

FACULTAD DE CIENCIAS ASTRONÓMICAS
Y GEOFÍSICAS



UNIVERSIDAD
NACIONAL
DE LA PLATA

TESIS DOCTORAL

**Estudio observacional de la emisión óptica
de blazares detectados a altas energías**

Lic. Marina Sosa

23 de mayo de 2019



Facultad de Ciencias
**Astronómicas
y Geofísicas**
UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

Director:

Dr. Sergio A. Cellone

Jurados:

1 Dr. Carlos Feinstein

2 Dra. Ana C. Pichel

3 Dr. Roberto Terlevich

A Jano ♡

Resumen

Los blazares son una clase de núcleos galácticos activos (AGN) caracterizada por emisión, intensa y variable, a lo largo de todo el espectro electromagnético. También poseen alta polarización, y, en algunos casos, movimientos superlumínicos de sus jets de radio. Según el modelo estándar de acreción de materia a un agujero negro supermasivo (SMBH), estas propiedades extremas se deben a que en los blazares el jet relativista apunta en dirección al observador. La emisión electromagnética del jet, entonces, se ve amplificada por efectos relativistas que incrementan en varios órdenes de magnitud el flujo observado y acortan las escalas de tiempo. Esto ocasiona que la misma domine por sobre la emisión de las otras componentes del AGN (disco de acreción, líneas anchas y angostas, “contra jet”, etc.)¹. El estudio óptico de los blazares aporta entonces al conocimiento de los fenómenos que ocurren en las regiones más internas de los jets.

Los instrumentos de rayos gamma que actualmente están en funcionamiento, como los satélites Fermi y AGILE y los telescopios Cherenkov HESS y MAGIC, han detectado un gran número de fuentes extragalácticas. Como consecuencia se han ampliado los catálogos como así también los interrogantes sobre los procesos físicos que producen la emisión observada. La población más numerosa de fuentes extragalácticas de rayos gamma son los blazares. Esto ha planteado la cuestión de la posible vinculación entre la emisión gamma (que se supone originada por *scattering* Compton inverso) y la emisión óptica (sincrotrón) del jet. Esta última, en principio, se puede testear mediante polarimetría óptica, dado que se trata de radiación intrínsecamente polarizada.

La mayoría de los blazares detectados a energías TeV pertenecen a la clase HSP (con el pico de emisión sincrotrón en el rango de rayos-X). Se trata, por otra parte, de objetos relativamente cercanos, porque los fotones gamma son eficientemente absorbidos por el fondo de luz extragaláctica (EBL). Esto presenta un desafío a los estudios de variabilidad foto-polarimétrica de estos objetos, porque las galaxias anfitrionas son brillantes y tienen diámetros angulares relativamente grandes. Además de introducir un efecto depolarizador, las galaxias anfitrionas pueden ocasionar errores sistemáticos en las curvas temporales de flujo óptico (total y polarizado) cuando las condiciones del *seeing* atmosférico cambian a lo largo de la observación. Este último efecto se debe al hecho de que el perfil de brillo superficial (extendido) de la galaxia anfitriona resulta relativamente menos afectado por el *seeing* que el AGN (puntual).

El objetivo general de la tesis Doctoral es aportar al conocimiento de los mecanismos de emisión electromagnética de los blazares, y de las regiones del jet donde se origina la emisión a distintas frecuencias. Particularmente, interesa la posible vinculación entre las emisiones óptica (sincrotrón) y gamma (posiblemente Compton inverso). En consecuencia, se trabajó con blazares con distintas distribuciones espectrales de energía (SED), buscando una caracterización comparativa de sus comportamientos. Se llevó a cabo un estudio de la emisión óptica de los blazares de la muestra. Se obtuvieron observaciones foto-polarimétricas con resolución temporal inferior a una hora, sobre escalas de tiempo de uno o más días. La adquisición de los datos necesarios se llevó a cabo a partir de la utilización de los polarímetros CAFOS (CAHA) y CasPol (CASLEO). Además, se recurrió a herramientas estadísticas para la detección de variabilidad, ya sea en escalas de tiempo de horas (conocida como microvariabilidad) o escalas de tiempo de días (variabilidad inter-noche).

¹En algunos BL Lac, una subclase de blazares, las otras componentes son indetectables.

Por otro lado, con el objetivo de tratar de manera rigurosa los efectos introducidos por la galaxia anfitriona, como así también aquellos ocasionados por cambios en el *seeing* a lo largo de la noche desarrollamos un método autoconsistente. El mismo requirió del uso de imágenes sintéticas, lo cual nos permitió crear un método de corrección por ambos efectos a los datos foto-polarimétricos. De esta manera, fue posible corregir punto a punto los datos observacionales, para recuperar entonces, la polarización intrínseca de los objetos de la muestra. En general, los resultados han mostrado un incremento en la polarización intrínseca respecto de la observada, esto significa que si la galaxia anfitriona no es considerada apropiadamente, y además, si no se tienen en cuenta los cambios en el *seeing*, se puede dar lugar a valores del grado de polarización erróneos. Lo cual puede derivar en modelos o conclusiones equivocadas. Además, estos resultados espurios se intensifican si se trata de blazares altamente polarizados, como los pertenecientes a la clase HSP.

Para finalizar, uno de los instrumentos utilizados en esta Tesis, CasPol (CASLEO), no poseía una caracterización, la cual es de suma importancia durante el tratamiento de los datos. Esto nos llevó a realizar un estudio riguroso del comportamiento de este polarímetro de doble haz a partir de analizar datos adquiridos en diferentes oportunidades de estrellas estándares polarizadas y no polarizadas. Hemos encontrado que la polarización instrumental es del orden de $\sim 0.1 - 0.2\%$ en las bandas *V* y *R*, y ligeramente menor al 0.09% en la banda *I*. Por otro lado, a partir de analizar las observaciones de estrellas estándares no polarizadas concluimos que la dependencia de la polarización instrumental con la posición en el CCD es insignificante en las bandas *V* y *R*, mientras que en la banda *I* esta dependencia es marginal.

Índice general

1. Introducción	1
1.1. Reseña histórica	1
1.2. AGNs	2
1.2.1. Galaxias Seyfert	5
1.2.2. Quasars	5
1.2.3. Radiogalaxias	5
1.2.4. Blazares	5
1.3. Contenido de la tesis	20
2. Blazares detectados a altas energías y su emisión en el óptico	23
2.1. Blazares emisores a altas energías	23
2.2. Problema observacional: Galaxia anfitriona - variaciones en el <i>seeing</i>	25
2.3. Tratamiento del problema	28
2.3.1. Determinación de los parámetros estructurales observados	30
2.3.2. Recuperación de parámetros estructurales intrínsecos	34
2.3.3. Corrección al valor de la polarización por la contribución de la galaxia anfitriona y los efectos introducidos por variaciones en el <i>seeing</i>	41
2.3.4. Corrección al flujo observado por la contribución de la galaxia anfitriona y los efectos introducidos por variaciones en el <i>seeing</i>	43
3. Análisis foto-polarimétrico de la muestra de blazares	47
3.1. Telescopios e instrumentos	47
3.1.1. CAFOS	48
3.1.2. CasPol	48
3.2. Reducción de los datos y muestra observacional	49
3.3. Análisis de los resultados y discusión sobre cada fuente	54
3.3.1. 1ES 1959+650	55
3.3.2. HB89 2201+044	64
3.3.3. 1ES 1011+496	69
3.3.4. 1ES 1218+304	75
3.3.5. Mrk 421	80
3.3.6. BL Lacertae	86
3.3.7. W Comae	88
3.3.8. 1ES 1101-232	92
3.3.9. 3C 279	97
3.3.10. PKS 0537-441	102
3.4. Análisis global de los resultados	104
3.4.1. Correlación de la polarización y flujo total con el <i>redshift</i>	105
3.4.2. Comportamiento de <i>P</i> con la frecuencia	106

3.4.3.	Variación en el grado de polarización	107
3.4.4.	Variación en el ángulo de polarización	108
3.4.5.	Relación entre el índice espectral y la densidad de flujo	109
4.	CasPol - Caracterización del instrumento	111
4.1.	Introducción	111
4.2.	Observaciones y manejo de datos	112
4.2.1.	Generalidades sobre CasPol	112
4.2.2.	Reducción de los datos	114
4.2.3.	Construcción de los puntos polarimétricos	114
4.3.	Resultados	115
4.3.1.	Testeo del impacto del <i>seeing</i> y de la abertura en las medidas polarimétricas . . .	115
4.3.2.	Polarización instrumental	116
4.3.3.	Estrellas estándares polarizadas	118
4.3.4.	Polarización observada con la posición sobre el CCD	121
4.3.5.	Elección de los flats	125
4.3.6.	Testeo del instrumento sobre un objeto de ciencia: el caso de IES 1101–232 . . .	126
5.	Resumen y conclusiones	131
	Apéndices	135
	Apéndice A. Efectos de muestreo	137
	Apéndice B. Función Moffat	139
I	Publicaciones	141
	Lista de Figuras	145
	Lista de Tablas	148
	Bibliografía	151

Capítulo 1

Introducción

1.1. Reseña histórica

A principios del siglo XX, [Fath \(1909\)](#) emprendió en el Observatorio Lick una serie de observaciones destinadas a aclarar la naturaleza de las “nebulosas espirales”. Para ese entonces, las incertezas sobre estos objetos eran varias; no se sabía si eran objetos relativamente cercanos, si eran objetos muy gaseosos del tipo de la nebulosa de Orión o si en realidad eran sistemas estelares distantes. Para muchos de los objetos de su muestra, Fath observó un espectro continuo con líneas estelares de absorción, lo que sugería que estos objetos en realidad eran sistemas de estrellas de tipo solar. Sin embargo, en el caso de NGC 1068, encontró un espectro compuesto que mostraba líneas de emisión intensas. Posteriormente [Hubble \(1926\)](#), en su famoso trabajo señala la presencia de líneas de emisión en los espectros de tres objetos, similares a las que se observaron en las nebulosas planetarias. Objetos que hoy son reconocidos como núcleos galácticos activos (AGN, por sus siglas en inglés): NGC 1068, 4051 y 4151. En 1943 [Seyfert \(1943\)](#) reportó la presencia de líneas de emisión anchas e intensas en el núcleo de seis nebulosas espirales (incluyendo algunas de las que hoy conocemos como AGNs clásicos: NGC 1068 y NGC 4151). Sin embargo, su trabajo fue ignorado por un largo tiempo hasta que [Baade & Minkowski \(1954\)](#) encontraron similitudes entre el espectro de las galaxias estudiadas por Seyfert y el de la galaxia que ellos habían asociado a la radio fuente Cygnus A. Estas propiedades halladas, que cumplen un amplio rango de estados de ionización y que se producen en un núcleo brillante, devinieron en las características que definen la clase de objetos que llamamos “galaxias Seyfert”.

En los años posteriores, fue creciendo el interés por estos objetos tan peculiares, dando comienzo a un estudio sistemático de estas galaxias con líneas de emisión nuclear. Hubo algunas identificaciones ópticas de galaxias con líneas intensas de emisión, mientras que otras parecían ser estrellas, sin traza de galaxia o nebulosa en sus imágenes. Presentaban espectros continuos, sin líneas de absorción, pero con líneas de emisión de elementos aparentemente desconocidos en la Tierra. Fue el astrónomo Maarten Schmidt quien, en 1963 ([Schmidt 1963](#)), notó que las líneas observadas correspondían, en realidad, a la serie de Balmer del Hidrógeno pero desplazados hacia longitudes de onda mayores como resultado del efecto Doppler. [Schmidt \(1963\)](#) halló para la radio fuente “estelar” 3C 273 un corrimiento al rojo (*redshift*) de $z = 0.158$, el cual era extremadamente alto respecto a los observados en esa época. Este corrimiento sugería que la fuente se debería estar alejando a una velocidad de 48.000 km s^{-1} , la cual era dos órdenes de magnitud mayor que las velocidades más rápidas conocidas para objetos galácticos. La conclusión era que 3C 273 debería ser un objeto extragaláctico. Los altos corrimientos al rojo observados, rápidamente llamaron la atención de los teóricos. Con motivo de discutir las implicaciones del descubrimiento de estos nuevos objetos se llevó a cabo un Simposio en Dallas, Texas, en 1963. En esta etapa, se reconocieron varias propiedades de los AGN. La mayoría de los astrónomos aceptaron el corrimiento al rojo cosmológico de los objetos cuasi estelares (QSO, por sus siglas en inglés), y el paralelo entre las galaxias de Seyfert y los QSO sugiriendo un fenómeno físico común. Las preguntas incluyeron

la naturaleza de la fuente de energía, la naturaleza de la fuente del continuo y las regiones de líneas de emisión, y los factores que producen un AGN en algunas galaxias y no en otras.

Durante la década del 70 varias observaciones en continuo de radio de quasars mostraron una estructura de doble fuente separadas por $\sim 1.5 \pm 0.03 \times 10^{-3}$ arcsec (Knight et al. 1971; Whitney et al. 1971). Estas componentes observadas se asociaron luego con el objeto central. Al poseer, además, la misma luminosidad, contribuyeron a afianzar el modelo de jet relativista de Blandford & Koenigl (1979).

Por ese entonces también se combinaron datos satelitales con mediciones obtenidas en tierra y se detectaron objetos con alta polarización que variaba en un factor 2 en pocos meses, mientras que las variaciones no superaban 15 % de amplitud en quasares o galaxias Seyfert. El primer grupo era consistente con una clase de objetos conocidos como “blazares” los cuales presentan en todas las longitudes de onda una emisión no térmica polarizada y variable (Nilsson et al. 2003).

Con el advenimiento de observatorios de rayos X en órbita como Einstein, EXOSAT, ROSAT, RXTE, XMM-Newton, Chandra, Swift y NuSTAR, y el acceso a observaciones en rayos gamma de la mano de Compton Gamma-Ray Observatory, AGILE y FERMI, se han ido respondiendo preguntas con respecto a la física de estas fuentes y todo lo que este fenómeno implica. En este sentido, también han surgido nuevos interrogantes. Un hecho que ha permitido avanzar enormemente en el entendimiento de estos objetos fueron las grandes colaboraciones internacionales. Las mismas han llevado a una mejor cobertura de muestreo, duración y longitud de onda en las campañas de monitoreo de AGNs. Algunos ejemplos de esto son el *Whole Earth Blazar Telescope* (WEBT; Raiteri et al. 2015), el First G-APD Cherenkov Telescope (FACT; Dorner et al. 2015), entre muchos otros.

Por otro lado, en el último tiempo se ha vuelto frecuente el hecho de generar alertas en la comunidad astronómica, principalmente realizadas por el telescopio FERMI. El objetivo de las mismas es observar un determinado objeto con la mayor cantidad y variedad de observatorios, y posteriormente buscar su contraparte a menores energías (Falomo et al. 2014).

1.2. AGNs

Los AGN son fuentes astrofísicas extremadamente energéticas cuyo poder viene dado por la acreción de materia en agujeros negros supermasivos ($\gtrsim 10^6 M_{\odot}$). Una de sus principales características es la de ser emisores en todo el espectro electromagnético (Padovani et al. 2017). La interesante fenomenología que presentan los AGNs originó en un principio en el ámbito científico, un complejo y confuso “zoológico” de este tipo de objetos. Sin embargo, con el tiempo se ha ido viendo que estas clasificaciones están relacionadas sólo parcialmente con las diferencias intrínsecas entre AGNs, reflejando principalmente las variaciones observables en un pequeño grupo de parámetros astrofísicos, así como el método por el cual se selecciona cada clase de AGN (Padovani et al. 2017).

Su anatomía está conformada por: el motor central, el agujero negro supermasivo (SMBH, por sus siglas en inglés), y el disco de acreción rodeándolo. Las líneas de emisión anchas en su espectro son originadas por las nubes de gas que se encuentran orbitando en los alrededores del disco. Por su parte, la región de líneas anchas y la corona caliente ubicada sobre el disco de acreción, resulta relevante para la producción de rayos X en los AGNs. Finalmente, el jet relativista revela emisión amplificada a través del efecto *boosting*. La Figura 1.1 muestra las diferentes componentes que integran un AGN.

Estos objetos poseen diversas propiedades interesantes. Por mencionar algunas: presentan luminosidades muy altas ($L_{\text{bol}} \approx 10^{48}$ erg s $^{-1}$), lo que los convierte en uno de los objetos estables más luminosos del Universo, las regiones de emisión son pequeñas en la mayoría de las bandas, del orden de los miliparsec, como se deduce de su variabilidad rápida. Esta última característica involucra densidades de energía altas. Como ya se mencionó anteriormente, estos objetos resultan emisores multifrecuencia. La Figura 1.2 muestra curvas de luz multifrecuencia de 3C 279 durante junio de 2015. Los rayos gamma ($E \geq 100$ MeV) fueron observados con AGILE-GRID y FERMI-LAT. La muestra de GASP-WEBT corresponde a una selección de puntos, en torno al pico en rayos gamma. También se muestra el comportamiento del

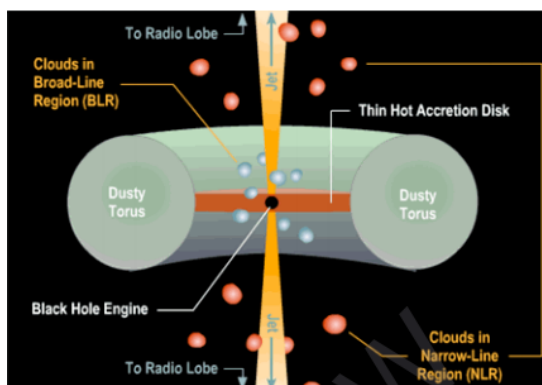


Figura 1.1: Diagrama esquemático de un blazar. Crédito de la imagen: Brooks/Cole Thomson Learning.

ángulo y grado de polarización durante ese período.

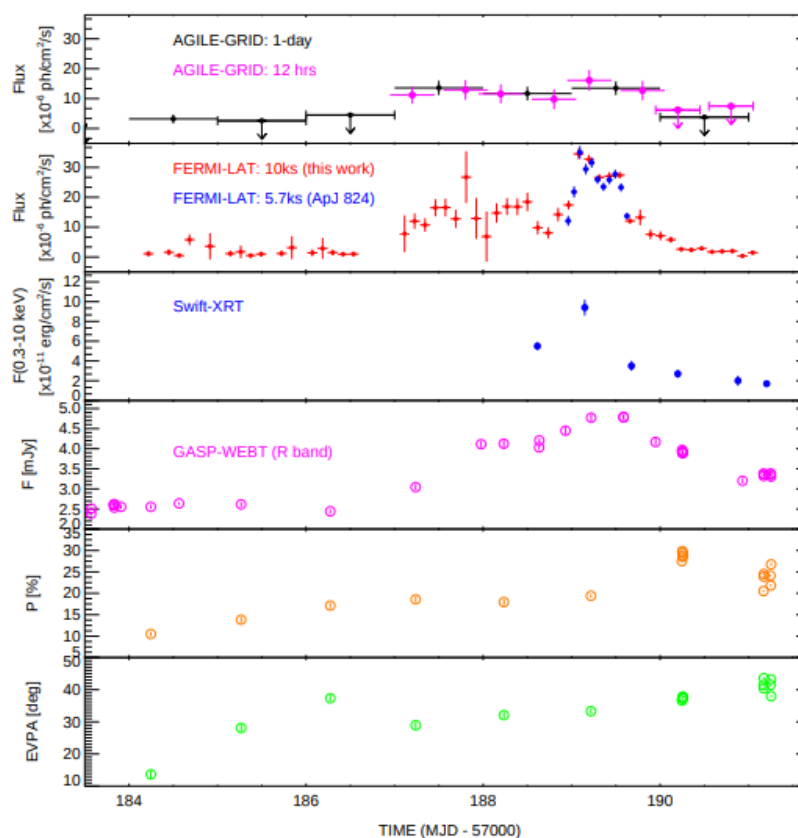


Figura 1.2: Curvas de luz multifrecuencia de 3C 279 durante junio de 2015. En el segundo panel los puntos azules corresponden a [Ackermann et al. \(2016\)](#) y los puntos rojos fueron obtenidos de la base de datos pública. Fuente: [Pittori et al. \(2018\)](#).

Los años pasados han sido testigos de una proliferación de clases de AGNs. Una posible lista, pero incompleta se muestra en la tabla 1.1, en donde se presentan las diferentes clases y principales características de estos objetos.

Clase/Acrónimo	Significado	Propiedades principales/referencias
Quasar	<i>Quasi-stellar radio source</i> (originalmente)	Sin detección necesaria en radio
Sey 1	Seyfert 1	$\text{FWHM} \gtrsim 1000 \text{ km s}^{-1}$
Sey 2	Seyfert 2	$\text{FWHM} \lesssim 1000 \text{ km s}^{-1}$
QSO	<i>Quasi-stellar object</i>	Tipo quasar, fuente no emisora en radio
QSO2	<i>Quasi-stellar object 2</i>	Sey2 muy potente
RQ AGN	<i>Radio-quiet AGN</i>	ver ref. 1
RL AGN	<i>Radio-loud AGN</i>	ver ref. 1
<i>jetted</i> AGN		Con jets relativistas potentes; ver ref. 1
<i>Non-jetted</i> AGN		Sin jets relativistas potentes; ver ref. 1
Tipo 1		Sey1 y quasars
Tipo 2		Sey2 y QSO2
FR I	Fuente de radio Fanaroff-Riley clase I	núcleo brillante en radio (ref. 2)
FR II	Fuente de radio Fanaroff-Riley clase II	limbo brillante en radio (ref. 2)
BL Lac	objeto BL Lacertae	ver ref. 3
Blazar	BL Lac y quasar	BL Lac y FSRQs
BAL	<i>Broad absorption line</i> (quasar)	ref. 4
BLO	<i>Broad-line object</i>	$\text{FWHM} \gtrsim 1000 \text{ km s}^{-1}$
BLAGN	<i>Broad-line AGN</i>	$\text{FWHM} \gtrsim 1000 \text{ km s}^{-1}$
BLRG	<i>Broad-line radio galaxy</i>	RL Sey 1
CDQ	<i>Core-dominated quasar</i>	RL AGN, $f_{\text{nuc}} \geq f_{\text{ext}}$ (similar en los FSRQ)
CSS	<i>Compact steep spectrum radio source</i>	Núcleo dominante, $\alpha_r > 0.5$
CT	<i>Compton-thick</i>	$N_{\text{H}} \geq 1.5 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$
FR 0	<i>Radio fuente Fanaroff-Riley clase 0</i>	ref. 5
FSRQ	<i>Flat-spectrum radio quasar</i>	RL AGN, $\alpha_r \leq 0.5$
GPS	<i>Gigahertz-peaked radio source</i>	ver ref. 6
HBL/HSP	<i>High-energy cutoff BL Lac/blazar</i>	$\nu_{\text{synch peak}} \geq 10^{15} \text{ Hz}$ (ref. 7)
HEG	<i>High-excitation galaxy</i>	ref. 8
HPQ	<i>High polarization quasar</i>	$P_{\text{opt}} \geq 3 \%$ (similar a los FSRQ)
Jet-mode		$L_{\text{cin}} \gg L_{\text{rad}}$ (similar a los LERG); ver ref. 9
IBL/ISP	<i>Intermediate-energy cutoff BL Lac/blazar</i>	$10^{14} \leq \nu_{\text{synch peak}} \leq 10^{15} \text{ Hz}$. (ref. 7)
LINER	<i>Low-ionization nuclear emission-line regions</i>	ver ref. 9
LLAGN	<i>Low-luminosity AGN</i>	ver ref. 10
LBL/LSP	<i>Low-energy cutoff BL Lac/blazar</i>	$\nu_{\text{synch peak}} < 10^{14} \text{ Hz}$. (ref. 7)
LDQ	<i>Lobe-dominated quasar</i>	RL AGN $f_{\text{nuc}} < f_{\text{ext}}$
LEG	<i>Low-excitation galaxy</i>	ref. 8
LPQ	<i>Low polarization quasar</i>	$P_{\text{opt}} < 3 \%$
NLAGN	<i>Narrow-line AGN</i>	$\text{FWHM} \lesssim 1000 \text{ km s}^{-1}$
NLRG	<i>Narrow-line radio galaxy</i>	RL Sey2
NLSI	<i>Narrow-line Seyfert 1</i>	ref. 11
OVV	<i>Optically violently variable</i> (quasar)	(similar a los FSRQ)
Population A		ref. 12
Population B		ref. 12
Radiative-mode		Seyfert y quasars; ver ref. 9
RBL	<i>Radio-selected BL Lac</i>	BL Lac seleccionados en la banda de radio
Sey 1.5	Seyfert 1.5	ref. 13
Sey 1.8	Seyfert 1.8	ref. 13
Sey 1.9	Seyfert 1.9	ref. 13
SSRQ	<i>Steep-spectrum radio quasar</i>	RL AGN, $\alpha_r > 0.5$
USS	<i>Ultra-steep spectrum source</i>	RL AGN, $\alpha_r > 1.0$
XBL	<i>X-ray-selected BL Lac</i>	BL Lac seleccionados en la banda de RX
XBONG	<i>X-ray bright optically normal galaxy</i>	AGN sólo en RX/AGN de líneas débiles

Continúa en la página siguiente.

Tabla 1.1: Lista de las diferentes clases de AGNs. La parte superior de la tabla lista las clases principales/clásicas. La última columna describe las propiedades principales. La clase o acrónimo en la columna (1), su significado en la columna (2) y las propiedades principales o referencia a un trabajo relevante en la columna (3). Lista de referencias: 1. [Padovani \(2016\)](#); 2. [Fanaroff & Riley \(1974\)](#); 3. [Giommi et al. \(2012\)](#); 4. [Weymann et al. \(1981\)](#); 5. [Ghisellini \(2010\)](#); 6. [O’Dea et al. \(1991\)](#); 7. [Padovani & Giommi \(1995\)](#); 8. [Laing et al. \(1994\)](#); 9. [Heckman & Best \(2014a\)](#); 10. [Ho \(2008\)](#); 11. [Osterbrock & Pogge \(1985\)](#); 12. [Sulentic et al. \(2002\)](#); 13. [Osterbrock \(1981\)](#). Fuente: [Padovani et al. \(2017\)](#).

Sin embargo, se sabe que la mayoría de estas aparentes diferencias en las clases se deben a cambios en sólo un pequeño número de parámetros, como ser: orientación ([Antonucci 1993](#); [Urry & Padovani 1995](#); [Netzer 2015](#)), tasa de acreción ([Heckman & Best 2014b](#)), el SMBH, presencia (o ausencia) de jets potentes ([Padovani 2016](#)), y posiblemente la galaxia anfitriona y su entorno.

A continuación doy una breve descripción de las principales clases de AGN, enfocándome luego en los blazares.

