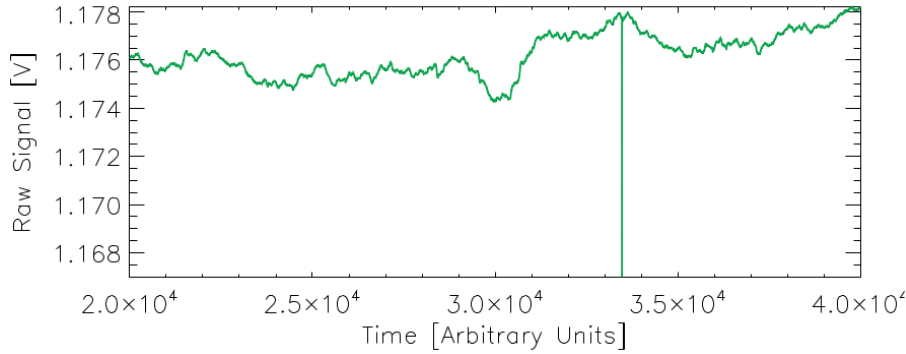


Figura 2.2: Señal cruda de un bolómetro de AzTEC que presenta un spike característico en las observaciones (Scott et al., 2008).

los time-streams más cercanos de ese detector, y (2) un promedio de los time-streams de los detectores no afectados. De esta manera, la matriz de covarianza detector-detector se ve poco afectada. Estos datos simulados se usan únicamente en el proceso de eliminación de la atmósfera, en los siguientes pasos se descartan las muestras dañadas.

Eliminación de la atmósfera: Remover la contribución atmosférica de las señales de los bolómetros es un paso muy importante en el proceso para obtener el mejor estimador de la señal astronómica. Para esto, se usa la técnica de Análisis de Componente Principal (PCA, por sus siglas en inglés), la cual se basa en que la emisión atmosférica está correlacionada entre todos los detectores del instrumento. La técnica de PCA hace uso de la correlación entre los bolómetros para distinguir entre estas dos señales y eliminar la emisión de la atmósfera.

El proceso limpieza de PCA se describe de la siguiente forma: se construye una matriz de covarianza de dimensiones $N_{bolo} \times N_{ts}$, donde N_{bolo} es el número de bolómetros y N_{ts} es el número de time-streams, la cual se descompone en sus eigenvalores y eigenvectores. Las amplitudes relativas de los eigenvalores son representativas del grado de correlación de las señales del detector del modo correspondiente al eigenvector. Ya que el ruido del detector y las fuentes astronómicas no están correlacionadas entre los detectores, no estarán presentes en los modos con grandes eigenvalores, por lo que los respectivos modos a la emisión atmosférica pueden removerse, reduciendo así la potencia de la señal, mayormente emisión atmosférica.

La elección de cuáles modos remover de los datos es algo arbitraria. Empíricamente se han encontrado buenos resultados con el siguiente procedimiento: Primero, se determina la media y la desviación estándar en el logaritmo base 10 de la distribución de eigenvalores, luego se eliminan eigenvalores $> 2.5\sigma$ de la media. Este proceso se repite hasta que no haya valores $> 2.5\sigma$. En las Figuras 2.3 y 2.4 se muestra un ejemplo de

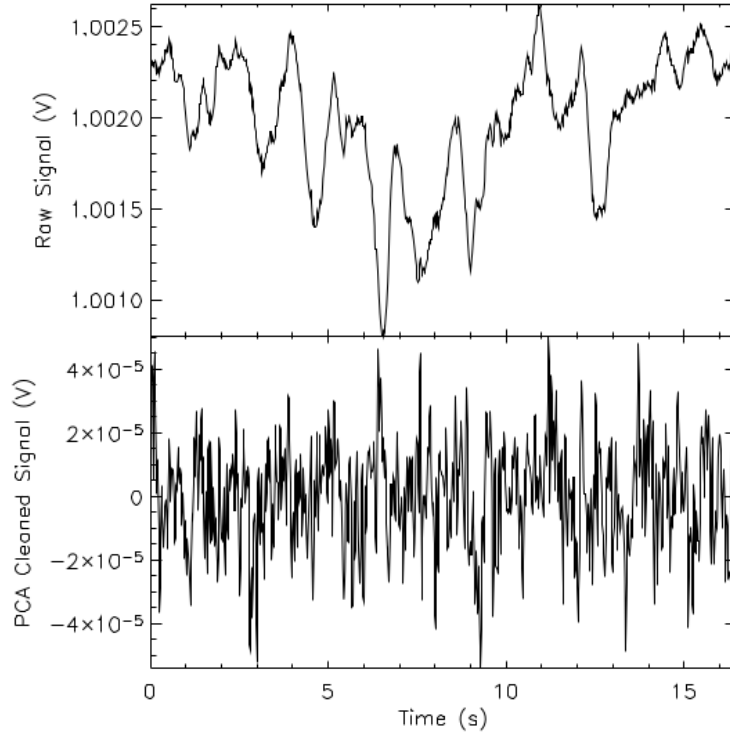


Figura 2.3: Panel superior: Señal cruda de un bolómetro durante una observación. Panel inferior: La misma señal después de aplicar la técnica de PCA. Se puede notar que el nivel de ruido se reduce significativamente después del proceso de limpieza (Scott et al., 2008).

los datos del time-stream y de la densidad espectral de potencia (PSD, por sus siglas en inglés), respectivamente, antes y después de aplicar el método de PCA.

Mapas de señal: Para obtener el mapa de señal, cada observación se convierte en un mapa individual antes de co-sumarlos en un solo mapa. Para asegurar que todos los mapas tengan las mismas coordenadas, las señales de apuntado del time-stream se convierten en coordenadas relativas al centro del mapa (AR, Dec.). Luego, se hace un remuestreo en los pixeles de tal forma que se tenga un número estadísticamente suficiente de muestras (≥ 9) en cada pixel. La calibración de los mapas de AzTEC se hace tomando planetas como estándares primarios, los cuales se observan cada noche con el objetivo de calcular el factor de conversión de flujo para cada detector.

El valor del mapa para el pixel j en la observación i , $S_{i,j}$, se calcula del promedio pesado de todos los time-streams cuyas coordenadas de apuntado están dentro del pixel, combinando todos los bolómetros que cumplen esta condición de forma simultánea y excluyendo aquellos descartados en el proceso de *despiking*. El peso de cada muestra se estima como el inverso de la varianza de la señal del bolómetro en la observación cor-

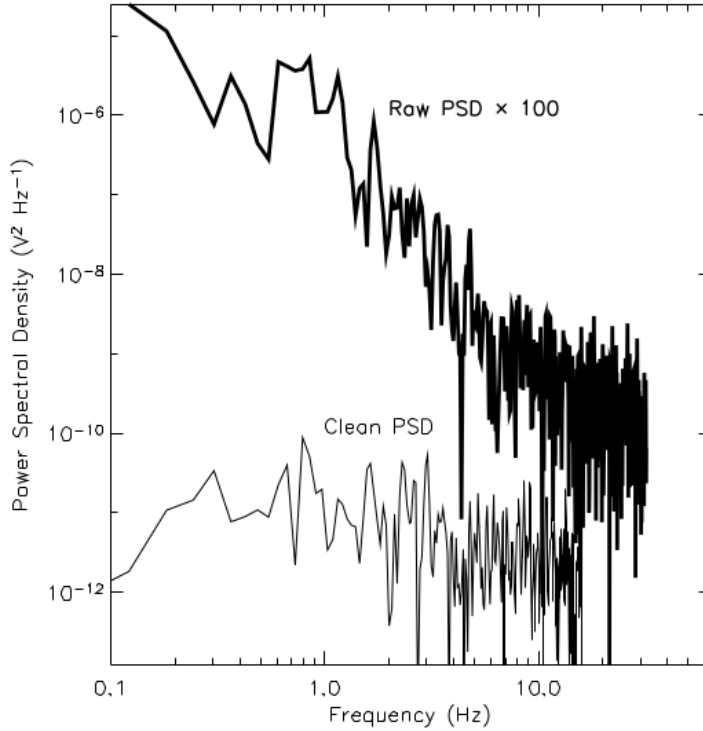


Figura 2.4: PSD de un bolómetro durante una observación, antes (línea gruesa) y después (línea delgada) del proceso del PCA. Como se puede ver, las bajas frecuencias (correspondientes principalmente a la atmósfera) son eliminadas por este proceso. La PSD antes del PCA ha sido multiplicada por un factor de 100 para una mejor visualización. La PSD después del PCA está truncada a 16 Hz debido al filtro pasabajos que se aplica durante este proceso (Scott et al., 2008).

respondiente, de manera tal que los bolómetros menos ruidosos tengan un peso mayor y viceversa.

Para cada mapa individual S_i , se hace su correspondiente mapa de pesos W_i , sumando en cuadratura los pesos de los bolómetros que contribuyen a cada pixel. También se hace un mapa del núcleo de la fuente puntual K_i , para cada observación.

La combinación de todos los mapas individuales en el mapa de señal co-sumado se realiza calculando para cada pixel el promedio pesado en los mapas individuales, esto es:

$$S = \frac{\sum W_i S_i}{\sum W_i} \quad (2.1)$$

En este proceso, también se produce el mapa de pesos, W , correspondiente al mapa

de señal co-sumado y al núcleo de la fuente puntual promediado, K . La Figura 2.5 nos muestra un ejemplo de un mapa de señal obtenido del proceso de reducción de AzTEC.

Mapas de ruido: Una vez con los mapas de S , W y K tenemos ya la mayor parte de los elementos para realizar el mapa final. Sin embargo, para realizar el filtrado óptimo de S debemos construir un estimado del ruido en S .

Los mapas de ruido se crean multiplicando cada conjunto de datos del time-stream por ± 1 aleatoriamente. Esto remueve las fuentes (las resueltas y no resueltas) de las señales de los bolómetros preservando al mismo tiempo las propiedades del ruido (Scott et al., 2008). A este procedimiento se le conoce como *jackknife*. Entonces, se combinan los mapas de ruido (a los que se les aplicó el método de jackknife) de cada observación en la misma forma que los mapas reales, para crear un solo mapa de ruido co-sumado, N .

Para verificar que estos mapas de ruido son consistentes con el ruido en los mapas de señal, tenemos que comparar la desviación estándar y la PSD de los mapas de ruido directamente con las de los mapas de señal. Esta prueba es válida debido a que la contribución de las fuentes reales en el mapa de señal para una sola observación es despreciable. Estos mapas de ruido se usan para crear el filtro óptimo de fuentes puntuales para el mapa de señal.

Filtrado: En esta etapa del análisis, el mapa de señal co-sumado presenta variaciones pixel a pixel significativas de la señal. Estas variaciones no son de origen astronómico, ya que el tamaño del pixel es mucho menor que el haz del telescopio. Una forma de removerlas es convolucionando el mapa de señal con el núcleo de la fuente puntual co-sumado, K . El mapa resultante debe estar escalado para considerar la atenuación del flujo de las fuentes que produce el PCA. Sin embargo, las correlaciones de ruido existentes entre pixel y pixel (es decir que el error en cada pixel no es independiente) se presentan como un exceso en las longitudes de onda largas en la transformada de Fourier de los mapas de ruido. Esta contribución de ruido se remueve filtrando el mapa de señal con el inverso de la raíz cuadrada de la PSD, promediada sobre los mapas de ruido en el paso anterior. Este filtro hace que la potencia de ruido sea plana en todas las frecuencias y se aplica tanto al mapa de señal como al del núcleo, removiendo así las correlaciones pixel a pixel en el mapa filtrado.

Por otra parte, propagar los pesos en cada pixel produce un nuevo mapa de pesos que representa la incertidumbre en cada pixel. La señal a ruido, S/N , para cada pixel puede calcularse mediante el producto del mapa de señal con la raíz cuadrada de este mapa de pesos.

Estimación del flujo: En el procedimiento para estimar el flujo se localizan en el ma-

pa de S/N co-sumado aquellos pixeles arriba de un cierto umbral de señal. Luego, se examinan los pixeles vecinos y si son positivos, se marcan como una fuente. Cuando la fuente es detectada, el siguiente paso es calcular el centroide de la fuente y sus coordenadas. Con todo esto, podemos conocer la posición de la fuente, el valor del pixel en el mapa de señal, así como sus valores de ruido y S/N.

Una vez estimado el flujo de esta manera, se aplica un ajuste gaussiano 2D al mapa reducido con el fin de obtener el pico del flujo, proporcionando como parámetros de entrada el flujo estimado en el paso anterior y las coordenadas de la fuente del mapa de señal.

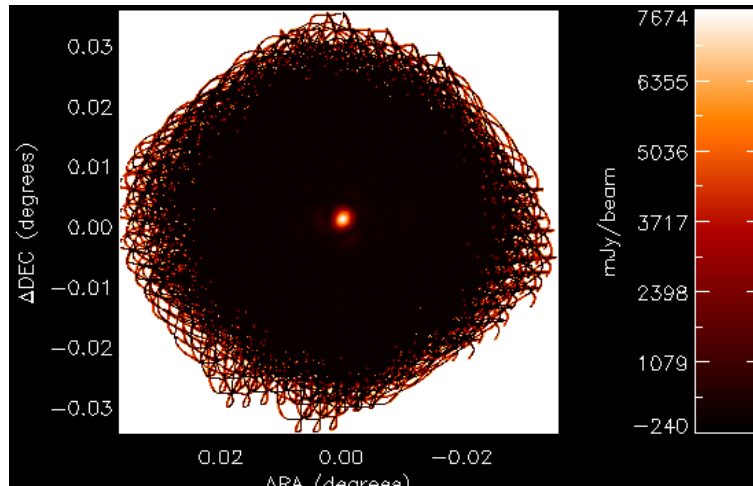


Figura 2.5: Mapa de señal de la fuente 3C 279 que es arrojado como producto final del proceso de reducción de AzTEC.

2.2. Rayos γ

El Telescopio Espacial de Rayos Gamma Fermi es un observatorio diseñado para estudiar fuentes de rayos gamma del Universo. Fue lanzado el 11 de junio de 2008 por la NASA. El principal instrumento de Fermi es el *Large Area Telescope* (LAT), el cual detecta fotones de rayos γ individuales. Fermi/LAT es el sucesor del *Energetic Gamma-Ray Experiment Telescope* (EGRET) a bordo del *Compton Gamma Ray Observatory*, con una mejor sensibilidad, resolución angular y cubriendo un mayor rango de energía.

LAT es un telescopio de producción de pares, en el que los fotones colisionan con delgadas hojas de metal convirtiéndolos en pares electrón-positrón. Estas partículas

cargadas pasan a través de los *trackers*, una sección que consiste en 36 capas de detectores de silicio que determinan las trayectorias de las partículas cargadas, intercaladas con 16 capas laminadas de tungsteno (12 capas delgadas, 0.03 longitud de radiación, en la parte superior del instrumento, seguida por 4 capas gruesas, 0.18 longitud de radiación, en la sección trasera) para propiciar la creación de pares de rayos gamma. Después de pasar por el *tracker*, debajo de éste se encuentra un arreglo de cristales CsI que determinan la energía de los rayos γ a través de cambios de temperatura. El *tracker* se encuentra rodeado por detectores anticoincidencia segmentados (plásticos centelleadores con tubos fotomultiplicadores), cargados de partículas que rechazan los rayos cósmicos de fondo.

La sensibilidad mejorada de LAT en comparación con la de EGRET se debe a que su área efectiva es más grande ($\sim 8000 \text{ cm}^2$, ó ~ 6 veces mayor que la de EGRET), así como su campo de visión ($\sim 2.4 \text{ sr}$, ó ~ 5 veces mayor que el de EGRET), buen rechazo de los rayos cósmicos de fondo, resolución angular superior ($\sim 0.6^\circ$ a 1 GeV) de la sección frontal y alrededor de un factor 2 veces más grande que la sección trasera, en contraste con $\sim 1.7^\circ$ a 1 GeV de EGRET; así como una eficiencia de observación mayor (manteniendo el cielo en el campo de visión con observaciones de escaneo a diferencia del apuntado inercial de EGRET) (Abdo et al., 2009). Los datos de rayos gamma de Fermi/LAT están disponibles para toda la comunidad científica ¹.

Como hemos ya mencionado, las curvas de luz de rayos γ se obtuvieron usando datos de Fermi/LAT, mediante el uso del *Fermi Science Tools* ². El *Fermi Science Tools* es un conjunto de herramientas para el análisis de datos de LAT proporcionados por la misión Fermi y desarrollado por el *Fermi Science Support Center* (FSSC). En el Fermi Science Support Center hay una sección de User Contributed Software ³. Versiones modificadas de dos scripts de este sitio web se utilizaron: uno para generar los modelos de fuentes puntuales, y el otro para generar las curvas de luz, mediante el *Likelihood Analysis*.

2.2.1. Reducción de datos de Fermi/LAT

Para este trabajo, los flujo de rayos gamma se obtuvieron en un rango de energía de 0.1-300 GeV, con datos tomados de agosto de 2008 a junio de 2015 con un bin de integración de 7 días. Se utilizó un criterio de detección tal que el test estadístico de máxima probabilidad (TS) exceda 25 (i.e. $S/N \geq 5$; Abdo et al., 2009), para considerar como una detección significativa el flujo obtenido en un cierto bin de tiempo. Los puntos con errores muy grandes no se tomaron en cuenta para crear las curvas de luz. Primero se descartaron puntos con errores iguales o mayores que el 100 % y, segundo,

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

²[http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/documentation/Cicerone version v9r33p0](http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/documentation/Cicerone%20version%20v9r33p0).

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

analizamos una distribución de los errores para cada fuente, y descartamos los puntos con errores mayores a 3σ .

Con el objetivo de llevar a cabo una buena selección de los datos, se aplicó un evento de clase 2 con un ángulo zenital $> 100^\circ$, elegido así para evitar la contaminación de los fotones provenientes del limbo de la Tierra. Los fotones fueron extraídos de una región circular centrada en la fuente, dentro de un radio de 20° . Se utilizaron las Funciones de Respuesta del Instrumento (IRFs, por sus siglas en inglés) P7REP_background_rev1.

Para hacer una mejor estimación de la significancia de la fuente (como la detección, medición del flujo y modelado espectral), se implementó el algoritmo tridimensional de máxima probabilidad (gtlike) en el modo *unbinned*, en el que cada evento se considera individualmente de acuerdo a su dirección, energía y localización de conversión en LAT (Abdo et al., 2009). Esta tarea modela las fuentes puntuales incluyendo nuestra fuente dentro de la región de interés (15°) obtenida del segundo catálogo de Rayos Gamma de Fermi (2FGL). La emisión difusa Galáctica y el fondo isotrópico (suma del fondo difuso extragaláctico y del fondo instrumental residual) también se modelaron en esta etapa, usando las plantillas "gll_iem_v05_rev1.fits iso_source_v05_rev1.txt" proporcionados en el Fermi Science Tools.

El proceso para obtener los flujos de rayos gamma puede describirse de manera general como sigue:

(1) *Identificación*: Se identifican todas las fuentes de rayos gamma alrededor del campo centrado en la fuente de interés.

(2) *Modelo*: Se crea un modelo espectral de la emisión para cada fuente alrededor del objeto de interés, que puede utilizar una función de ley de potencias, ley de potencias quebrada, log parabola, etc. De igual forma para las fuentes difusas Galácticas y Extragalácticas.