1.2.1. Galaxias Seyfert

Conocidos como los AGNs menos luminosos ($M_B > -23$), poseen un espectro con líneas de emisión intensa de metales altamente ionizados y líneas de recombinación del H. A pesar de que el brillo superficial del núcleo es alto, es posible identificar la estructura de la galaxia anfitriona (GA), la cual en la mayoría de los casos, si no todos, se trata de una galaxia espiral. Por sus características espectrales podemos dividirlos en dos grupos, Seyfert de tipo 1 y Seyfert de tipo 2, aunque han surgido con el tiempo clasificaciones intermedias.

1.2.2. Quasars

Son objetos muy compactos y luminosos ($M_B < -23$), siendo las primeras radiofuentes extragalácticas intensas (*radio loud*) en ser observadas. En la actualidad se sabe que sólo entre el 5 % y 10 % del total de los quasars son fuertes emisores en radio (RLQ, por sus siglas en inglés). El resto pertenecen al grupo de los emisores débiles en ondas de radio (RQQ, por sus siglas en inglés). Poseen espectros ópticos muy similares a los de las galaxias Seyfert 1, con emisión intensa en el continuo y líneas de emisión tanto anchas como delgadas; sus luminosidades, en cambio, son mucho mayores. Si bien la GA es difícil de resolver, dado que se encuentran a grandes distancias, aún así parecen estar alojados en galaxias elípticas.

1.2.3. Radiogalaxias

Son, por lo general, galaxias elípticas. En el óptico se las puede confundir con galaxias normales, aunque su luminosidad en radio es cientos de veces mayor que la correspondiente a galaxias normales. Existen las radio galaxias de líneas angostas (*Narrow Lines Radio Galaxies*, NLRG) y las radio galaxias de líneas anchas (*Broad Lines Radio Galaxies*, BLRG), según sus espectros ópticos.

Los jets y las estructuras relacionadas en estas fuentes son las estructuras físicas coherentes más grandes en el universo, obteniendo tamaños del orden de 1 Mpc en algunos casos ([Carilli & Barthel 1996](#)).

1.2.4. Blazares

El interés en los blazares ha ido creciendo a medida que se incrementó el número de objetos detectados por relevamientos a latitudes galácticas altas, en energías de microondas y rayos gamma ([Giommi et al. 2009](#); [Abdo et al. 2010b](#)). Representan la población más abundante de fuentes extragalácticas a

energías del orden de TeV. Se distinguen del resto de los AGNs debido a sus extremas propiedades observacionales: marcada y rápida variabilidad, movimiento superlumínico (el jet relativista apunta hacia el observador, $\alpha < 15^\circ$) y fuerte emisión sobre todo el espectro electromagnético. Siendo el jet el responsable de la emisión no térmica desde radio hasta rayos gamma de alta energía. A su vez, los blazares se dividen en dos clases: BL Lacertae (BL Lac) y *Flat Spectrum Radio Quasars* (FSRQ, por sus siglas en inglés). Ambas subclases comparten propiedades de su continuo, mientras que las características de sus líneas de emisión son bastante diferentes. Es la presencia de marcada variabilidad lo que sugiere que el continuo de los blazares es emitido por un jet relativista en la dirección de la visual y por lo tanto, que la radiación observada se amplifica fuertemente por colimación del haz relativista (Blandford & Rees 1978). El propósito principal del estudio de los blazares es aprender cómo es extraída la energía del agujero negro. En un sentido más inmediato, el objetivo es comprender cómo se forman y aceleran los jets relativistas, los cuales representan una gran cantidad de energía cinética. Aún nos encontramos en una etapa inicial, tratando de entender cuánta energía está involucrada y cuál es el estado físico del jet.

1.2.4.1. Distribución espectral de energía de los blazares

Dependiendo de la banda en la que se observe, se emplean diferentes métodos para observar una fuente. Los diversos regímenes de longitud de onda proporcionan ventanas diferentes en la física de estas fuentes. La imagen completa para poder descifrar cómo trabaja el motor central de los AGNs en general y cuáles son los procesos físicos involucrados nos la proporciona la distribución espectral de energía (SED, por sus siglas en inglés). En esta sección intentaré dar una breve descripción de las componentes que se observan en la SED, orientada al caso particular de los blazares, por ser el objeto de estudio de esta Tesis.

Para representar la energía emitida por la fuente, usualmente se obtiene $E f_E$ en función de la energía de los fotones E , donde f_E es el flujo de energía, ambos en escala logarítmica o sus representaciones equivalentes en frecuencia ν o longitud de onda λ . La SED usualmente se muestra como $\log \nu f_\nu$ vs. $\log \nu$, o usando la luminosidad en lugar del flujo como $\log \nu L_\nu$ vs. $\log \nu$ (el último gráfico difiere sólo por un *offset*). De esta manera, la energía máxima producida se da a una frecuencia donde la SED muestra su pico. Los blazares son fuentes que presentan radiación colimada, además de ser caracterizadas por un espectro no-térmico y polarización (ver Sección 1.2.4.4). En su SED se distinguen tres componentes: no-térmica, relacionada con el jet, térmica, proveniente de la acreción al SMBH y de la región de líneas anchas (BLR, por sus siglas en inglés), y la tercer componente proveniente de la luz de la GA, usualmente elíptica gigante (Giommi et al. 2013). La Figura 1.3 deja en evidencia que una sola componente no puede ser la responsable de toda la emisión de estos blazares.

Esta emisión no-térmica puede ser bien representada por emisión sincrotrón, es decir, radiación por partículas cargadas que giran a velocidades relativistas a través de campos magnéticos dará lugar a un espectro de fotones de tipo ley de potencias desde frecuencias de radio hacia el óptico. Luego, a través de procesos Compton inverso, ya sea por dispersión de fotones sincrotrón (*Synchrotron Self-Compton*, SSC) o de fotones del medio circundante (*External Compton*, EC) estas fuentes tendrán una segunda joroba en sus SEDs, con un máximo típico entre rayos X y gamma (la posición del máximo depende de la distribución de energía del plasma que está emitiendo, Sección 1.2.4) (Beckmann & Shrader 2012).

A continuación describiré lo que se observa en cada región del espectro electromagnético y las posibles componentes responsables de esa emisión.

Emisión en radio

La emisión en radio fue fundamental en el descubrimiento de los AGNs y en su ubicación como clase única de objetos astronómicos. En este rango de frecuencias se pueden observar variaciones en el jet y en el núcleo, como así también *knots* superlumínicos (Marscher 2006). Las observaciones a lo

largo de los años del jet en radio del quasar 3C 279, como muestra la Figura 1.4, deja en evidencia este comportamiento superlumínico aparente del mismo.

El proceso de emisión dominante en la banda de radio es sincrotrón. Al ser de origen no-térmico, la forma de la emisión en la SED puede ser bien representada mediante una ley de potencias de la forma $S_\nu \sim \nu^{-\alpha}$, donde S_ν es la densidad de flujo a frecuencia ν y α el índice espectral (Padovani et al. 2017). La emisión que se observa en radio consiste de una componente compacta y una extendida.

Emisión en infrarrojo

En blazares, el mismo proceso de emisión sincrotrón que produce el continuo de radio es la fuente predominante en la radiación IR. Debido al hecho de que los blazares están dominados por emisión no-térmica en el infrarrojo, a diferencia de otros AGN's, el estudio de la emisión en el IR es una poderosa herramienta para clasificar fuentes extragalácticas (Massaro et al. 2011).

Emisión en el óptico

La banda del óptico, aún en estos tiempos donde la astronomía se ha expandido a todas las frecuencias, sigue siendo la más usada para la identificación de los AGNs (Beckmann & Shriver 2012). Tomar una imagen o un espectro en el óptico y luego comparar con lo que se ve en otras bandas, es uno de los estudios básicos que uno puede realizar sobre estas fuentes. La emisión óptica, como así también la emisión en el UV, es causada por la emisión sincrotrón de electrones en el jet.

Emisión en rayos X

Como en el caso de los rayos UV, los rayos X (RX) son incapaces de penetrar la atmósfera terrestre. Con el correr de los años la astronomía de rayos X ha evolucionado enormemente, siendo actualmente una de las bandas de energía claves para entender los blazares. El análisis espectral en esta banda es una

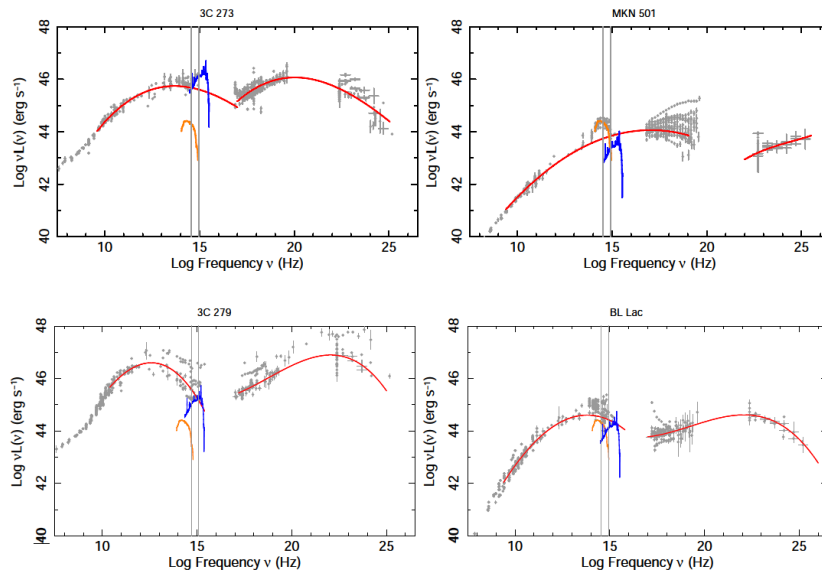


Figura 1.3: La SED de 4 blazares representativos: 2 FSRQ, 3C 273 y 3C 279, y 2 BL Lac, Mkn 501 y BL Lac. Las líneas en colores denotan tres de las componentes principales de un blazar: radiación no-térmica, relacionada con el jet (rojo), emisión térmica proveniente de la acreción al SMBH y de la *Broad Line Region*, BLR (azul) y la tercer componente proveniente de la luz de la GA (naranja). Fuente: Giommi et al. (2013) y sus referencias.

herramienta muy poderosa para determinar la distribución de las partículas emisoras y sacar conclusiones sobre los procesos extremos que las aceleran hacia energías muy altas. La forma del espectro en RX de los blazares dependerá de la sub-clase de blazar (ver Sección 1.2.4.2). Los blazares que poseen su pico de frecuencias a altas energías, exhiben emisión en RX debida a procesos sincrotrón, mientras que para aquellos que poseen un pico a bajas frecuencias, su emisión en esta banda se debe a una suma de emisión sincrotrón de la cola y emisión auto-Compton (Fan et al. 2016). La Figura 1.5 muestra la SED en RX de Mkn 421 resultado de analizar observaciones de BeppoSAX de 1997-2000 (Massaro et al. 2004).

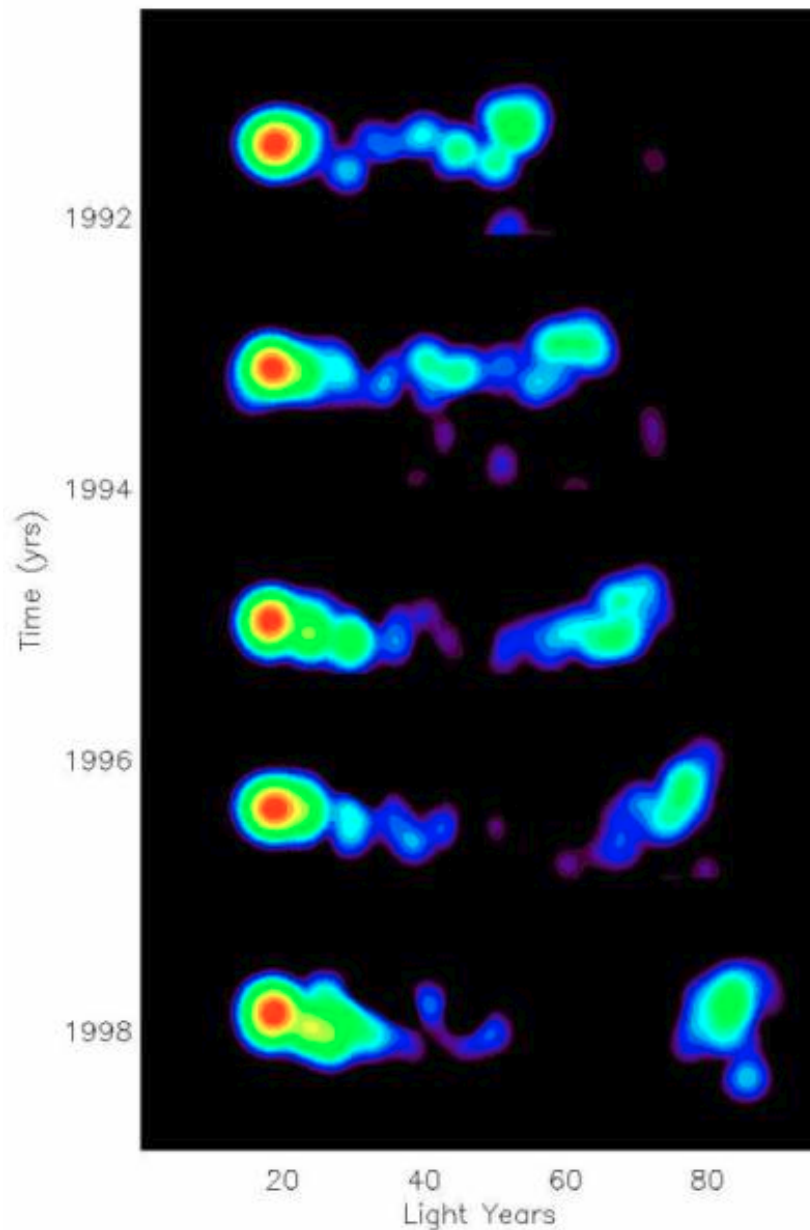


Figura 1.4: Secuencia de observaciones de VLBI (*Very Long Baseline Interferometry*) del jet de radio cercano al núcleo del quasar 3C 279. Fuente: Wehrle et al. (2001)

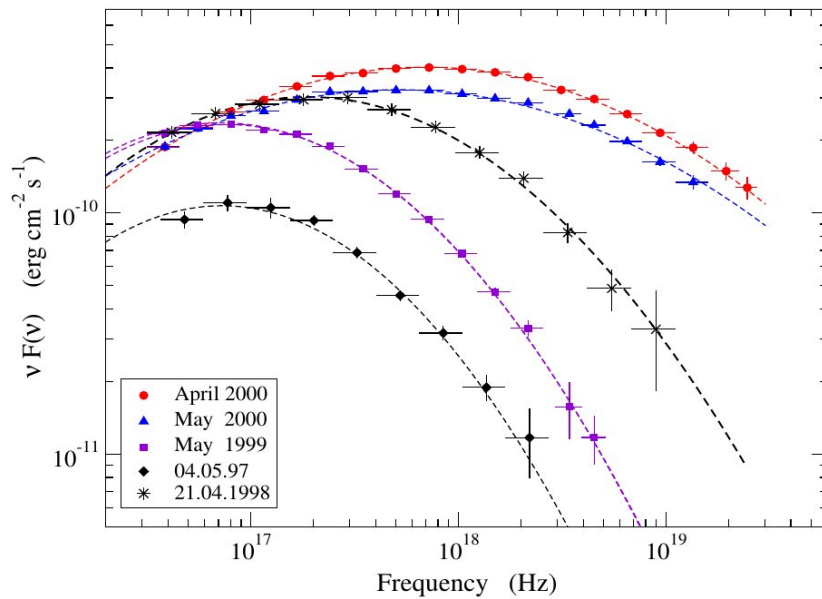


Figura 1.5: La SED en RX de Mkn 421. Fuente: [Massaro et al. \(2004\)](#).

Emisión gamma

En lo que respecta a la radiación en gamma, los blazares son potentes emisores ([Fichtel 1994](#); [von Montigny et al. 1995](#)). La banda de energía gamma convencionalmente se divide en la banda de altas energías (*High Energy*, HE), entre 100 MeV y ~ 100 GeV, y la banda de muy altas energías (*Very High Energy*, VHE), que va desde en rango de los ~ 100 GeV a ~ 10 TeV.

En el último catálogo de Fermi ([Acero et al. 2015](#)) compuesto por más de 3000 fuentes se distinguen las fuentes “asociadas” de las “identificadas”. Las fuentes asociadas son aquellas que dependen principalmente de una correspondencia en posición cercana. Por su parte, las fuentes identificadas requieren de mediciones de variabilidad correlacionadas con otras longitudes de onda o la caracterización de la fuente por su extensión angular. De las 3000 fuentes, 642 han sido asociadas como BL Lac y 446 como FSRQ, mientras que 18 han sido identificadas como BL Lac y 38 como FSRQ. La Figura 1.6 ilustra dónde están ubicadas todas estas fuentes detectadas en el espacio ([Acero et al. 2015](#)).

El primer blazar detectado a altas energías fue Mrk 421. Es una de las fuentes que ha mostrado muy alta variabilidad en gamma. Se han observado potentes *flares* desde que comenzó su estudio intensivo ([Sahu et al. 2018](#)). La Figura 1.7 muestra la SED de esta fuente. Mrk 421 presentó fuerte y variable emisión en todo el rango de energías, desde la banda de radio hasta rayos gamma. La variabilidad es más pronunciada en los rayos X y rayos gamma, donde las dos componentes de la SED alcanzan sus respectivos máximos. El máximo de la SED en gamma se encuentra en la región de VHE, donde también se observa alta variabilidad ([Padovani et al. 2017](#)).

También se ha detectado variabilidad ultra rápida en el rango de los TeV para PKS 2155-304, en escalas de tiempo tan cortas como $t_{\text{var}} \sim 3 - 5$ minutos ([Ghisellini et al. 2009](#)) y para Mkn 501 (ver Figura 1.8). Para este último, la curva de luz es el resultado de un seguimiento durante varios años, obtenida con diversos *Imaging Atmospheric Cherenkov Telescope* (IACTs). Las barras de error verticales denotan las incertezas estadísticas a un σ . Los instrumentos y los flujos medios correspondientes se muestran para cada campaña de observación por separado. Los datos MAGIC (*panel inferior*, Fig. 1.8) se reprocesaron para que coincidan con los rangos de energía cubiertos por instrumentos anteriores ([Albert et al. 2007b](#)).

Definitivamente, el comportamiento extremo de estos objetos en la banda de los rayos gamma los hace únicos. Aún así, el origen de los rayos gamma es desconocido. En la actualidad su origen se debate

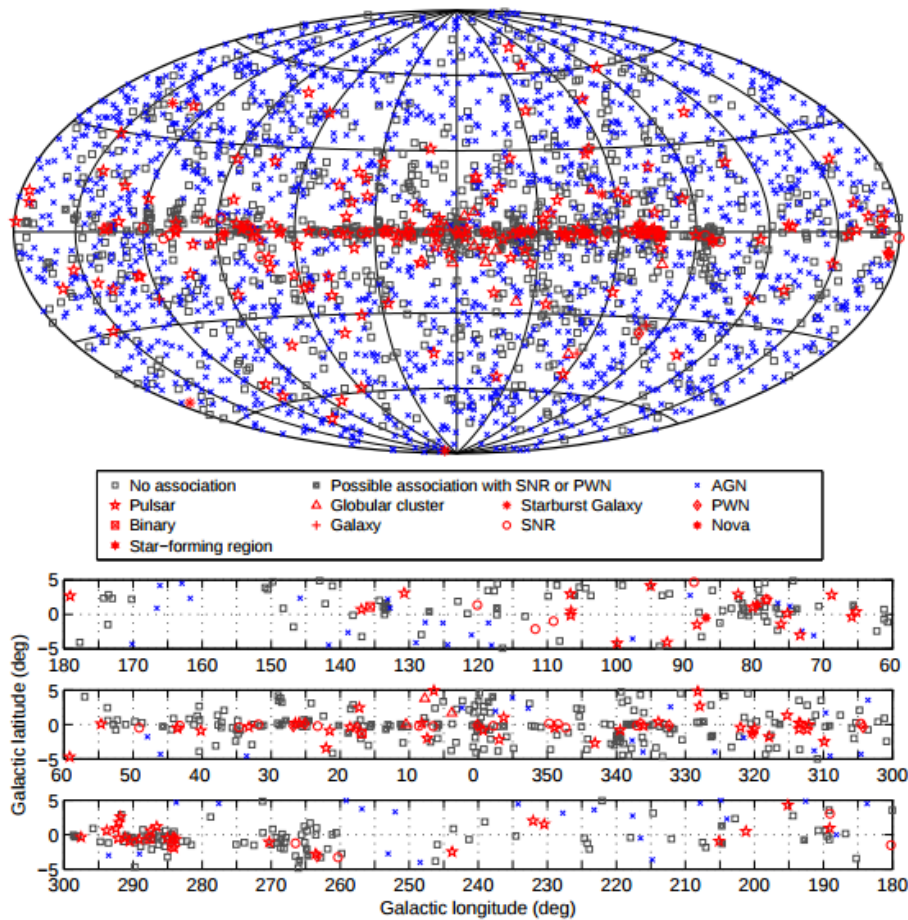


Figura 1.6: Mapa de todo el cielo *superior* y ampliación sobre la región Galáctica más interna *inferior* mostrando las diferentes clases de fuentes. Todas las clases de AGNs han sido graficadas con el mismo símbolo por simplicidad. Fuente: [Acero et al. \(2015\)](#).

entre dos interpretaciones alternativas (o complementarias). En el modelo leptónico ([Maraschi et al. 1992](#)) la emisión es explicada como dispersión Compton inverso entre electrones en el jet y su propia emisión sincrotrón SSC o los fotones provenientes de un campo externo. En un escenario hadrónico ([Böttcher et al. 2013](#)), los rayos gamma, en cambio, se supone que se originan a partir de protones muy energéticos que pierden energía ya sea a través de la emisión sincrotrón ([Aharonian 2000](#)) o debido a interacciones foto-mesónicas ([Mannheim 1993](#)). En este caso, el blazar también sería emisor de neutrinos (del decaimiento de los piones cargados), extendiendo su SED fuera del espectro electromagnético hacia nuevos escenarios recientemente explorados que podrían incluir rayos cósmicos ([Padovani et al. 2016](#); [Resconi et al. 2017](#)).

1.2.4.2. Clasificación

Debido a que al espectro óptico de emisión contribuyen varias componentes: disco de acreción, el jet y la GA, una clasificación basada en las propiedades observacionales de estas fuentes es bastante compleja, dando lugar también a confusiones en la literatura. Aún así, comúnmente se recurre a la clasificación que adoptaré en este trabajo de Tesis, la cual está basada en las propiedades que se observan en la banda del óptico: los FSRQs y BL Lac. Aunque ambas sub-clases poseen emisión no-térmica, por definición los FSRQs tienen líneas de emisión fuertes y anchas ($EW \gtrsim 5\text{\AA}$, siendo EW ancho equivalente, por su siglas en inglés). La Figura 1.9(a) muestra el espectro

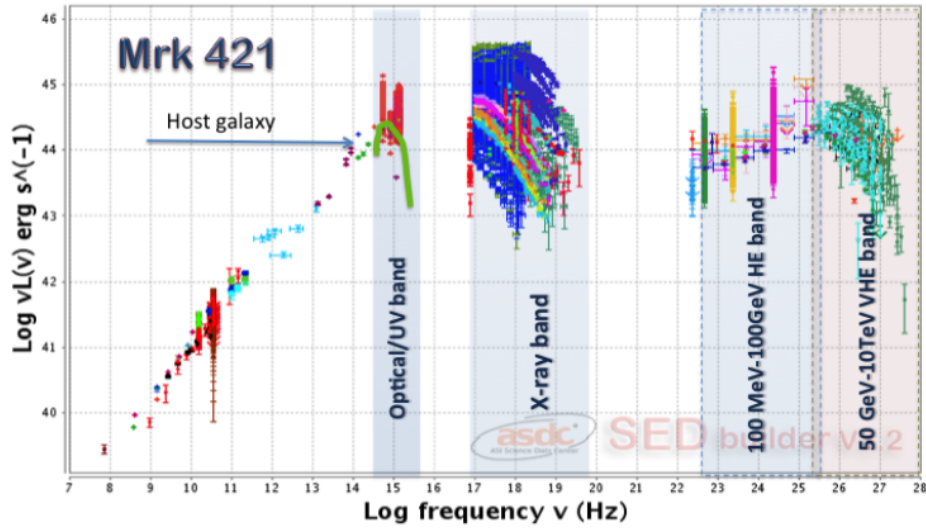


Figura 1.7: La SED de Mrk 421. La línea verde indicada por la flecha representa la emisión esperada para la GA típica de un blazar. Se observa un espectro duro en la región HE con una variabilidad de aproximadamente un factor 50 en los 200 MeV (verde claro), 1 GeV (naranja) y 10 GeV (violeta). Los datos en VHE corresponden a [Bartoli et al. \(2011\)](#); [Biteau & Williams \(2015\)](#); [Aharonian et al. \(2005\)](#); [Chandra et al. \(2010\)](#); [Sharma et al. \(2015\)](#); [Amenomori et al. \(2003\)](#); [Albert et al. \(2007a\)](#). Fuente: [Padovani et al. \(2017\)](#).

calibrado en flujo del objeto PKS 0420+022. Por su parte, los BL Lac por definición no muestran líneas o estas resultan muy débiles ($EW \lesssim 5\text{\AA}$). La Figura 1.9(b) muestra el espectro calibrado en flujo del BL Lac PKS 2005-489, donde es notable la ausencia de líneas de emisión. Los FSRQs tienen luminosidades bolométricas altas en comparación con los BL Lac ([Sambruna et al. 1996](#)), y a diferencia de estos últimos, pueden exhibir signos de actividad térmica, posiblemente relacionada con el disco de acreción en el espectro óptico y UV (*blue bump*; [Smith et al. 1986, 1988](#)).

La Tabla 1.2 presentada por [Beckmann & Shrader \(2012\)](#) muestra las diferencias entre los blazares FSRQ y BL Lac emisores en gamma. La comparación se realiza en términos del jet, campo magnético, cociente de Eddington, $\lambda_{\text{Edd}} = L_{\text{bol}}/L_{\text{Edd}}$, donde L_{bol} es la luminosidad bolométrica y L_{Edd} es la luminosidad de Eddington, y luminosidades del disco de acreción y del jet. Podemos apreciar que, a pesar que las masas de los agujeros negros, la distancia de la región de emisión del SMBH y la velocidad del jet (como lo expresa el factor *bulk* de Lorentz) son similares para ambas sub-clases, la potencia del campo magnético y el flujo de acreción son menores en los BL Lac, resultando en luminosidades observadas menores.