(3) *Análisis de probabilidad*: Finalmente, se realiza un análisis de probabilidad que asigna cada fotón observado a cada una de las fuentes del modelo; a partir de este resultado se puede estimar el flujo de la fuente de interés y la significancia de esta detección.

2.3. Observaciones de SMA

También se trabajó con curvas de luz milimétricas de SMA (*Submillimeter Array*)⁴, localizado cerca de la cima del Mauna Kea, en Hawaii. SMA es un interferómetro diseñado para operar en longitudes de onda submilimétricas, que consiste de ocho antenas de 6 m que operan juntas para alcanzar una resolución espacial de 0.25" a 850 μm (Gurwell et al., 2007). Durante las observaciones de una fuente, la calibración de fase instrumental y atmosférica se realiza mediante observaciones periódicas de fuentes de calibración, típicamente cuasares.

Operando a frecuencias de 180 GHz a 700 GHz, las antenas de SMA pueden colocarse en configuraciones con líneas de base de hasta 509 m, produciendo un haz sintético de sub-arcosegundos de ancho. Cada elemento puede observar con dos receptores simultáneamente, con 2 GHz de ancho de banda cada uno. La mayoría de las fuentes de la muestra de MESCAL están incluidas en la Lista de Calibradores de SMA, un programa de monitoreo en marcha con el fin de determinar los flujos de radio fuentes extragalácticas compactas que pueden usarse como calibradores a longitudes de onda milimétricas.

Observaciones de las fuentes se calibran utilizando estándares primarios (típicamente objetos del Sistema Solar como Urano, Titán, Neptuno, Ganímedes y/o Calisto) (Gurwell et al., 2007). La lista de calibradores contiene alrededor de 330 fuentes, con al menos una medición mayor a 200 mJy (desde el 1 enero de 2002) se incluyen en la actual Lista de Calibradores de SMA.

Hemos utilizado los datos de SMA a ~ 1 mm (1.1-1.4 mm) de 2008 a 2015, cubriendo prácticamente el mismo periodo de observación que Fermi a rayos γ . Los datos de este programa se actualizan regularmente y están disponibles en el sitio web de SMA⁵, como gráficas o archivos de datos.

⁴El Submillimeter Array es un proyecto conjunto entre el *Smithsonian Astrophysical Observatory* y la *Academia Sinica Institute of Astronomy and Astrophysics*, y es financiado por el Smithsonian Institution y la Academia Sinica.

⁵<http://sma1.sma.hawaii.edu/callist/callist.html>

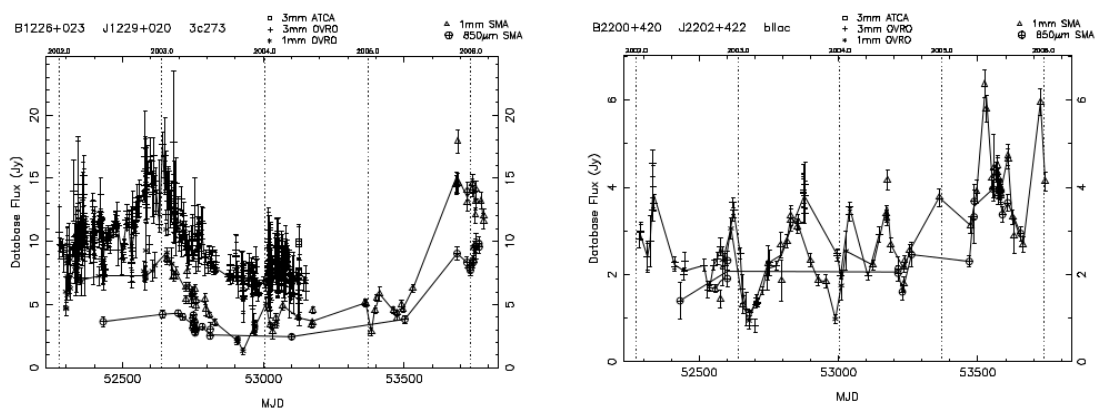


Figura 2.6: Curvas de luz de SMA de los objetos 3C 273 y BL Lac, durante el periodo 2002-2006 (Gurwell et al., 2007).

Capítulo 3

Resultados del programa MESCAL

Como hemos mencionado, el objetivo del programa MESCAL es obtener curvas de luz a 1 mm para una muestra de blazares y radio galaxias y explorar su variabilidad en flujo, con el fin de usarlas como pieza auxiliar de información para estudiar la geometría y la física de las regiones más internas de los jets relativistas que presentan este tipo de fuentes, y además complementar estas observaciones con datos a distintas longitudes de onda, en específico para este trabajo con observaciones en rayos gamma del telescopio espacial Fermi, con el fin de estudiar la conexión entre la emisión en rayos gamma y milimétrica.

A continuación, presentamos los resultados obtenidos hasta ahora del programa de monitoreo MESCAL, que se lleva a cabo en el Gran Telescopio Milimétrico *Alfonso Serrano*.

3.1. Curvas de luz y estatus del programa MESCAL

Las curvas de luz obtenidas de MESCAL son de gran importancia no sólo para tratar de entender la naturaleza de la emisión de alta energía en fuentes extragalácticas observadas, sino también para estudiar en detalle la estructura de lanzamiento del jet de radio galaxias cercanas, como por ejemplo el caso de M87 (ver curva de luz en Figura 3.3).

También, MESCAL junto con los programas (sub-)mm de VLBI nos da la posibilidad de examinar los modelos de emisión para las flares de altas energías y estudiar la evolución de la región interna del jet asociada con esta componente.

El programa MESCAL ha estado en marcha desde marzo de 2014. Desafortunadamente, las observaciones se han realizado de manera irregular, a pesar de que el programa MESCAL se posicionó con un alto ranking (Categoría A), ya que el tiempo

de observación dedicado para la muestra de MESCAL fue ~ 1 hora para la campaña 2014-ES2 y ~ 3.5 horas para la campaña 2014-ES3, considerando que 10 horas fueron otorgadas para la campaña 2014-ES2 y de que nuestras fuentes son muy brillantes e incluso pueden ser observadas incluso en condiciones climáticas marginales. Esto restringe los análisis de variabilidad y no permite la cadencia de monitoreo requerida de 2 ó 3 observaciones por semana.

Los resultados compilados para las fuentes de MESCAL se presentan de la Figura 3.1 a la 3.12 para un periodo entre 2014 y 2015. Se espera que MESCAL sea un programa de monitoreo a largo plazo que esté en marcha en el GTM, y que a su vez se complemente con observaciones del EHT, del satélite Fermi y del observatorio HAWC (recientemente puesto en marcha), así como con datos de programas de monitoreo en el NIR y en el óptico que actualmente se llevan a cabo en el Observatorio Astrofísico Guillermo Haro del INAOE (Carraminana et al., 2010; Patiño-Álvarez et al., 2013). De esta manera, el conjunto de datos que se obtenga de MESCAL llegará a ser de gran importancia para realizar estudios de variabilidad multifrecuencia al combinarlos con las demás observaciones mencionadas.

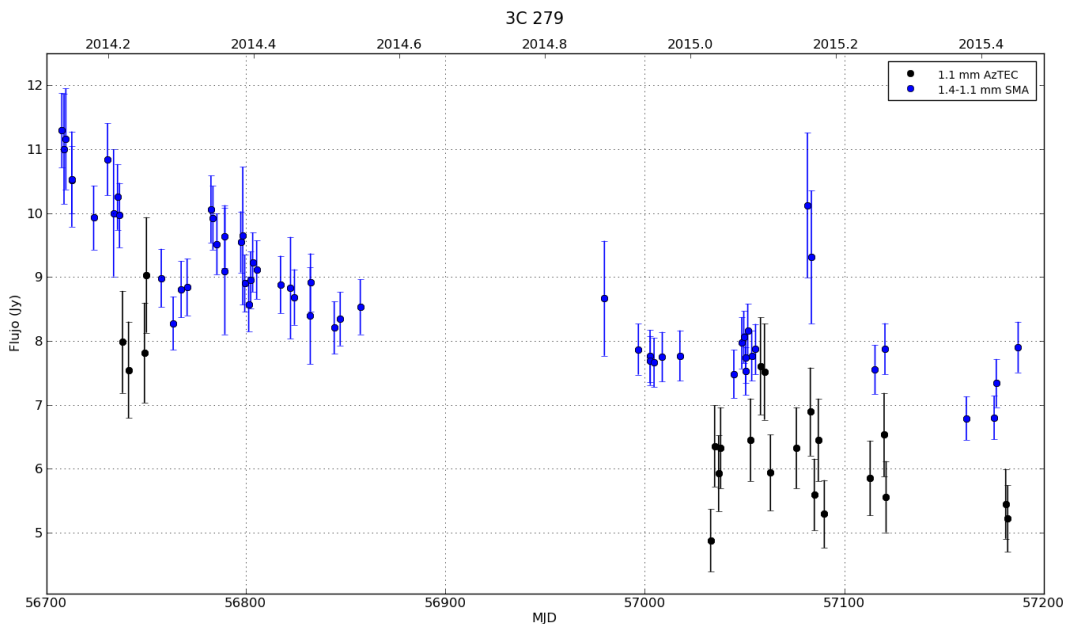


Figura 3.1: Curva de luz de 3C 279 con datos de MESCAL (símbolos negros) de marzo de 2014 a junio de 2015.

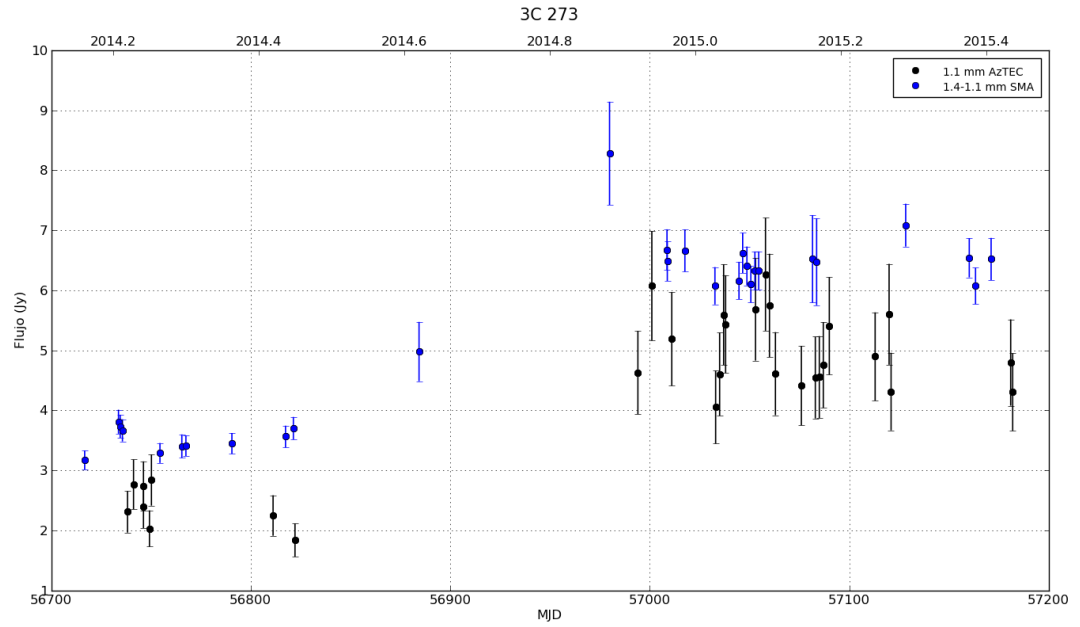


Figura 3.2: Curva de luz de 3C 273 con datos de MESCAL (símbolos negros) de marzo de 2014 a junio de 2015.

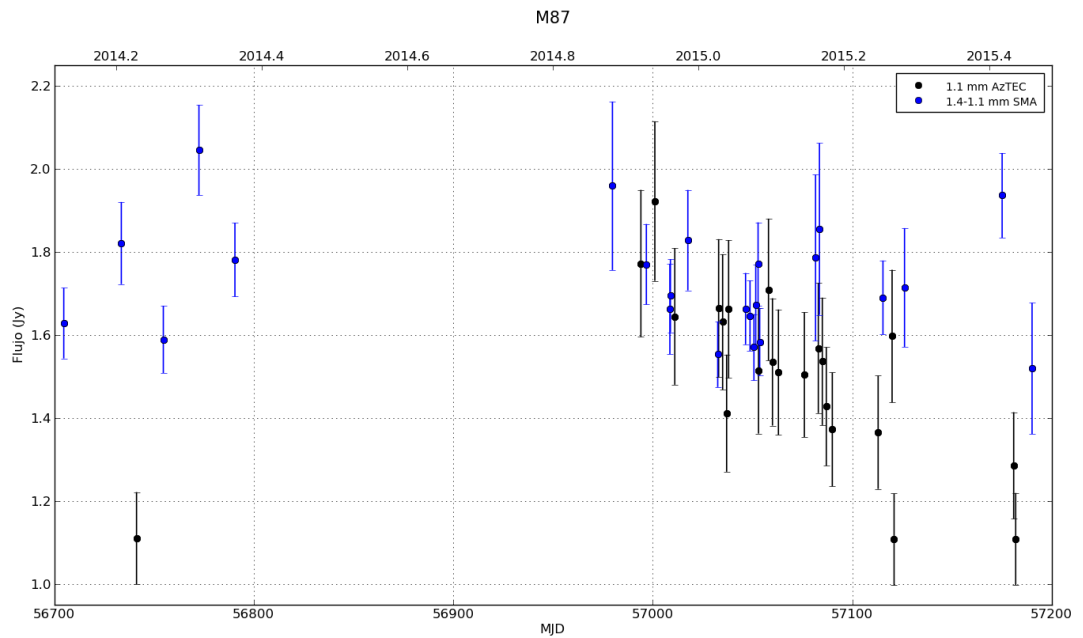


Figura 3.3: Curva de luz de M87 (3C 274) con datos de MESCAL (símbolos negros) de marzo de 2014 a junio de 2015.

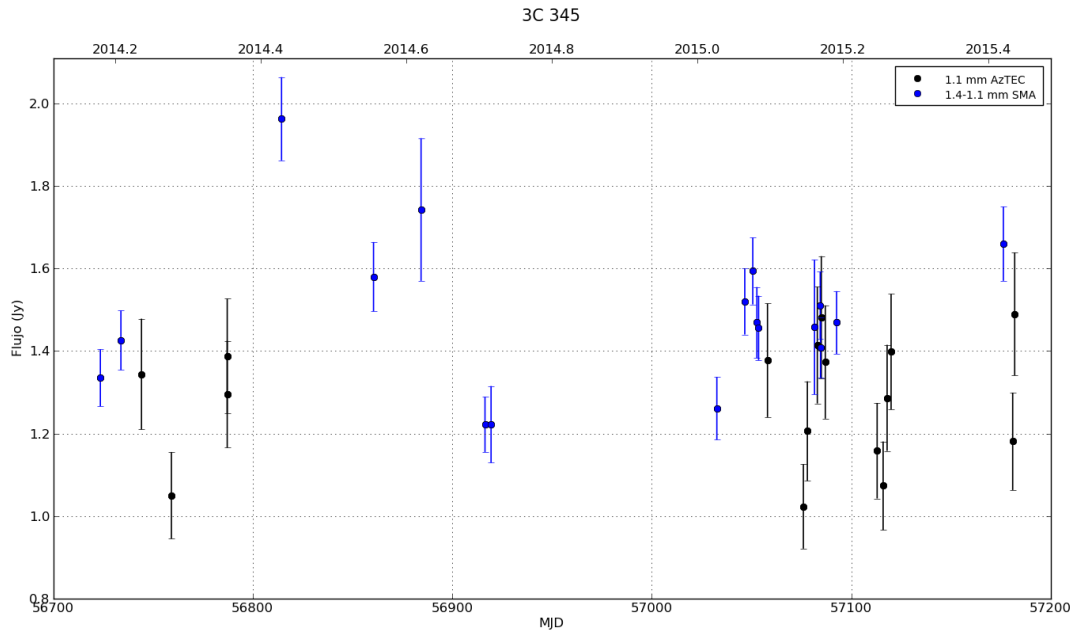


Figura 3.4: Curva de luz de 3C 345 con datos de MESCAL (símbolos negros) de marzo de 2014 a junio de 2015.

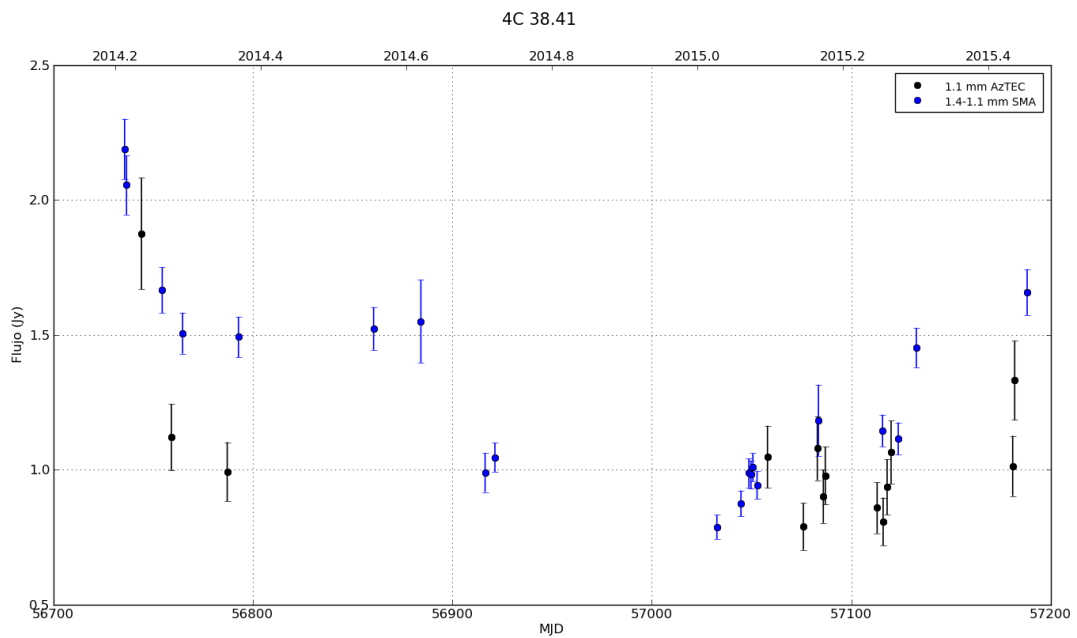


Figura 3.5: Curva de luz de 4C 38.41 con datos de MESCAL (símbolos negros) de marzo de 2014 a junio de 2015.

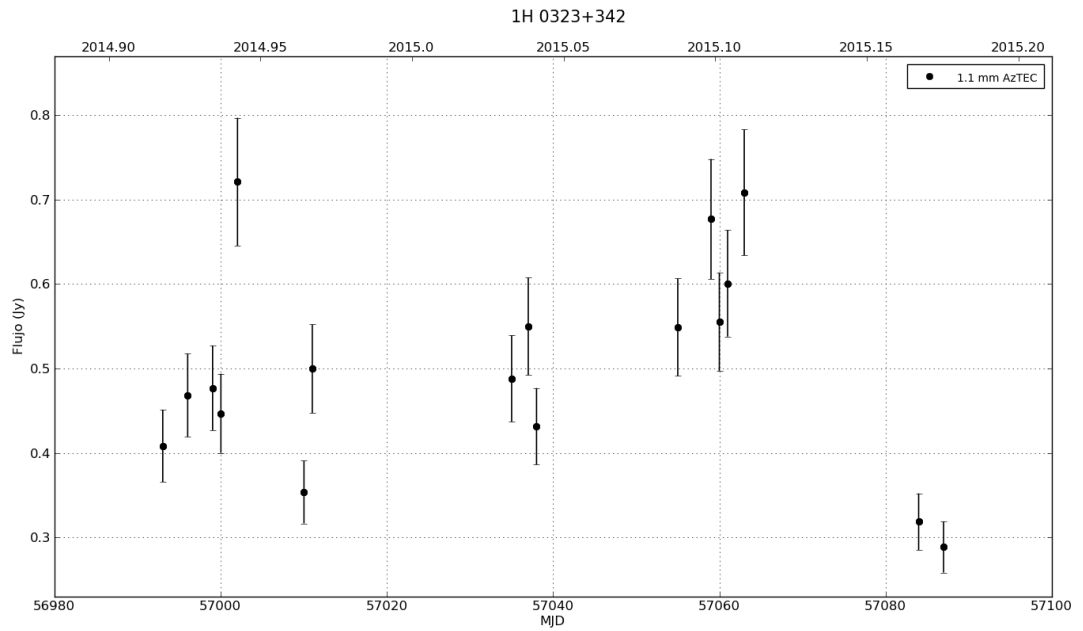


Figura 3.6: Curva de luz de 1H 0323+342 con datos de MESCAL (símbolos negros) de diciembre de 2014 a marzo de 2015.

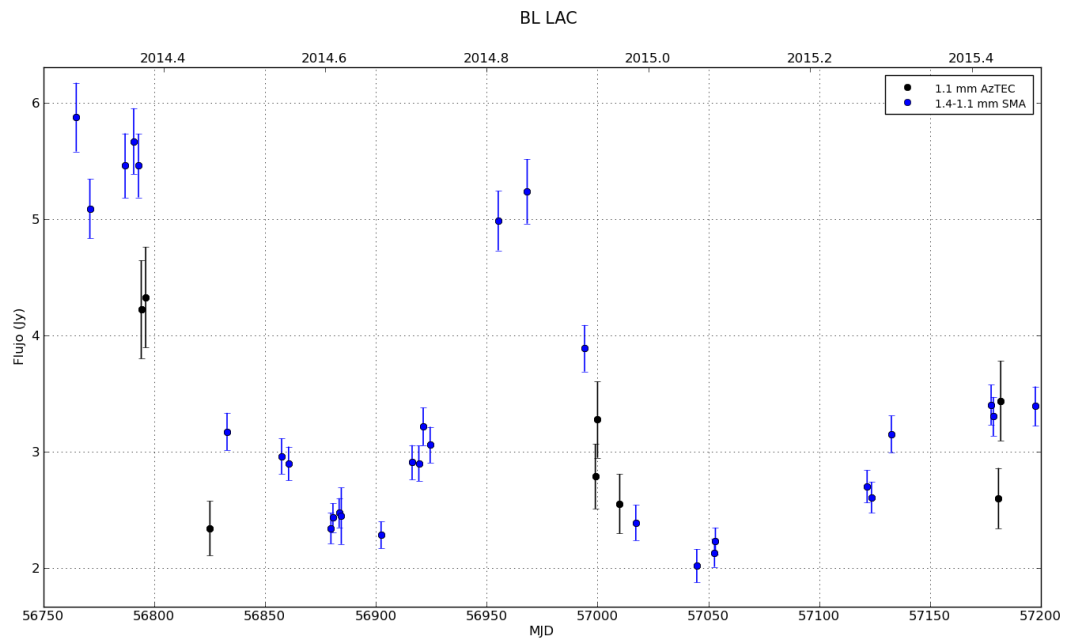


Figura 3.7: Curva de luz de BL LAC con datos de MESCAL (símbolos negros) de mayo de 2014 a junio de 2015.

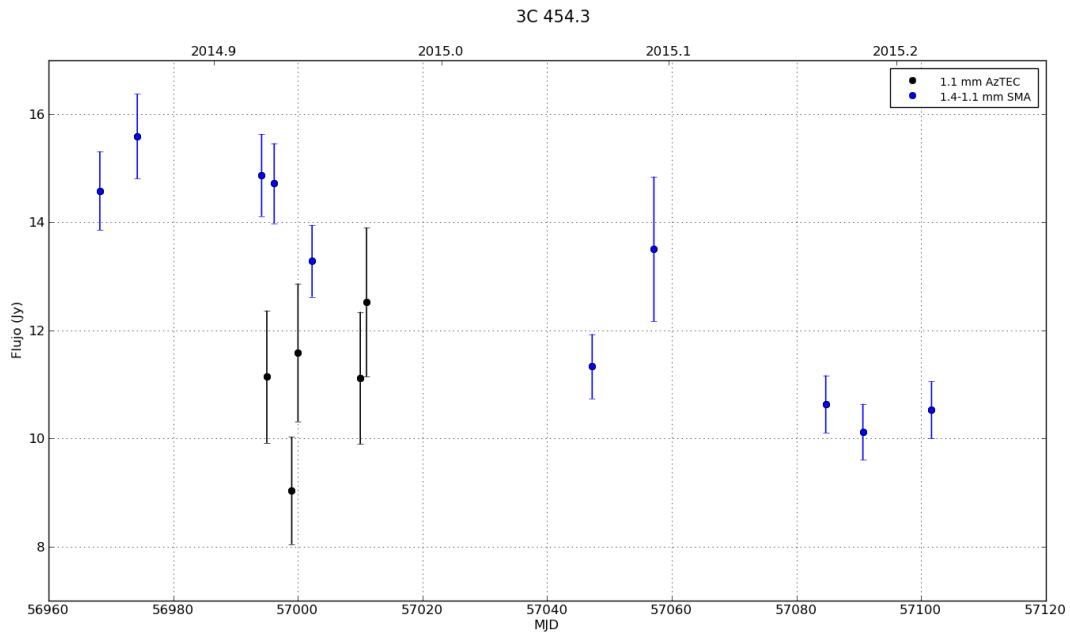


Figura 3.8: Curva de luz de 3C 454.3 con datos de MESCAL (símbolos negros) de diciembre de 2014.

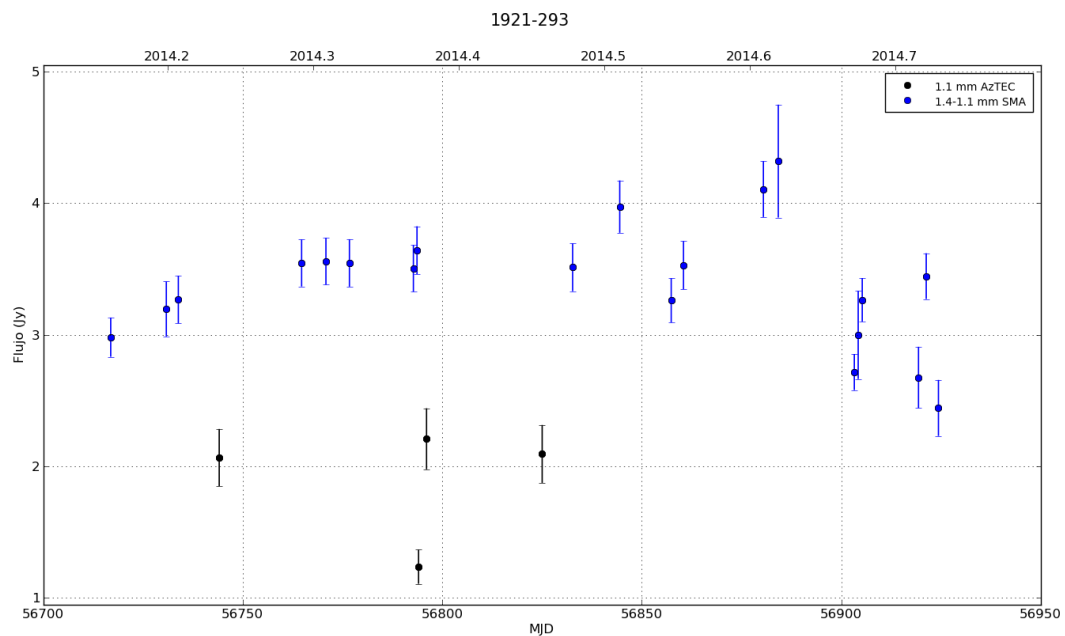


Figura 3.9: Curva de luz de 1921-293 con datos de MESCAL (símbolos negros) de marzo a junio de 2014.

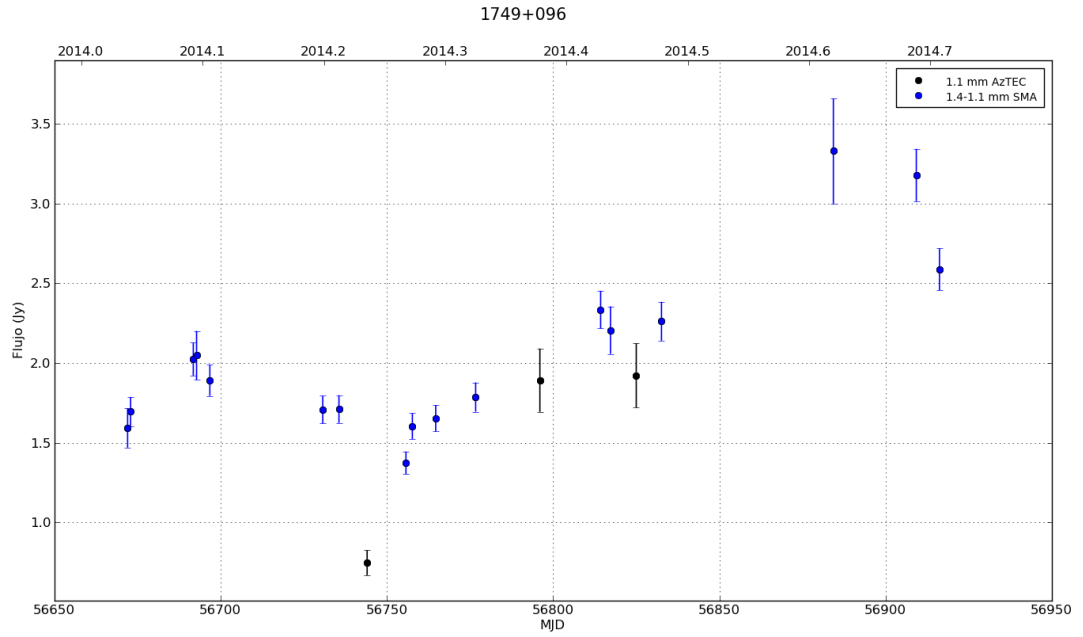


Figura 3.10: Curva de luz de 1749+096 con datos de MESCAL (símbolos negros) de marzo a junio de 2014.

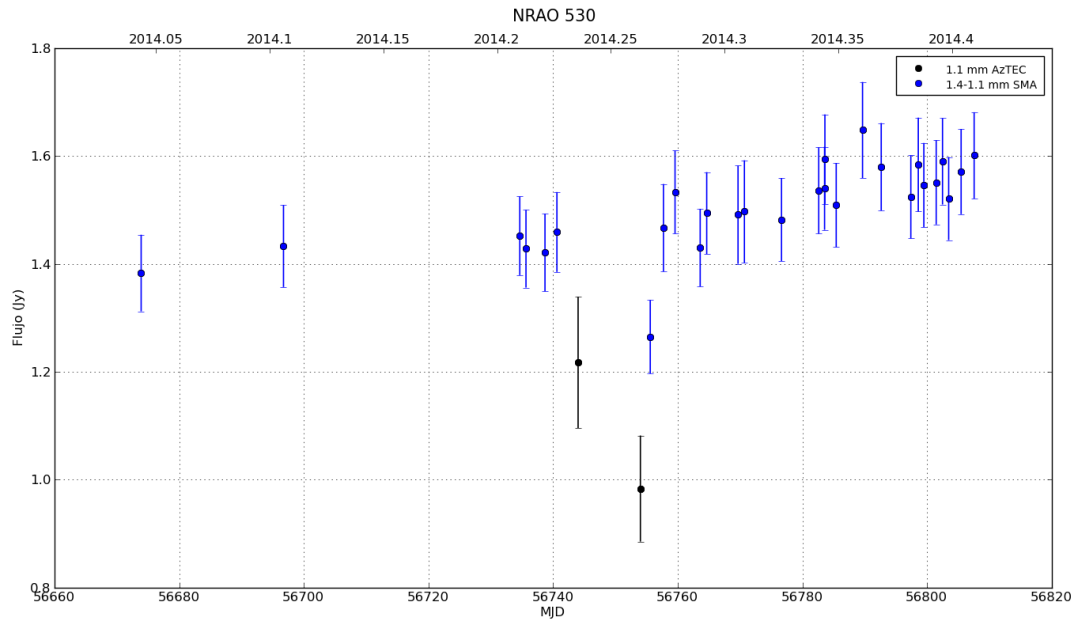


Figura 3.11: Observaciones de NRAO 530 de MESCAL (símbolos negros) durante marzo y abril de 2014.

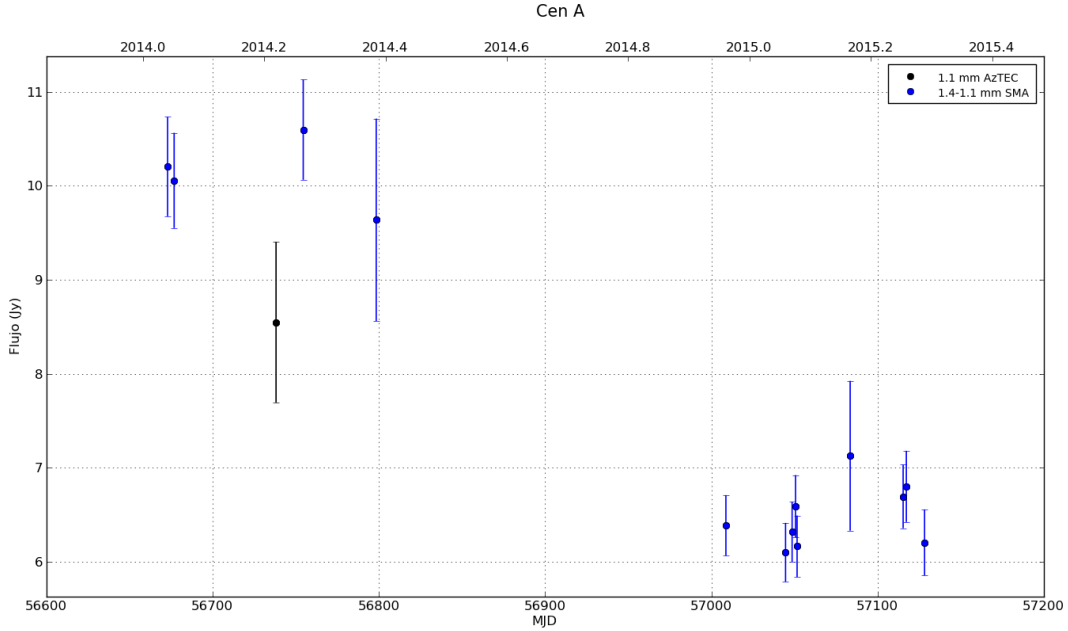


Figura 3.12: Observación de Cen A de MESCAL (símbolo negro) durante marzo de 2014.

Como puede notarse en las figuras anteriores, de la 3.1 a la 3.12, las curvas de luz de MESCAL mejoran el muestreo hecho, en este caso, por SMA, en el sentido de que MESCAL cubre periodos en los que SMA no ha observado estas fuentes. Además, si bien las curvas de luz de MESCAL siguen la tendencia que muestran los datos de SMA, se aprecia cierta discrepancia en los niveles de flujo, lo cual se discute en más detalle en la siguiente sección.

También, se calculó el parámetro F_{var} , comúnmente empleado para caracterizar variabilidad (Vaughan et al., 2003), para las curvas de luz de MESCAL, SMA y combinando ambos conjuntos de datos.

Entonces, si se tiene un vector x de N valores, con sus correspondientes barras de error σ_x entonces se define:

$$F_{var} = \sqrt{\frac{S^2 - \overline{\sigma_{err}^2}}{\bar{x}^2}}, \quad (3.1)$$

donde S^2 es la varianza de x , \bar{x} es el promedio de x y $\overline{\sigma_{err}^2}$ es el error cuadrático medio que se define como:

$$\overline{\sigma_{err}^2} = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \sigma_{x,i}^2. \quad (3.2)$$

La incertidumbre asociada a este parámetro de variabilidad es

$$err(F_{var}) = \sqrt{\left(\frac{1}{2n} \frac{\overline{\sigma_{err}^2}}{\bar{x}^2}\right)^2 + \left(\sqrt{\frac{\overline{\sigma_{err}^2}}{N}} \frac{1}{x}\right)^2}, \quad (3.3)$$

El parámetro F_{var} se le conoce como el “exceso de variación” (Peterson, 2001). Los valores de F_{var} se muestran en la Tabla 3.1.

Fuente	F_{var}^{MESCAL}	F_{var}^{SMA}	$F_{var}^{MESCAL+SMA}$
3C 279	0.060 ± 0.067	0.110 ± 0.009	0.165 ± 0.010
3C 273	0.264 ± 0.032	0.273 ± 0.013	0.292 ± 0.015
M87	...	0.039 ± 0.023	0.059 ± 0.030
3C 345	...	0.110 ± 0.018	0.091 ± 0.025
1H 0323+342	0.229 ± 0.028
4C 38.41	0.206 ± 0.047	0.293 ± 0.014	0.286 ± 0.018
3C 454.3	...	0.150 ± 0.019	0.134 ± 0.026
BL LAC	0.182 ± 0.064	0.323 ± 0.014	0.350 ± 0.010
1921-293	0.195 ± 0.095	0.124 ± 0.015	0.219 ± 0.015
1749+096	0.410 ± 0.098	0.258 ± 0.016	0.284 ± 0.018
NRAO 530	...	0.008 ± 0.044	0.066 ± 0.013
Cen A	...	0.212 ± 0.021	0.224 ± 0.019

Tabla 3.1: Parámetro de variabilidad F_{var} para las curvas de luz de MESCAL, SMA y combinando datos de MESCAL y SMA.

Las fuentes M87, 3C 454.3, 3C 345, NRAO 530 y Cen A tienen valores indeterminados de F_{var} con los datos de MESCAL, ya que el error cuadrático medio es mayor que la varianza de la curva de luz, por lo que la variabilidad no puede medirse. En estos valores obtenidos del parámetro de variabilidad puede notarse cómo el hecho de que haya más datos, al combinar los de MESCAL y SMA, permite caracterizar mejor la variabilidad de las fuentes.

3.1.1. Posible subestimación del flujo

Los flujos obtenidos a 1.1 mm de AzTEC para las fuentes de la muestra del programa MESCAL han sido comparadas con los flujos cuasi-simultáneos de SMA a ~ 1 mm.

Como puede apreciarse en las Figuras 3.13 y 3.14, parece haber una sub-estimación sistemática de los flujos de AzTEC hacia flujos mayores, mientras que para flujos menores este efecto es menos notable.

Con el fin de explorar en más detalle esta discrepancia encontrada, hemos compilado observaciones de SMA a las longitudes de onda ~ 1 mm y $\sim 850 \mu$, para una subconjunto de la muestra de MESCAL. Estas observaciones de SMA son cuasi-simultáneas con las de AzTEC en un rango de ± 7 días, debido a las rápidas variaciones en flujo que pueden mostrar los blazares. Las fuentes de MESCAL para las que hay disponibles datos en ambas longitudes de onda de SMA son 3C 279, 3C 454.3, 4C 38.41 y NRAO 530.