En particular, los BL Lac han sido tradicionalmente divididos en tres grupos según la ubicación del pico de emisión sincrotrón ([Padovani & Giommi 1995](#)), *Low energy peaked BL Lac* (LBL), *Intermediate energy peaked BL Lac* (IBL) y *High energy peaked BL Lac* (HBL). Las Figuras 1.10(a), 1.10(b) y 1.10(c) muestran SED de las diferentes sub-clases de blazares. Claramente se puede observar que la posición del pico sincrotrón difiere de un caso a otro. Por otro lado, [Abdo et al. \(2010b\)](#) clasificaron a los blazares en general según la ubicación de la frecuencia de la máxima emisión sincrotrón, ν_s . Se dividen en una fuente LSP, ISP o HSP (del inglés *Low, Intermediate and High Synchrotron peaked*) si $\nu_s \leq 10^{14}$ Hz (en el IR), si está en el rango del óptico-UV ($10^{14} \leq \nu_s \leq 10^{15}$) o si se encuentra en el régimen de los rayos X ($\nu_s \geq 10^{15}$), respectivamente. De aquí en adelante adoptaremos la clasificación dada por [Padovani & Giommi \(1995\)](#) ya que, en particular, nos interesa ver las diferencias entre sub-clases de BL Lacs.

Los HBL son brillantes en rayos X y muestran fuerte variabilidad en un amplio rango de escalas

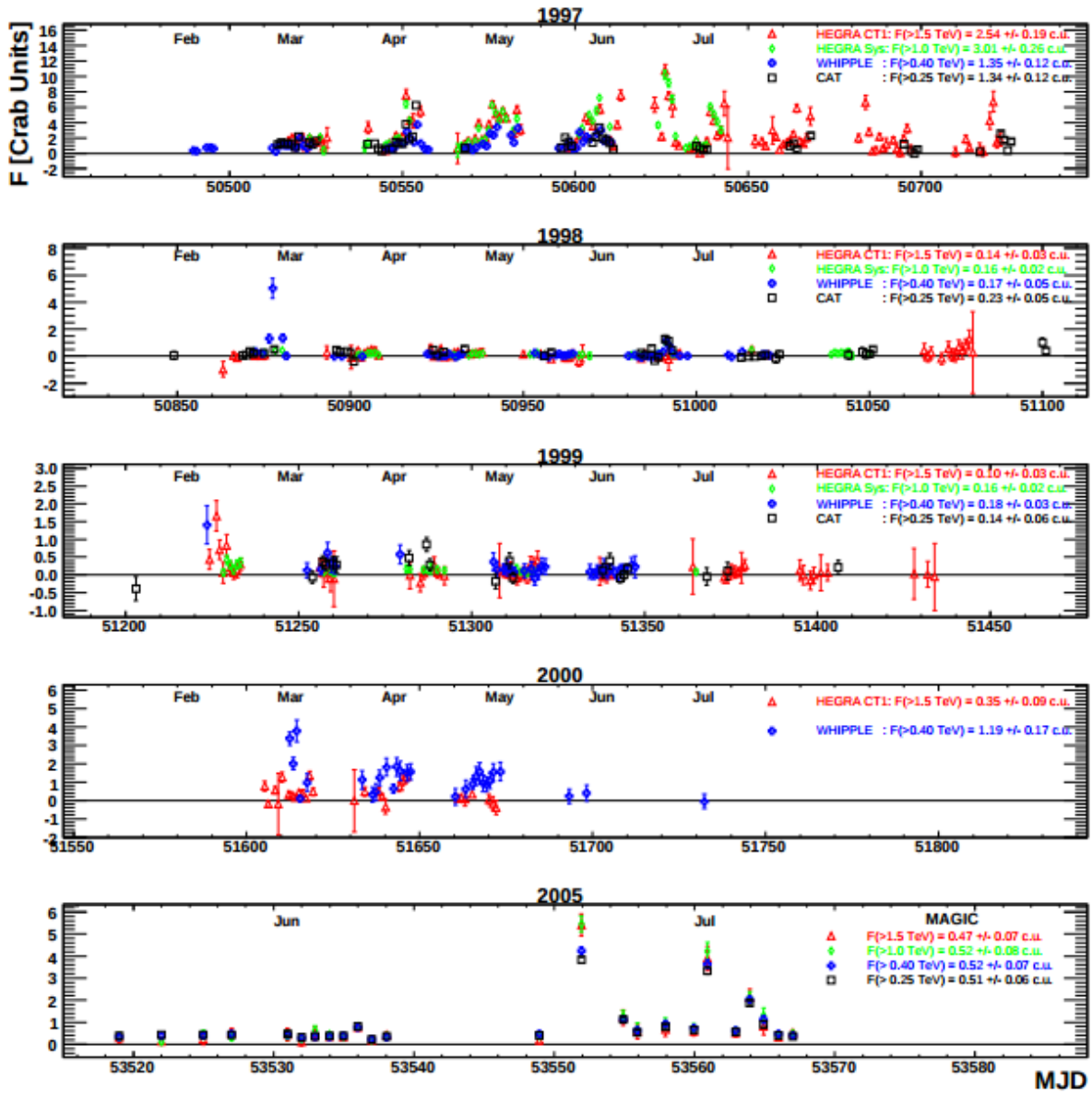
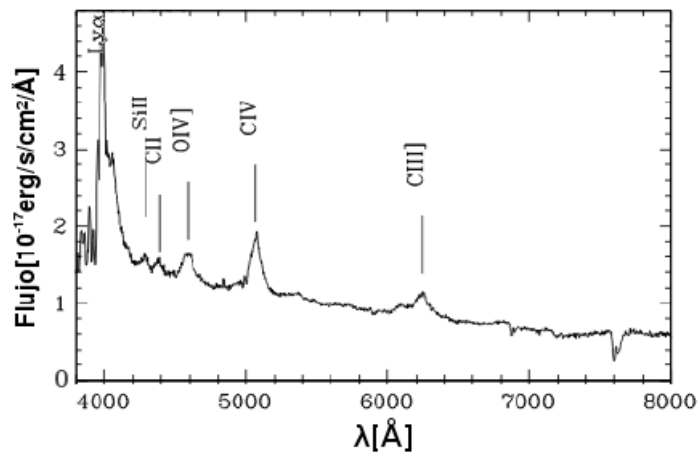
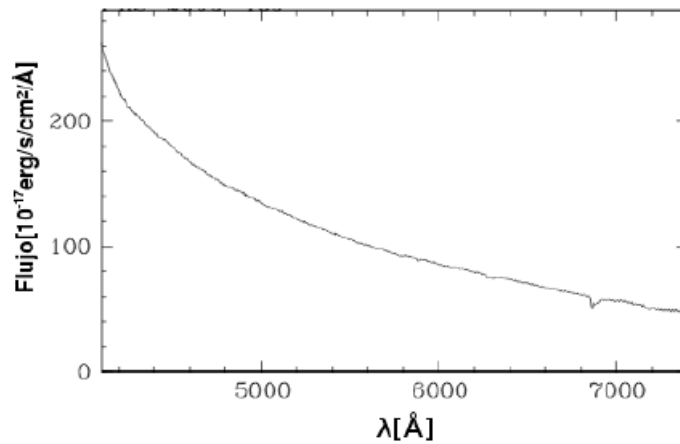


Figura 1.8: Curva de luz de Mrk 501 a VHE. Las barras de error verticales denotan las incertezas estadísticas a un σ . Los instrumentos y los flujos medios correspondientes se muestran para cada campaña de observación por separado. Fuente: [Albert et al. \(2007b\)](#).



(a) Espectro calibrado en flujo del FSRQ PKS 0420+022.



(b) Espectro calibrado en flujo del BL Lac PKS 2005-489.

Figura 1.9: *superior*: Espectro calibrado en flujo del FSRQ PKS 0420+022 (Sbarufatti et al. 2006b). *Inferior*: Espectro calibrado en flujo del BL Lac PKS 2005-489 (Sbarufatti et al. 2006a).

de tiempo que va desde los minutos a años (Gaur et al. 2010; Kapanadze et al. 2014). Además, puede incluir una contribución de la emisión sincrotrón de partículas altamente energéticas (Gaur et al. 2018). En los IBLs hay un claro punto de inflexión en donde las componentes sincrotrón y Compton inverso se superponen (e.g. S5 0716+714, Giommi et al. 1999; Tagliaferri et al. 2003).

Los IBLs y LBLs también muestran variabilidad en escalas de tiempo de largo período. Un ejemplo es el blazar IBL S5 0716+714, como se puede observar en la Figura 1.11 (Wierzcholska & Siejkowski 2015). Esta curva se corresponde con un monitoreo del blazar desde abril de 2005 en el rango de energías de 0.3-10 keV, donde resulta evidente la variación de la intensidad del flujo durante todo el período.

1.2.4.3. Variabilidad

Anteriormente ya hemos hecho énfasis en que los blazares exhiben las variaciones de amplitud más rápidas y más grandes de todos los AGNs (Angel & Stockman 1980).

La variabilidad está presente sobre todo el espectro electromagnético y, en general, es de naturaleza no periódica, reportándose recientemente oscilaciones cuasi-periódicas en algunas fuentes y en diferen-

Tabla 1.2: Propiedades físicas promedio de blazares emisores en gamma presentada por [Ghisellini et al. \(2010\)](#). R_{diss}/R_S es la distancia de la región de disipación en unidades de radio de Schwarzschild desde un agujero negro con masa M_{BH} , siendo la región de disipación aquella que provee en su mayoría los fotones semillas que son dispersados a altas energías. Γ es el factor *bulk* de Lorentz del jet, B es la potencia del campo magnético, L_{disk} es la luminosidad del disco de acreción obtenida a partir de las líneas de emisión, y λ_{Edd} es el cociente de Eddington, respecto a L_{disk} . P_e es la potencia inyectada por los electrones relativistas, y P_{jet} es la potencia total del jet, suponiendo que cada electrón es acompañado por un protón. Fuente: [Beckmann & Shrader \(2012\)](#).

	$\log M_{\text{BH}}$ (M_{\odot})	R_{diss}/R_S	Γ	B (G)	$\log L_{\text{disk}}$ (erg s^{-1})	λ_{Edd}	$\log P_e$ (erg s^{-1})	$\log P_{\text{jet}}$ (erg s^{-1})
BL Lac	8-9	300-1000	10-20	0.1-2	42-44	<0.01	41-43	43.5-45
FSRQ	8-9.5	300-3000	10-16	1-10	44-46.5	>0.01	42.5-44	45-48

tes frecuencias ([Zola et al. 2016](#); [Bhatta 2017](#)). En particular, la rápida variabilidad en escalas de tiempo menores a un día (de horas) es ampliamente conocida como microvariabilidad ([Carini et al. 1990, 1991, 1992](#)). Un ejemplo de este comportamiento lo mostró AO 0235+164. Alcanzando un cambio en magnitud de 0.5 en las bandas R y V , registrado dentro de una noche de observación ([Romero et al. 2000a](#)). Este mismo objeto exhibió posteriormente, en una campaña de 2005, una amplitud de ~ 0.95 magnitudes en la banda R , en un lapso de tres días (Figura 1.12, [Cellone et al. 2007b](#)). También se han detectado amplitudes desde una fracción de magnitudes hasta 100 veces más esta fracción durante campañas de largo período (por ejemplo: [Agudo et al. 2011](#); [Gupta et al. 2012](#)). Las regiones de emisión donde se produce la microvariabilidad deben ser, siguiendo el argumento de causalidad, volúmenes compactos y cercanos al motor central ya que son mediciones del flujo óptico. Debido a que tales regiones de emisión no pueden resolverse espacialmente con ningún instrumento actual, los estudios de microvariabilidad multifrecuencia podrían ser una de las herramientas más potentes que nos permita acercarnos a las regiones más internas de la base del jet del blazar, y de ese modo sería posible restringir la naturaleza de los procesos físicos predominantes, por ejemplo, aceleración de partículas, mecanismos de disipación de energía, geometría del campo magnético, etc. Una breve descripción de los posibles mecanismos responsables de esta variabilidad observada se listan en mi Tesis de licenciatura ([Sosa 2012](#)). Sin embargo, a pesar de los importantes esfuerzos observacionales, acompañados de una discusión teórica exhaustiva sobre el tema, los detalles en los procesos subyacentes responsables de la microvariabilidad y, en general, la variabilidad, siguen siendo difíciles de alcanzar ([Bhatta & Webb 2018](#)).

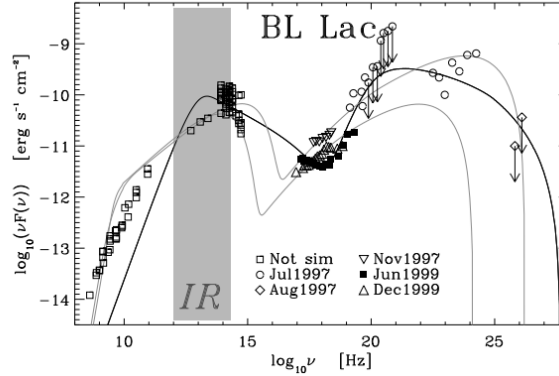
1.2.4.4. Polarización

Los blazares son las fuentes astrofísicas estables con el mayor porcentaje de polarización lineal óptica en el rango de radio a UV ¹. A longitudes de onda del óptico e IR, el porcentaje de polarización lineal puede llegar a ser $\sim 40\%$ y es normalmente detectado a niveles entre 5-10% ([Falomo et al. 2014](#), y sus referencias). La Figura 1.13 nos muestra el grado de polarización y ángulo de posición en el tiempo de S5 0716+71 durante el mes de octubre de 2011, reflejando este comportamiento.

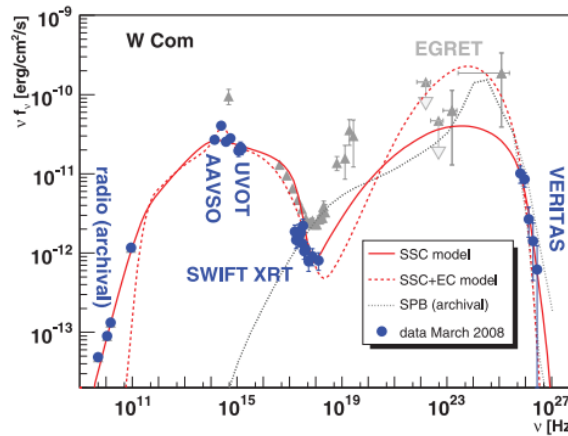
Como mencioné anteriormente, la emisión sincrotrón predomina en radio, IR, óptico, UV y RX. Esta emisión, dada su naturaleza, se encuentra intrínsecamente polarizada, esto significa que los vectores eléctricos de las ondas electromagnéticas tienen una orientación específica preferencial. El caso de polarización lineal se da cuando el campo eléctrico está orientado en una única dirección ([Beckmann & Shrader 2012](#)). Podría esperarse la presencia de polarización circular en estos objetos, pero ésta es muy difícil de detectar y de probar ([Takalo & Sillanpaa 1993](#)).

¹La única otra fuente que muestra polarización similar son los *Gamma Ray Burst*, GRB, en su contraparte en el óptico. Al menos durante los primeros segundos a minutos después de la explosión.

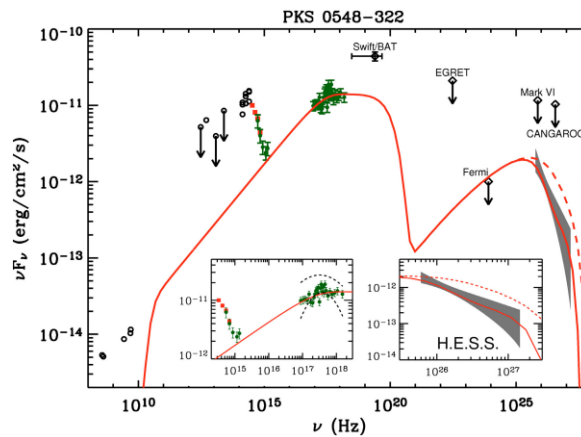
Observaciones de la polarización óptica de los LBL claramente muestran que el grado de polarización varía en escalas de tiempo de varias horas a años (ver Figura 1.13), con amplitudes desde un 20% hasta un factor 2. Un ejemplo es AO 0235+16, como muestra la Figura 1.14. En un *outbursts* registrado



(a) SED del blazar BL Lac, perteneciente a la clase LBL.



(b) SED del blazar W Comae, perteneciente a la clase IBL.



(c) SED del blazar PKS 2005-489, perteneciente a la clase HBL.

Figura 1.10: Distribución espectral de energía de tres diferentes sub-clases de blazares. El LBL BL Lac (Ciprini et al. 2003), el blazar W Comae perteneciente a la sub-clase IBL (Acciari et al. 2008) y el HBL PKS 0548-322 (Aharonian et al. 2010).

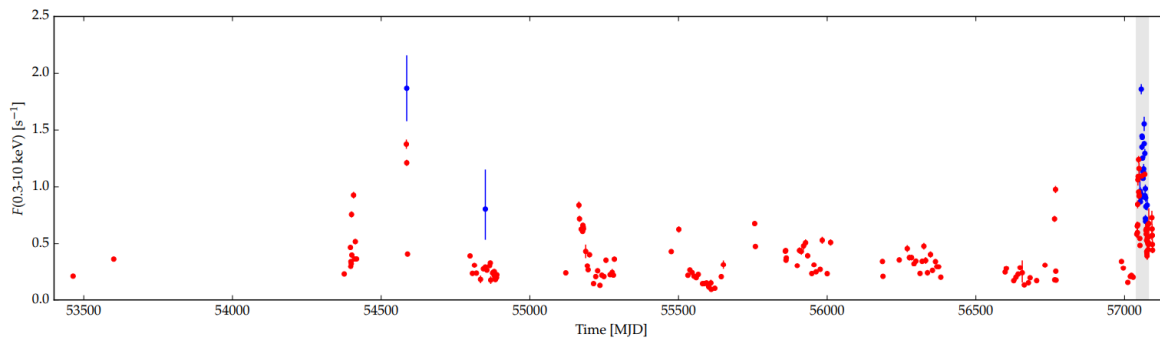


Figura 1.11: Curva de luz Swift/XRT de largo período correspondiente al blazar S5 0716+714. El área sombreada en gris indica el intervalo de un *flare* detectado. Los puntos rojos y azules indican las observaciones realizadas en este telescopio en dos modos diferentes. Fuente: [Wierzcholska & Siejkowski \(2015\)](#).

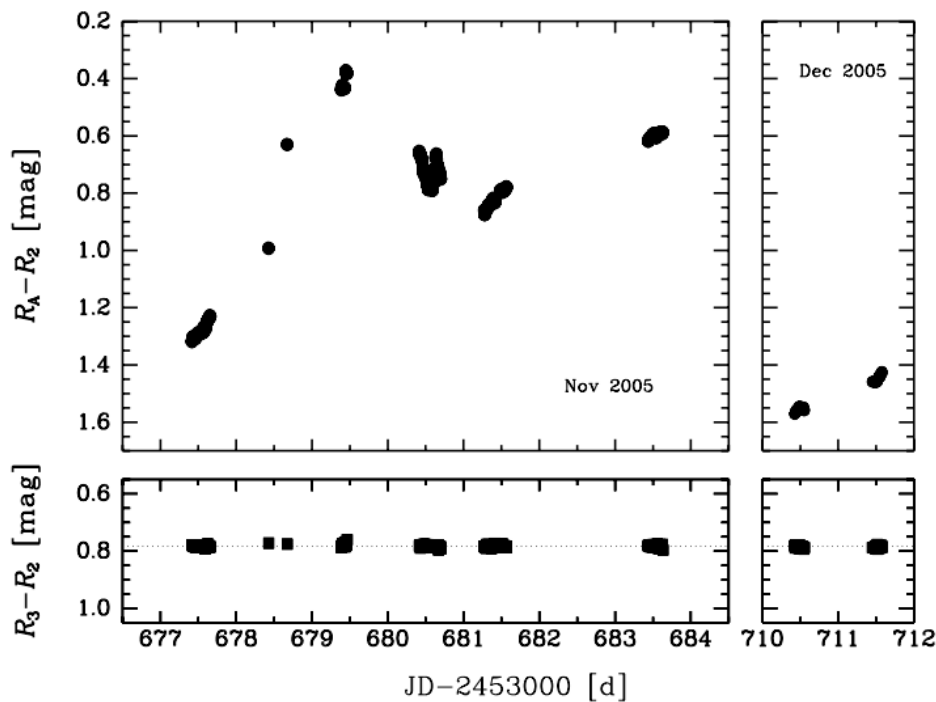


Figura 1.12: Curva de luz diferencial en la banda *R* para AO 0235+164 y la estrella de comparación (*panel superior*). Mientras que la curva de luz diferencial entre la estrella de control y estrella de comparación se muestra en el panel inferior. (Izq.: noviembre, 2005, der.: diciembre, 2005). Fuente: [Cellone et al. \(2007b\)](#).

en diciembre de 2006 este BL Lac mostró variabilidad a escalas de tiempo de horas, que aumenta de longitudes de onda del óptico hacia IR ([Hagen-Thorn et al. 2008](#); [Sasada et al. 2008](#)).

Actualmente, se apoya la teoría de que el flujo óptico se origina en el jet, estable y polarizado mientras que la variabilidad foto-polarimétrica resulta del desarrollo y la propagación de un choque en el jet ([Barres de Almeida et al. 2010](#); [Zhang et al. 2014c](#)). Debido a esto, es que la emisión óptica polarizada sería un mejor trazador de la emisión a altas energías, lo que revela la importancia de la monitorización de la polarización óptica en campañas multifrecuencia ([Marscher et al. 2008](#); [Agudo et al. 2011](#); [Raiteri](#)

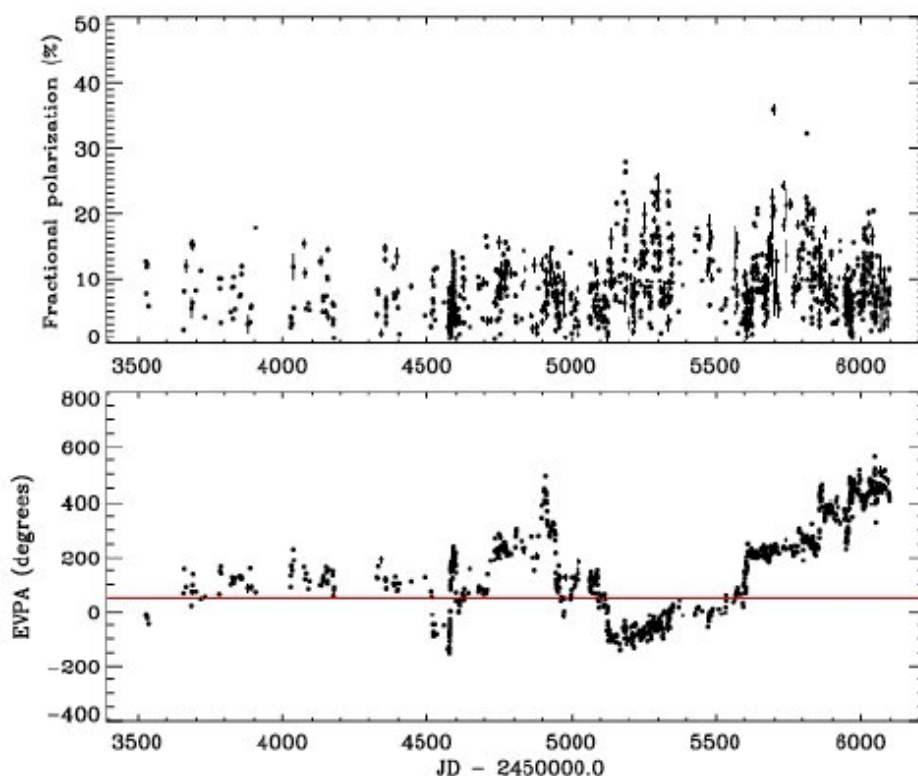


Figura 1.13: Grado de polarización y ángulo de posición de S5 0716+71. Fuente: [Falomo et al. \(2014\)](#).

[et al. 2015](#)). Más aún, el estudio de la polarización óptica codifica información sobre la geometría del campo magnético en la región de emisión y el grado de orden del campo magnético, entre otras.

Además de las variaciones de carácter intrínseco que se observan en la polarización, existen componentes espurias que pueden polarizar la luz óptica. Un ejemplo es el polvo interestelar, por esto se debe corregir la polarización observada del objeto estimando la cantidad de polvo situado entre nosotros y la fuente. Por otro lado, la luz estelar de la GA puede diluir la polarización intrínseca. Este efecto fue tratado por [Andruchow et al. \(2008\)](#) y en el desarrollo de esta Tesis explicaré un método de corrección más preciso.

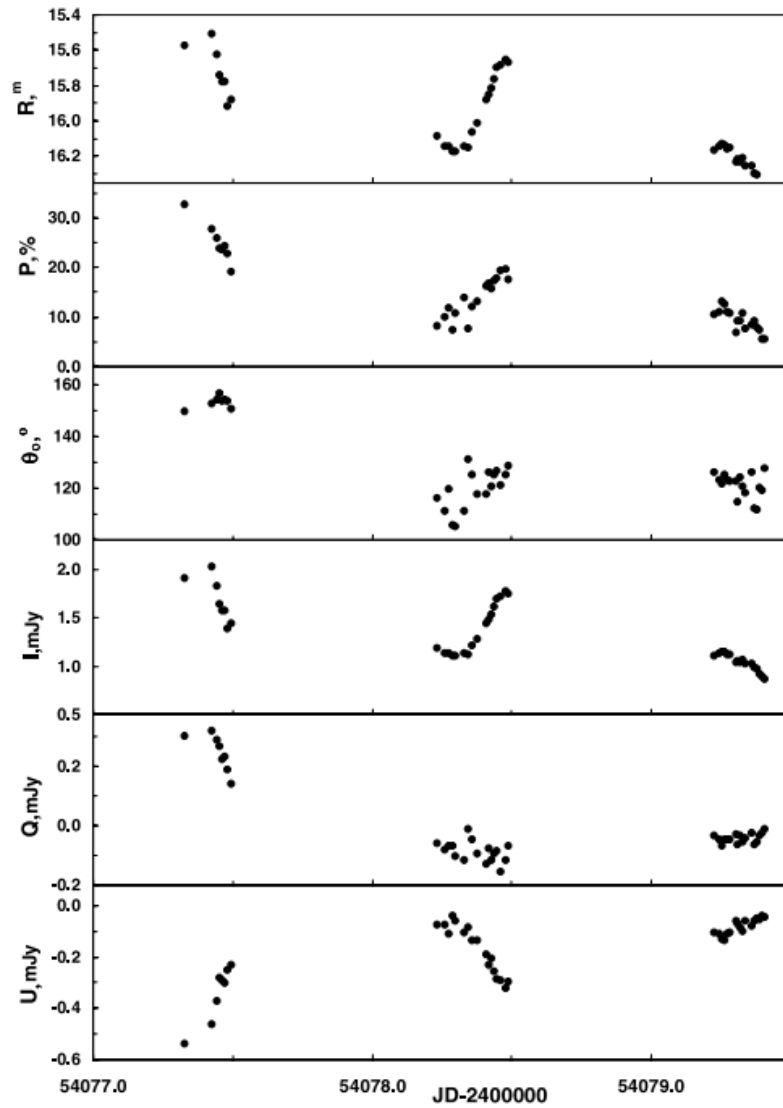


Figura 1.14: Datos fotométricos y polarimétricos simultáneos de AO 0235+16 de tres días consecutivos durante el *outburst* registrado en diciembre de 2006. Fuente: [Hagen-Thorn et al. \(2008\)](#).