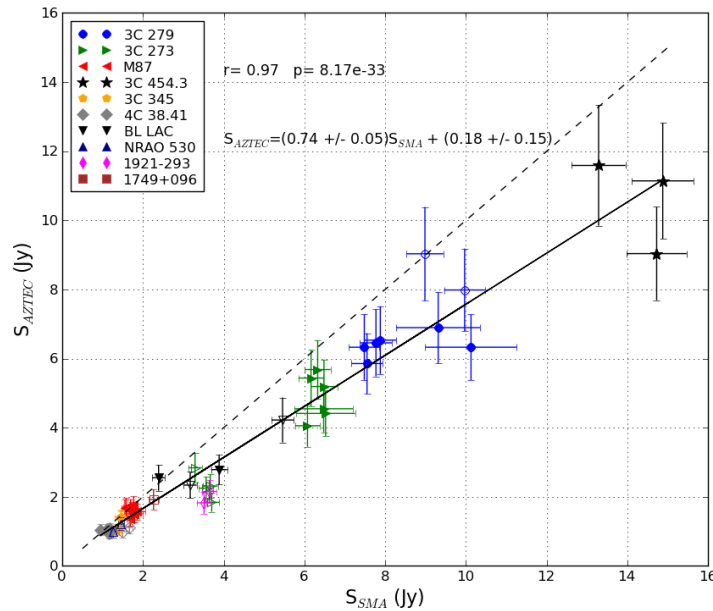


Figura 3.13: Relación flujo-flujo para algunas fuentes del programa MESCAL, comparadas con las observaciones cuasi-simultáneas de SMA a 1.1-1.4 mm en un rango de ± 7 días, entre 2014 y 2015. Parece haber una subestimación sistemática de los flujos de AzTEC hacia flujos mayores. Símbolos vacíos representan observaciones de la temporada ES2 del GTM, mientras que símbolos llenos corresponden a observaciones de la temporada ES3 del GTM. La línea continua indica el ajuste lineal a las observaciones, mientras que la línea discontinua indica flujos iguales.

Si bien la frecuencia de observación de AzTEC (272.54 GHz) es diferente a la de SMA (~ 220 y ~ 340 GHz), se pensó que estas inconsistencias podrían ser debido a ello. Por tanto dado que la frecuencia observación de AzTEC se localiza entre las dos frecuencias de observación de SMA, entonces interpolamos entre las dos observaciones de SMA para tener un mejor conocimiento de esta subestimación en los flujos obtenidos con AzTEC.

Así, como se aprecia en Figura 3.15, los flujos de AzTEC parecen no ser consistentes con los flujos de SMA (excepto para 4C 38.41).

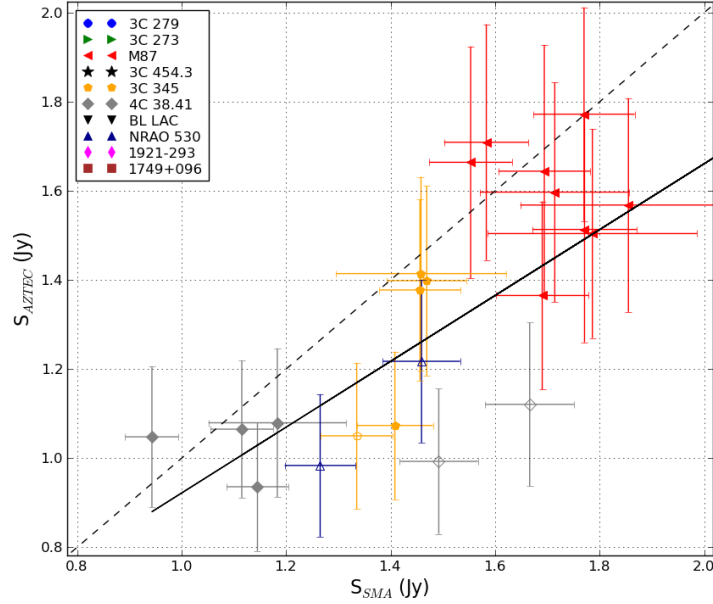


Figura 3.14: Zoom de la parte inferior de la Figura 3.13 para las fuentes con flujos menores.

Entonces, podemos obtener la diferencia, ΔF , entre el flujo de AzTEC y el flujo esperado a la frecuencia de AzTEC de los datos de SMA (símbolo naranja en la Figura 3.15) para estas cuatro fuentes, que es de 1.13, 1.97, 0.04 y 0.34 Jy, para 3C 279, 3C 454.3, 4C 38.41 y NRAO 530, respectivamente, lo cual se muestra en la Tabla 3.2.

Para el resto de las fuentes del programa MESCAL no podemos estimar la diferencia entre flujos de esta misma manera, ya que no contamos con observaciones cuasi-simuláneas de SMA. Por tanto, con el fin de extender este análisis a todos los objetos de la muestra de MESCAL, hacemos uso de datos históricos del *ASI Science Data Center (ASDC)*¹, en un rango de frecuencia de ~ 30 a ~ 600 GHz.

De igual forma, se ha estimado el flujo esperado a la frecuencia de AzTEC para el resto de las fuentes de MESCAL, como puede notarse en las Figuras 3.17, 3.18 y 3.19, el cual se compara con el flujo promedio de cada fuente obtenido de las observaciones de MESCAL. Las diferencias entre los flujos promedios de los datos de MESCAL y los flujos estimados de los datos de ASDC se muestran en la Tabla 3.3. El flujo esperado a

¹<http://tools.asdc.asi.it/>

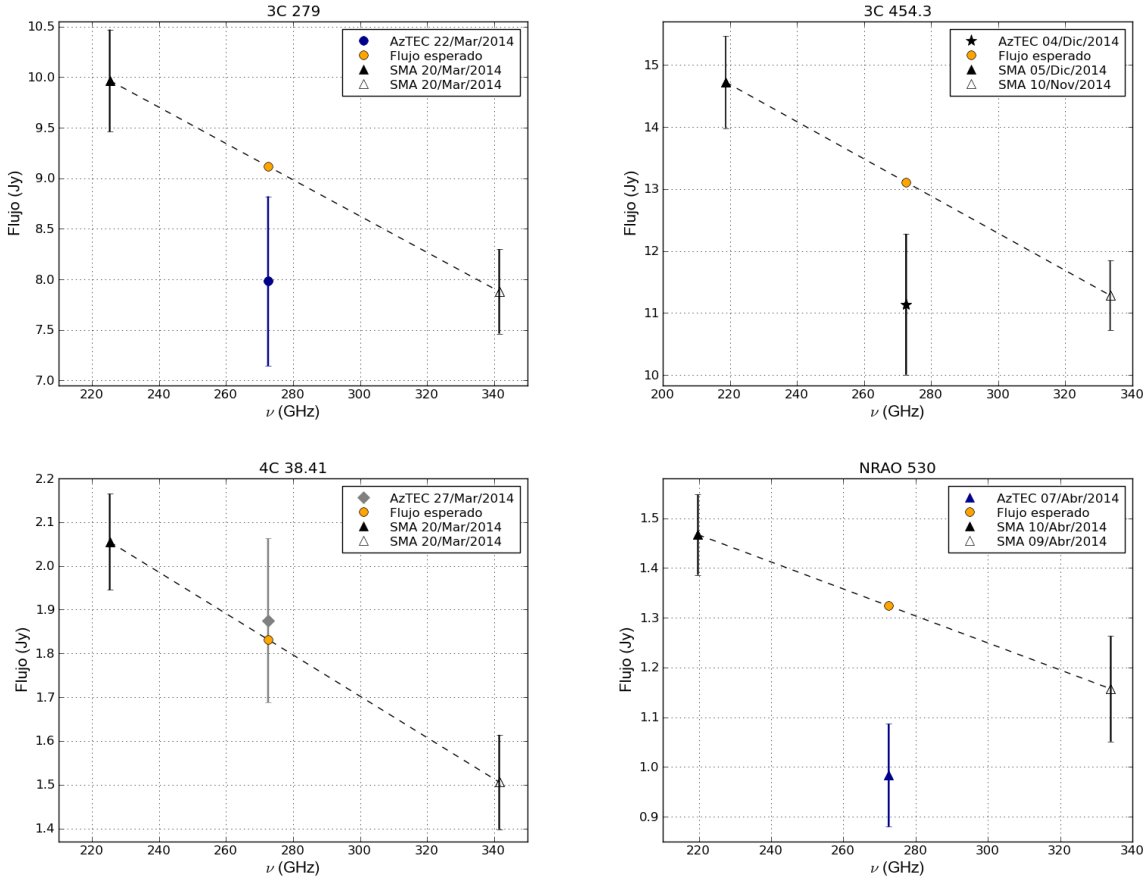


Figura 3.15: Observaciones cuasi-simultáneas en un rango de ± 7 días llevadas a cabo con AzTEC en el GTM a 1.1 mm y SMA a 1.1-1.4 mm y $\sim 850 \mu$, para algunas de las fuentes del programa MESCAL: 3C 279 (superior izquierda), 3C 454.3 (superior derecha), 4C 38.41 (inferior izquierda) y NRAO 530 (inferior derecha).

la frecuencia de AzTEC ha sido estimado calculando primeramente el índice espectral. El índice espectral α de una fuente, a una frecuencia ν y flujo F , está dado por una ley de potencias de la forma:

$$F \propto \nu^\alpha. \quad (3.4)$$

Aplicando logaritmo a la última ecuación se tiene,

$$\log F = \alpha \log \nu + C. \quad (3.5)$$

Así, al ajustar una línea recta, empleando el código MPFIT (Markwardt, 2009), a las observaciones de ASDC, podemos conocer el valor del índice espectral α y de la intersección C con el eje vertical. Los valores del índice espectral obtenidos de este

análisis se muestran también en la Tabla 3.3. De manera análoga se estimó el índice espectral para las fuentes 3C 279, 3C 454.3, 4C 38.41 y NRAO 530 a partir de los datos de SMA, cuyos valores se muestran en la Tabla 3.2, al realizar un ajuste entre las dos observaciones de SMA.

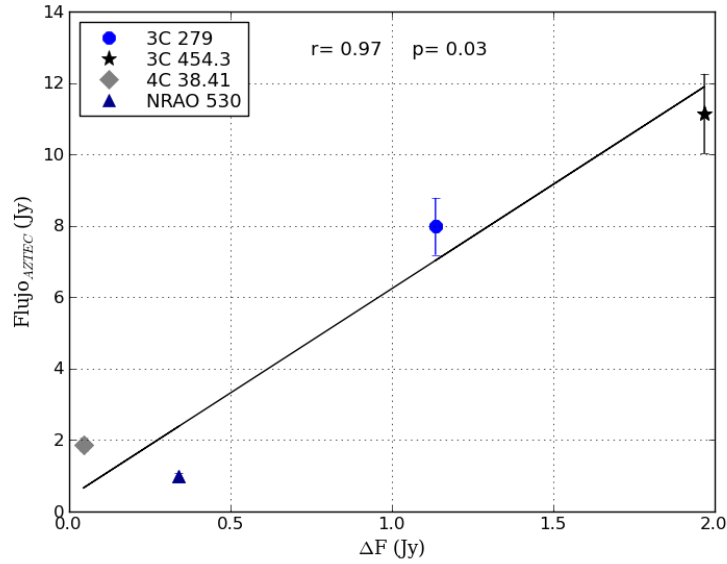


Figura 3.16: Relación flujo- ΔF para las fuentes del programa MESCAL que tienen observaciones cuasi-simultáneas en los datos de SMA. Se puede apreciar cómo para fuentes más brillantes las diferencias entre los flujos son mayores. La línea sólida indica el ajuste lineal.

Fuente	Flujo _{AzTEC} (1)	Flujo _{SMA} (2)	Flujo _{esp} (3)	ΔF (4)	α (5)
3C 279	7.98 ± 1.20	9.97 ± 0.51	9.12 ± 2.28	1.13	-0.56 ± 0.18
3C 454.3	11.14 ± 1.67	14.87 ± 0.76	13.11 ± 3.27	1.97	-0.63 ± 0.17
4C 38.41	1.88 ± 0.26	2.06 ± 0.11	1.83 ± 0.53	0.04	-0.75 ± 0.21
NRAO 530	1.07 ± 0.16	1.47 ± 0.08	1.32 ± 0.45	0.34	-0.56 ± 0.26

Tabla 3.2: Flujo de: (1) AzTEC a 1.1 mm, (2) SMA a ~ 1 mm, (3) Flujo esperado a la frecuencia de AzTEC estimado de los datos de SMA, (4) Diferencia entre el flujo de AzTEC y el flujo esperado a la frecuencia de AzTEC, (5) Índice espectral estimado de los datos de SMA. Unidades de los flujos en Jansky.

En la Figura 3.16 se muestra la relación entre el flujo de AzTEC y las diferencias entre el flujo de AzTEC y el flujo estimado a la frecuencia de AzTEC de los datos de SMA para 3C279, 3C 454.3, 4C 38.41 y NRAO 530. Se puede apreciar que para

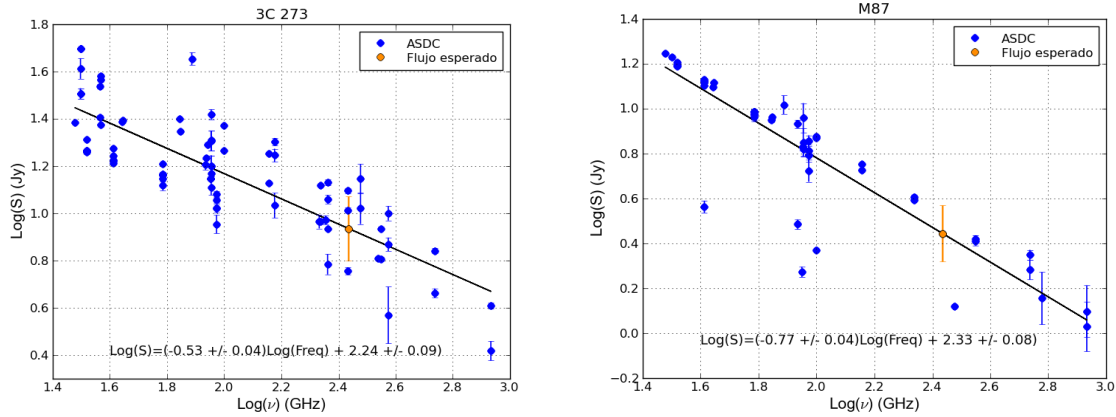


Figura 3.17: Flujo esperado (punto naranja) a la frecuencia de AzTEC estimado de los datos ASDC para las fuentes 3C 273 (izquierda) y M87 (derecha).

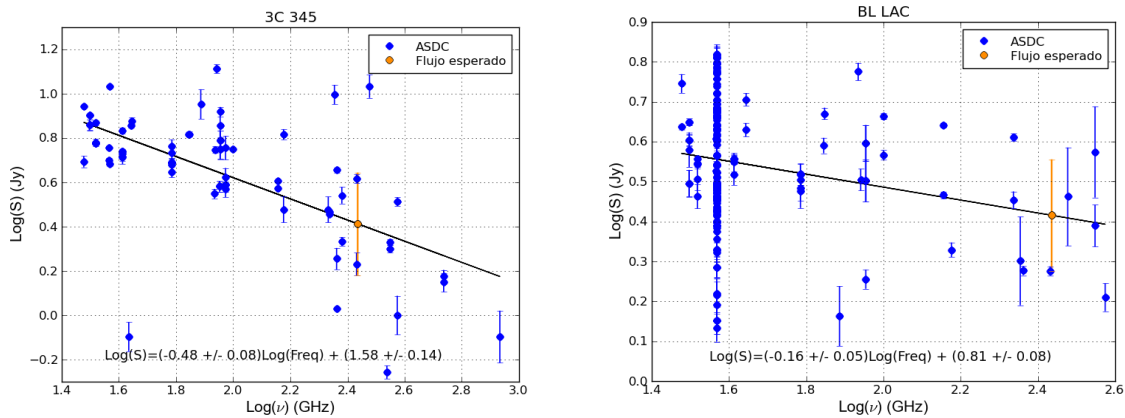


Figura 3.18: Flujo esperado (punto naranja) a la frecuencia de AzTEC estimado de los datos ASDC para las fuentes 3C 345 (izquierda) y BL LAC (derecha).

las fuentes que cuentan con observaciones en SMA hay una correlación significativa entre estas dos cantidades, lo cual indica que esta discrepancia entre flujos tiende a ser más notoria para flujos mayores, como se indicaba en un principio en la Figura 3.13. Sin embargo, para el resto de las fuentes de MESCAL tal correlación no existe, como se puede apreciar en la Figura 3.20 donde se muestra la relación entre el flujo promedio y el estimado a la frecuencia de AzTEC de los datos de ASDC. La ausencia de correlación puede ser debido a que en este caso las observaciones entre AzTEC y ASDC no son cuasi-simultáneas, lo cual es un factor importante a considerar, pues una de las características de este tipo de fuentes es su variabilidad en flujo.

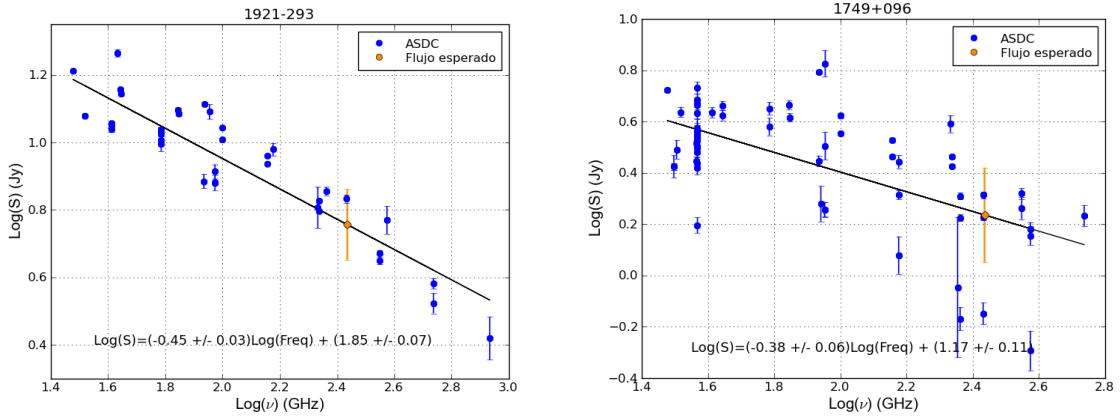


Figura 3.19: Flujo esperado (punto naranja) a la frecuencia de AzTEC estimado de los datos ASDC para las fuentes 1921-293 (izquierda) y 1749+096 (derecha).