1.2.4.5. La galaxia anfitriona

Al poco tiempo del descubrimiento de los blazares, se observó que estos objetos estaban rodeados por una tenue luminosidad (Miller & Hawley 1977). Con el correr de los años y con el advenimiento de detectores CCD más precisos se pudo determinar la naturaleza de la nebulosidad. Un ejemplo de esto es el blazar BL Lacertae en la Figura 1.15. La Figura de la izquierda muestra la placa fotográfica adquirida en 1974 con el telescopio de 4 m de Kitt Peak (Kinman 1975). Allí, el objeto indicado con dos líneas verticales, está claramente elongado y rodeado de una débil nebulosidad. Mucho tiempo después, una imagen CCD del Telescopio de 2.5 m *Nordic Optical Telescope* del mismo campo (der.) permitió resolver la GA (Falomo et al. 2014). Actualmente se sabe que los blazares están alojados en galaxias elípticas gigantes. Estas poseen una luminosidad promedio en la banda R de $M_R \sim -23$ y radios efectivos $r_{\text{ef}} \sim 10$ kpc (Scarpa 2001).

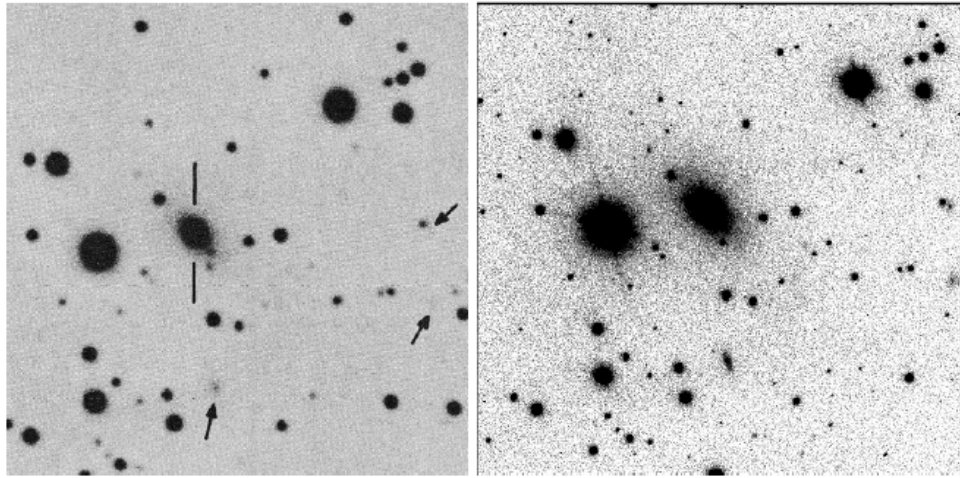


Figura 1.15: Izq.: Imagen de BL Lacertae de una placa fotográfica adquirida en 1974 (Kinman 1975). El objeto está indicado con líneas verticales. Las flechas indican fuentes débiles extendidas. Der.: Imagen CCD del mismo campo en la banda R , adquirida en 1998. Fuente: Falomo et al. (2014).

En consecuencia, en el estudio óptico de los blazares es importante poder separar la emisión proveniente del núcleo de la emisión de la galaxia que está alojando al mismo. Para esto, en algunos casos las observaciones en el óptico se complementan con observaciones en el IR. Por ejemplo, para algunas fuentes con alto *redshift* ($z > 0.4 - 0.5$), la emisión proveniente de la GA tiene su máximo en el IR cercano, mientras que en el óptico la luz disminuye significativamente. Aún así, esta separación de componentes no siempre es posible de llevar a cabo. Una fracción significativa de blazares observados permanecen sin resolver. Esto se debe a que para poder distinguir la luz de la galaxia, de la luz del núcleo es necesario observar con la mejor resolución angular posible, como así también tener una relación señal ruido adecuada para poder caracterizar la emisión débil extendida alrededor del núcleo. Cuando se trata de blazares relativamente cercanos ($z < 0.5$), sus GAs son brillantes y poseen diámetros angulares considerables facilitando la separación de componentes (Kuhlbrodt et al. 2004; Nilsson et al. 2007; Gadotti 2008). Un ejemplo es Nilsson et al. (2007). Los autores han modelado por separado las componentes núcleo+GA de una muestra de blazares, como se muestra en la Figura 1.16, a excepción de 1ES 1544+820. Para este último, debido a que no está resuelta su GA, sólo se muestra un modelo de núcleo. La presencia de la GA presenta otro desafío en las observaciones. Particularmente en el estudio del flujo óptico polarizado, ya que la componente central, el núcleo activo, posee emisión óptica polarizada mientras que la GA posee emisión no polarizada. Cómo afecta la GA a la polarización total medida es una cuestión que abordaremos en detalle en el Capítulo 2.

La galaxia que contiene al núcleo activo es tan importante como el blazar en sí. Las propiedades

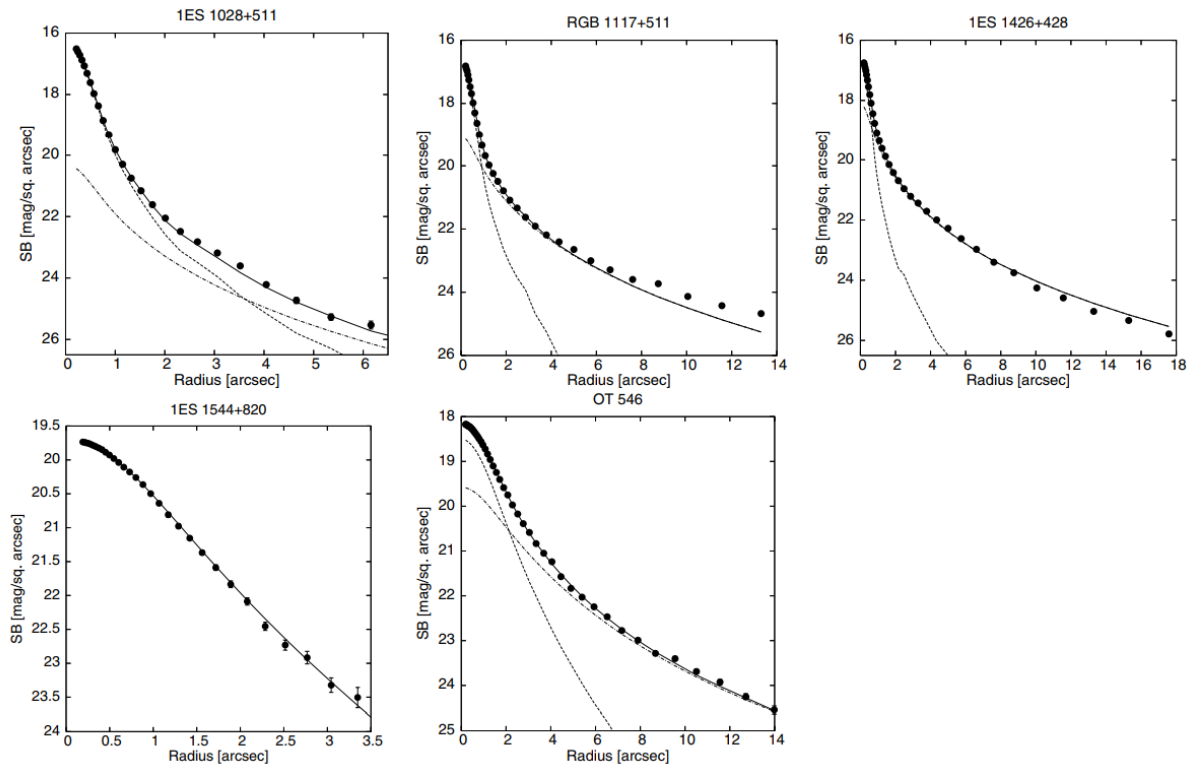


Figura 1.16: Perfiles de brillo superficial de diferentes blazares. Los círculos denotan el brillo superficial observado y las líneas sólidas el brillo superficial modelado (núcleo+GA). El brillo superficial del núcleo y de la GA se indican con líneas cortadas y líneas punto-raya, respectivamente. Fuente: [Nilsson et al. \(2007\)](#).

de los agujeros negros probablemente estén ligadas a las propiedades globales de las galaxias en las que residen. De hecho, en los últimos años se ha encontrado que muchas de estas propiedades parecen correlacionarse con la masa del agujero negro ([Merritt & Ferrarese 2001](#); [Graham et al. 2001](#); [McLure & Dunlop 2002](#)). Todo indica que el estudio de la GA es necesario para entender los enlaces físicos y el papel de los AGNs en general, y de los blazares en particular, en la evolución de las galaxias ([Kuhlbrodt et al. 2004](#)), como así también poder testear el esquema unificado, la relación entre los BL Lac y las galaxias no-activas y la evolución cosmológica de la población de BL Lac ([Nilsson et al. 2003](#)).

1.3. Contenido de la tesis

El objetivo general de esta Tesis es aportar al conocimiento de los mecanismos de emisión electromagnética de los blazares, y de las regiones del jet donde se origina la emisión a distintas frecuencias. Particularmente, interesa la posible vinculación entre las emisiones óptica (sincrotrón) y gamma (posiblemente Compton inverso). La mayoría de los blazares detectados a VHE son relativamente cercanos, porque los fotones gamma son eficientemente absorbidos por el fondo de luz extragaláctica. Esto presenta un desafío a los estudios de variabilidad foto-polarimétrica de estos objetos, porque las galaxias anfitrionas son brillantes y tienen diámetros angulares relativamente grandes. Además de introducir un efecto depolarizador, las galaxias anfitrionas pueden ocasionar errores sistemáticos en las curvas temporales de flujo óptico (total y polarizado) cuando las condiciones del *seeing* atmosférico cambian a lo largo de la observación.

Con este propósito se trabajó con observaciones propias, de colaboradores y de bases de datos, sobre

una muestra de diez blazares, cubriendo un amplio rango de corrimientos al rojo, e incluyendo emisores a altas energías. Las observaciones fueron adquiridas utilizando dos polarímetros: CAFOS (Calar Alto, España) y CasPol (CASLEO, Argentina). El esquema de la Tesis es el siguiente:

En el Capítulo 2 se presenta el problema y se describe el método desarrollado para sustraer la contribución de la galaxia de las mediciones, tanto en las observaciones fotométricas como en las polarimétricas. A partir del uso de imágenes sintéticas fue posible cuantificar el efecto que introduce la galaxia como así también las variaciones en el *seeing*.

En el Capítulo 3 se muestran los resultados individuales de cada objeto de la muestra. Se obtuvo información sobre el comportamiento, y en particular la micro-variabilidad (variabilidad a escalas temporales muy cortas), de estas fuentes tanto en flujo óptico total como polarizado. Realizando una comparación directa entre los datos antes y después de aplicar la corrección desarrollada en el Capítulo 2. En los casos que fue posible, se trabajó en dos bandas fotométricas (B y R), obteniendo información básica sobre el comportamiento espectral de la muestra. Al final del Capítulo se realizó un análisis global de la muestra sobre los principales resultados obtenidos.

Con similar objetivo, en el Capítulo 4 se detalla en análisis realizado en la caracterización del polarímetro CasPol (CASLEO), utilizado para las observaciones desde el hemisferio sur.

En el Capítulo 5 se detallan las principales conclusiones.

En este trabajo de Tesis se utilizó la cosmología $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.3$ y $\Omega_\Lambda = 0.7$.

Capítulo 2

Blazares detectados a altas energías y su emisión en el óptico

2.1. Blazares emisores a altas energías

Como mencioné en el Capítulo anterior, la SED de los blazares presenta dos rasgos espectrales importantes, una componente a bajas frecuencias atribuida a radiación sincrotrón de los electrones relativistas y una componente a altas energías, la cual podría estar producida por diferentes procesos que involucran leptones y/o hadrones (Boettcher 2010). Cuando hablamos de modelo leptónico, la emisión a altas energías es el resultado de interacciones Compton Inverso entre la misma distribución de electrones/positrones que produce la componente de la SED a bajas energías y los fotones de baja energía producidos en el proceso sincrotrón (SSC), en el disco de acreción, en la región de líneas anchas o en el toro de polvo. En el modelo hadrónico, la componente de la SED a altas energías se debe a radiación sincrotrón de la población de protones, mientras que a energías del orden de los TeV, la radiación sincrotrón de los piones y muones puede ser la predominante (Diltz et al. 2015). Ambos modelos han podido reproducir la SED de blazares detectados a altas energías por FERMI/LAT, bajo ciertas suposiciones como equilibrio entre la inyección de partículas a altas energías, la pérdida de energía y el escape de la zona de emisión. Aunque las SEDs de aquellos objetos que han sido detectados a muy altas energías por Cherenkov, han podido ser mejor modeladas usando modelos hadrónicos (Böttcher et al. 2013).

Si se considera la variabilidad detectada en emisión a altas energías, la cual a sido registrada a escalas de tiempo muy cortas, la implicación de una región de emisión de pequeño tamaño es altamente probable, favoreciendo su ubicación en la base del jet. En ese caso, los fotones de baja energía involucrados en el proceso EC (*External Compton*) podrían asociarse a la BLR o región de líneas anchas (Nalewajko et al. 2012). Sin embargo, las propiedades de variabilidad multi-longitud de onda y polarización incrementan la incerteza en la localización de la región de emisión a altas energías. En general, parece haber un retraso entre la variabilidad a diferentes frecuencias. La emisión a altas frecuencias ocurre primero (Max-Moerbeck et al. 2014; Fuhrmann et al. 2014; Beaklini & Abraham 2014), como es de esperarse bajo consideraciones de profundidad óptica si se considera que la región de emisión se expande a medida que se mueve hacia afuera desde la base del jet relativista. Por otro lado, la detección de *flares* simultáneos en radio y rayos gamma, junto a prolongadas variaciones en el ángulo de polarización óptica (Marscher et al. 2008; Agudo et al. 2011) podría implicar que la emisión Compton inverso se origine “corriente abajo” del jet. En ese caso, los tamaños pequeños en las regiones de emisión, requeridos para la variabilidad de escalas de tiempo cortas se explican por la interacción entre pequeñas regiones de turbulencia y choques (Kiehlmann et al. 2016). Existen también evidencias de conexión entre la emisión en el óptico y rayos gamma, en particular, cuando el blazar se encuentra en un estado de alta actividad en el óptico (Wagner & Witzel 1995; Bloom et al. 1997; Hartman et al. 2001).

El estudio de fuentes individuales ha mostrado esta correlación entre bandas, algunos ejemplos son:

3C 454.3 (Bonning et al. 2009), PKS 1510-089 (Marscher et al. 2010) y AO 0235+164 (Ackermann et al. 2012). En lo que respecta a estudios de múltiples fuentes, si bien estos nos son numerosos, existen trabajos como el de Chatterjee et al. (2012) que han estudiado 6 blazares en donde encontraron un pequeño retraso entre *flares* en el óptico y gamma. Sin embargo, Bonning et al. (2012), los cuales estudiaron 12 fuentes pertenecientes al mismo programa que Chatterjee et al. (SMARTS *blazar monitoring program*) hallaron que en algunas fuentes las variaciones estaban correlacionadas, mientras que en otras esto no sucedía. Poder comprender con claridad estas conexiones entre emisiones a distintas bandas, a lo largo de todo el espectro electromagnético, junto con las variaciones que registran permiten determinar la ubicación relativa de las regiones de emisión junto con los mecanismos de radiación presentes

Como ya lo he mencionado, los objetos BL Lac son las fuentes extragalácticas estables más numerosas detectadas a altas energías. Esto es principalmente cierto para las sub-clases de BL Lacs ISP y HSP, las cuales poseen un pico de frecuencias sincrotrón a altas energías que también se puede desplazar a energías aún más altas, haciéndolos incluso más fáciles de detectar a energías del orden de los TeV. Estos objetos son detectados a bajo *redshift*, debido a la presencia del efecto del fondo de luz extragaláctico (EBL, por sus siglas en inglés) que atenúa fuertemente la radiación a muy altas energías. De hecho, Hovatta et al. (2016) luego de analizar una muestra representativa de objetos BL Lacs detectados y no detectados a energías del orden de TeV, encontró que las fuentes no detectadas a TeV se encuentran a más alto *redshift* que las que sí han sido detectadas. Esta diferencia en el *redshift* afecta directamente a la detección de las fuentes en el rango de energías de los TeV ya que, por ejemplo, el factor de atenuación debido al EBL para un $z = 0.45$ a 200 GeV es aproximadamente tres veces mayor que para un $z = 0.2$ (Franceschini et al. 2008; Domínguez et al. 2011). Sin embargo, hay registro de detecciones realizadas por MAGIC de fuentes a $z > 0.9$ (Sitarek et al. 2015; Ahnen et al. 2015), por lo tanto, probablemente la atenuación por el EBL no sea la única razón por la que los instrumentos TeV no estén detectando estas fuentes.

Aún no es claro qué es lo que hace a un objeto BL Lac emisor a altas energías, más allá de la ubicación de sus picos en la SED. Parecería ser que está conectado a la actividad de los *flares* en el óptico (Reinthal et al. 2012; Aleksić et al. 2015; Ahnen et al. 2016a) y GeV (Aleksić et al. 2014), indicando que todas las fuentes ISP y HSP pueden ser detectadas a muy altas energías si se observan durante un estado de alta actividad (Hovatta et al. 2016). El estudio de la polarización en el óptico es una herramienta muy útil para poder entender un poco más la naturaleza de estas fuentes. Su análisis permite inferir conclusiones directas sobre el campo magnético o incluso permite entender si existen diferencias entre aquellos blazares emisores y no emisores a altas energías. Hovatta et al. (2016) han estudiado la variabilidad óptica en la polarización de una muestra de objetos BL Lac detectados y no detectados a energías del orden de los TeV. Los autores han encontrado que las fuentes no emisoras a TeV poseen una fracción de polarización media mayor (7 %) que aquellas fuentes sí detectadas a TeV (5 %). Además, estas últimas han mostrado menor variabilidad en la polarización que las fuentes no detectadas a TeV. Ahora bien, debido al z promedio relativamente bajo las GAs de las fuentes emisoras a altas energías se conocen por contribuir de manera significativa a la fracción de flujo total de algunos objetos (Nilsson et al. 2007). Además, la componente polarizada en los blazares es la asociada al núcleo, mientras que la galaxia introduce un efecto depolarizador sobre la composición resultante. Considerando esto, Hovatta et al. (2016) hallaron que las diferencias en cuanto al valor medio de polarización entre los dos tipos de fuentes desaparece cuando se considera la dilución debida a la luz no polarizada de la GA.

Los blazares emisores a altas energías son objetos de gran interés en la comunidad científica, más aún luego del importante avance al que se ha dado lugar con los nuevos detectores, permitiendo aumentar el tamaño de las muestras como así también la calidad en sus resultados. Hemos visto que estudiar estos objetos nos puede ayudar a entender mejor los procesos físicos que en ellos se generan, a través de, por ejemplo la posible relación entre la emisión gamma y la emisión en el óptico del jet. Relación que en principio podríamos analizar mediante el estudio de la polarización en el óptico, ya que la radiación involucrada está intrínsecamente polarizada. Estos objetos, al ser detectados en altas frecuencias, serán

objetos relativamente cercanos. Debido a esto, existe una probabilidad mayor de poder resolver la galaxia y así poder estudiar cual es la afectación que el flujo de ésta introduce sobre las medidas de la polarización del blazar. Esta componente no es menor, y se requiere de un tratamiento minucioso a los datos si se pretende sacar conclusiones confiables a partir del análisis de la polarización. Por lo tanto, querer conocer cuál es la física que está dominando estas fuentes o incluso cuál es el modelo que mejor explica la variabilidad comúnmente observada en estos objetos, implica poder estudiar la polarización intrínseca en el óptico de estos objetos. En lo que sigue de este Capítulo trabajaremos sobre datos observacionales foto-polarimétricos de blazares y en la determinación de la polarización intrínseca del núcleo activo.

2.2. Problema observacional: Galaxia anfitriona - variaciones en el *seeing*

Debido a las propiedades de fuerte variabilidad de los blazares, la foto-polarimetría es muy utilizada para investigar su estructura, mecanismos de radiación, dinámica y las masas de los SMBH (Ciprini et al. 2003, 2007; Gupta et al. 2008; Barres de Almeida et al. 2014; Liu & Bai 2015; Dai et al. 2015; Covino et al. 2015). Sin embargo, es necesario tener presente que estos objetos están formados por dos estructuras bien marcadas y muy diferentes entre sí. Por un lado la componente nuclear, que posee una emisión puntual, y por otro, la componente extendida asociada a la GA. En la Figura 2.1 se observan ambas componentes para el blazar S5 0716+714 en la banda *I* (Nilsson et al. 2008). La separación entre ambas componentes resulta posible si se conocen con precisión los parámetros fotométricos de la GA (e.g., Kuhlbrodt et al. 2004; Nilsson et al. 2007; Gadotti 2008), aunque este no siempre es el caso. Una muestra considerable de los blazares estudiados en la literatura presentan una GA no resuelta. Esto se debe a factores combinados como la distancia a la cual se encuentran estos objetos, el bajo brillo aparente, la relación de luminosidades entre el núcleo y la galaxia y, en particular, la resolución espacial que se dispone actualmente para realizar las observaciones. A esto se suma el hecho de que las observaciones astronómicas resultan afectadas por los errores sistemáticos introducidos por el instrumento, por un lado, y por la atmósfera, por otro. En lo que respecta a los efectos introducidos por la atmósfera, lo que normalmente se conoce como *seeing*, es un efecto que es causado por la turbulencia atmosférica a través de la cual parte de la luz proveniente de una estrella se dispersa por inhomogeneidades refractivas.

El *seeing* observado en los datos obtenidos por los telescopios en tierra, es debido al efecto que la atmósfera genera sobre el frente de onda que la atraviesa. Se distinguen tres principales causas que contribuyen:

- La turbulencia en la atmósfera alta, que alcanza un máximo cerca de la tropopausa a unos 12 km. Esta capa en particular es la causa del efecto de centelleo.
- La turbulencia de la capa límite atmosférica (entre 30 y 500 metros).
- La turbulencia en la capa de la superficie del suelo (aproximadamente hasta 30-50 metros). Además de la generada por las estructuras artificiales del propio observatorio.

Como podemos ver, poder cuantificar el valor real del *seeing* y su influencia en los datos en cada observación, es importante para la calidad de los resultados científicos que se obtienen. Para medir el valor del *seeing*, se utiliza la definición del FWHM (por sus siglas en inglés: *Full Width Half Maximum*). Este es el diámetro angular a la mitad de la altura del perfil de la imagen de una estrella. Si r_0 es la magnitud de coherencia atmosférica (parámetro definido como el diámetro de la pupila circular para la cual la imagen limitada por difracción y la imagen limitada por *seeing* tienen la misma resolución angular), se puede encontrar una expresión para el FWHM como,

$$\text{FWHM} = 2.013 \times 10^5 \frac{\lambda}{r_0}, \quad (2.1)$$

donde λ es la longitud de onda a la que se adquiere la imagen (ver Figura 2.2).

En el caso de los blazares, la componente polarizada es la asociada al núcleo, mientras que la galaxia introduce un efecto depolarizador sobre la composición resultante. La influencia del *seeing* también se ve reflejada en las mediciones del grado de polarización, ya que las variaciones en las condiciones atmosféricas degradan las medidas e introducen mayor o menor cantidad de luz no-polarizada proveniente de la galaxia dentro del diafragma seleccionado para las observaciones. Este efecto también se encuentra presente en la luz parcialmente polarizada del núcleo, pero dado que el núcleo y la galaxia presentan distribuciones de brillo diferentes (ver Figura 2.3), las variaciones del *seeing* afectarán en diferente grado a cada componente. Como resultado, variaciones asociadas al *seeing* introducen una componente de variabilidad en el grado de polarización completamente espuria. Poder cuantificar los efectos introducidos por el *seeing* en las mediciones del grado de polarización es una tarea que se ha emprendido en pocas oportunidades (por ejemplo, [Andruchow et al. 2008](#)).

El *seeing* también altera la estructura observada de la GA. Existen varios trabajos en la literatura que han tratado de estimar la influencia del *seeing* sobre los parámetros estructurales de la galaxia. Por mencionar algunos, se destacan [Saglia et al. \(1993\)](#) y [Trujillo et al. \(2001a\)](#). Estos autores han encontrado que el *seeing* dispersa la luz proveniente del centro de la galaxia, dando como resultado radios efectivos mayores que los valores intrínsecos reales, y valores menores del brillo superficial medio. La Figura 2.4 deja en evidencia esto último. Allí, podemos ver que la intensidad central I_c del perfil afectado por *seeing* decrece monótonamente a medida que el *seeing* aumenta ([Trujillo et al. 2001a](#)). En pos de minimizar este

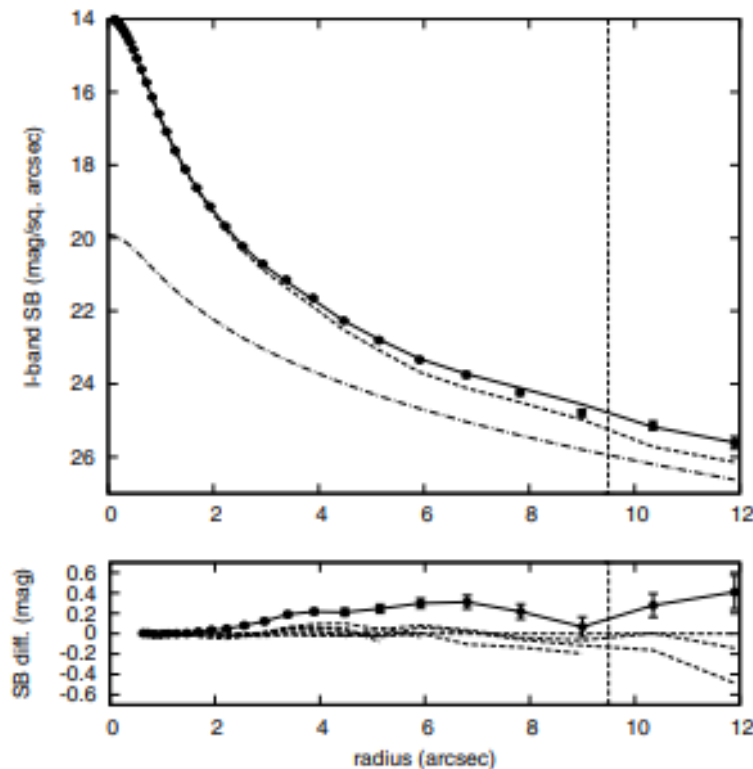


Figura 2.1: Sup.: Perfil de brillo superficial de S5 0716+714 correspondiente a la banda I (símbolos llenos). La línea sólida muestra el modelo núcleo+GA, la línea discontinua la componente asociada al núcleo y la línea de puntos-rayas la componente asociada a la GA. La línea vertical muestra el radio externo de la región de ajuste del modelo. Inf.: Diferencia de brillo superficial entre el perfil de S5 0716+714 (símbolos llenos y línea sólida) y estrellas de campo, respecto a una determinada estrella de referencia. Fuente: [Nilsson et al. \(2008\)](#).

efecto sobre el análisis de la microvariabilidad, [Cellone et al. \(2000\)](#) proponen ciertas pautas que deben considerarse. Por otra parte, [Feng et al. \(2017\)](#) advierten de la importancia de la contaminación de la GA sobre el color, la polarización, la SED. Los autores simularon el brillo la contribución de la GA de Mrk 501 para diferentes aberturas y condiciones de *seeing* y encontraron una correlación entre el *seeing* y el brillo de la GA, la cual fue confirmada luego al contrastar con las observaciones. Estas correlaciones pueden enmascarar la microvariabilidad intrínseca e interferir en su detección. De hecho, los autores en su trabajo, comparan el análisis de variabilidad antes y después de sustraer la GA, y en el segundo caso han hallado un *flare* que no había sido detectado previo a la sustracción de la contribución por la GA.