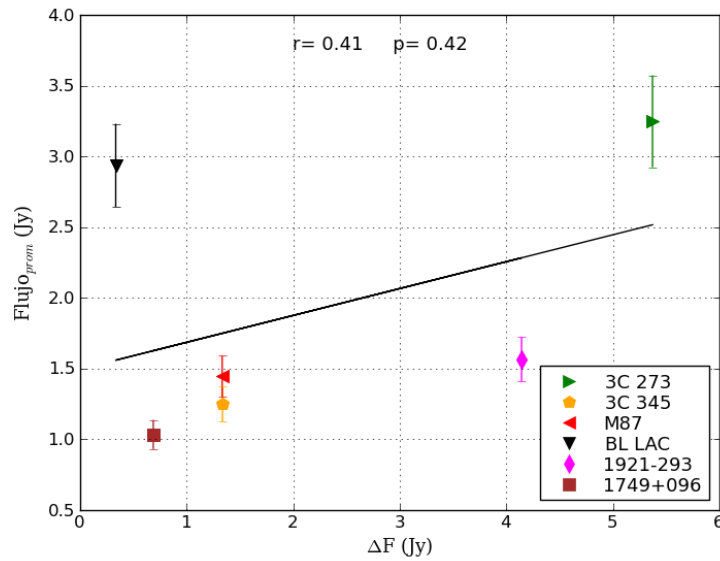


Figura 3.20: Relación flujo- ΔF para las fuentes del programa MESCAL que no tienen observaciones cuasi-simultáneas en los datos de SMA, en la que se compara el flujo promedio de las fuentes de MESCAL con el flujo estimado a la frecuencia de AzTEC de los datos de ASDC. En este caso no hay una correlación entre estas dos cantidades. La línea sólida indica el ajuste lineal.

Además, se exploró la posibilidad de que esta discrepancia en flujo pudiese ser debida al índice espectral, por lo que se analizó la dependencia del flujo con el índice espectral. Como puede verse en la Figura 3.21, no se encontró una correlación significativa

Fuente	Flujo_{prom} (1)	Flujo_{ASDC} (2)	ΔF (3)	α_{ASDC} (4)
3C 273	3.25 ± 0.10	8.62 ± 2.70	5.37	-0.53 ± 0.04
3C 345	1.25 ± 0.05	2.59 ± 1.38	1.34	-0.48 ± 0.08
M87	1.45 ± 0.05	2.78 ± 0.80	1.33	-0.77 ± 0.04
BL LAC	2.94 ± 0.18	2.60 ± 0.84	0.33	-0.16 ± 0.04
1921-293	1.56 ± 0.13	5.71 ± 1.38	4.14	-0.45 ± 0.03
1749+096	1.03 ± 0.10	1.72 ± 0.73	0.69	-0.38 ± 0.06

Tabla 3.3: (1) Flujo promedio de las observaciones de MESCAL, (2) Flujo esperado a la frecuencia de AzTEC estimado de los datos de ASDC, (3) Diferencia entre el flujo de AzTEC y el flujo esperado a la frecuencia de AzTEC, (4) Índice espectral estimado de los datos de ASDC. Unidades de los flujos en Jansky.

entre el flujo y el índice espectral estimados a partir de las observaciones de SMA para 3C 279, 3C 454.3, 4C 38.41 y NRAO 530, mientras que para el resto de las fuentes de MESCAL el flujo e índice espectral se calculó de los datos de ASDC. El hecho de que no haya relación entre estas cantidades puede ser consecuencia, una vez más, a la no simultaneidad entre los datos de AzTEC y ASDC para las fuentes de MESCAL (excepto para 3C 279, 3C 454.3, 4C 38.41 y NRAO 530 que cuentan con observaciones cuasi-simultáneas de SMA), ya que variaciones en flujo también conducen a que el índice espectral varíe.

De esta manera, el hecho de que 3C 279, 3C 454.3, 4C 38.41 y NRAO 530 tengan observaciones cuasi-simultáneas en ambas frecuencias de SMA proporciona una estimación más confiable de esta diferencia entre flujos que se ha venido analizando, en contraste con las demás fuentes de MESCAL para las que se utilizaron datos de ASDC.

Así, al aplicar esta corrección a las curvas de luz para estos cuatro blazares, se aprecia cómo los datos de AzTEC son más consistentes con los de SMA en las curvas de luz corregidas que se muestran de la Figura 3.22 a la 3.25. Aquí también se debe tener presente que al aplicar esta corrección al flujo de nuestras fuentes, lo ideal sería que se tuvieran observaciones (cuasi-)simultáneas para cada observación de cada fuente, debido a las variaciones en flujo de este tipo de objetos, sin embargo al no haber observaciones disponibles en ambas frecuencias de SMA no es posible llevarse a cabo.

Por tanto, sobre la discrepancia entre los flujos medidos de AzTEC y SMA encontrada inicialmente (Figuras 3.13 y 3.14), hemos llevado a cabo un análisis para las fuentes de MESCAL con observaciones disponibles en ambas frecuencias de SMA, en conjunto con datos de ASDC para el resto de las fuentes del programa MESCAL.

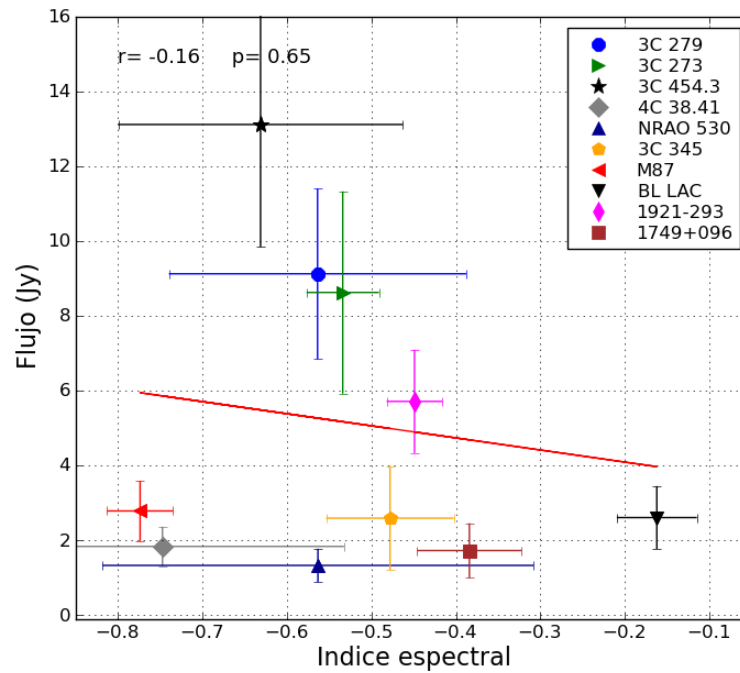


Figura 3.21: Relación flujo-índice espectral para las fuentes del programa MESCAL. No se encontró correlación significativa entre el flujo y el índice espectral. La línea roja indica el ajuste lineal.

Se obtuvieron los resultados mostrados de la Figura 3.15 a la 3.21 y en las Tablas 3.2 y 3.3, así como las curvas de luz corregidas para 3C 279, 3C 454.3, 4C 38.41 y NRAO 530, de la Figura 3.22 a la 3.25. Así, al estimar la diferencia entre el flujo medido de AzTEC y el flujo esperado a la frecuencia de AzTEC a partir de los datos de SMA para 3C 279, 3C 454.3, 4C 38.41 y NRAO 530, se encuentra que para fuentes más brillantes la discrepancia entre flujos es mayor (ver Figura 3.16). Este análisis da cuenta de la necesidad de una mejor calibración en flujo para el instrumento AzTEC.

De esta manera, se tiene que los flujos de AzTEC son más consistentes con los flujos de SMA al aplicar esta corrección, teniendo en cuenta lo mencionado con respecto al hecho de que se deberían corregir los flujos para cada observación de cada fuente. Además, es importante resaltar que las observaciones de MESCAL mejoran el muestreo en las curvas de luz de SMA, en el sentido de que MESCAL cubre periodos en los que SMA no ha observado estas fuentes, así como que las curvas de luz de MESCAL siguen la tendencia que muestran los datos de SMA.

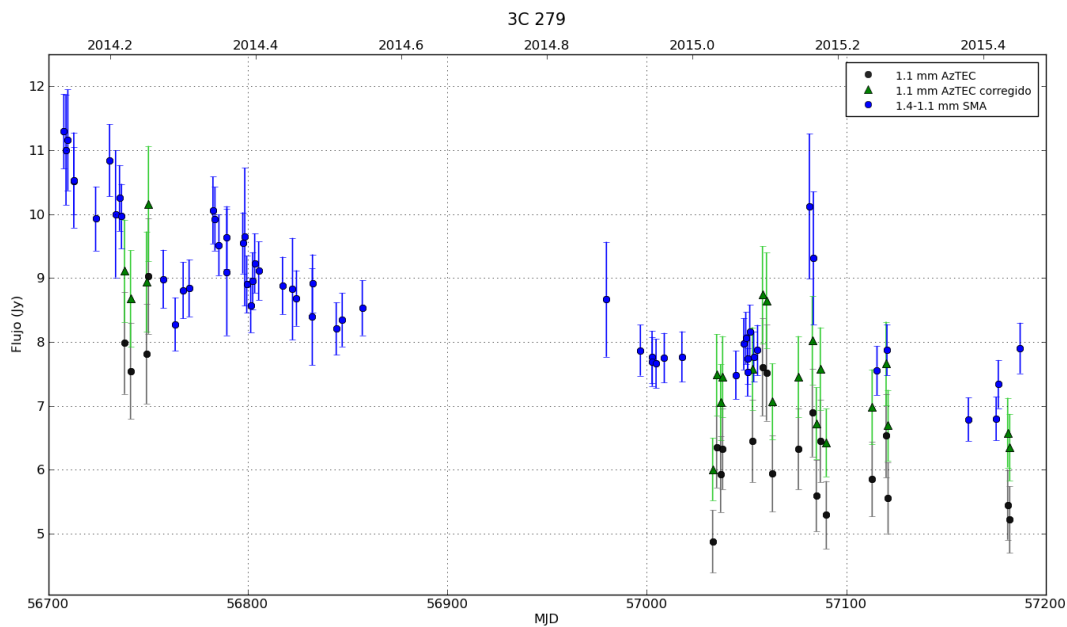


Figura 3.22: Curva de luz de 3C 279 del programa MESCAL corregida (símbolos verdes) utilizando observaciones cuasi-simultáneas de SMA. Los símbolos negros representan las observaciones de MESCAL sin corregir.

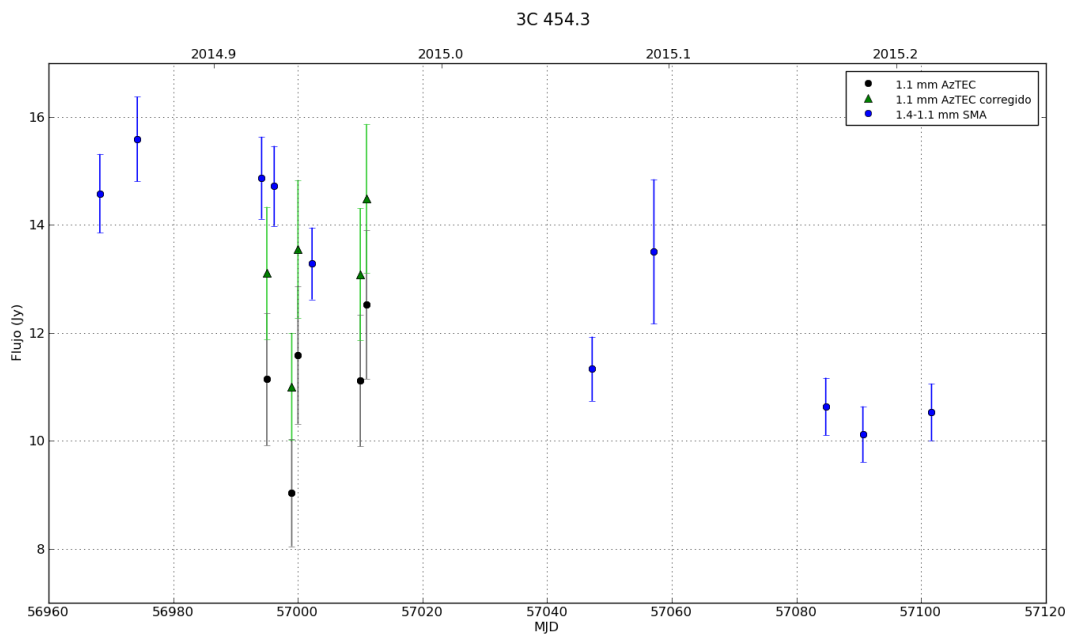


Figura 3.23: Curva de luz de 3C 454.3 del programa MESCAL corregida (símbolos verdes) utilizando observaciones cuasi-simultáneas de SMA. Los símbolos negros representan las observaciones de MESCAL sin corregir.

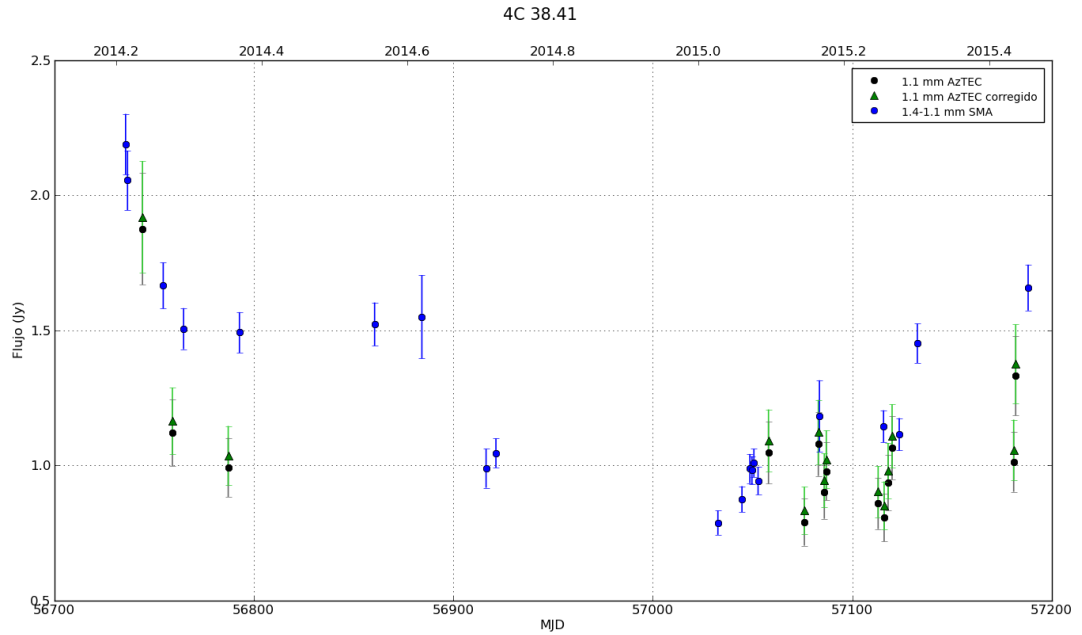


Figura 3.24: Curva de luz de 4C 38.41 del programa MESCAL corregida (símbolos verdes) utilizando observaciones cuasi-simultáneas de SMA. Los símbolos negros representan las observaciones de MESCAL sin corregir.

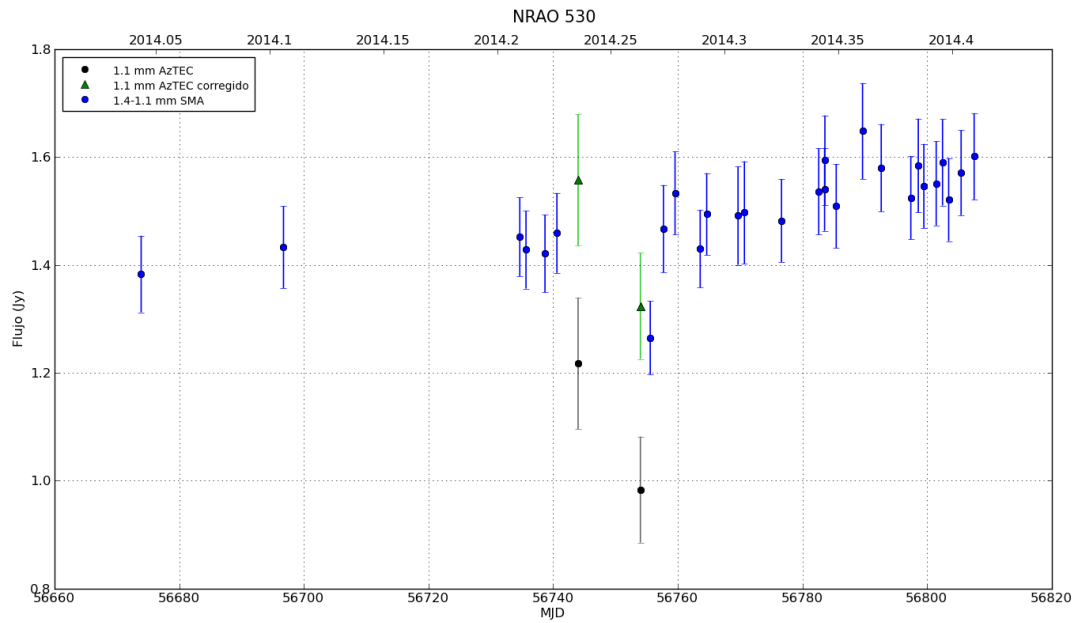


Figura 3.25: Curva de luz de NRAO 530 del programa MESCAL corregida (símbolos verdes) utilizando observaciones cuasi-simultáneas de SMA. Los símbolos negros representan las observaciones de MESCAL sin corregir.

3.2. Seguimiento de fuentes notables

El programa de monitoreo MESCAL también puede proporcionar información importante de fuentes que son de gran interés por el comportamiento que están mostrando y, por tanto, que ameriten una investigación más a fondo. Por ejemplo, la galaxia NLSy1 1H 0323+342 recientemente ha mostrado una intensa y variable actividad en rayos gamma detectada por el satélite Fermi. De hecho, 1H 0323+342 es la NLSy1 con actividad en rayos γ más cercana ($z=0.061$) detectada hasta ahora por Fermi.

El hecho de que el observatorio espacial Fermi haya detectado emisión brillante y variable en rayos γ de galaxias NLSy1s ([Abdo et al., 2009](#)), ha puesto en tela de juicio la exclusiva relación entre jets y galaxias de tipo tempranas, ya que, a diferencia de los blazares de rayos gamma, las galaxias NLSy1s comúnmente son albergadas por galaxias de tipo tardío. Además, varios estudios han arrojado evidencia observacional sobre el paradigma de que potentes jets relativistas son lanzados casi siempre por galaxias elípticas masivas, ya que ambos tipos de blazares, FSRQs y BL Lacs, comparten dos características comunes: (1) la presencia de un jet relativista prominente que causa la violenta variabilidad en todo el espectro electromagnético (e.g., [León-Tavares et al., 2011b, 2012](#)), y (2) sus galaxias anfitrionas tienen la similitud de que son galaxias elípticas gigantes (e.g., [Kotilainen et al., 1998a,b](#); [León-Tavares et al., 2011a](#)).

Haciendo uso de imágenes en el óptico y en el cercano infrarrojo, [León Tavares et al. \(2014\)](#) investigaron las propiedades estructurales de la galaxia anfitriona de 1H 0323+342. De esta manera, se vuelve muy interesante determinar qué tipos de galaxias tienden a albergar las NLSy1s de rayos γ .

Así, con el propósito de contar con una mayor cobertura multifrecuencia para esta fuente, 1H 0323+342 también ha sido incluida en el programa de monitoreo MESCAL (ver curva de luz en [Figura 3.6](#)).

Capítulo 4

Un caso de estudio: el Flat Spectrum Radio Quasar 3C 279

Uno de los objetivos de este trabajo es abordar el tema sobre la estimación de la región más probable de producción de rayos γ a lo largo del jet en blazares, mediante el estudio de la conexión entre la emisión milimétrica y de rayos gamma.