En el presente Capítulo describiré el método realizado para corregir la polarización observada por el efecto depolarizador introducido por la galaxia, contemplando a su vez, el efecto introducido por las variaciones del *seeing* a lo largo de la noche de observación. Ambos efectos influyen directamente sobre la polarización del núcleo, que es en definitiva la componente de interés en este estudio, razón por la cual se debe tratar con cuidado. Esto es llevado a cabo mediante el uso de imágenes observadas e imágenes simuladas, estas últimas creadas a partir de las observaciones, como medio para modelar la GA y poder cuantificar la influencia de ambos efectos mencionados sobre la polarización medida. Una vez obtenida la polarización intrínseca del núcleo, será posible estudiar la microvariabilidad en los blazares libre de ambos efectos, e inferir conclusiones sobre los mecanismos radiativos protagonistas en estas fuentes.

Este trabajo se desarrolló en la línea de los estudios previos realizados por [Andruchow et al. \(2008\)](#). Los autores estudiaron la incidencia de la GA en las mediciones de la polarización óptica de blazares a partir de la implementación de observaciones simuladas bajo diferentes condiciones atmosféricas. A partir de funciones representativas de las distribuciones de brillo de la GA y del núcleo, matemáticamente obtuvieron el comportamiento de la fracción de flujo polarizado proveniente del núcleo en relación a las variaciones en el *seeing*. Estas simulaciones numéricas se hicieron de manera tal que abarquen diferentes

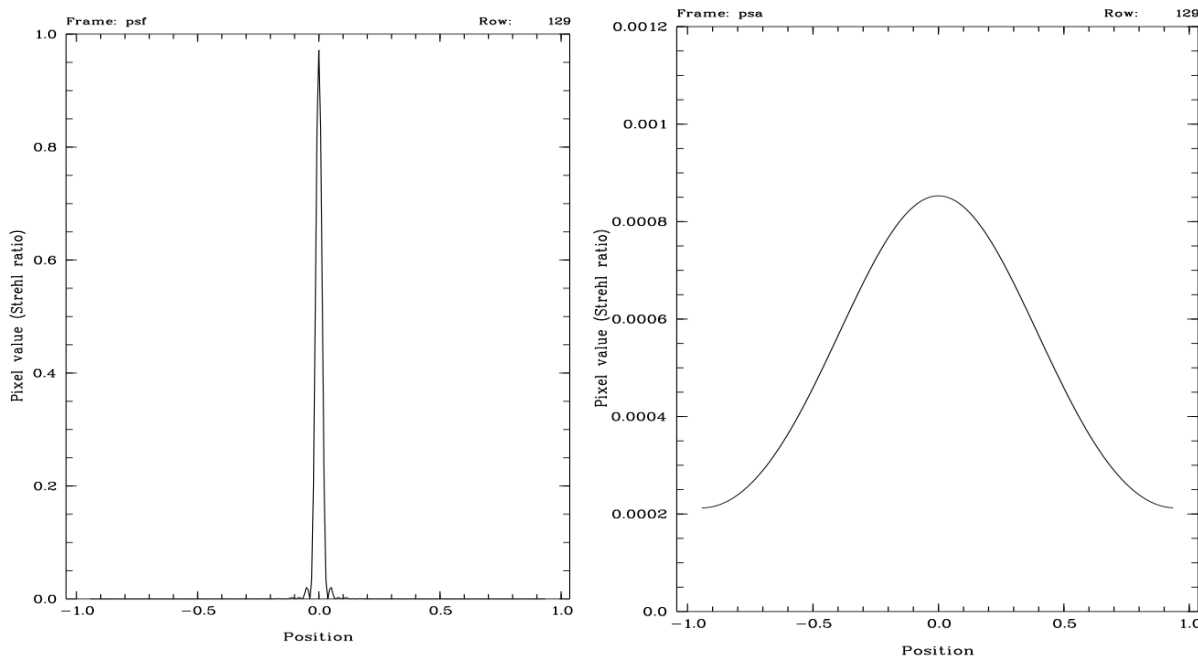


Figura 2.2: PSF de la imagen de una estrella. La figura de la izquierda corresponde al ejemplo obtenido de un telescopio de 8 m de difracción perfecta. La imagen de la derecha es el resultado de utilizar el mismo telescopio en una atmósfera con un $r_0 = 0.25$ m. a una $\lambda = 500$ nm, lo cual resulta en un FWHM de 0.4 segundos de arco. Las unidades del eje x se expresan en segundos de arco, mientras que en el eje y se considera el cociente de *Strehl*: una medida de la calidad óptica del telescopio. Fuente: [Zago \(1995\)](#).

condiciones atmosféricas como así también un amplio rango en parámetros fotométricos y estructurales del sistema AGN+GA. Luego, aplicaron el método obtenido a PKS 0521-365, para el cual los parámetros estructurales que mejor representa la estructura de la fuente se obtuvieron de relevamiento disponible en la literatura. Obteniendo, finalmente, el porcentaje de la polarización intrínseca del núcleo (por noche) según el valor de *seeing* medido en cada noche. El enfoque dado en este trabajo de Tesis, como veremos, es más riguroso ya que consideraremos la forma particular que tiene cada GA estudiada, y la corrección al grado de polarización medido se hará punto a punto, y no a partir de una estimación global del efecto que introduce la GA en la noche.

El método descrito será aplicado a los 10 blazares de la muestra observacional detallada en el Capítulo 3. Como lo mencioné al principio del Capítulo, los objetos que han sido detectados a altas energías son aquellos relativamente cercanos para los cuales el efecto de atenuación por el EBL no es tan marcado, como sí lo es para aquellas fuentes a *redshift* mayores. Por esta razón la muestra está dominada en su mayoría por objetos relativamente cercanos ($z \leq 0.5$). Esto también implica que pertenezcan a GAs bien resueltas de manera tal que posean parámetros estructurales determinados con precisión (ver el caso de 1ES 0647 +250, 1ES 0033 +595, entre otros, Nilsson et al. 2007). Esta muestra contiene blazares de tipo HBL, IBL y LBL, los cuales nos permitirán comparar los resultados obtenidos para cada clase de objeto.

2.3. Tratamiento del problema

Antes de pasar a detallar la metodología empleada a los datos observacionales describiré en forma resumida los pasos que se seguirán hasta obtener la estimación del valor mínimo de la polarización en la fuente, de manera tal de facilitarle al lector el entendimiento de lo que desarrollaremos a continuación.

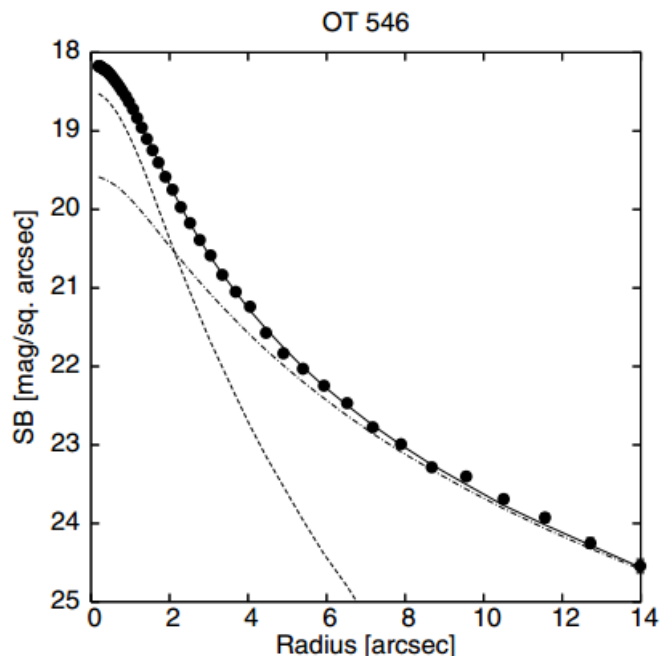


Figura 2.3: . Perfil de brillo superficial de la fuente OT 546. Los círculos denotan el brillo superficial observado y la línea continua el brillo superficial modelado del núcleo+galaxia anfitriona. El núcleo y la galaxia anfitriona se indican con líneas discontinuas y líneas de raya-punto, respectivamente. Fuente: Nilsson et al. (2007).

- Modelar la GA a partir de utilizar imagenes pertenecientes a la campaña de estudio. De esta manera se obtienen los parámetros estructurales de la GA observados, los cuales contemplan las condiciones atmosféricas que posee toda la campaña. Esto se realiza a partir de definir la forma del perfil de brillo de la GA y del AGN y pudiendo separar de manera lo más eficiente posible ambas componentes.
- Cuantificar la influencia del *seeing* sobre la estructura de la GA. De esta manera, permitir la obtención de los parámetros estructurales de la GA no afectados por *seeing*.
- Con estos parámetros recuperados, generar una imagen modelo de la GA. El fin de esto es poder restar su contribución al flujo medido el cual esta comprendido por la convolución del flujo del AGN y de la GA (este último no polarizado). Una vez obtenido el flujo del AGN es posible estimar la polarización intrínseca del AGN.

Comenzamos con la determinación de los parámetros estructurales de las GAs pertenecientes a la muestra de blazares. Estos parámetros son: brillo superficial central I_0 , índice de Sérsic n y radio efectivo r_e . Hemos recurrido al uso de estos parámetros y no otros, como por ejemplo el brillo superficial efectivo, buscando simplicidad en las ecuaciones utilizadas.

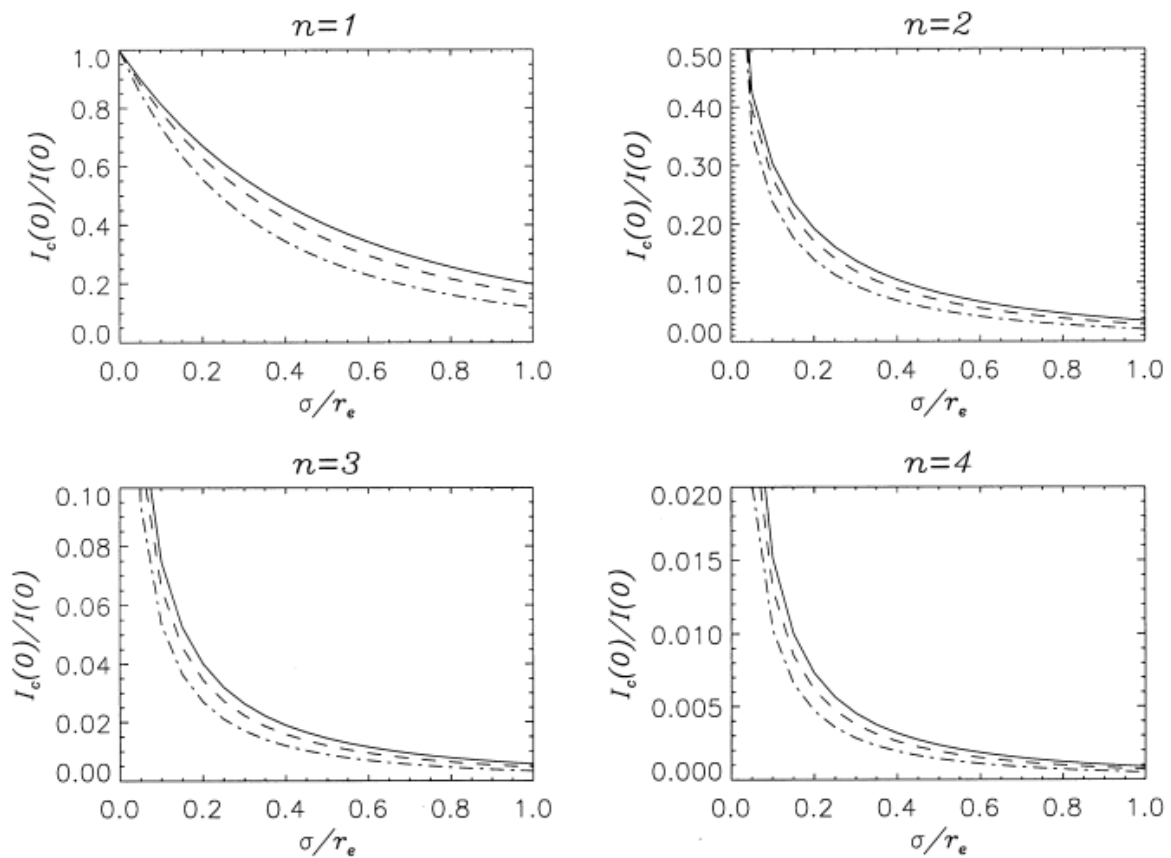


Figura 2.4: Efectos del *seeing* (σ) en el cociente de la intensidad central convolucionada, I_c , e $I(0)$, para diferentes valores de n (índice de Sérsic). Se muestran tres diferentes elipticidades, $\epsilon = 0$ (línea continua), $\epsilon = 0.25$ (línea discontinua) y $\epsilon = 0.5$ (línea de raya-punto). Fuente: [Trujillo et al. \(2001a\)](#).

2.3.1. Determinación de los parámetros estructurales observados

Para determinar los parámetros estructurales de las GAs utilicé dos tareas de IRAF¹: `ellipse` y `nfit1d`. La primera ajusta isofotas elípticas (curvas cerradas de brillo superficial constante) a las imágenes de las galaxias, mediante un análisis isofotal básico. La segunda, permite ajustar funciones no lineales a una tabla de entrada que se le asigne. El procedimiento lo llevé a cabo a partir de utilizar imágenes combinadas, por filtro. En los casos en los que la configuración instrumental lo permitió, hemos utilizado imágenes adquiridas sin polarizador. Estas imágenes fueron tomadas durante la noche que presentó menor *seeing* y comportamiento estable.

Previo al ajuste de las isofotas, fue necesario restar el valor de cielo a la imagen combinada resultante, y además, enmascarar las estrellas y galaxias vecinas con el propósito de quitar toda posible contaminación al ajuste de la GA. Esta fue una tarea que realicé utilizando el parámetro `masksz` que proporciona la tarea `ellipse`. Sin embargo, en algunos casos, este procedimiento no fue suficiente para evitar la luz parásita debido a la contribución de estrellas brillantes vecinas. Por ello, fue necesario recurrir a otras estrategias para disminuir este efecto. En el Capítulo 3 se muestra la particular situación de cada objeto estudiado en esta Tesis. Un ejemplo de esto es el blazar perteneciente a la muestra, Mrk 421 (Figura 2.5(a)), observado con el polarímetro CAFOS (Calar Alto, España). En esta imagen, todos los objetos del campo se ven doble debido a que se muestra el rayo ordinario y el extraordinario, necesarios para construir los parámetros de Stokes (ver Capítulo 3). La Figura 2.5(b) y 2.5(c) muestran la sustracción de las dos estrellas más brillantes del campo, y el enmascaramiento de las mismas antes de proceder con el análisis isofotal, respectivamente.

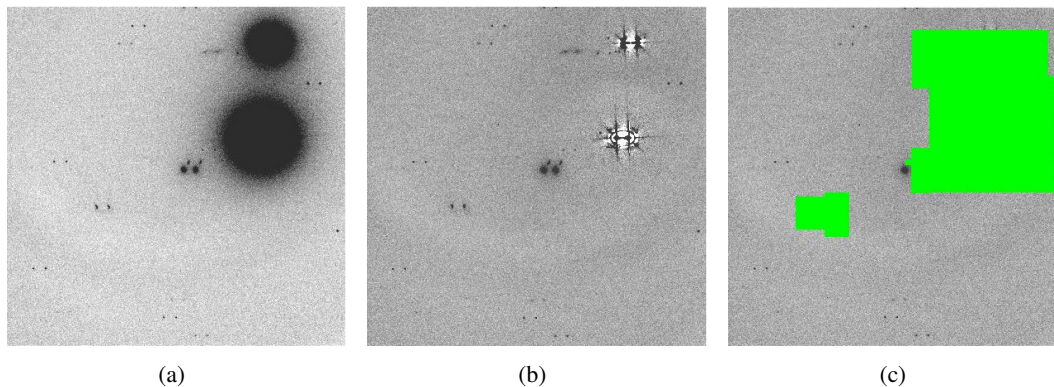


Figura 2.5: (a): Imagen del campo de Mrk 421 (9×9 arcmin), el cual está ubicado en el centro. Se encuentra el Este hacia arriba y el Norte hacia la derecha. (b): Mismo campo donde se muestra la sustracción de las dos estrellas más brillantes en el campo. (c): la región en verde muestra el enmascaramiento sobre los objetos brillantes del campo.

Una vez que los objetos vecinos en el campo de estudio han sido restados y/o enmascarados, el siguiente paso es utilizar la tarea `ellipse`. Esta tarea posee parámetros libres los cuales necesitan ser definidos antes de su ejecución. Estos son:

- posición central de la galaxia, (X_0, Y_0) ,
- elipticidad, ϵ ,
- ángulo de posición, PA ,

¹IRAF es distribuido por National Optical Astronomical Observatories, el cual es operado por la Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., bajo un acuerdo cooperativo con la National Science Foundation.

- semi-eje mayor inicial, SMA.

En general, `ellipse` resulta suficientemente flexible en cuanto a parámetros se refiere, permitiendo en cada iteración, redefinir la ubicación del centro de la galaxia e incluso fijar algunos de los parámetros antes mencionados. En particular en este trabajo, con el propósito de mejorar el ajuste realizado sobre cada objeto estudiado, la tabla final de los mismos se construyó a partir de la unión de dos tablas: la primera tabla se corresponde al ajuste de isofotas desde el centro y hasta un determinado valor de semieje mayor (SMA_c), a partir del cual los parámetros principales adoptan un valor constante. Esto es teniendo presente que para $0 < SMA < SMA_c$ el ajuste tiene que poder representar lo mejor posible la galaxia y el núcleo, convolucionados con el *seeing*. La segunda tabla que se utilizó, fue el resultado de una ejecución de la tarea en donde como valor de los parámetros iniciales (ϵ, PA, X_0, Y_0) se adoptaron los últimos valores obtenidos del ajuste anterior. Estos parámetros se mantuvieron fijos durante la ejecución de la tarea para $SMA > SMA_c$. Este tratamiento refleja el hecho de que para un dado semieje mayor, en este caso SMA_c , el perfil de brillo resultante se asocia a la galaxia exclusivamente, cuya intensidad va disminuyendo hasta perderse entre el valor del cielo. Durante este proceso, se realizaron varias pruebas variando los parámetros asignados y analizando la salida en cada caso. Se construyeron diferentes gráficos a partir de las tablas de salida de la tarea, analizando por ejemplo, el comportamiento de la magnitud en función del semi-eje de las isofotas. Esto nos permite tener una idea de la confiabilidad del ajuste, debido a que conocemos el comportamiento entre estos dos parámetros para una galaxia elíptica (ver Figura 2.6 para el caso del blazar 1ES 1218+304). Por otro lado, también se llevó a cabo un testeado de la bondad del ajuste utilizando la tarea `bmodel`. La misma crea una imagen bidimensional compuesta por un modelo fotométrico sin ruido. Este modelo se construye a partir de los resultados del análisis isofotal generado por la tarea `ellipse`. Restar esta imagen sintética a la imagen real núcleo+GA, comprobando que no queda rastro alguno de la GA nos permite confiar en la salida de la tarea `ellipse` y proseguir con el modelado. Un ejemplo de este procedimiento, el cual desarrollaremos en detalle en el siguiente Capítulo, se muestra en la Figura 2.7, para el blazar 1ES 1218+304.

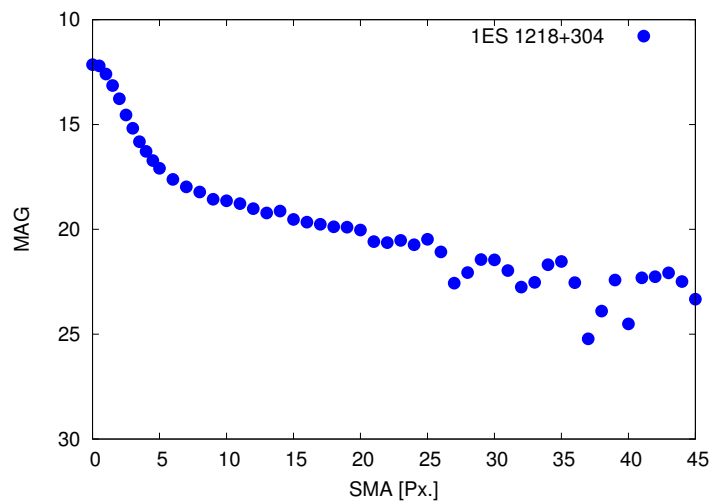


Figura 2.6: Comportamiento de la magnitud en función del SMA de 1ES 1218+304.

Cada blazar presentó un nuevo desafío a la hora de modelar sus componentes. Si bien las distribuciones de brillo de estos objetos resultan similares, dado que los mismos se encuentran alojados en galaxias elípticas gigantes, su entorno es diferente, como así también sus intensidades. Incluso el modo de adquisición de la imagen fue diferente debido a que se utilizaron diferentes polarizadores, como veremos más adelante. En todos los objetos analizados, se llevó a cabo una cuidadosa inspección visual, basándose en el estudio de los gráficos mencionados anteriormente, como así también en los residuos de los parámetros ajustados. A modo de ejemplo, la Figura 2.7 muestra el ajuste y sustracción de la componente de la

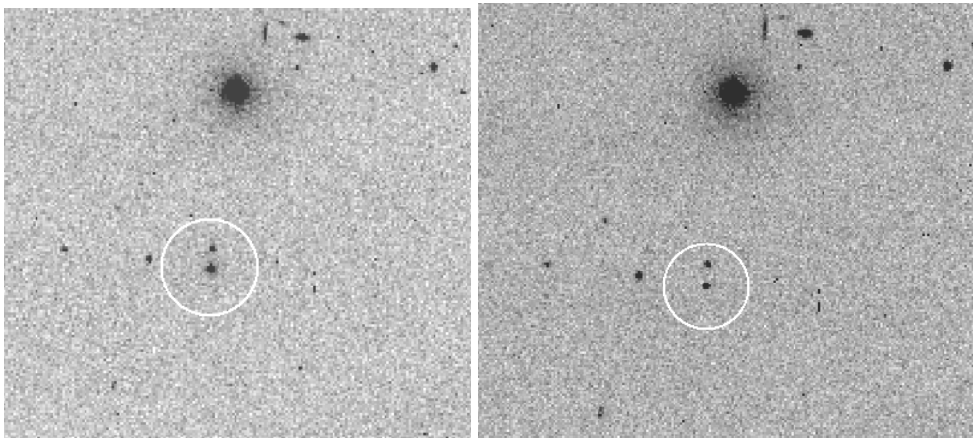


Figura 2.7: 1ES 1218+304, antes (*izq.*) y después (*der.*) de sustraer la galaxia. Ambas imágenes presentan zoom sobre la región en torno al blazar para una mejor visualización.

galaxia realizado sobre el blazar 1ES 1218+304. Siempre que fue posible, las diferentes observaciones llevadas a cabo sobre los distintos blazares fueron hechas en los filtros *V*, *R*, *B* e *I*. Esto llevó, como es esperable, a tener diferentes conjuntos de parámetros, uno para cada filtro, sobre el mismo objeto. Esto último se debe a que los blazares están alojados en galaxias elípticas, como ya he mencionado, y las mismas presentan una emisión de luz dominante en la banda *R*, conduciendo a una emisión menor en las bandas *V* o *B*.

El paso siguiente fue utilizar la tarea `nfit1d`. La misma ajusta funciones no lineales en una dimensión para un conjunto de datos que se dan como entrada a la tarea en una tabla. En este caso, la tabla utilizada es la que resulta luego de correr la tarea `ellipse`. Se realizaron diversas pruebas, a fin de averiguar el par de parámetros que mejor representan el perfil de brillo de la galaxia a modelar. Inicialmente, se consideró el brillo superficial y el radio equivalente $r_{eq} = SMA \sqrt{1 - \epsilon}$. Si bien el ajuste era aceptable, no lograba representar adecuadamente el brillo superficial en las regiones más internas. Hacia el centro, la elipticidad presenta un comportamiento variable y esto se ve reflejado directamente en el comportamiento del radio equivalente. Este efecto es más marcado ante la presencia de variaciones en el *seeing* (Trujillo et al. 2001a). Dichas variaciones tienden a hacer las isofotas más circulares, mientras que en ausencia de *seeing*, todas las isofotas, por construcción, tendrán la misma elipticidad. En el caso de 1ES 1959+650, como muestra la Figura 2.8, y así también como en el resto de los blazares de la muestra, estuvo presente una considerable variación de la elipticidad, siendo el error asociado a esta variable mayor hacia el centro. Estas pruebas llevaron a descartar la primera opción. Finalmente decidimos utilizar `magnitud` y `SMA`. En este caso, `SMA` no se encuentra condicionado por la elipticidad y el ajuste en magnitudes nos permite ver más claramente la bondad del mismo.

Para el AGN, por ser una fuente puntual, consideramos una función Gaussiana con los siguientes parámetros:

$$g(SMA) = g_0 \times e^{-(SMA/2\sigma)^2}, \quad (2.2)$$

donde $FWHM = 2\sqrt{2 \ln(2)} \sigma$. Este es un parámetro que tiene en cuenta el *seeing* de las observaciones, mientras que g_0 corresponde a la amplitud de la Gaussiana.

Por otro lado, las distribuciones de brillo superficial de la GA muestran que las isofotas se encuentran muy bien representadas por elipses concéntricas, dentro de las cuales la elipticidad y el ángulo de posición del eje mayor pueden variar con la distancia al centro. La distribución de brillo de la GA queda bien representada por el perfil de De Vaucouleurs (de Vaucouleurs 1948). Esta ley, también conocida como la ley de $r^{1/4}$, ha sido muy utilizada en la literatura a la hora de ajustar perfiles a las galaxias que albergan los núcleos activos (ver e.g., Nilsson et al. 2012; Andruchow et al. 2008; Nilsson et al. 2003). La misma está contenida como un caso particular de la ley de Sérsic (Sersic 1968). En la actualidad se

utiliza esta última para ajustar perfiles de galaxias elípticas y es la que hemos adoptado en este trabajo de Tesis ya que se comprobó que es más adecuada para describir la distribución de brillo superficial de estos sistemas, como también de sistemas como las galaxias lenticulares y espirales (Caon et al. 1993; Graham & Colless 1997). Si bien hay varias maneras de expresar la Ley de Sérsic, hemos adoptado aquella que relaciona la intensidad con el SMA:

$$I(\text{SMA}) = I_0 \times e^{-(\text{SMA}/\alpha)^{1/n}}, \quad (2.3)$$

donde I_0 es el brillo superficial central, α es un parámetro relacionado con el parámetro de pseudo-escala r_0 y con la elipticidad, de la forma $\alpha = r_0 / \sqrt{1 - \epsilon}$, y n ($n > 0$) corresponde al índice de Sérsic, el cual determina la forma del perfil de brillo superficial.

En el ajuste de la GA, hemos descartado el núcleo, considerando aquel que se corresponde a $\text{SMA} \lesssim 2 \text{FWHM}$. Se adoptó este criterio ya que consideramos que la componente puntual se concentra a radios mas pequeños. De esta manera se busca un compromiso entre considerar toda la luz proveniente de la galaxia, descartando lo más eficientemente posible, contribución a la luz por parte de la componente puntual. Si bien aún va a existir cierta contribución del núcleo sobre lo que nosotros consideramos galaxia, de esta manera minimizamos esa contribución, con el propósito de obtener como resultado un ajuste adecuado. Otra cuestión importante fue determinar hasta dónde se extiende la galaxia. En la práctica, el valor de cielo a menudo limita el alcance hasta el cual el observador ha medido la galaxia. Además, la extrapolación, más allá de cualquier isofota que se haya medido, es problemático (Trujillo et al. 2001c). Generalmente, al aplicar un modelo de perfil de luz al brillo superficial implícitamente se supone que la galaxia se extiende hasta el infinito. Para un perfil de intensidad que decae rápidamente, esta es una suposición bastante acertada, ya que la luz extra de la galaxia más allá de la observada es en realidad sólo un pequeño porcentaje de la luz de la galaxia total ($< 1\%$). En este trabajo se adoptó que la GA se extiende hasta que la intensidad, I , alcanza el valor del rms cielo, esto es:

$$I = \text{rms}_{\text{cielo}} = \sqrt{\frac{\sum x_i^2}{N}}. \quad (2.4)$$

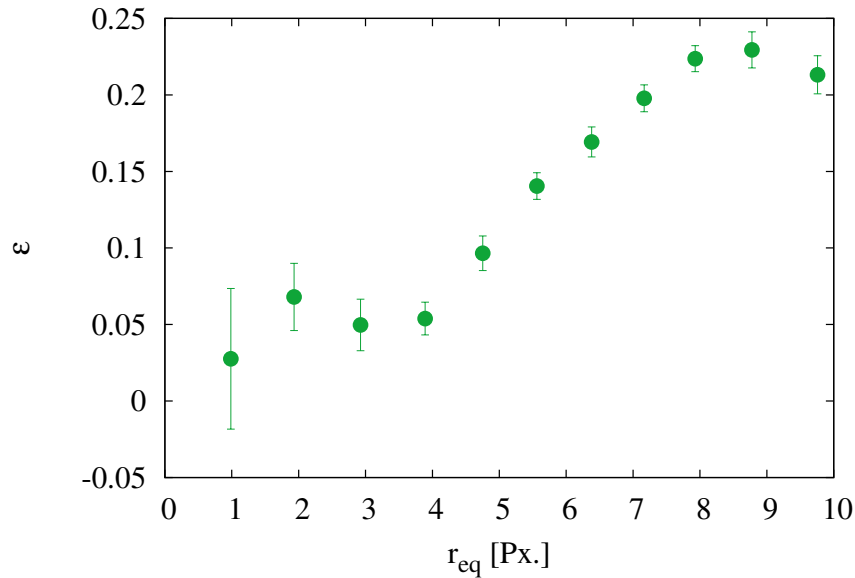


Figura 2.8: Comportamiento de la elipticidad en función del radio equivalente para el blazar 1ES 1959+650.

Para calcular I procedimos a medir el valor de cielo (x_i) utilizando la tarea `imexamine` N veces, con N tomando valores típicos de alrededor de 30. Cada medición fue realizada sobre una región del cielo libre de estrellas de manera tal de obtener un valor medio de la intensidad del cielo lo más representativa posible.

Al correr la tarea `nfit1d`, como resultado obtenemos los parámetros estructurales de la GA afectados por *seeing*. La Figura 2.9 muestra el comportamiento del brillo superficial en función del SMA para el caso del blazar 1ES 1218+304. En puntos azules se observa el resultado de correr la tarea `ellipse`. Por su parte, la línea llena roja muestra la ley de Sérsic, mientras que la línea magenta punteada muestra la función Gaussiana, ambas resultantes de modelar la galaxia y AGN observados, respectivamente. A medida que aumenta el semi-eje mayor, se observan fluctuaciones en el brillo superficial, el cual se encuentra asociado a los errores en el brillo superficial de la galaxia así como del cielo, además de variaciones espaciales de este último. En el Capítulo siguiente se brindarán más detalles sobre los resultados arrojados por cada objeto perteneciente a la muestra que comprende este estudio.

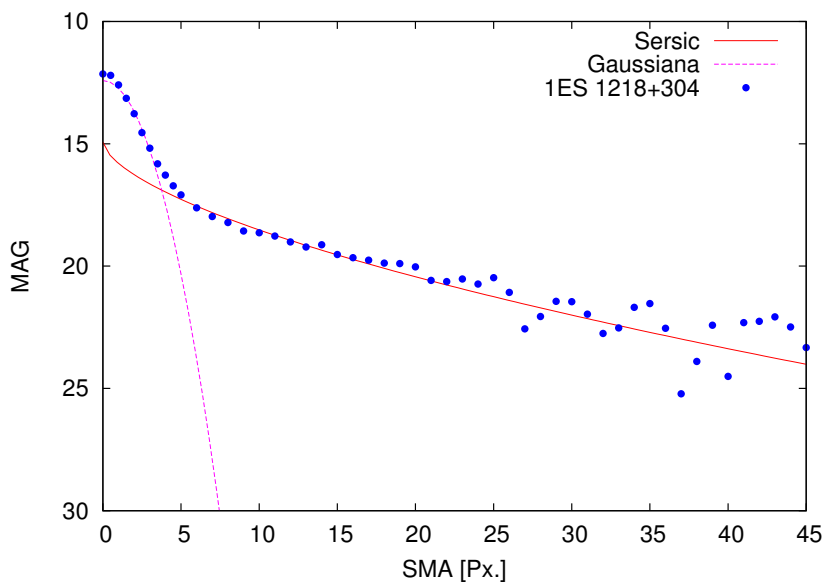


Figura 2.9: Comportamiento del brillo superficial en función del SMA para 1ES 1218+304. En azul se muestra el resultados a partir de realizar el ajuste isofotal con la tarea `ellipse`. En rojo se observa el perfil de Sérsic y en magenta la función Gaussiana resultante de modelar los datos con la tarea `nfit1d`.

2.3.2. Recuperación de parámetros estructurales intrínsecos

Para caracterizar el efecto del *seeing* sobre los parámetros estructurales determinados previamente construimos una relación empírica, con el propósito de recuperar los parámetros intrínsecos de la GA a partir de los parámetros observados. Consideramos otros tratamientos analíticos, como es el caso del propuesto por Trujillo et al. (2001a). En este último se utilizan funciones hipergeométricas confluentes, así como ecuaciones complejas dependientes de numerosas variables. Pero lo hemos descartado ya que requiere de la determinación de varios parámetros iniciales, y aún así el perfil obtenido está considerablemente alejado del perfil observado. Este último, además de estar modificado por el efecto que introduce el *seeing* presenta contaminación por otros factores, relacionados con el instrumento, la óptica del telescopio, fondo de cielo, etc., que si bien son mínimos en conjunto darán como resultado un perfil alejado de aquel que pueda resultar de aplicar el enfoque analítico dado por Trujillo et al. (2001a). Las mismas desventajas presentó el análisis numérico dado por Saglia et al. (1993). Con este último hemos intentado trabajar, pero al no ser un algoritmo propio y no tener una adecuada implementación, limita

considerablemente el control y entendimiento de los resultados obtenidos.

En este contexto, también se podría haber utilizado otras herramientas para el análisis de los datos, como es el caso del software GALFIT (Peng et al. 2002), el cual permite ajustar distintas funciones en dos dimensiones. Si bien esta herramienta resulta confiable cuando se trata de fuentes extendidas, su rendimiento no es el mismo en el caso de los objetos aquí analizados, los cuales poseen un núcleo muy brillante (~ 2 mag) sobre una galaxia de radio efectivo entre 8 a 10 kpc. Conclusión a la que llegamos luego de varios intentos sobre imágenes simuladas con características similares a las de nuestras observaciones. Finalmente optamos por un método que utiliza imágenes sintéticas. Si bien este no es un método directo, lo hemos elegido porque nos permite un mejor entendimiento del comportamiento y correlación entre los parámetros cuando se registran cambios en el *seeing*, de forma tal de poder identificar situaciones en las que la recuperación de los parámetros estructurales no sea confiable.

Para esto, generamos galaxias simuladas usando la Ley de Sérsic (Ec. 2.3), consideramos un amplio espectro de valores de r_e (de 2.0 a 14.0 pix., con paso 2) y n (de 0.5 a 6.0, con paso 0.5), y fijando arbitrariamente $I_0 = 5000$ adu/px². También se consideraron dos valores de elipticidad: 0.0 y 0.25. De esta manera logramos obtener una muestra representativa de la familia de galaxias que alojan a los AGNs. Las imágenes sintéticas fueron generadas mediante la utilización de un código propio del equipo de trabajo. El mismo fue desarrollado en lenguaje Fortran, el cual permite generar las imágenes simuladas de las galaxias a partir parámetros detallados en un archivo de configuración. Estos parámetros son: tamaño de la imagen en píxeles, centro de la galaxia (X, Y), valor de cielo, ángulo de posición ($PA = \theta$, relacionado con el ángulo de posición medido desde el eje y positivo, sentido antihorario de la forma $\phi = 90^\circ + \theta$), elipticidad (ϵ), intensidad central (I_0), radio efectivo (r_e) e índice de Sérsic (n).

En esta instancia, se obtuvieron 210 imágenes, las cuales fueron posteriormente convolucionadas con una función Gaussiana con diferentes valores de FWHM. En algunos trabajos disponibles en la literatura suele utilizarse la función Moffat para representar las condiciones atmosféricas, aquí también consideramos esta opción optando finalmente por una función Gaussiana (ver Apéndice B para más detalle). De manera tal de obtener una muestra representativa de las condiciones atmosféricas con las que un observador normalmente se enfrenta, se consideraron valores de FWHM entre 1.0 y 6.0 píxeles. La convolución se realizó utilizando la tarea de IRAF `gauss`, la cual permite convolucionar una lista de imágenes con una función Gaussiana. De este proceso se obtuvieron 1890 imágenes simuladas con *seeing*. A esta muestra de imágenes le aplicamos el mismo procedimiento de modelado de la galaxia descrito en la sección 2.3.1, el cual se realizó sobre las imágenes de ciencia a fin de recuperar sus parámetros estructurales. Además, este mismo tratamiento se realizó en las 210 imágenes sintéticas no afectadas por *seeing*. Debido al elevado número de datos que se utilizaron en esta instancia, se hizo uso de *scripts* que facilitaron la tarea.

A continuación realizamos un análisis entre los parámetros obtenidos, en busca de una relación empírica entre parámetros de perfiles sintéticos originales y perfiles convolucionados con Gaussianas. En primer lugar comparamos el comportamiento de los parámetros originales, con aquellos medidos de las imágenes simuladas de las GAs no afectadas por *seeing*. En esta sección, cuando se mencionen los parámetros originales nos referiremos a aquellos asignados a cada una de las 210 imágenes sintéticas que hemos creado para este estudio y los diferenciaremos de los parámetros medidos de las imágenes simuladas de las GAs no afectadas por *seeing*, indicando estos últimos con un sub-índice *f*. De esta manera podemos testear que las tareas y *scripts* utilizados funcionan correctamente y no se introduce un efecto de muestreo. Con esto nos referimos a lo siguiente: se busca testear que el tratamiento que sufren las imágenes para obtener los parámetros estructurales a partir del modelado de la galaxia, no altere considerablemente los resultados, por ejemplo, si una de las 210 imágenes tiene asociada un determinado valor de n , r_e e I_0 , se espera que luego de modelar la galaxia observada en esa imagen (no afectada por *seeing*), los parámetros resultantes arrojados por el modelo no difieran considerablemente de aquellos originales que dieron origen a la imagen.

En la Figura 2.10 se muestra la relación que existe entre los índices de Sérsic, para diferentes valores

de radio efectivo. En la misma se puede observar que para los índices de Sérsic pequeños ($n \lesssim 2$) la relación entre n y n_f es aproximadamente lineal, para todos los valores de r_e que hemos considerado ($2 < r_e < 14$ píxeles), mientras que a partir de $n \gtrsim 4$ el índice de Sérsic medido n_f , es decir, el valor obtenido de haber modelado las imágenes sintéticas no afectadas por *seeing*, es mayor que el original. Este comportamiento se hace más evidente para los r_e más pequeños, como lo resalta el recuadro en la Figura 2.10. La figura muestra los resultados para una elipticidad igual a 0.0 (sup.) y 0.25 (inf.).

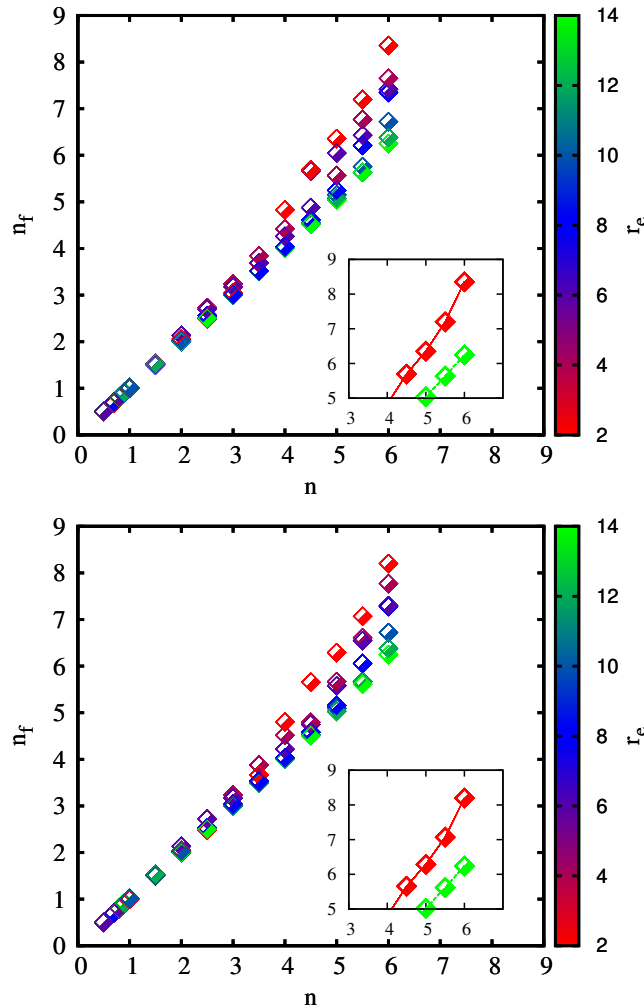


Figura 2.10: Comportamiento entre el índice de Sérsic medido n_f y el original n para una elipticidad igual a 0.0 (superior) y elipticidad igual a 0.25 (inferior). Los parámetros estudiados corresponden a imágenes no afectadas por *seeing*. La paleta de colores indica distintos valores de r_e . Aquí se han considerando valores entre 2 y 14 píx.

Por otro lado, la Figura 2.11 muestra que los radios efectivos medidos (r_{e-f}) toman valores menores en comparación con los radios efectivos originales. Comportamiento que se observa para valores de $n \gtrsim 4$, indicando que a medida que el perfil se hace más concentrado, el ajuste tiende a dar un n_f más alto y un r_{e-f} más chico, o sea un perfil más concentrado aún. Esto se evidencia en el recuadro pequeño de la Figura 2.11.

En el caso de los brillos superficiales centrales, vemos en la Figura 2.12 que cambian consecuentemente tendiendo a mantener el flujo total. En el 86 % de los casos el I_0 medido es mayor que el original (línea de trazos $I_0 = 5000$ adu/px²), y en el 21 % es mucho mayor (100 % o más), llegando en algunos casos a valores de I_0 medidos significativamente altos.

En general, se observa que no siempre se mantiene esa relación uno a uno entre los parámetros, esto sucede sólo en el caso de valores pequeños de n y radios efectivos grandes. Idealmente, uno esperaría al comparar los parámetros originales con aquellos obtenidos de modelar la galaxia no afectada por *seeing*, que todos se vean afectados por el proceso, de igual manera, dando como resultado una relación uno a uno. Aún contemplando que el proceso de ajuste puede introducir algún error, estudiamos si esta conducta no lineal podría deberse a un efecto de muestreo. El cual se hace más evidente en el análisis del brillo superficial central. En particular, este comportamiento observado podría deberse al proceso de generación de imágenes que habíamos utilizado. Esto fue desestimado cuando este comportamiento se repitió luego de considerar otro método de generación de imágenes sintéticas (ver Apéndice A).

Un resultado a destacar de este análisis es que en todos los casos el ajuste procura (y aproximadamente logra) mantener la magnitud integrada (Figura 2.13, sup.). Los residuos en valor absoluto se mantienen inferiores a 0.3 mag, y son mayores para las galaxias más débiles.

El mismo análisis se realizó sobre las imágenes convolucionadas con *seeing*. A las mismas se les procedió a modelar la GA, para poder determinar sus parámetros estructurales en cada caso (a partir de aquí diferenciamos los parámetros obtenidos de las imágenes afectadas con *seeing* con el sub-índice g). El comportamiento entre los parámetros modelados de estas imágenes y los parámetros originales es similar a lo observado en las imágenes no afectadas por *seeing*. En este caso las magnitudes integradas tienden a recuperarse bien, aunque los residuos son mayores (ver Figura 2.13, inf.).

Del análisis presentado, podemos concluir que el valor ajustado de un determinado parámetro, aquel resultante de modelar un perfil de Sérsic a los datos sintéticos (por ej. r_e) depende de los valores intrínsecos de ese mismo y de otro parámetro (por ej. n). La situación recíproca también es válida, es decir, **el r_e intrínseco resulta función tanto del r_{e-g} como del n_g ajustados**. Esto no es más que el reflejo de una fuerte correlación entre los parámetros, acoplados entre sí.

Con respecto a la elipticidad, como mencionamos anteriormente, nuestro análisis abarcó dos valores $\epsilon = 0$ y $\epsilon = 0.25$. Los mismos han sido considerados dado que, en promedio, las galaxias elípticas

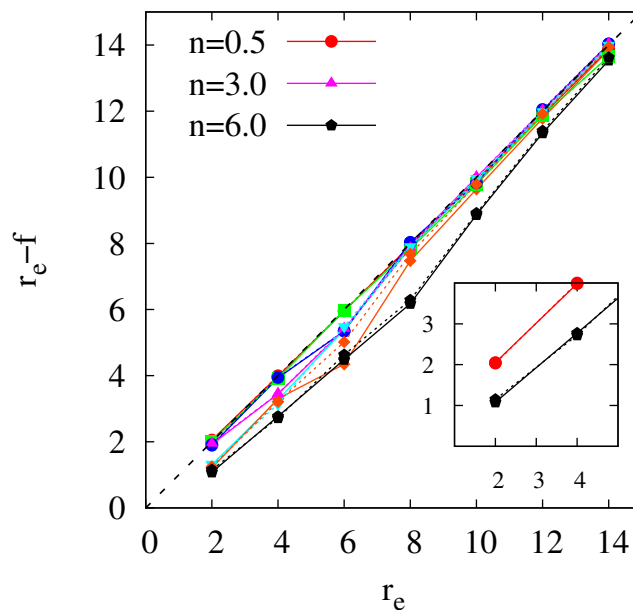


Figura 2.11: Relación entre el radio efectivo medido r_{e-f} y el original r_e para distintos valores de n . Las líneas llenas corresponden a valores de elipticidad 0.0, las líneas de trazos corresponden a valores de elipticidad de 0.25.

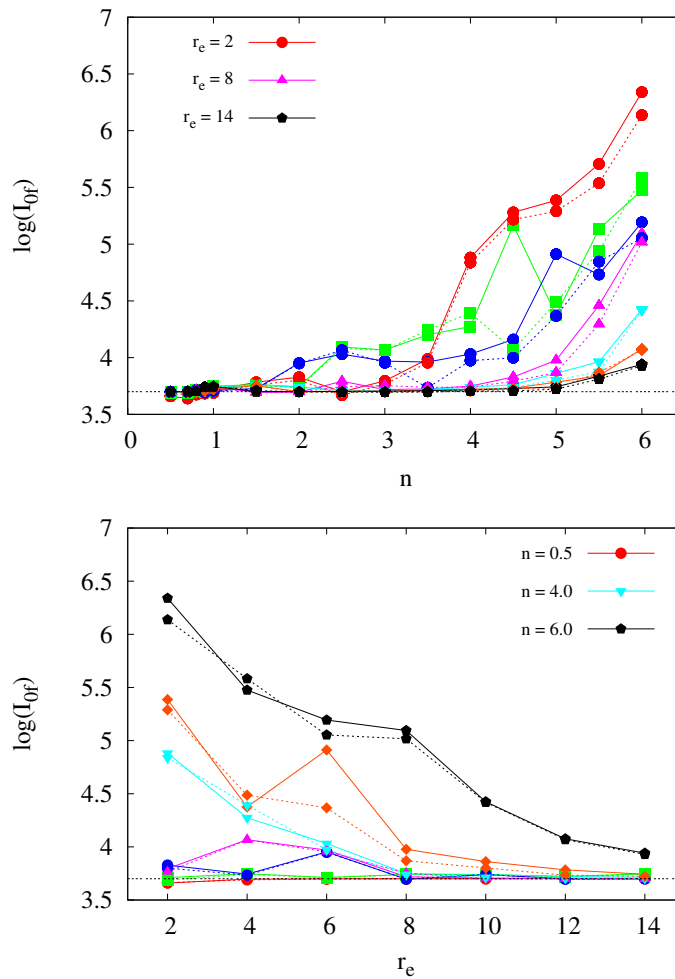


Figura 2.12: Sup: comportamiento entre el brillo superficial central medido I_{0f} de las imágenes no afectadas por *seeing* y n original. Inf.: comportamiento entre I_{0f} y el r_e original. Para ambos gráficos, las líneas llenas corresponden a valores de elipticidad 0.0, las líneas de trazos corresponden a valores de elipticidad de 0.25. Mientras que la línea de trazos negra representa el valor original del brillo superficial central (I_0).

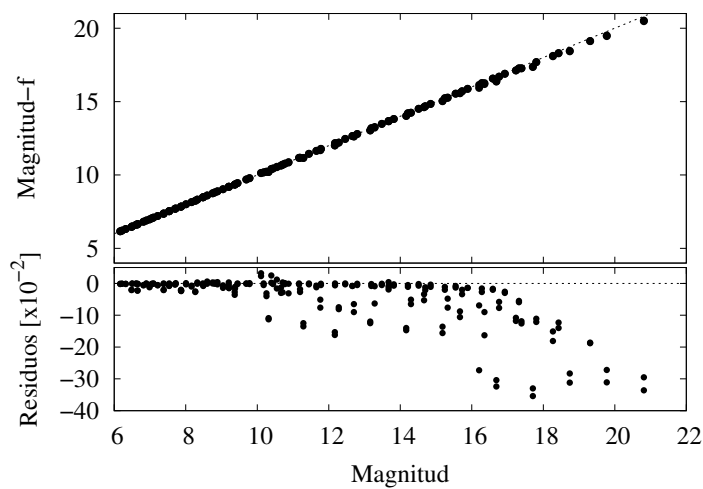
más luminosas son menos elongadas que las más débiles. Las galaxias elípticas que son anfitrionas de blazares resultan bastante redondas $\epsilon = 0.1 - 0.3$ (Nilsson et al. 2007). En nuestro análisis, las figuras 2.10, 2.11 y 2.12 evidencian que no hay cambios significativos en el comportamiento de los parámetros globales estructurales con lo que respecta a la elipticidad. De hecho, Trujillo et al. (2001a) muestran que la elipticidad puede afectar al n , pero este efecto no es tan importante.

Hasta aquí hemos analizado la confiabilidad de nuestro método, trabajando sobre la correlación existente entre los parámetros originales y aquellos derivados de haber ajustado un perfil de brillo a las imágenes no afectadas por *seeing*. Luego, del análisis entre los parámetros reales y aquellos obtenidos de las imágenes afectadas por *seeing*, podemos concluir que el *seeing* afecta los parámetros estructurales, pero no lo hace de igual manera en todos, esto es evidente al no observar un comportamiento lineal cuando se estudia la relación entre ellos. El paso posterior en nuestro análisis, fue buscar la manera de evidenciar esta correlación entre los parámetros, ahora utilizando aquellos asociados a las imágenes afectadas por *seeing* exclusivamente. A fin de recuperar los valores intrínsecos para los diferentes valores de FWHM, realizamos gráficos en tres dimensiones utilizando gnuplot, procedimiento que se llevó a cabo para los

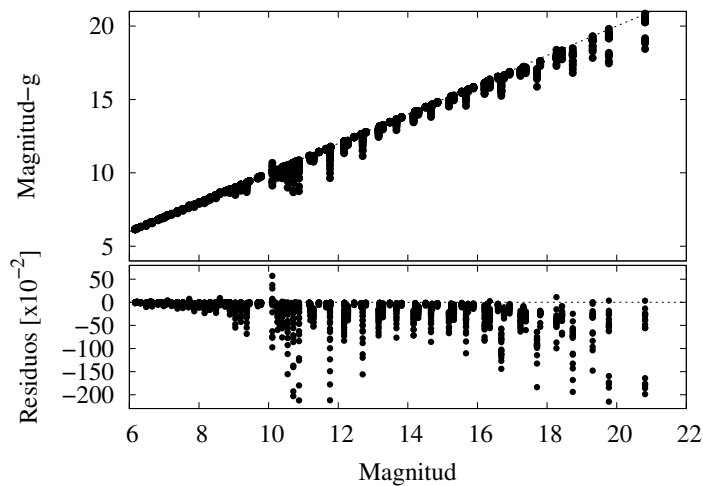
nueve valores de FWHM utilizados en las simulaciones. Luego, utilizando el mismo software, se ajustó un polinomio de grado tres en dos variables, de manera de poder cuantificar esta reciprocidad. No existen restricciones al grado del polinomio que se puede elegir. Nos hemos inclinado por un grado tres ya que contemplaba dos cuestiones importantes. En primer lugar, no es posible encontrar una relación directa del tipo $f(x)$ entre un parámetro real y el mismo parámetro obtenido de las observaciones, porque como hemos dejado en claro existe un acoplamiento entre los parámetros estructurales de la galaxia. Bajo esta condición, podríamos tomar un polinomio de grado 3 o más, y aquí la segunda cuestión. Un grado mayor implicaba más parámetros a determinar, lo cual incrementa la incerteza de los mismos.