Para llevar a cabo el análisis de variabilidad de las curvas de luz en estas dos bandas, se utiliza el algoritmo de Bloques Bayesianos. Sin embargo, dado que el programa MESCAL tiene poco tiempo en marcha, la cantidad de datos colectados por el momento nos restringe para realizar un análisis de variabilidad a fondo, por lo que se hará uso de observaciones de SMA para complementar este análisis.

Por tanto, en este capítulo se utilizan las observaciones en rayos γ del satélite Fermi para el blazar 3C 279, así como observaciones de SMA en longitudes de onda milimétricas en conjunto con las que se tienen hasta el momento del programa MESCAL, como muestra de lo que se planea hacer en un futuro conforme el programa MESCAL vaya acumulando más observaciones con el paso del tiempo. Se eligió el FSRQ 3C 279, con un corrimiento al rojo de 0.536, debido a que es una de las fuentes más brillantes y con más observaciones dentro del programa MESCAL, además de ser una fuente con emisión altamente variable en radio ([Pauliny-Toth & Kellermann, 1966](#)), óptico ([Oke, 1967](#)) y rayos gamma, siendo de hecho uno de los primeros cuasares descubiertos en rayos gamma con el *Compton Gamma Ray Observatory* ([Hartman et al., 1992](#)).

4.1. Algoritmo de Bloques Bayesianos

Para entender el comportamiento de nuestras fuentes, se implementarán estudios de variabilidad a través del algoritmo de Bloques Bayesianos ([Scargle et al., 2013](#)). Este método aborda el problema de la detección y caracterización de variabilidad local en

series de tiempo y otras formas de datos secuenciales, encontrando la segmentación óptima de los datos en el intervalo de observación. Así, uno de los objetivos es aplicar los Bloques Bayesianos para poder caracterizar la fase activa de las curvas de luz en longitudes de onda de rayos γ y milimétrico, identificando variaciones estadísticamente significativas en los intervalos de tiempo.

Una serie de tiempo es una colección secuencial de datos almacenados en el tiempo. En la mayoría de los casos, los datos son continuos, pero se registran en un conjunto discreto y finito de puntos espaciados igualmente. El análisis de las series de tiempo es de gran importancia en muchos campos por varias razones. Por ejemplo, observando datos en un periodo de tiempo se puede entender el comportamiento de fuentes, como qué cambios se han dado en el pasado. También, es útil para planear operaciones futuras, como campañas de monitoreo, proporcionando características e información valiosa que pueden ser conocidas del análisis hecho a una serie de tiempo dada. Otra razón de importancia es que también facilita las comparaciones, es decir, diferentes series de tiempo a menudo se comparan arrojando conclusiones importantes. De esta forma, podemos decir que las series de tiempo ayudan en modelar los fenómenos físicos responsables de la variabilidad observada en varios parámetros de un objeto.

El método de Bloques Bayesianos encuentra la segmentación óptima de los datos en el intervalo de observación en una serie de tiempo sin determinar bins de tiempo, en lugar de ello realiza una representación constante de la señal en subintervalos (bloques). Como el análisis se basa en estadística Bayesiana, las estructuras resultantes se llaman Bloques Bayesianos. La representación visual de este método es la más probable segmentación de la observación en los intervalos de tiempo durante los cuales la señal es prácticamente constante, es decir, no muestra variaciones estadísticamente significativas.

Cada bloque en la figura es el valor promedio pesado de las observaciones dentro de ese bloque. Además, optimiza el problema del punto de cambio múltiple (un punto de cambio, en una serie de tiempo, es un punto en el que un modelo estadístico tiene una transición abrupta, por uno o más de sus parámetros saltando instantáneamente a un nuevo valor). Localizaciones, amplitudes, y tiempos de inicio y caída de pulsos dentro una serie de tiempo pueden estimarse de este análisis.

Este es un método de análisis no paramétrico de datos en forma de series de tiempo que permite detectar y caracterizar estructuras locales en el dominio del tiempo, así como mediciones secuenciales en longitud de onda, cantidades espaciales, o cualquier otra variable independiente. Los métodos no paramétricos localizan variaciones locales en las series de tiempo, en contraste a ajustar un modelo a los datos.

Por estructura local, nos referimos a características o rasgos en las curvas de luz que ocupan subrangos del intervalo de observación total, en contraste a las señales globales presentes en todo o la mayoría del tiempo (e.g., periodicidades).

El algoritmo maneja un muestreo arbitrario y rangos dinámicos grandes en amplitud y escalas de tiempo. La estructura de la señal se representa en una forma accesible para análisis posteriores y la estimación de cantidades físicas significativas. A continuación, describiremos brevemente el algoritmo de los Bloques Bayesianos y sus principales características (para más detalles ver [Scargle et al., 2013](#)).

El modelo constante de bloques: El rango de la variable independiente (e.g., tiempo, longitud de onda, etc.) es dividido en subintervalos (llamados bloques) generalmente desiguales en tamaño, en los cuales la variable dependiente (e.g., intensidad, flujo, etc.) es modelada como constante dentro de los errores. Definiendo los tiempos de finalización de un bloque y de inicio del siguiente como puntos de cambio, el modelo del intervalo completo de observación contiene estos parámetros: (1) N_{cp} , el número de puntos de cambio; (2) t_k^{cp} , el bloque inicial del punto de cambio k (y el bloque final $k-1$); y (3) X_k , la amplitud de la señal en el bloque k , para $k=1,2,\dots, N_{cp}+1$.

Hay un bloque más que el número de puntos de cambio. El modelo para cada bloque tiene dos parámetros. El primero representa la amplitud de la señal, que se va a determinar después que los puntos de cambio se hayan localizado. El segundo parámetro es la longitud del intervalo comprendido por el bloque (los tiempos de inicio y de fin de este intervalo se necesitan para ir colocando los bloques juntos para poder formar la representación final de la señal).

Un punto muy importante es cómo determinar el número de bloques, donde $N_{blocks} = N_{cp}+1$. El número de bloques se ve influenciado por la definición de la distribución prior para el número de bloques. Ajustando un parámetro que controla esta prior se establecen probabilidades relativas de números menores o mayores de bloques.

Los modelos de bloques son ampliamente útiles en el procesamiento de señales, teniendo varias motivaciones, ya que su simplicidad permite un tratamiento exacto de varias cantidades, como localizaciones de los pulsos, retrasos, amplitudes, anchos, tiempos de inicio y caída, etc. Todas estas cantidades se pueden determinar directamente de las localizaciones, alturas y anchos de los bloques.

Modos de datos: El algoritmo de Bloques Bayesianos puede ser empleado en una variedad de tipos de datos, comúnmente llamados modos de datos. Se requiere que las mediciones proporcionen información suficiente para determinar a qué bloque pertenecen. Los tres ejemplos más comunes: (1) tiempos de eventos (también llamados *time-tagged event*, *TTE*); (2) cuentas de eventos en bins de tiempo; y (3) mediciones de obser-

vables cuasi-continuos en una secuencia de puntos en el tiempo. Lo que diferencia estos modos de datos es su estadística, que utilizan Bernoulli, Poisson y Gaussiana, respectivamente. Para ilustrar, el ejemplo más típico del caso (1) es luz que se colecta por un telescopio y se guarda como un conjunto de tiempos de detección de fotones individuales para estudiar variabilidad de la fuente.

El caso (2) es similar, pero con eventos colectados en bins, los cuales no tienen que ser iguales o espaciados uniformemente. El caso (3) es común cuando fotones no se detectan individualmente, tales como en mediciones de flujo de radio. Para nuestros propósitos, debido a que las observaciones en rayos gamma están dominadas por ruido de Poisson, utilizamos el caso (2); mientras que para radio observaciones, empleamos el caso (3).

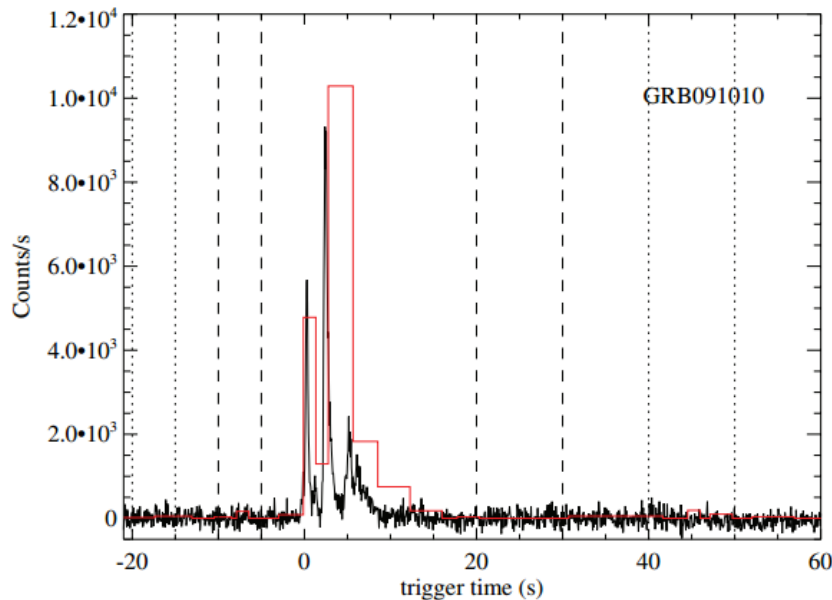


Figura 4.1: Representación de Bloques Bayesianos (línea sólida roja) del estallido de rayos gamma GRB091010 detectado con Fermi/GBM (Qin et al., 2013).

Huecos: Hay intervalos de tiempo en los cuales no se obtienen datos, por muchas razones caracterizadas como estocásticas (clima, mal funcionamiento del instrumento), periódicas (ciclos diarios, mensuales, anuales), e incluso sociológicas (relacionadas al comité de asignación de tiempo de telescopio). Tales huecos en los datos tienen poca afectación en el algoritmo, fundamentalmente debido al hecho de que opera localmente en el dominio del tiempo. Los datos se tratan después de un hueco de la misma manera en que se tratan los datos antes de los huecos.

Esto se puede pensar como si se estrechara el intervalo para eliminar los huecos, realizando el análisis como si no estuvieran presentes los huecos, y luego se restablece el intervalo original.

Prior para el número de bloques: En la mayoría de las configuraciones es mucho más probable una prior en la que $N_{blocks} \ll N$ que $N_{blocks} \approx N$. Por este motivo, se trata aplicar una prior que asigne una probabilidad más pequeña a un número grande de bloques, en la que $0 \leq N_{blocks} \leq N$, ya que N_{blocks} no puede ser negativo o mayor que el número de datos. La prior para el número de bloques depende del número de datos y del valor de la tasa positiva falsa, que es la probabilidad de reportar falsamente la detección de un punto de cambio.

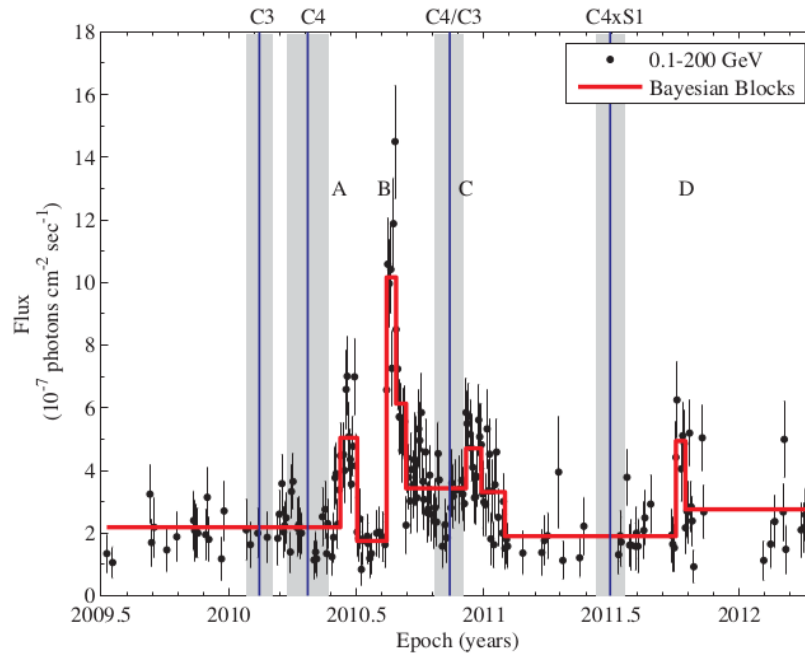


Figura 4.2: Representación de Bloques Bayesianos (línea sólida roja) sobre la curva de luz de Fermi para el blazar 1156+295 (Ramakrishnan et al., 2014).

Resumiendo, este método consiste en un conjunto de bloques que divide el intervalo de observación. Todos los parámetros son constantes dentro de cada bloque, teniendo saltos discretos en los puntos de cambio, los cuales marcan los bordes de los bloques, y se visualiza graficando rectángulos que se expanden en los intervalos cubiertos por los bloques, cada uno con altura igual a la intensidad de la señal promediada sobre el intervalo. Ejemplos de representaciones de bloques bayesianos se muestran en las Figuras 4.1 y 4.2.

Mediante la implementación del algoritmo de los Bloques Bayesianos se busca analizar las curvas de luz tanto en longitudes de onda de rayos γ como milimétricas, localizando los tiempos de inicio de las *flares* presentes en las curvas de luz para periodos simultáneos de observación. Entonces, una vez calculados los retrasos de tiempo entre *flares* simultáneas en ambas bandas, podemos convertir este retraso de tiempo en distancias lineales para poder conocer la región donde la emisión de alta energía se produce a lo largo del jet.

4.2. Resultados del análisis de variabilidad

El método de Bloques Bayesianos puede ayudarnos a identificar las flares y parámetros de éstas en las curvas de luz (Ramakrishnan et al., 2014), tales como sus tiempos de inicio, duraciones de las flares y el flujo promedio en la duración de éstas, el intervalo de tiempo entre flares, entre otros. De esta manera, del análisis de las curvas de luz combinado con las eyecciones de componentes superlumínicas de las observaciones de VLBI, podemos obtener información sobre las regiones donde se produce la emisión de rayos γ .

Conforme transcurra el tiempo y el programa MESCAL vaya colectando más datos, se pretende utilizar el método de los Bloques Bayesianos para caracterizar la fase activa de las fuentes de MESCAL. Así, a continuación mostramos un ejemplo de cómo sería el uso de este método; para ello tomamos datos en rayos gamma y milimétrico, del telescopio espacial Fermi y de SMA, respectivamente, para el FSRQ 3C 279, y además se agregaron las observaciones que se tienen hasta ahora del programa MESCAL.

Del análisis de variabilidad realizado a través de los Bloques Bayesianos a las curvas de luz del blazar 3C 279, podemos investigar la relación entre la emisión de rayos γ y milimétrica. Este método genera una representación constante de la señal en subintervalos o bloques, generalmente desiguales en tamaño, encontrando la segmentación óptima de los datos en el intervalo de observación. Utilizando una tasa positiva falsa de 0.01 y 0.02 para las observaciones de rayos gamma y radio, respectivamente, se obtiene la representación de bloque de los datos mostrada en la Figura 4.3, la cual nos muestra 10 flares ($A_\gamma, B_\gamma, C_\gamma, D_\gamma, E_\gamma, F_\gamma, G_\gamma, H_\gamma, I_\gamma$ y J_γ) en la curva de luz de Fermi, mientras que 7 flares ($A_{mm}, B_{mm}, C_{mm}, D_{mm}, E_{mm}, F_{mm}$ y G_{mm}) en la curva de luz de SMA y MESCAL. Después se procedió a obtener los parámetros de cada flare en ambas bandas que están dadas en las Tablas 4.1 y 4.2. Cada bloque en la figura es el valor promedio pesado de la observación dentro de ese bloque.

Para las curvas de luz de rayos γ y milimétrica de 3C 279 de la Figura 4.3 calculamos también el parámetro de variabilidad F_{var} , obteniendo como resultado los valores de 0.778 ± 0.009 y 0.303 ± 0.003 , respectivamente.

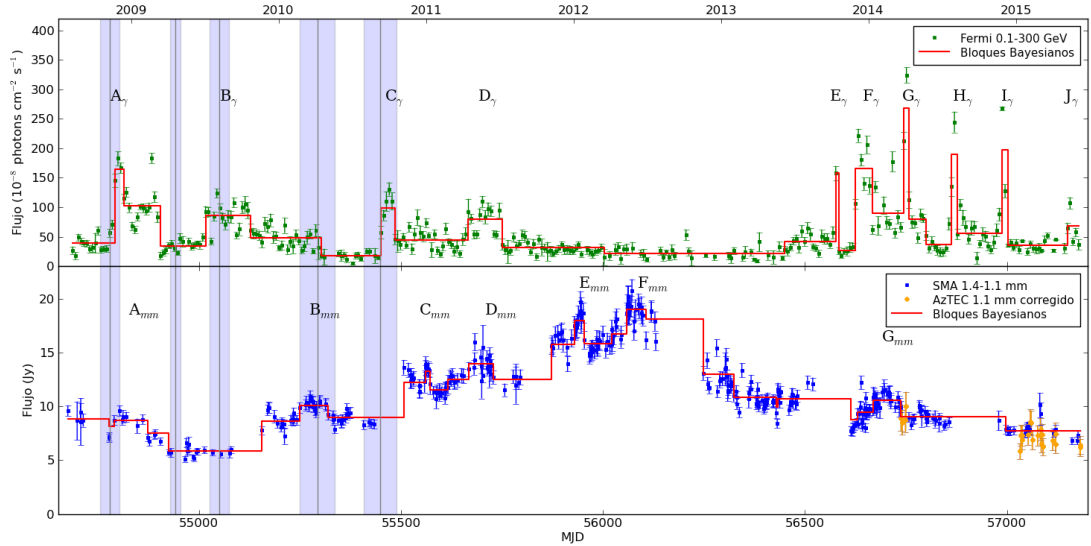


Figura 4.3: Curvas de luz de Fermi y SMA de agosto de 2008 a junio de 2015 de 3C 279 a 0.1-300 GeV y 1.4-1.1 mm, respectivamente. La curva de luz de SMA incluye las observaciones de AzTEC a 1.1 mm entre 2014 y 2015. Se muestran las representaciones de Bloques Bayesianos en línea roja para ambas bandas. Las letras representan las flares detectadas en rayos γ y milimétrico. Los tiempos de eyección de componentes superlumínicas (Marscher, 2013) están indicadas por las líneas azules verticales y sus anchos representan las incertidumbres asociadas.

4.2.1. Localización de la región de emisión de rayos γ

La localización de la región de emisión de rayos γ para la fuente 3C 279 se ha calculado mediante el análisis de las curvas de luz de la Figura 4.3. Una vez que se conoce el retraso de tiempo gamma-mm entre flares, se puede estimar la distancia lineal donde se producen los fotones de rayos gamma.