Para el caso de $r_e (\equiv z \approx f(x, y))$ en función de $r_{e-g} (\equiv x)$ y $n_g (\equiv y)$:

$$f(x, y) = A3 x^3 + A2 x^2 + A1 x + A0 + B3 y^3 + B2 y^2 + B1 y + C1 xy + C2 x^2 y + C3 x y^2 . \quad (2.5)$$



(a)



(b)

Figura 2.13: Panel Sup.: Relación entre la magnitud integrada a partir de los parámetros medidos en función de la magnitud que se obtiene de los parámetros originales. Panel Inf.: los correspondientes residuos respecto de la identidad. (a): se corresponde a las imágenes simuladas no afectadas por *seeing* donde sólo se observan efectos de muestreo; (b): se corresponde a las imágenes afectadas por *seeing*.

Mientras que para n , el ajuste es $n (\equiv z \simeq g(x, y))$ en función de $r_{e-g} (\equiv x)$ y $n_g (\equiv y)$:

$$g(x, y) = A3 x^3 + A2 x^2 + A1 x + A0 + B3 y^3 + B2 y^2 + B1 y + C1 xy + C2 x^2 y + C3 x y^2. \quad (2.6)$$

La Figura 2.14 evidencia el comportamiento del radio efectivo original en función del radio efectivo y el índice de Sérsic, estos últimos, resultado de ajustes sobre imágenes convolucionadas con Gaussianas con un $\text{FWHM} = 1''$. El código de colores en dicha figura simboliza el residuo entre el valor de r_e original y su valor resultante de utilizar la ec. 2.5, punto a punto. Lo mismo se aplica en la Figura 2.15, en este caso para el n original y utilizando la ecuación 2.6. Si bien acá mostramos el caso para un valor de $\text{FWHM} = 1''$, el ajuste de los coeficientes se llevó a cabo para los nueve valores de FWHM definidos al principio. En cada situación, los coeficientes del polinomio que se ajustó tomaron valores diferentes. Pero estas diferencias no fueron considerables de un valor de FWHM a otro, con desviaciones estándares del orden de ~ 0.1 .

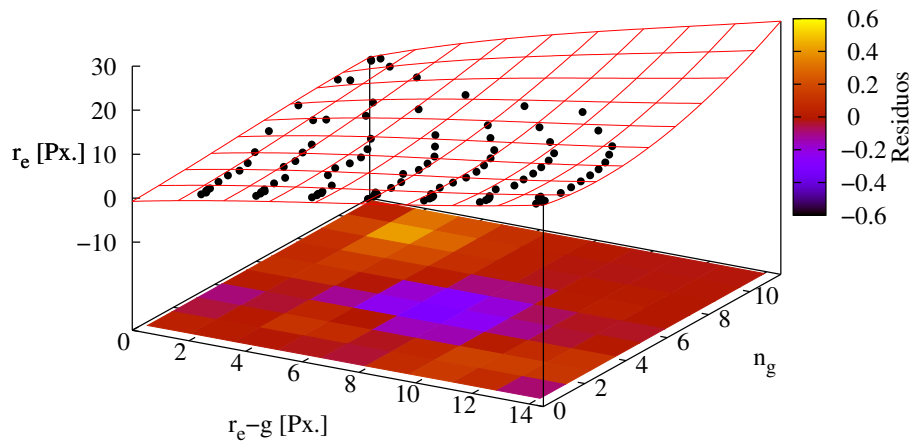


Figura 2.14: Relación entre el radio efectivo intrínseco en función del radio efectivo (r_{e-g}) y del índice de Sérsic (n_g) medidos sobre imágenes convolucionadas con $\text{FWHM} = 1''$. Se muestran además, sus correspondientes residuos.

Con respecto al brillo superficial central, el tratamiento de los datos fue diferente ya que I_{0_g} puede tomar valores muy altos, como evidenció su análogo para imágenes no afectadas por *seeing* (Fig. 2.12). Este comportamiento implicó un enfoque distinto a la hora de buscar una relación similar a las encontradas para r_e y n . En primer lugar, descartamos del análisis aquellos valores de brillo superficial central mayores a $\sim 7000 \text{ adu/px}^2$ con el propósito de considerar en el ajuste valores razonables para la naturaleza de estas galaxias. Al igual que con los anteriores parámetros estructurales, se realizaron ajustes con `gnuplot` de la diferencia entre los brillos superficiales centrales $\Delta\mu_0 = \mu_{0_g} - \mu_0 = -2.5 \log \frac{I_{0_g}}{I_0}$ en función de r_{e-g} y n_g . En principio, observamos que el ajuste no era el óptimo, los brillos superficiales recuperados eran muy diferentes a los observados, indicando que el problema real era otro. De hecho, el comportamiento observado en la Fig. 2.12 indicaba que la relación entre parámetros ya no es confiable a valores pequeños de r_e y valores grandes de n , en donde I_0 tomaba valores demasiado grandes. Luego de varias pruebas, se obtuvo que para $r_{e-g} \gtrsim 8$ píxeles y $n_g \lesssim 5$ existe una relación de orden dos que recupera el I_0 original.

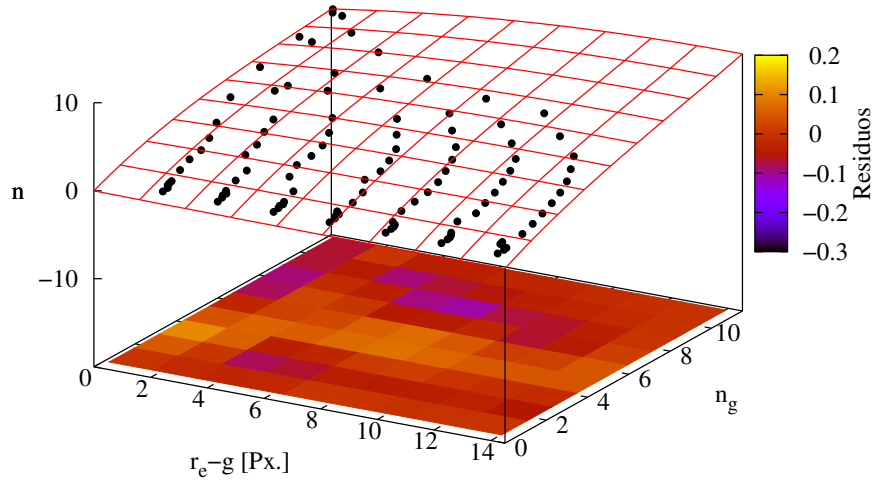


Figura 2.15: Relación entre el índice de Sérsic intrínseco en función del radio efectivo (r_{e-g}) y del índice de Sérsic (n_g) medidos sobre imágenes convolucionadas con $\text{FWHM}= 1''$. Se muestran además, sus correspondientes residuos.

Siendo $\Delta\mu_0$ ($\equiv z \approx h(x, y)$) en función de r_{e-g} ($\equiv x$) y n_g ($\equiv y$), la relación que encontramos es la siguiente:

$$h(x, y) = D2 x^2 + D1 x + D0 + E2 y^2 + E1 y + F1 x y. \quad (2.7)$$

Nuevamente, los valores de los parámetros del polinomio 2.7 dependerán del conjunto de datos a los que se esté ajustando el mismo, esto es, del valor de FWHM . Este polinomio nos permite recuperar el parámetro $\Delta\mu_0$. Luego, a partir de este último valor y del brillo superficial central que se obtiene de modelar la galaxia de las imágenes afectadas por *seeing*, podemos recuperar el brillo superficial original mediante la expresión:

$$I_0 = I_{0_g} 10^{0.4(\Delta\mu_0 + 0.002575)}. \quad (2.8)$$

El procedimiento detallado hasta aquí, nos permitió obtener tres relaciones para cada valor de FWHM (Ec. 2.5, 2.6 y 2.8) a partir de las cuales podemos recuperar los parámetros estructurales intrínsecos, partiendo de aquellos derivados de modelar la GA de las imágenes de ciencia.

2.3.3. Corrección al valor de la polarización por la contribución de la galaxia anfitriona y los efectos introducidos por variaciones en el *seeing*

Como se ha mencionado al comienzo de este Capítulo, la finalidad del método desarrollado aquí, es de obtener una estimación de la polarización intrínseca del blazar. Ahora bien, sabemos que hay dos efectos que introducen error en las medidas polarimétricas: estos son el efecto depolarizador de la galaxia y las variaciones en el *seeing*. La combinación de ambos provoca un cambio entre el cociente de flujos de la luz parcialmente polarizada del núcleo y de la luz no polarizada de la galaxia. Si podemos estimar el valor de estos flujos, los cuales estarán afectados por el efecto de la atmósfera, esto es, tendrán asociado un valor de *seeing*, será posible estimar la polarización intrínseca de la fuente. Siguiendo este concepto,

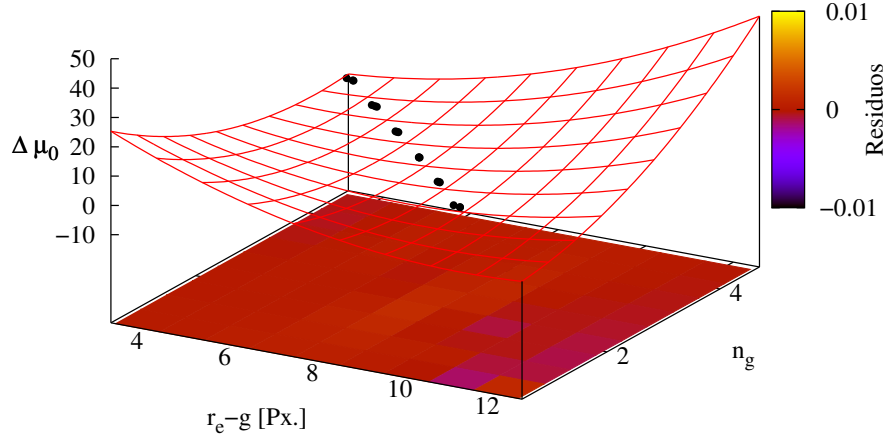


Figura 2.16: Relación entre la diferencia entre los brillos superficiales centrales $\Delta\mu_0$ en función de r_{e-g} y n_g sobre imágenes convolucionadas con $\text{FWHM} = 2''$. Se muestran además, sus correspondientes residuos. $\Delta\mu_0$ se encuentra en unidades de mag/arcsec^2 .

Andruchow et al. (2008) definieron la fracción de flujo polarizado intrínseco de la siguiente manera:

$$P = P_{\text{obs}} \left(1 - \frac{F_G}{F_{\text{AGN}} + F_G} \right)^{-1}, \quad (2.9)$$

donde P es la polarización intrínseca de la fuente, $F_{\text{AGN}} + F_G$ es el flujo estándar observado de la GA+AGN y F_G es el flujo estándar de la GA, ambas magnitudes dependen de la longitud de onda.

Teniendo presente lo mencionado arriba, y recordando que de las observaciones lo que mido es P_{obs} y el flujo instrumental de GA+núcleo. Lo que siguió fue estimar F_G . Para esto fue necesario recurrir nuevamente al uso de datos sintéticos. Para ello, se simuló la GA en cada banda fotométrica utilizando como parámetros de entrada aquellos parámetros intrínsecos recuperados luego de utilizar el método descripto anteriormente. Para esto se procedió de la siguiente forma:

- Se buscó una imagen óptica dentro de la campaña de observación. Esto incluyó, en los casos que fue posible, el uso de imágenes adquiridas sin polarizador (ver Capítulo 3), y correspondiente a una noche donde el *seeing* fuera estable y mínimo.
- Luego, como se detalló en la sección 2.3.1, se procedió a la obtención de los parámetros estructurales. También, a partir de las estrellas de campo cercanas al blazar, se estimó un valor de FWHM medio.
- Haciendo uso de las ecuaciones 2.5, 2.6 y 2.8 para el valor de *seeing* medido de la imagen de ciencia se recuperaron los parámetros intrínsecos de la galaxia. En los casos en los que la noche presentaba un valor de *seeing* no contemplado dentro de las simulaciones se procedió a utilizar la técnica de interpolación.
- Por último, creamos la imagen modelo (sintética) de la galaxia.

A partir de esta imagen, y utilizando las tareas usuales de IRAF integramos el flujo dentro de la abertura que fue considerada originalmente para extraer el flujo de los datos reales. Sin embargo, aun así,

primero fue necesario convolucionar esta imagen modelo con una imagen Gaussiana, cuya desviación estándar refleje el *seeing* de los datos reales, no globalmente, sino imagen por imagen. Por ejemplo, si durante una noche dada se obtuvieron cuatro imágenes, cada una con uno de los cuatro ángulos de posición de la placa rotante (necesarios para construir los parámetros de Stokes, ver Capítulo 3), calculamos el *seeing* promedio de cada imagen y este valor fue el utilizado para convolucionar la imagen de la GA, dando como resultado cuatro nuevas imágenes de la galaxia convolucionada con cada valor de *seeing* medido. Luego, al integrar cada una de estas imágenes sintéticas se obtuvo el flujo instrumental esperado de la GA afectado por un *seeing* dependiente del tiempo. Es importante mencionar que el valor del *seeing* utilizado se estimó del promedio de los valores de *seeing* medidos de estrellas no saturadas ubicadas en el campo del blazar. Si volvemos a la ecuación 2.9, lo que siguió fue estimar el valor de $F_{AGN} + F_G$. Esta tarea se llevó a cabo partiendo de la siguiente relación:

$$\frac{f_*}{F_*} = \frac{f_{AGN} + f_G}{F_{AGN} + F_G}, \quad (2.10)$$

donde, no considerando los términos de color, la relación muestra que el cociente entre el flujo instrumental y el flujo estándar de una dada estrella de referencia, $\frac{f_*}{F_*}$, debería ser igual al cociente entre el flujo instrumental y el flujo estándar del blazar+GA, $\frac{f_{AGN}+f_G}{F_{AGN}+F_G}$.

Para calcular las magnitudes estándares (y por lo tanto el flujo, F_*) de las estrellas de referencia, utilizamos datos de estrellas estándares fotométricas pertenecientes a los mismos campos de los blazares. Se usaron campos de Landolt en los casos que fue posible observarlos y las condiciones de la noche eran óptimas. En aquellos casos en lo que lo anterior no se cumplió se recurrió a métodos alternativos (ver Capítulo 3). En este paso, también transformamos el flujo de la galaxia f_G , que había sido medido anteriormente al sistema estándar (F_G)

Con F_* calculado obtuvimos $F_{AGN} + F_G$ para cada imagen. Luego, utilizando estos valores en la Ec. 2.9 se obtuvieron cuatro términos de $1 - F_G/(F_{AGN} + F_G)$ (cada uno corresponde a cada ángulo de rotación, y cada uno con su respectivo valor de *seeing*), los cuales fueron promediados para obtener un único término de corrección. Finalmente, re-calculamos el grado de polarización del núcleo considerando la corrección que obtuvimos. El resultado es una estimación del valor mínimo de la polarización en la fuente. Cabe destacar que no fue necesario aplicar esta corrección al ángulo de polarización ya que no es una magnitud que sufra alguna alteración debido al efecto depolarizador introducido por la GA o a las variaciones en el *seeing*, en el tiempo. Este procedimiento detallado en esta sección se realizó sobre cada objeto de la muestra y en cada banda, obteniendo así una corrección diferente en cada caso. Es importante mencionar que todo lo detallado arriba, fue implementado en un *script* escrito en lenguaje Python el cual facilitó y agilizó la obtención de resultados.

Este método también nos permitió re-analizar la variabilidad inter-noche e intra-noche, ahora a partir de utilizar los puntos polarimétricos libres de los efectos listados al principio del presente Capítulo. Los resultados obtenidos de aplicar este método sobre la muestra de objetos que poseemos se muestran en el siguiente Capítulo.

2.3.4. Corrección al flujo observado por la contribución de la galaxia anfitriona y los efectos introducidos por variaciones en el *seeing*

Nuestro método nos permitió aplicar la corrección por los efectos mencionados anteriormente sobre el flujo total observado. De esta manera lo que se propone realizar es una corrección a la fotometría, resultando en la magnitud estándar corregida del blazar. Para esto partimos de la siguiente expresión:

$$m_{AGN}^{obs} - m_*^{obs} = m_{AGN}^{std} - m_*^{std}. \quad (2.11)$$

Aquí, el término izquierdo de la igualdad involucra las magnitudes *observadas* (instrumentales) del blazar y de la estrella de campo de la cual conozco su magnitud tabulada en el sistema estándar. El término

derecho de la igualdad involucra sus magnitudes en el *sistema estándar*. De esa ecuación, se obtiene $m_{\text{AGN}}^{\text{std}}$ de la siguiente forma:

$$m_{\text{AGN}}^{\text{std}} = m_{\text{AGN}}^{\text{obs}} + (m_*^{\text{std}} - m_*^{\text{obs}}). \quad (2.12)$$

El término sumado a la $m_{\text{AGN}}^{\text{obs}}$ es una diferencia de magnitudes, Δm . Esta diferencia se calcula imagen por imagen.

Ahora bien, cuando se trabaja con observaciones reales de blazares, como lo datos que utilizamos antes de corregir, tenemos una diferencia en magnitudes entre la magnitud $m_{\text{AGN}}^{\text{obs}}$, la cual en este caso esta conformada por núcleo + GA, y la magnitud de una estrella de referencia del campo,

$$\Delta m_i = m_i^{\text{AGN}} - m_i^*, \quad (2.13)$$

donde,

$$m_i^{\text{AGN}} = -2.5 \log(f_i^{\text{NUCLEO}} + f_i^{\text{GA}}) \quad (2.14)$$

es la magnitud instrumental del núcleo + GA medida dentro de la abertura. El sub-índice i está indicando el valor i -ésimo del FWHM.

La magnitud diferencial (2.13) resulta entonces:

$$\Delta m_i = -2.5 \log(f_i^{\text{NUCLEO}} + f_i^{\text{GA}}) + 2.5 \log(f_i^*) = -2.5 \log\left(\frac{f_i^{\text{NUCLEO}} + f_i^{\text{GA}}}{f_i^*}\right). \quad (2.15)$$

Operando matemáticamente, obtenemos,

$$10^{-0.4 \Delta m_i} = \frac{f_i^{\text{NUCLEO}}}{f_i^*} + \frac{f_i^{\text{GA}}}{f_i^*} \quad (2.16)$$

Aquí, f_i^{GA} es el flujo medido de la imagen modelo convolucionada con *seeing* (la misma que introdujimos en la sección anterior). Para obtener los flujos del blazar en el sistema estándar, entonces es necesario pasar este flujo de la GA al sistema estándar. Esto se llevó a cabo utilizando una relación similar a la eq. 2.10. Resultando en:

$$F_i^{\text{GA}} = \frac{f_i^{\text{GA}}}{f_i^*} F_0^*, \quad (2.17)$$

siendo F_0^* el flujo estándar de la estrella de referencia.

En este paso fue necesario modelar la distribución de brillo de la estrella de referencia. Para esto se procedió de igual manera que en el modelado de la GA, modelando la estrella de la misma imagen que se modeló la GA. Luego, la imagen modelo resultante de la estrella fue convolucionada con una imagen Gaussiana, al igual que la imagen modelo de la GA y luego integramos el flujo dentro de la abertura que fue considerada originalmente para extraer el flujo de los datos reales. Es importante mencionar que en esta expresión, el efecto que introduce el FWHM sobre la galaxia está incluido en f_i^{GA} , mientras que el efecto sobre el núcleo (fuente puntual) está en f_i^* .

Ahora, la ecuación 2.16 queda de la siguiente forma:

$$10^{-0.4 \Delta m_i} = \frac{f_i^{\text{NUCLEO}}}{f_i^*} + \frac{F_i^{\text{GA}}}{F_0^*}. \quad (2.18)$$

A partir de esta ecuación puedo obtener el flujo instrumental del núcleo, sin la contribución de la GA. Este resulta de la siguiente manera:

$$f_i^{\text{NUCLEO}} = f_i^* 10^{-0.4 \Delta m_i} - \frac{f_i^* F_i^{\text{GA}}}{F_0^*}. \quad (2.19)$$

Nuevamente, haciendo uso de la ec. 2.10 obtenemos el flujo del núcleo en el sistema estándar:

$$F_0^{\text{NUCLEO}} = F_0^* 10^{-0.4 \Delta m_i} - F_i^{\text{GA}}. \quad (2.20)$$

Finalmente, a partir de F_0^{NUCLEO} puedo recuperar la magnitud estándar del núcleo. En el Capítulo siguiente aplicaremos este procedimiento sobre los objetos de la muestra.

CAPÍTULO 2. BLAZARES DETECTADOS A ALTAS ENERGÍAS Y SU EMISIÓN EN EL ÓPTICO

Capítulo 3

Análisis foto-polarimétrico de la muestra de blazares

La disponibilidad de trabajos en la literatura que estudien la microvariabilidad en polarimetría no es considerable. Uno de ellos es [Andruchow et al. \(2008\)](#). La disponibilidad es menor aún en lo que se refiere a trabajos que tenga en cuenta apropiadamente el efecto que introduce la GA en las mediciones. En este sentido, se destacan [Nilsson et al. \(2009\)](#), [Heidt & Nilsson \(2011\)](#) y [Hovatta et al. \(2016\)](#), pero estos últimos corrigen la fracción de polarización por la contribución de la GA a partir de la recopilación de la literatura de la magnitud de la GA y normalmente trabajan en una sola banda. Como mostramos hasta aquí, nuestro enfoque es diferente, considerando las observaciones reales que se están analizando. Para testear nuestro método recurrimos a una muestra observacional propia y de colaboradores, obtenida durante el transcurso del doctorado y años anteriores. También recurrimos al uso de base de datos públicos para ampliar la misma. Se trabajó sobre una muestra de blazares que comprenden las sub-classes: BL Lac y FSRQ seleccionados de los catálogos existentes. En la mayoría de los casos se obtuvieron observaciones foto-polarimétricas con resolución temporal inferior a una hora, sobre escalas de tiempo de dos o más días, y en dos bandas.

En el estudio de los blazares, el análisis del flujo óptico y su grado de polarización representan una herramienta muy poderosa que puede aportar información sobre los modelos físicos responsables de la emisión observada en las regiones más internas del jet. Además, el estudio del ángulo de polarización provee información de la orientación del campo magnético en la región de emisión ayudándonos a entender el estado del plasma y de la población de partículas en la región de emisión ([Barres de Almeida et al. 2010](#)).

Comenzaremos con una introducción sobre los instrumentos utilizados en la adquisición de las imágenes y una descripción de las consideraciones adoptadas sobre el tratamiento de los datos, previo a la obtención de los resultados. Se introducirán las herramientas utilizadas para el análisis de los datos. Luego se detallan los resultados obtenidos por cada fuente y el análisis llevado a cabo en cada caso. Por último, un análisis global de la muestra nos permitirá mostrar resultados generales.

3.1. Telescopios e instrumentos

Obtener mediciones de la polarización de una fuente determinada no puede llevarse a cabo con cualquier instrumento. Para esto es necesario utilizar un polarímetro que permita la división de la luz en rayo ordinario y extraordinario, para luego poder calcular los parámetros de Stokes ([Zapatero Osorio et al. 2005](#)). En esta Tesis hemos utilizado dos polarímetros, uno situado en el Hemisferio Sur, CasPol y el segundo en el Hemisferio norte, CAFOS. A continuación se detallan las especificaciones y ventajas del instrumento en cada caso.

3.1.1. CAFOS

El instrumento CAFOS montado en el telescopio de 2.2 m del Centro Astronómico Hispano-Alemán (CAHA), España (ver Figura 3.1), es un polarímetro de doble haz compuesto por una lámina rotante de media onda (*Half-wave retarder plate*, HWP) seguido de un analizador, un prisma Wollaston (WP) que produce dos rayos con direcciones ortogonales de polarización, usualmente indicadas como rayo ordinario (O) y extraordinario (E) (Patat & Taubenberger 2011). Los parámetros de Stokes (Q, U), bajo esta configuración instrumental, se obtienen de medir los flujos de ambos rayos O y E ($f_{O,i}$, $f_{E,i}$) para un set de ángulos de la HWP (0° , 22.5° , 45° y 67.5°). El detector usado fue SITE#1dCCD, con $2k \times 2k$ $24 \mu\text{m}$ pixels (la escala resultante es $0.53 \text{ arcsec px}^{-1}$), una ganancia de $2.3 \text{ electrones adu}^{-1}$, y ruido de lectura de 5.06 electrones .

El instrumento nos permite, por un lado, tomar imágenes sin polarizador durante el turno de observación y, por otro lado, situar una máscara con franjas ciegas y pasantes alternadas, ubicada antes del detector, permitiendo adquirir dos imágenes separadas O y E , evitando la superposición de flujo ordinario sobre flujo extraordinario (y viceversa). Este procedimiento mejora la relación señal ruido (S/N), aunque la mitad del campo de visión se pierde.

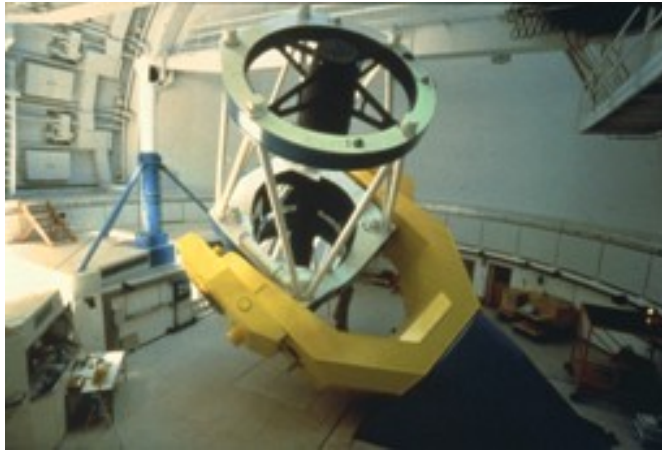


Figura 3.1: Telescopio de 2.2 m, en el que se utiliza el polarímetro CAFOS (Calar Alto, España).

Patat & Taubenberger (2011) señalan que este instrumento está afectado por polarización espúrea, pero que puede ser removida sin inconvenientes ya que el efecto que observan parece ser aditivo y por lo tanto fácil de corregir restando vectorialmente la componente instrumental en el plano Q, U de Stokes. Por otro lado, Heidt & Nilsson (2011) destacan una clara dependencia de la polarización con la posición sobre el CCD, comportamiento que también hemos observado en nuestras observaciones (Sosa et al. 2017). Este efecto puede evitarse si situamos los objetos de interés en la región central.