El retraso gamma-mm entre una flare en milimétrico y una flare en rayos γ se calcula como:

$$\Delta t_0 = t_0^{mm} - t_0^\gamma, \quad (4.1)$$

para las flares que muestran un tiempo de inicio cercano, donde t_0^{mm} y t_0^γ son los tiempos de inicio de las flares milimétricas y en gamma, respectivamente. De la misma manera, estimamos el retraso entre el tiempo del flujo máximo de la flare en gamma, t_{peak}^γ , y el tiempo de inicio de la emisión en milimétrico:

$$\Delta t_{peak} = t_0^{mm} - t_{peak}^{\gamma} \quad (4.2)$$

Así, podemos convertir cada retraso de tiempo en la distancia lineal, r , donde se produce emisión de rayos gamma para ambos retrasos de tiempo medidos (Ecuaciones 4.1 y 4.2), empleando la siguiente relación (Pushkarev et al., 2010),

$$r = \frac{\beta_{app} c \Delta t}{\sin \theta (1+z)}, \quad (4.3)$$

donde θ y β_{app} son el ángulo de visión del jet y la velocidad aparente del jet, respectivamente. Tomando estos últimos valores del sitio web de MOJAVE ¹ ($\theta=2.31^\circ$, $\beta_{app}=20.64$) y utilizando los retrasos calculados en este trabajo, llegamos a los resultados mostrados en la Tabla 4.3. Los retrasos de tiempo con signo negativo indican que el comienzo de una flare en radio es primero que la de rayos gamma.

Flare	Duración	$\langle F^{\gamma} \rangle$	t_0^{γ}	t_{peak}^{γ}	F_{peak}^{γ}	t_{diff}
(1)	[d]	$[10^{-7} \text{ photons cm}^{-2} \text{ s}^{-1}]$	[MJD]	[MJD]	$[10^{-7} \text{ photons cm}^{-2} \text{ s}^{-1}]$	[d]
	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
A _γ	21	16.50 ± 0.60	54791.2	54798.2	18.29 ± 1.19	...
B _γ	112	8.62 ± 0.20	55015.2	55043.2	12.36 ± 0.76	224
C _γ	35	9.91 ± 0.52	55449.2	55470.2	13.08 ± 1.13	434
D _γ	84	7.97 ± 0.24	55666.2	55701.2	10.98 ± 0.94	217
E _γ	7	15.76 ± 1.22	56576.2	56576.2	15.76 ± 1.22	910
F _γ	42	16.51 ± 0.45	56625.2	56632.2	22.16 ± 1.12	49
G _γ	14	26.84 ± 0.98	56744.2	56751.2	32.40 ± 1.30	119
H _γ	14	18.99 ± 1.18	56863.2	56870.2	24.45 ± 1.77	119
I _γ	14	19.76 ± 0.21	56988.2	56988.2	26.78 ± 0.31	125
J _γ	28	6.79 ± 0.35	57149.2	57156.2	10.72 ± 0.98	161

Tabla 4.1: Parámetros de las flares en rayos γ de Fermi para 3C 279 de la Figura 4.3. Las columnas son las siguientes: (1) flare, (2) duración de la flare, (3) flujo promedio en la duración de la flare, (4) tiempo de inicio de la flare, (5) tiempo del flujo máximo, (6) flujo máximo de la flare, (7) intervalo de tiempo entre el inicio de las flares.

¹<http://www.physics.purdue.edu/MOJAVE/index.html>

Flare	Duración	$\langle F^{mm} \rangle$	t_0^{mm}	t_{diff}
	[d]	[Jy]	[MJD]	[d]
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)
A_{mm}	84	8.67 ± 0.18	54788.8	...
B_{mm}	72	10.11 ± 0.12	55247.6	459
C_{mm}	11	13.24 ± 0.26	55560.5	313
D_{mm}	112	13.93 ± 0.18	55615.5	55
E_{mm}	25	17.95 ± 0.26	55928.6	313
F_{mm}	226	19.02 ± 0.21	56021.5	93
G_{mm}	125	10.57 ± 0.12	56613.7	592

Tabla 4.2: Parámetros de las flares milimétricas para 3C 279 de la Figura 4.3. Las columnas son las siguientes: (1) flare, (2) duración de la flare, (3) flujo promedio en la duración de la flare, (4) tiempo de inicio de la flare, (5) intervalo de tiempo entre el inicio de las flares.

Analizando las curvas de luz de 3C 279 mostradas en la Figura 4.3, puede apreciarse un aumento en el flujo desde finales de 2008 hasta principios de 2009 que es más prominente en rayos gamma, y no tan fuerte y con fluctuaciones de corto plazo menos marcadas en longitudes de onda milimétricas; además estos eventos son muy cercanos en tiempo con retrasos, mostrados en la Tabla 4.3, de algunos días para las flares A_γ y A_{mm} , produciéndose primero la emisión milimétrica.

Resulta interesante ver que las flares B en ambas frecuencias no muestran contrapartes cercanas como en el caso anterior, a pesar de que se han reportado eventos en otras longitudes de onda, como rayos X y en el óptico (Marscher, 2013), antes del inicio de la flare B_γ . Además, el hueco en la curva de luz presente antes de la flare B_{mm} no permite establecer una conexión directa con la flare B_γ , a pesar de que claramente se puede notar cómo la curva de luz de SMA empieza a mostrar una tendencia en aumento a partir de la flare B_{mm} hasta la flare F_{mm} , ya que después de esta última el flujo empieza a decaer.

Una flare muy pronunciada en rayos γ , etiquetada como C_γ , aparece a fines de 2010, acompañada de una contraparte cercana en radio, C_{mm} . Sin embargo, como en el caso previo, de nuevo hay un hueco presente en los datos de SMA que evitan establecer una relación directa entre las flares C, a pesar de la tendencia en aumento que sigue mostrando la curva de luz milimétrica.

Posteriormente, las curvas de luz en rayos γ y en el milimétrico muestran actividad en el siguiente año, habiendo correspondencia entre las flares D detectadas. La emisión de rayos gamma está también retrasándose con respecto a la emisión en radio entre estas flares, con retrasos en tiempo mayores a 50 días. La distancia estimada en este caso, a partir de los tiempos de inicio de las flares D_γ y D_{mm} , es de ~ 14 pc, la cual está en

acuerdo con el valor reportado por León-Tavares et al. (2011b) para 3C 279.

En longitudes de onda de rayos γ es notable el periodo de inactividad que se presenta desde finales de 2011 hasta mediados de 2013 (entre flare D_γ y E_γ), mientras que a frecuencias milimétricas se tienen los niveles más altos de emisión, flares E_{mm} y F_{mm} . También es notable ver cómo durante este periodo el flujo en la banda de radio empieza a disminuir a partir de mediados de 2012.

Estas características fueron reportadas por Patiño-Álvarez et al. (2015) como un periodo de actividad anómalo, en donde además se analizó la curva de luz de 3C 279 en $\lambda 3000 \text{ \AA}$ hallando dos flares durante este periodo. Un comportamiento similar ha sido previamente reportado para la fuente PKS 0208-512 (Chatterjee et al., 2013), donde fueron analizadas curvas de luz en distintas frecuencias en las que se dieron dos flares en rayos γ y en el óptico, mientras que sólo una tercera fue significativa en el dominio de rayos γ . Para la interpretación de estos sucesos se propone sitios múltiples de emisión de flares en el jet y/o variaciones en la intensidad del campo magnético en la región activa.

Después de la flare F_{mm} en la curva de luz milimétrica se aprecia como el flujo empieza a decaer, a pesar del hueco presente en los datos de SMA a finales de 2012. Desde finales de 2013 hasta principios de 2014 ocurre un aumento en el flujo en ambas bandas, el cual es más prominente en rayos γ y con fluctuaciones a corto plazo menos marcadas en el milimétrico. En estos eventos se detectaron tres flares (E_γ , F_γ y G_γ) en la curva de luz de Fermi, mientras que en la curva de luz de SMA se identifica la flare G_{mm} .

Desafortunadamente para la flare E_γ el hueco en los datos de SMA, de nuevo, no permite establecer una conexión con la emisión en el milimétrico, mientras que las flares F_γ y G_γ están relacionadas con la flare G_{mm} , teniendo de nuevo que la emisión en radio precede a la de alta energía (ver Tabla 4.3). De esta forma, para el caso de las flares G_{mm} - F_γ se tienen retrasos de unos cuantos días, mientras que para las flares G_{mm} - G_γ se tienen retrasos mayores.

Es importante señalar que para el caso de la flare G_{mm} , los datos de AzTEC del programa MESCAL muestrean un periodo en el que SMA no observó, permitiendo así estimar de mejor forma el final de esta flare (ver curva de luz en la Figura 4.3).

Flares	Δt_0 [días]	Δt_{peak} [días]	r [pc]	r_{peak} [pc]
$A_{mm}-A_\gamma$	-2.38	-9.38	0.67	2.62
$D_{mm}-D_\gamma$	-50.63	-85.63	14.23	24.07
$G_{mm}-F_\gamma$	-11.48	-18.48	3.21	5.17
$G_{mm}-G_\gamma$	-130.48	-137.48	36.51	38.47

Tabla 4.3: Retrasos de tiempo gamma-mm y distancias lineales donde se localiza la región de emisión de rayos gamma para el blazar 3C 279.

Desde mediados de 2014 a 2015 la curva de luz de Fermi vuelve a mostrar una notable actividad, detectando las prominentes flares H_γ , I_γ y J_γ , mientras que la curva de luz de SMA y AzTEC muestra poca actividad alrededor de 2015. Sin embargo, la falta de datos en el milimétrico después de la flare G_{mm} no permite establecer una relación entre los eventos en ambas bandas.

Como puede verse de los resultados mostrados en la Tabla 4.3, la localización de la región de emisión de rayos γ puede situarse a diferentes distancias. Estos resultados colocan el sitio de emisión de rayos γ fuera de BLR canónica (≤ 1 pc, excepto por la distancia reportada de 0.67 pc en las flares $A_{mm}-A_\gamma$, de la cual hablaremos más adelante), incluso sin tomar en cuenta el *radio core*, que por sí mismo se ubica a una distancia considerable del agujero negro. Además, se encontró que en todos los casos las flares de rayos γ ocurren después que la emisión en el milimétrico o durante las etapas de inicio de las flares milimétricas.

Así, nuestras estimaciones están en buen acuerdo con el análisis para este mismo blazar realizado por León-Tavares et al. (2011b), ya que reportan una distancia proyectada de 13.46 pc ($\sim 2 \times 10^5 R_s$, asumiendo una masa del agujero negro de $6 \times 10^8 M_\odot$), lo cual es también consistente con las estimaciones de Abdo et al. (2010a), alrededor de 10^5 radios gravitacionales. Del análisis de las flares $D_{mm}-D_\gamma$, obtenemos resultados similares (ver Tabla 4.3).

Además, estudios de otros blazares (e.g., León-Tavares et al., 2011b) localizan la zona de emisión de rayos γ a varios parsecs de distancia de la maquinaria central. Así como para la fuente OJ 287, la emisión de alta energía es generada a una distancia > 14 pc (Agudo et al., 2011). Ramakrishnan et al. (2014) reportan para el blazar 1156+295 una distancia proyectada de ~ 6 pc para la zona de producción de los fotones de rayos gamma.

También, Schinzel et al. (2010) hallaron para 3C 345 que los rayos γ se producen hasta

40 pc de la maquinaria central, lo cual es también consistente con nuestros hallazgos de que el sitio de emisión de alta energía se ubica más allá de la región de líneas anchas.

Respecto a la distancia proyectada de 0.67 pc que se obtiene del análisis de las flares A en ambas bandas, [Nalewajko et al. \(2014\)](#) estimaron un radio de la BLR de $\simeq 0.045$ pc para 3C 279. De esta manera, nuestro valor de 0.67 pc también sitúa la región de emisión de rayos γ fuera de la BLR. Además, [Hayashida et al. \(2012\)](#) proponen un escenario en el cual los rayos gamma se producen a distancias entre 1-4 pc, lo cual es consistente también con los resultados que se obtuvieron del análisis de las flares G_{mm} - F_γ .

Sin embargo, antes de afirmar con toda certeza que en efecto todas las flares de rayos γ se generan a distancias de varios parsecs de la maquinaria central, consideremos lo siguiente:

(1) con respecto a las flares milimétricas D_{mm} y G_{mm} : se ha considerado como el tiempo de inicio para estas flares cuando la emisión empieza a mostrar una clara tendencia en aumento, como puede notarse en la Figura 4.3 para ambas flares, y también se aprecia como más de un bloque detecta estas flares. Hacemos esta consideración debido a la posibilidad de que una flare en longitudes de onda milimétricas puede consistir de dos (o más) flares individuales, que vienen en rápida sucesión y terminan mezclándose. Así, la diferencia en tiempo entre las flares D_{mm} - D_γ y G_{mm} - G_γ pudiera ser menor, y mayor para las flares G_{mm} - F_γ , que los valores reportados en la Tabla 4.3 si se consideran sus niveles de emisión más altos, pero aún así nuestro argumento acerca de la conexión entre las flares de rayos γ y milimétricas, así como la localización de la región de emisión fotones de alta energía sigue siendo válido;

(2) la presencia de huecos en los datos de SMA restringe nuestro análisis para poder evaluar una mejor conexión entre las flares de estas dos longitudes de onda. Antes de las flares B_{mm} y C_{mm} , la curva de luz de SMA parece mostrar un tendencia en aumento en el flujo, sin embargo no es posible establecer tiempos de ascenso confiables para esas flares. Mientras que para las flares E_γ , H_γ e L_γ , los huecos no permiten establecer una conexión con los datos milimétricos (ver Figura 4.3). Así, vemos cómo la ausencia de datos en los periodos de observación afectan la estimación de los tiempos de inicio para algunas flares y por tanto evitan un análisis más a fondo, haciendo evidente la necesidad de un programa de monitoreo como MESCAL, que nos permita contar con curvas de luz en el milimétrico con un buen muestreo.

Además, se puede apreciar en las curvas de luz de 3C 279 de la Figura 4.3 como las flares de rayos γ por lo general se originan en las etapas de inicio las flares milimétricas, y que a su vez están relacionadas con las eyecciones de componentes superlumínicas que emergen del *radio core*, el cual se identifica como la característica estacionaria más

brillante en los mapas de VLBI. En la siguiente subsección hablaremos sobre la relación de estas componentes con las curvas de luz.

4.2.2. Combinación de eyecciones de componentes superlumínicas en el jet con curvas de luz

Nuestra búsqueda para tratar de entender los procesos físicos de los eventos de emisión en blazares puede verse limitada si sólo hacemos uso de curvas de luz. Así, una fuente importante de información con la que podemos complementar nuestros análisis son los tiempos de eyección de las componentes superlumínicas junto con las curvas de luz para determinar dónde ocurren las flares en el jet.

Se puede ver en la Figura 4.3 los tiempos de eyección cuando una nueva componente superlumínica atravesó el *radio core* de 43 GHz (Marscher, 2013), los cuales están indicados por las líneas verticales. El momento en el que la posición del centroide de una componente alcanza la del *radio core* se conoce como “eyección”.

El momento en el que una componente superlumínica atraviesa el *radio core* coincide con varios eventos: (1) el comienzo de los considerables aumentos en la emisión en rayos γ y milimétrico en 2008-2009 y a finales de 2010, donde las flares de rayos gamma y milimétricas son cuasi-simultáneas (flares A_γ - A_{mm} y C_γ - C_{mm}); (2) se tiene un periodo de inactividad contemporáneo en ambas bandas al eyectarse una componente del *radio core* (entre las flares A y B en rayos γ); y (3) una flare “huérfana” de rayos γ (flare B_γ). Estos resultados son consistentes con la relación expuesta en trabajos previos (e.g., Agudo et al., 2011; León-Tavares et al., 2011b) acerca de que los niveles más altos de emisión de rayos γ están estrechamente relacionados a las eyecciones de componentes superlumínicas y flares milimétricas en curso.

Cuando se eyectó una componente del *radio core* ocurrieron simultáneamente las flares A, con un retraso de 2 días entre los inicios de ellas; este retraso nos permite especular que la emisión de las bandas de rayos gamma y milimétrica se produce en la misma región. Sin embargo, es interesante ver cómo las curvas de luz de 3C 279 en ambas bandas no muestran respuesta alguna cuando se eyectó una componente superlumínica antes del inicio de la flare B_γ , aunque hay evidencia de que para esta eyección la fuente presentó una flare huérfana en rayos X (Marscher, 2013).

Con respecto a la aparente flare huérfana B_γ en la curva de luz de Fermi relacionada a la eyección de una componente superlumínica, desafortunadamente hay un hueco en los datos de SMA antes de comienzo de la flare B_{mm} , lo cual restringe nuestro análisis con el fin de establecer una mejor conexión entre las flares B; sin embargo la tendencia de la curva de luz milimétrica parece indicar que es en ese lapso de tiempo cuando el

flujo empezó a incrementar hasta alcanzar los niveles de la flare B_{mm} , la cual coincide con la eyección de una componente sin contraparte en rayos gamma. Además, si bien no hay una contraparte directa para la flare B_γ en el milimétrico, en el óptico y rayos X se ha reportado actividad (Marscher, 2013) para este evento.

Similar es el caso de las flares C_γ y C_{mm} , las cuales también se relacionan a la eyección de una componente superlumínica y, una vez más, hay un hueco en los datos de SMA; aunque estos últimos dos eventos están más cercanos en tiempo que las flares B_γ - B_{mm} .

Como hemos mencionado anteriormente, existe una relación entre las flares en rayos gamma y las eyecciones de componentes superlumínicas en el jet. Entonces, la producción de rayos γ puede darse debido al movimiento de una componente (o perturbación) en el jet antes, durante y después de pasar a través del radio core (León-Tavares et al., 2011b). Para esto, se considera que tanto el radio core como las componentes tienen tamaños finitos.

En el primer caso, una vez que se ha producido una componente cerca del agujero negro y el disco de acreción, los fotones semilla pueden provenir del mismo disco de acreción y de la BLR. Sin embargo, conforme la componente pase por la zona de aceleración y colimación (ACZ, por sus siglas en inglés) y se aproxime al radio core (Marscher, 2009), a distancias de varios parsecs, la aportación de fotones semilla por parte de estas fuentes irá disminuyendo rápidamente. Para este caso, la emisión en rayos gamma debería preceder a la emisión en radio, lo cual no está sucediendo para la fuente 3C 279 analizada, ya que no se encontró ningún retraso de tiempo positivo (ver Tabla 4.3).

Para el caso en que la componente superlumínica está atravesando el radio core, la emisión en radio empieza a subir y alcanza su máximo cuando la componente está en el centro del radio core. Dados los tamaños finitos de la componente y el core, se estima que el tiempo que tarda en atravesar el core es de alrededor de 70 días, los cuales son similares a los retrasos reportados para las flares D_{mm} - D_γ en la Tabla 4.3.

En el último caso, una vez la componente emerge del radio core, puede ser detectada en las imágenes de VLBI. Dado que la componente ha recorrido una distancia considerable, pues se ha estimado el tiempo promedio de ascenso de una flare a 37 GHz de un año (Hovatta et al., 2008). De esta forma, se esperan retrasos mayores que en el caso anterior, que sería el caso de las flares G_{mm} - G_γ en la Tabla 4.3.

Por tanto, nuestro resultado principal acerca de que la región de producción de rayos gamma se localiza a varios parsecs de distancia de la maquinaria central, corresponde al segundo y tercer caso, produciéndose la emisión de rayos γ durante o después del paso de una componente a través del radio core, comprimiendo así el material en movimiento

e intensificando sustancialmente la energía de los electrones, lo que lleva a la dispersión Compton inversa de los fotones de baja energía, que pueden ser proporcionados ya sea por el mismo jet o por un campo de fotones externo.

Capítulo 5

Conclusiones

5.1. Conclusiones

En este trabajo de tesis presentamos los primeros resultados del programa MESCAL, una campaña de monitoreo a 1.1 mm de Núcleos Activos de Galaxias brillantes que se lleva a cabo en el Gran Telescopio Milimétrico *Alfonso Serrano*.

También, como muestra de lo que se pretende realizar en un futuro conforme MESCAL vaya colectando cada vez más datos, se estudió la conexión entre la emisión milimétrica y de rayos gamma en el blazar 3C 279 con el fin de restringir la localización de la zona de emisión de rayos γ a lo largo del jet; para esto utilizamos observaciones en rayos gamma del telescopio espacial Fermi y en milimétrico de SMA, así como las observaciones que se tienen hasta el momento del programa MESCAL. Nuestros resultados son los siguientes:

(1) La variabilidad de las fuentes del programa MESCAL en las curvas de luz puede apreciarse con los datos colectados hasta ahora, teniendo en mente que el programa ha estado en marcha desde el año pasado y que sus fuentes no han sido observadas con la cadencia de monitoreo requerida. Además, en las curvas de luz presentadas de la Figura 3.1 a la 3.12 puede verse cómo los datos de MESCAL mejoran el muestreo hecho por el programa de monitoreo de SMA, en el sentido de que MESCAL cubre periodos en los que SMA no observa estas fuentes. También, es claro como las curvas de luz de MESCAL siguen la misma tendencia que presentan las curvas de luz de SMA.

(2) Este programa de monitoreo proporciona además información importante de fuentes que son de interés debido a su comportamiento y, por tanto, merecen una investigación más detallada, como es el caso de fuentes conocidas como 3C 279, 3C 273, 3C 454.3, entre otras, las cuales están incluidas en el programa. También incluye fuentes peculiares como 1H 0323+342 (ver Sección 3.2), que pueden estar pasando por periodos de notable actividad.

(3) Al comparar flujos cuasi-simultáneos entre AzTEC y SMA a ~ 1 mm, parece haber una subestimación sistemática en los datos del programa MESCAL hacia flujos mayores. Al estimar la diferencia entre el flujo medido de AzTEC y el flujo esperado a la frecuencia de AzTEC a partir de los datos de SMA para 3C 279, 3C 454.3, 4C 38.41 y NRAO 530, se encuentra que para fuentes más brillantes la discrepancia entre flujos es mayor (ver Figura 3.16). Al aplicar esta corrección a los flujos de estos cuatro blazares se alcanza un mejor acuerdo entre los flujos medidos con AzTEC y SMA, lo cual se puede notar en las curvas de luz corregidas mostradas de la Figura 3.22 a la 3.25. No obstante, este análisis llevado a cabo pone de manifiesto la necesidad de una mejor calibración en flujo de AzTEC.

Respecto al análisis de variabilidad realizado a través del algoritmo de Bloques Bayesianos, éste ha sido empleado para caracterizar la fase activa del blazar 3C 279 con datos de Fermi/LAT y de SMA en conjunto con los del programa MESCAL, en longitudes de onda de rayos γ y milimétrico, respectivamente. De este análisis se alcanzaron los siguientes resultados:

(4) En longitudes de onda de rayos γ se aprecian 10 flares en el periodo de 2008 a 2015 (ver Figura 4.3 y Tabla 4.1), mientras que en longitudes de onda de radio se detectan 7 flares (ver Figura 4.3 y Tabla 4.2). De este análisis se obtuvieron retrasos de tiempo desde unos pocos días hasta unos pocos meses (Tabla 4.3), en donde la emisión milimétrica se produce primero que la de rayos γ en todos los casos analizados. También, es interesante ver que para las flares E_{mm} y F_{mm} , los niveles más altos de emisión en la curva de luz milimétrica, hay un largo periodo de inactividad sin contrapartes en la curva de luz de Fermi. A pesar de las consideraciones mencionadas en la Sección 4.2 con respecto a los tiempos de inicio estimados para las flares D_{mm} y G_{mm} y la presencia de huecos en los datos de SMA, la relación entre las flares en ambas frecuencias es evidente. Además, los huecos en los datos de SMA dan cuenta de la importancia de contar con un programa de monitoreo como MESCAL, para tener curvas de luz en el milimétrico con un buen muestreo.

(5) Las distancias lineales estimadas localizan la región de emisión de rayos gamma a varios parsecs de distancia de la maquinaria central. A estas distancias, más allá de la BLR canónica, los fotones semilla responsables de la dispersión Compton inversa podrían provenir tanto del jet, como del toro de polvo o de una BLR extendida (León-Tavares et al., 2013). Nuestros hallazgos están en acuerdo con previos estudios de 3C 279 (e.g., Abdo et al., 2010a; León-Tavares et al., 2011b) y otros blazares (e.g., Agudo et al., 2011; Ramakrishnan et al., 2014; Schinzel et al., 2010), los cuales también sugieren que los fotones de rayos γ tienen un escenario de origen distante.

(6) La conexión entre las eyecciones de componentes superlumínicas del *radio core* con los niveles más altos de emisión de rayos γ y las flares milimétricas en marcha (e.g., [Agudo et al., 2011](#); [León-Tavares et al., 2011b](#)) para 3C 279 es evidente. Además, se puede apreciar que las flares de rayos γ generalmente tienden a originarse en los incios de la flares milimétricas.

5.2. Trabajo a futuro

Se pretende que MESCAL sea un proyecto que esté en marcha a largo plazo en el GTM, y así con el paso del tiempo se tendrán más datos que permitirán realizar estudios de variabilidad más detallados. Para esto, es también evidente que MESCAL debe tener la cadencia de observación requerida para estar en condiciones de llevar a cabo tales análisis de variabilidad.

Respecto al tema de la posible subestimación sistemática en los flujos para fuentes brillantes, sería un problema interesante para investigar y resolver en el futuro cercano. Una vez que se hayan hecho las actualizaciones a los códigos de reducción, sería interesante comparar los resultados obtenidos en este trabajo, así como explorar con los nuevos códigos de reducción para los datos de AzTEC, que actualmente están siendo desarrolladas también en INAOE.

Además, sería interesante explorar la posibilidad de variar los tiempos de integración para las fuentes de MESCAL (120 seg), con el fin de saber si existe un efecto no lineal en el instrumento que dependa del tiempo de exposición, ya que como se puede notar en las Figuras [3.13](#) y [3.14](#), hay una mayor discrepancia para fuentes brillantes en comparación con fuentes débiles. Por tanto, sugerimos realizar algunas pruebas con diferentes tiempos de integración de 10, 30, 60, 90 y 120 segundos para las fuentes de MESCAL, ya que en caso de existir tal efecto no lineal, tendríamos un comportamiento como el que se muestra en la Figura [5.1](#) representado por las líneas sólidas, el cual es efectivamente más notorio para fuentes brillantes.

Por su parte, respecto al análisis de variabilidad empleado para caracterizar la fase activa de 3C 279 en el Capítulo 4, sería instructivo extender esta metodología a un estudio multifrecuencia con el fin de evaluar esta relación no sólo entre las bandas de radio y rayos gamma, sino también en longitudes de onda de rayos X, ultravioleta, óptico e infrarrojo, así como incrementar el número de fuentes estudiadas con el propósito de tener un más amplio entendimiento sobre el comportamiento de blazares y radio galaxias. Además, la razón detrás de los diferentes retrasos que hallamos en nuestras curvas de luz presentadas en este trabajo para 3C 279, así como la ausencia de contrapartes en rayos gamma en algunos periodos, necesita ser investigada con más detalle.

Para esto, también es necesario contar con más observaciones simultáneas para llevar a cabo análisis de variabilidad detallados, con el fin de entender los procesos físicos y el comportamiento activo de este tipo de fuentes. Este es un punto que apoya la importancia de los programas de monitoreo como MESCAL y también a otras frecuencias, ya que a través de la realización de estos es posible el acumulamiento de datos con el paso del tiempo.

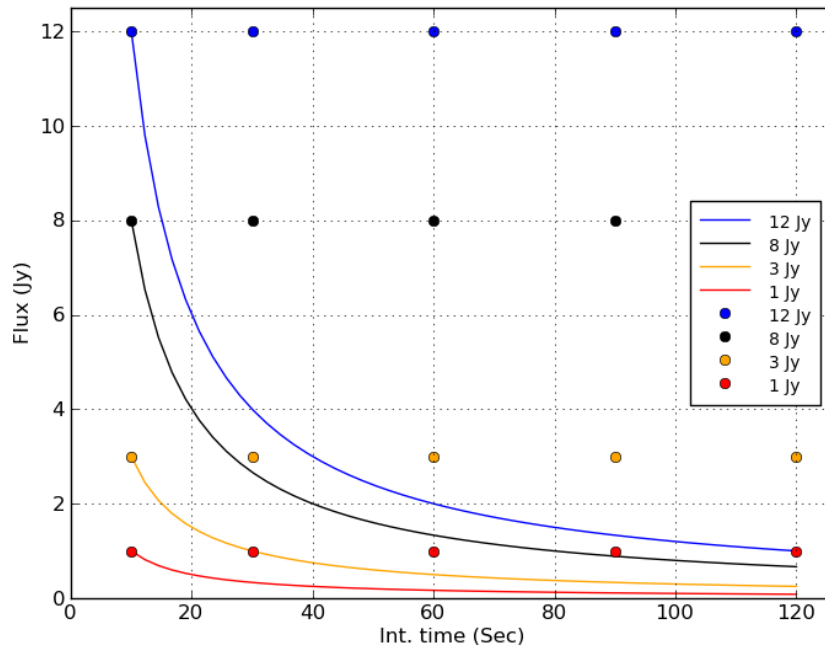


Figura 5.1: Ilustración de un efecto no lineal, en caso de existir, para AzTEC al variar los tiempos de integración de las fuentes de MESCAL. La línea sólida representaría tal efecto y los puntos el comportamiento normal esperado del flujo. Los colores indican fuentes con diferentes flujos.

Bibliografía

- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., et al. 2009, *The Astrophysical Journal Supplement*, 183, 46
- . 2010a, *NATURE*, 463, 919
- . 2010b, *The Astrophysical Journal Supplement*, 188, 405
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Agudo, I., et al. 2010c, *The Astrophysical Journal*, 716, 30
- Ackermann, M., Ajello, M., Allafort, A., et al. 2011, *The Astrophysical Journal*, 743, 171
- Agudo, I., Jorstad, S. G., Marscher, A. P., et al. 2011, *The Astrophysical Journal Letters*, 726, L13
- Albert, J., Aliu, E., Anderhub, H., et al. 2007, *The Astrophysical Journal*, 669, 862
- Angel, J. R. P., & Stockman, H. S. 1980, *Annual review of astronomy and astrophysics*, 18, 321
- Atoyan, A. M., & Nahapetian, A. 1989, *Astronomy and Astrophysics*, 219, 53
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *Astronomical Society of the Pacific*, 93, 5
- Beckmann, V., Barthelmy, S. D., Courvoisier, T. J.-L., et al. 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 475, 827
- Beckmann, V., & Shrader, C. 2012a, *Active Galactic Nuclei*
- Beckmann, V., & Shrader, C. 2012b, in *Proceedings of "An INTEGRAL view of the high-energy sky (the first 10 years)"*, 69
- Belloni, T., ed. 2010, *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, Vol. 794, *The Jet Paradigm*

- Blandford, R. D., & Rees, M. J. 1978, in In: Pittsburgh Conference on BL Lac Objects, Pittsburgh, Pa., April 24-26, 1978, Proceedings. (A79-30026 11-90) Pittsburgh, Pa., ed. A. M. Wolfe, 328–341
- Błażejowski, M., Sikora, M., Moderski, R., & Madejski, G. M. 2000, *The Astrophysical Journal*, 545, 107
- Carraminana, A., Carrasco, L., Porras, A., & Recillas, E. 2010, ArXiv e-prints
- Chatterjee, R., Nalewajko, K., & Myers, A. D. 2013, *The Astrophysical Journal Letters*, 771, L25
- Dermer, C. D., & Schlickeiser, R. 1993, *Astrophysical Journal*, 416, 458
- Doeleman, S. S., Fish, V. L., Schenck, D. E., et al. 2012, *Science*, 338, 355
- Fanaroff, B. L., & Riley, J. M. 1974, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 167, 31P
- Fath, E. A. 1909, *Lick Observatory Bulletin*, 5, 71
- Fichtel, C. E., Bertsch, D. L., Chiang, J., et al. 1994, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 94, 551
- Foschini, L., Ghisellini, G., Tavecchio, F., Bonnoli, G., & Stamerra, A. 2011, *Astronomy & Astrophysics*, 530, A77
- Foschini, L., Tagliaferri, G., Ghisellini, G., et al. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 408, 448
- Giommi, P., Colafrancesco, S., Padovani, P., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 508, 107
- Groves, B. A., Heckman, T. M., & Kauffmann, G. 2006, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 371, 1559
- Gurwell, M. A., Peck, A. B., Hostler, S. R., Darrah, M. R., & Katz, C. A. 2007, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 375, *From Z-Machines to ALMA: (Sub)Millimeter Spectroscopy of Galaxies*, ed. A. J. Baker, J. Glenn, A. I. Harris, J. G. Mangum, & M. S. Yun, 234
- Hartman, R. C., Bertsch, D. L., Fichtel, C. E., et al. 1992, *Astrophysical Journal*, 385, L1
- Hayashida, M., Madejski, G. M., Nalewajko, K., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 754, 114

- Heckman, T. M. 1980, *Astronomy and Astrophysics*, 87, 152
- Heidt, J., & Wagner, S. J. 1996, *Astronomy and Astrophysics*, 305, 42
- Hovatta, T., Nieppola, E., Tornikoski, M., et al. 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 485, 51
- Jang, M., & Miller, H. R. 1995, *Astrophysical Journal*, 452, 582
- Jorstad, S. G., Marscher, A. P., Mattox, J. R., et al. 2001, *The Astrophysical Journal*, 556, 738
- Kellermann, K. I., Sramek, R., Schmidt, M., Shaffer, D. B., & Green, R. 1989, *Astronomical Journal*, 98, 1195
- Kotilainen, J. K., Falomo, R., & Scarpa, R. 1998a, *Astronomy and Astrophysics*, 332, 503
- . 1998b, *Astronomy and Astrophysics*, 336, 479
- Lähteenmäki, A., & Valtaoja, E. 2003, *The Astrophysical Journal*, 590, 95
- Lawrence, A., & Papadakis, I. 1993, *Astrophysical Journal*, 414, L85
- León-Tavares, J., Valtaoja, E., Chavushyan, V. H., et al. 2011a, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 411, 1127
- León-Tavares, J., Valtaoja, E., Giommi, P., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 754, 23
- León-Tavares, J., Valtaoja, E., Tornikoski, M., Lähteenmäki, A., & Nieppola, E. 2011b, *Astronomy & Astrophysics*, 532, A146
- León-Tavares, J., Chavushyan, V., Patiño-Álvarez, V., et al. 2013, *The Astrophysical Journal Letters*, 763, L36
- León Tavares, J., Kotilainen, J., Chavushyan, V., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 795, 58
- Lu, R.-S., Fish, V. L., Weintroub, J., et al. 2012, *The Astrophysical Journal Letters*, 757, L14
- MacLeod, J. M., & Andrew, B. H. 1968, *Astrophysical Letters*, 1, 243
- Markwardt, C. B. 2009, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 411, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XVIII*, ed. D. A. Bohlender, D. Durand, & P. Dowler, 251

- Marscher, A. P. 2009, ArXiv e-prints
- . 2012, ArXiv e-prints
- Marscher, A. P. 2013, in *European Physical Journal Web of Conferences*, Vol. 61, *European Physical Journal Web of Conferences*, 4001
- . 2014, *The Astrophysical Journal*, 780, 87
- Nalewajko, K., Begelman, M. C., & Sikora, M. 2014, *The Astrophysical Journal*, 789, 161
- Netzer, H. 2013, *The Physics and Evolution of Active Galactic Nuclei*
- Nicastro, F., Martocchia, A., & Matt, G. 2003, *The Astrophysical Journal*, 589, L13
- Nieppola, E., Tornikoski, M., Valtaoja, E., et al. 2011, *Astronomy & Astrophysics*, 535, A69
- Oke, J. B. 1967, *Astrophysical Journal*, 147, 901
- Papadakis, I. E. 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 348, 207
- Patiño-Álvarez, V., Chavushyan, V., León-Tavares, J., et al. 2015, in *IAU Symposium*, Vol. 313, *IAU Symposium*, ed. F. Massaro, C. C. Cheung, E. Lopez, & A. Siemiginowska, 89–90
- Patiño-Álvarez, V., Chavushyan, V., León-Tavares, J., et al. 2013, ArXiv e-prints
- Pauliny-Toth, I. I. K., & Kellermann, K. I. 1966, *Astrophysical Journal*, 146, 634
- Penrose, R. 1969, *Rivista del Nuovo Cimento*, 1, 252
- Peterson, B. M. 2001, in *Advanced Lectures on the Starburst-AGN Connection*
- Pushkarev, A. B., Kovalev, Y. Y., & Lister, M. L. 2010, *The Astrophysical Journal Letters*, 722, L7
- Qin, Y., Liang, E.-W., Liang, Y.-F., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 763, 15
- Raiteri, C. M., Villata, M., Chen, W. P., et al. 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 485, L17
- Ramakrishnan, V., León-Tavares, J., Rastorgueva-Foi, E. A., et al. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 445, 1636
- Rani, B., Lott, B., Krichbaum, T. P., Fuhrmann, L., & Zensus, J. A. 2013, *Astronomy & Astrophysics*, 557, A71

- Rovilos, E., Georgantopoulos, I., Tzanavaris, P., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 502, 85
- Sbarrato, T., Foschini, L., Ghisellini, G., & Tavecchio, F. 2011, *Advances in Space Research*, 48, 998
- Scargle, J. D., Norris, J. P., Jackson, B., & Chiang, J. 2013, *The Astrophysical Journal*, 764, 167
- Schinzel, F. K., Lobanov, A. P., Jorstad, S. G., et al. 2010, *Proceedings of the Workshop "Fermi meets Jansky - AGN in Radio and Gamma-Rays"*
- Schmidt, M. 1963, *Nature*, 197, 1040
- Scott, K. S., Austermann, J. E., Perera, T. A., et al. 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 385, 2225
- Seyfert, C. K. 1943, *Astrophysical Journal*, 97, 28
- Sikora, M., Begelman, M. C., & Rees, M. J. 1994, *Astrophysical Journal*, 421, 153
- Tadhunter, C. 2008, *New Astronomy Reviews*, 52, 227
- Tavecchio, F., Ghisellini, G., Bonnoli, G., & Ghirlanda, G. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 405, L94
- Tornikoski, M., Valtaoja, E., Terasranta, H., et al. 1994, *Astronomy and Astrophysics*, 289, 673
- Ulrich, M.-H., Maraschi, L., & Urry, C. M. 1997, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 35, 445
- Urry, C. M., & Padovani, P. 1995, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 107, 803
- Valtaoja, E., & Terasranta, H. 1996, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 120, C491
- Vaughan, S., Edelson, R., Warwick, R. S., & Uttley, P. 2003, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 345, 1271
- Wagner, S. J., & Witzel, A. 1995, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 33, 163
- Wehrle, A. E., Pian, E., Urry, C. M., et al. 1998, *The Astrophysical Journal*, 497, 178
- Wilson, G. W., Austermann, J. E., Perera, T. A., et al. 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 386, 807

Zhang, W. M., Soria, R., Zhang, S. N., Swartz, D. A., & Liu, J. F. 2009, *The Astrophysical Journal*, 699, 281