3.1.2. CasPol

CasPol es una unidad polarizadora de doble haz montada en el telescopio Jorge Sahade de 2.15 m, CASLEO, Argentina (ver Fig. 3.2). Este instrumento consiste en una unidad que contiene un obturador mecánico, una rueda de filtros, una regleta de filtros neutros, una lámina retardadora y una placa Savart. El detector es un CCD TEK de 1024×1024 (una escala de $0.27 \text{ arcsec px}^{-1}$), una ganancia de $1.98 \text{ electrones adu}^{-1}$, y ruido de lectura de 7.04 electrones . La lámina retardadora puede rotar en pasos de 22.5 grados, y la placa de Savart produce dos imágenes de cada objeto en el campo, separadas 0.9 mm (10.2 segundos de arco en el cielo) y ortogonalmente polarizadas entre sí, llamadas ordinaria y extraordinaria, al igual que CAFOS (ver Sección 3.1.1). La Figura 3.3 muestra un diagrama esquemático del polarímetro DBIP, de diseño similar a CasPol (Masiero et al. 2007). La desventaja de este instrumento es

que no es posible tomar imágenes sin polarizador, pero aún así nos permite estudiar simultáneamente el comportamiento fotométrico y polarimétrico de la fuente con el tiempo, mediante la suma de los flujos correspondientes a las imágenes O y E del mismo objeto. Los parámetros de Stokes fueron obtenidos de igual manera y utilizando el mismo set de ángulos que en CAFOS.



Figura 3.2: Telescopio de 2.15 m, en el que está montado el polarímetro CasPol (San Juan, Argentina).

Existe escasa información sobre las características de este instrumento publicadas en la literatura. En [Gil-Hutton et al. \(2017\)](#) se reporta una polarización instrumental por debajo de 0.06 %. Por esta razón decidí hacer un análisis más profundo sobre la polarización instrumental que introduce este instrumento (ver Capítulo 4).

3.2. Reducción de los datos y muestra observacional

La muestra utilizada en esta Tesis de doctorado contiene objetos observados por nuestro grupo de trabajo, como así también aquellos obtenidos de colaboraciones y, también, disponibles en bases de datos online. Debido a que el objetivo de esta Tesis es estudiar blazares emisores en rayos gamma, los mismos se reducen a aquellos objetos relativamente cercanos debido a que en estos casos el efecto de atenuación dado por el EBL es menor, permitiendo su detección a altas energías. Por esta razón la muestra está dominada en su mayoría por objetos relativamente cercanos. También se han incluido fuentes con $z > 0.5$ que no presentan una GA bien resuelta ya que permitirán testear nuestro método, además de analizar su comportamiento foto-polarimétrico.

La información más relevante sobre la muestra se encuentra en la Tabla 3.1. Allí se detalla el nombre, ascensión recta (α) y declinación (δ) para la época J2000.0, la magnitud V y el valor de *redshift* (ambos datos obtenidos de la base de datos extragalácticos, NED, Nasa Extragalactic Database ¹), el número de

¹<https://ned.ipac.caltech.edu/>

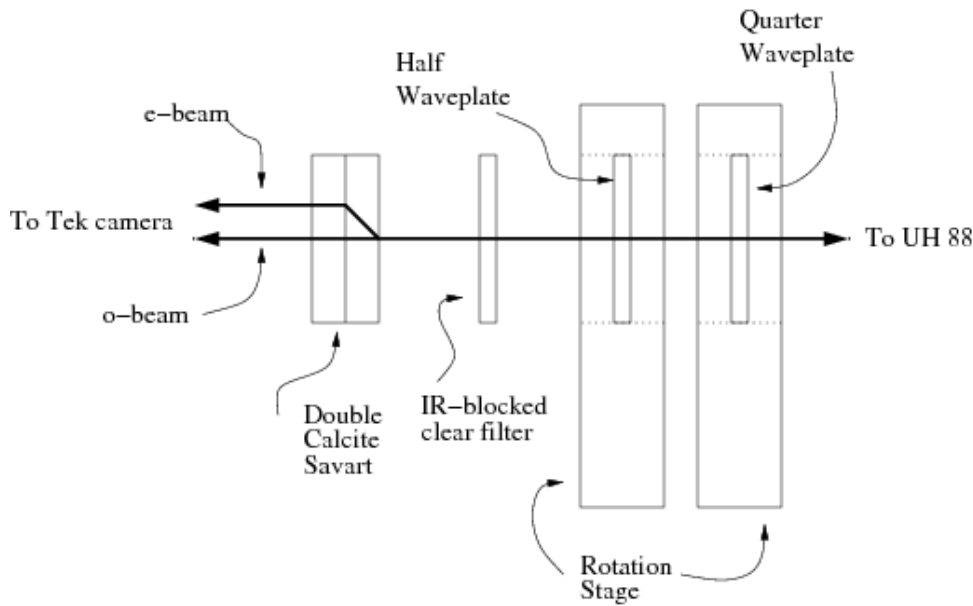


Figura 3.3: Diagrama esquemático del polarímetro DBIP de diseño similar a CasPol. Fuente: Masiero et al. (2007).

noches que estos objetos fueron observados, el filtro y el número de puntos polarimétricos recolectados a lo largo de todas las campañas, la naturaleza del objeto (clase) y el telescopio utilizado.

Tabla 3.1: Información correspondiente a los blazares estudiados. De izquierda a derecha se detalla el nombre, ascensión recta (α), declinación (δ) ambos en J2000.0, la magnitud visual aparente, V , el valor de *redshift*, el número de noches que estos fueron observados, el filtro y el número de puntos polarimétricos recolectados a lo largo de todas las campañas, la naturaleza del objeto (clase) y el telescopio utilizado.

Nombre	α (J2000.0)	δ (J2000.0)	V [mag]	z	Noches	Filtro (# puntos)	Clase	Telescopio
PKS 0537-441	05 38 50.36	-44 05 08.94	16.48	0.892	3	R (27)	FSRQ	CASLEO
1ES 1011+496	10 15 04.14	+49 26 00.71	16.15	0.212	2	R (10) B (10)	HBL	CAHA
1ES 1101-232	11 03 37.61	-23 29 31.20	16.55	0.186	4	R (21)	HBL	CASLEO
Mrk 421	11 04 27.31	+38 12 31.79	12.90	0.030	5	R (5)	HBL	CAHA
1ES 1218+304	12 21 21.94	+30 10 37.16	15.58	0.183	3	R (12) B (20)	HBL	CAHA
W Comae	12 21 31.69	+28 13 58.50	16.11	0.102	3	R (4)	IBL	CAHA
3C 279	12 56 11.17	-05 47 21.53	17.71	0.536	4	R (24)	FSRQ	CASLEO
1ES 1959+650	19 59 35.00	+65 08 54.6	12.80	0.048	6	R (37) B (36)	HBL	CAHA
BL Lacertae	22 02 43.29	+42 16 39.98	14.72	0.069	3	R (3)	LBL	CAHA
HB89 2201+044	22 04 17.65	+04 40 02.0	15.20	0.027	6	R (37) B (7)	LBL	CAHA

El proceso de reducción de las imágenes de ciencia fue el usual, el cual está detallado en Sosa (2012). El mismo se llevó a cabo utilizando tareas y subrutinas proporcionadas por el *software* de reducción IRAF. En general, durante el tratamiento de los datos, se tuvieron en cuenta algunas consideraciones, las cuales se detallarán a continuación. También aquí, introduciremos una herramienta utilizada durante el análisis de los resultados.

Flats

Una cuestión importante a definir antes de analizar los datos polarimétricos tomados con un polarizador de doble haz, es qué tipo de flats se van a utilizar para calibrar las imágenes de ciencia. Idealmente, la luz recolectada por los flats debe sufrir los mismos efectos que la luz estelar. Una técnica ya utilizada por algunos grupos, es crear un flat combinando todos los flats individuales (tomados en los diferentes ángulos en los que la HWP fue rotada) comúnmente conocido como master flat. Sin embargo, según [Patat & Romaniello \(2006\)](#), este procedimiento no es siempre efectivo debido a que la intensidad de la fuente de luz utilizada para adquirir los flats no es realmente estable (ya sea flats de cielo o de cúpula), haciendo más probable la introducción de polarización durante este proceso. Una alternativa es tomar varios flats para cada ángulo de la HWP, creando luego un master flat por cada ángulo de rotación. Entonces, cada imagen de ciencia será calibrada con un dado master flat dependiendo del ángulo de rotación en el que fue adquirida. Esta fue la opción adoptada para calibrar las imágenes de ciencia adquiridas con el instrumento CasPol. Además, durante el tratamiento de los datos adquiridos con el mismo fue necesario establecer una región útil de la imagen. Cuando se despliegan las imágenes de ciencia crudas se puede observar una región circundante de viñeteo. La misma se debe a un efecto generado por el conjunto de filtros, la lámina retardadora y la placa Savart. El tratamiento que se debe realizar sobre estas imágenes es el siguiente. En primer lugar, se debe determinar la zona útil. Esto se puede realizar sobre un flat. Tal procedimiento es necesario porque en los flats de CasPol se observa que el número de cuentas posee una rápida caída en su valor, tendiendo a cero hacia los bordes de la imagen. A partir de una inspección visual al nivel de cuentas en los flats adquiridos, se determina la región a utilizar para la estadística durante todo el proceso de reducción, descartando la zona de viñeteo. Una vez definida esta región, la misma debe ser especificada en la tarea `flatcombine`. Luego, para facilitar el estudio sobre los objetos de campo es opcional el multiplicar las imágenes de ciencia por una máscara que cubra esta región de viñeteo. Este procedimiento se llevó a cabo sobre todas las campañas realizadas con el polarímetro CasPol.

Pasaje al sistema estándar y polarización foreground

Cuando se analizan datos polarimétricos, independientemente del instrumento que se utilice, es necesario aplicar una corrección por la polarización que introduce el instrumento, además de la transformación de los datos al sistema estándar, de manera que nos permita comparar nuestros resultados con aquellos disponibles en la literatura. Este procedimiento se lleva a cabo a partir de realizar observaciones de campos con estrellas estándares polarizadas y no polarizadas. Las estrellas estándares no polarizadas se utilizan para la determinación de la polarización instrumental, mientras que las estrellas estándares polarizadas permiten calibrar y rotar los datos al sistema estándar (N-E-S-W).

Aquí, además he aplicado a todos los datos una corrección debida a la polarización *foreground*. Esta componente se asocia a la Galaxia y es generada por la orientación de las partículas de polvo interestelar con respecto al campo magnético de la Vía Láctea ([Serkowski et al. 1975](#); [Hough 1996](#)). El valor de esta componente es propia de cada objeto, ya que depende de su posición y puede ser determinada a partir de estudiar el comportamiento del grado de polarización y del ángulo de posición del blazar y las estrellas del campo. Una explicación de cómo se determinan estas dos componentes y la implementación de la corrección puede encontrarse en [Sosa \(2012\)](#).

Bias en la polarización

Por definición, el parámetro que representa la polarización P es una cantidad positiva. Cuando se determina por mediciones, a través de los parámetros de Stokes (Q , U), estos están afectados por ruido y, como consecuencia del procedimiento de cuadratura en el cálculo de P , este ruido asociado siempre contribuye de manera positiva, lo que produce resultados sesgados. Este efecto es más marcado para el caso en el que las mediciones de polarización son cercanas a cero tal que $P_0 = (q_0^2 + u_0^2)^{1/2} = 0$, siendo q_0 y

u_0 los parámetros de Stokes normalizados. Aún cuando ambos, q_0 y u_0 , sean cero (o valor muy cercano), debido al ruido experimental las mediciones q_i y u_i , tendrán generalmente valores distintos de cero, que pueden ser positivos o negativos. Los valores de polarización, calculados a partir de $P_i = (q_i^2 + u_i^2)^{1/2}$ serán siempre positivos y distintos de cero (Clarke 2010). Este bias también se puede visualizar fácilmente cuando consideramos pares de parámetros de Stokes normalizados (q_i, u_i) , ambos siguiendo distribuciones normales y con varianzas idénticas, dando lugar a valores de polarización P_i (ver Figura 3.4). Se puede observar que el valor medio definido por $\bar{P} = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N P_i$ no se encuentra en el centro de gravedad definido por $P_c = (\bar{q}^2 + \bar{u}^2)^{1/2}$, cantidad normalmente usada para representar el valor de P . Cuando se desplaza un punto de longitud P_c , fijo en el origen, a través del plano Q, U , el arco resultante no divide los datos en partes iguales. Es decir, $P_c \neq \bar{P}$. \bar{P} es un estimador sesgado ya que hay más puntos fuera del arco que en su interior. El grado del sesgo depende de la relación señal ruido de las mediciones. En consecuencia, cualquier determinación de P se hace mejor determinando los valores medios de los parámetros de Stokes contribuyentes y el uso de estos para determinar el mejor valor de P , en lugar de determinar el valor medio de un conjunto de mediciones repetidas de P . Si este sesgo en las mediciones no se tiene en cuenta, el comparar datos de la literatura es arriesgado, ya que estaríamos haciéndolo con un valor de la polarización diferente al valor observado de la fuente. Lo que derivaría en conclusiones erróneas. Sin embargo, existe un trabajo teórico (Maronna et al. 1992) en donde los autores concluyen que la corrección por este bias es necesaria en el caso en el que los errores asociados a los parámetros tuvieran un comportamiento Gaussiano. Debido a que éste no es el caso, los errores tienen asociada una distribución Poissoniana, en el trabajo se muestra que no es necesaria dicha corrección.

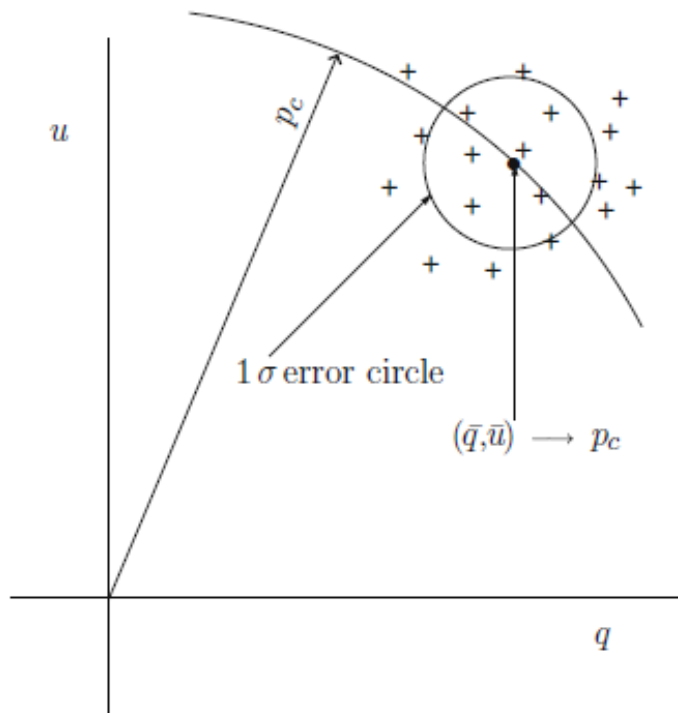


Figura 3.4: Típica distribución de mediciones repetidas de los parámetros de Stokes normalizados con el centro de la distribución \bar{q}, \bar{u} , que proporciona un valor de polarización, p_c . Fuente: Clarke (2010).

En general, no hemos trabajado con valores medios del grado de polarización, y para estar en acuerdo con la mayoría de los trabajos en los que se trabaja de manera similar a ésta Tesis, hemos aplicado esta corrección debida al bias en la polarización a cada punto polarimétrico, para evitar valores sesgados de polarización, en especial para aquellos cercanos a cero, que son más susceptibles a este bias. Los estimadores disponibles en la literatura de este bias son varios. En este trabajo de Tesis optamos por el

formalismo proporcionado por [Simmons & Stewart \(1985\)](#) y el criterio de selección adoptado por [Heidt & Nilsson \(2011\)](#), por ser un estimador conservador. Si $P > 0$, se considera que el objeto de estudio está polarizado. En este caso, el grado de polarización corregido por este bias ($P_{\text{no sesgado}}$) se calcula considerando el estimador de máxima verosimilitud de [Simmons & Stewart \(1985\)](#):

$$P_{\text{no sesgado}} = \sqrt{P^2 - 1.41 \times \sigma_P^2} \quad (3.1)$$

donde $\sigma_P = (\sigma_{P_Q} + \sigma_{P_U})/2$. En la situación en la que el objeto no está polarizado (es decir, el límite inferior de confianza del 95 % es 0) utilizamos el límite superior de confianza al 95 % como el límite superior del grado de polarización. Esto es, si por ejemplo, se midió una polarización $P = 0.7 \pm 0.4$, siguiendo lo expresado arriba, el objeto está no polarizado y por lo tanto $P_{\text{no sesgado}} < 1.5 \%$.

Pasaje al sistema estándar en magnitudes

Tal como se expresó en el Capítulo 2, para todas las observaciones buscamos conocer las magnitudes estándares de los blazares y de las estrellas de campo. Para esto, no siempre se pudo acceder a observaciones de campos de Landolt durante la campaña en cuestión. Además, se necesita que estos sean adquiridos durante una noche fotométrica, condición que no siempre se cumple. Debido a esto, para algunos blazares y sus estrellas de campo, fue necesario recurrir a un método alternativo para poder obtener las magnitudes de los objetos en el sistema estándar. Es un método utilizado en fotometría de blazares, ya que existen magnitudes estándares de estrellas situadas en los campos de la fuente. Introduce un error mayor que el uso de los campos fotométricos de Landolt ya que en rigor, sí podría incluirse un término de color. La manera de proceder fue la siguiente: en primer lugar se buscaron estrellas del campo de estudio de las cuales se conozca su magnitud estándar, ya sea que se encuentre disponible en la literatura o en bases de datos². Luego, para cada filtro, en el que se conocía la magnitud estándar de una dada estrella (por ejemplo, R) y su magnitud instrumental (m_R) se calculó la diferencia Δ_m , que luego fue utilizada para pasar al sistema estándar la magnitud del resto de los objetos del campo. Este procedimiento se llevó a cabo para cada imagen de la campaña en cuestión. Si se conoce el valor de los términos necesarios es posible realizar una estimación de cuán mayor es el error en relación al error que introduce el procedimiento usual para transformar las magnitudes. Partiendo de la ecuación de transformación conocida para el pasaje de magnitudes al sistema estándar, $m_R = R + z_0 + r_2 \sec z + r_3(B - R)$, siendo m_R , la magnitud observada, R , la magnitud estándar tabulada, z_0 , punto de cero, r_2 , el coeficiente de extinción a primer orden, $\sec z$, la masa de aire y r_3 , el coeficiente de extinción dependiente del color (o coeficiente de extinción de segundo orden). Normalmente los telescopios proporcionan el valor de los coeficientes medios de extinción de primer y segundo orden. Aquí, hemos procedido a estimar el error a partir de la información dada por CASLEO, ya que en su página web³ están disponibles dichos coeficientes. En conclusión, y siendo conservadores, el error en Δ_m al considerar la ecuación de transformación es del orden de ~ 0.02 mag, mientras que el error al considerar el procedimiento alternativo es de ~ 0.06 mag, en este último el factor que más influye es el error asociado a la magnitud observada de la estrella elegida para calcular el Δ_m . Es conveniente, en la medida que sea posible, utilizar estrellas brillantes, del orden o mayor al blazar y además que el error en su magnitud sea menor al error asociado a la magnitud del objeto de ciencia.

Diagrama color-magnitud como herramienta

Este trabajo de Tesis está centrado en el estudio de la emisión óptica de los blazares y en particular en el análisis de la variabilidad de estos objetos. Estas variaciones detectadas en el flujo óptico pueden estar relacionadas con variaciones en su forma espectral, las cuales son una herramienta importante para

²Por ejemplo: <https://www.lsw.uni-heidelberg.de/projects/extragalactic/charts/>

³<https://casleo.conicet.gov.ar/brillo-del-cielo-nocturno-y-coeficientes-medios-de-extincion/>

definir los modelos físicos que explican el comportamiento de estas fuentes. Por lo tanto, dado que el índice de color y el índice espectral representan la misma propiedad física, expresada de distinta forma. Hemos realizado un análisis de los diagramas color-magnitud en las fuentes en las que fue posible, debido a que habían sido observadas en dos bandas diferentes. De este estudio se pueden inferir cinco comportamientos de color que detallaremos a continuación (Zhang et al. 2014a):

- **BWB:** del inglés *Bluer when brighter*, cuanto más brillante, más azul. Es un rasgo predominante especialmente en los objetos tipo BL Lac (Gu et al. 2006; Zhang et al. 2010), los cuales pueden ser explicados con el modelo *shock in jet*. Esta tendencia BWB está asociada a la presencia de una componente variable asociada al núcleo activo con un color constante y relativamente azul junto con una componente roja subyacente, la GA (Ikejiri et al. 2011).
- **RWB:** del inglés *redder when brighter*, cuanto más brillante, más rojo. La mayoría de los FSRQ siguen esta tendencia, la cual sugiere la presencia de una componente fuerte de emisión térmica proveniente del disco de acreción, la cual domina en la región más azul del espectro óptico cuando la emisión del jet es débil (Villata et al. 2006; Rani et al. 2010; Bonning et al. 2012).
- **RWB a BWB:** se suele tener un comportamiento RWB cuando el blazar está en su estado de baja actividad, mientras que se da el BWB en su estado de alta actividad (Bonning et al. 2012; Zhang et al. 2013).
- **SWB:** del inglés *stable when brighter* o sin correlación con el brillo es todos los puntos de la muestra (Ikejiri et al. 2011).
- **Patrón de ciclos o bucles:** se ha observado esta tendencia en algunas fuentes, donde se alternan uno y otro comportamiento sin periodicidad detectada aún (Wu et al. 2007; Bonning et al. 2012).

Analizaremos estos comportamientos en los casos en los blazares en los que se obtuvieron datos observacionales en dos bandas diferentes.

3.3. Análisis de los resultados y discusión sobre cada fuente

A lo largo de este capítulo realizaré un trabajo sistemático sobre diferentes blazares. La finalidad del procedimiento que detallaré a continuación es la de extraer la contribución depolarizadora de la galaxia anfitriona en cada uno de los blazares, para poder así reportar valores de polarización pura y exclusivamente provenientes de los respectivos núcleos. Los pasos que llevaré a cabo son los siguientes:

1. Se elige una imagen para modelar la galaxia anfitriona, que cumpla con los requisitos especificados en el Capítulo 2. Para optimizar el modelado de la misma, cuando el instrumento así lo permita utilizaré imágenes tomadas sin el polarizador. En este paso será necesario enmascarar las contribuciones parásitas de objetos vecinos. Labor que se realiza utilizando un parámetro proporcionado por la tarea `ellipse`. Detallaré los casos en los que se requiera un tratamiento adicional a la imagen, previo al modelado de la GA.
2. A partir del modelado de la GA sobre la imagen previamente mencionada, se obtienen los parámetros estructurales observados de la misma. A partir de estos, se recuperan los parámetros reales de la GA, utilizando para ello las ecuaciones presentadas en el Capítulo 2 (Ec.: 2.5, 2.6, 2.7 y 2.8). Este paso requiere de conocer el valor medio del FWHM de la campaña en cuestión. El mismo se determina a partir de las estrellas de campo cercanas al blazar.

3. Con los parámetros reales de la galaxia activa se genera una imagen modelo de la misma. Para que esta imagen represente los datos adquiridos, se convolucionan la misma con una función Gaussiana cuya desviación estándar representa el valor de *seeing*, imagen por imagen. Luego, se realiza fotometría para obtener el flujo de la GA sobre cada una de las imágenes simuladas.
4. Por otro lado se realiza fotometría de apertura sobre la galaxia activa más el AGN, sobre cada una de las imágenes de ciencia.
5. Con el flujo del AGN, el flujo de la GA más el AGN, y la polarización observada, se obtiene la polarización corregida por el efecto depolarizador de la GA. Para ello, se utiliza la fórmula dada por [Andruchow et al. \(2008\)](#) que introduce en el Capítulo 2,

$$P = P_{\text{obs}} \left(1 - \frac{F_G}{F_{\text{AGN}} + F_G} \right)^{-1}, \quad (3.2)$$

6. Previo al cálculo de la polarización corregida por el efecto depolarizador de la GA, se realiza una transformación de los flujos observados al sistema estándar. Para ello se utiliza una estrella de referencia que se encuentre en el campo de la cual conozca su magnitud estándar. Mediante el uso de la Ecuación 2.10 $\frac{f_*}{F_*} = \frac{f_{\text{AGN}} + f_G}{F_{\text{AGN}} + F_G}$, se obtienen los flujos estándares del AGN y de la GA más el AGN. Es importante mencionar que, para obtener magnitudes estándares de las estrellas del campo, en algunos casos, se recurre al uso del método alternativo explicado anteriormente. En este caso, es necesario trabajar con una estrella del campo, de la cual se conoce su magnitud estándar catalogada.
7. Finalmente, se obtiene la polarización corregida y la magnitud estándar del blazar, la última calculada a partir de los datos polarimétricos.
8. Se estudia la variabilidad en el grado de polarización antes y después de corregir por el efecto que introduce la GA utilizando el estadístico dado por [Kesteven et al. \(1976\)](#). Además, se realiza un análisis del comportamiento del grado de polarización, como así también del ángulo de posición.
9. Se realiza fotometría diferencial en los casos en los que se obtuvieron observaciones en escalas de tiempo de días. Además, se estudia la presencia de variabilidad inter e intra-noche mediante el uso del criterio *C*.
10. Se analiza el comportamiento de la curva de luz del blazar, una vez restada la contribución de la GA y se compara con la curva de luz observada.
11. Se analiza el comportamiento del diagrama color-magnitud en los casos que lo permite. Se realiza una comparación del mismo antes y después de corregir por los efectos que introduce la GA.
12. Se realiza un relevamiento en la literatura de actividad a altas energías de la fuente coincidente con el período de los datos ópticos utilizados aquí. Existe evidencia en la literatura de casos en los que el registro de determinada actividad de una fuente en el óptico, ya sea en el flujo total o flujo polarizado, puede estar relacionada con eventos tipo *flares* a altas energías.

3.3.1. 1ES 1959+650

El HBL 1ES 1959+650 es un blazar a $z = 0.048$ ([Perlman et al. 1996](#)). Este blazar fue detectado por primera vez en Rayos-X (RX) con Einstein IPC Slew Survey ([Elvis et al. 1992](#)). Es un emisor en altas energías y su primera detección a TeV fue reportada por [Aharonian et al. \(2003\)](#). En 2002 este objeto mostró dos fulguraciones en escalas de energías de los TeV sin detección de una contraparte en la banda de RX ([Krawczynski et al. 2004](#)). La fuente ha sido observada también en la banda óptica donde ha

mostrado variaciones en flujo a distintas escalas de tiempo (Krawczynski et al. 2004). 1ES 1959+650 se aloja en una galaxia elíptica con una magnitud de $M_R = -23$. Hasta el momento existen medidas aisladas de polarización óptica ($P = 12.2\%$, Sorcia et al. 2013), aunque es una fuente bastante estudiada en todo el espectro electromagnético (Aliu et al. 2013; Zhang & Li 2017; Patel et al. 2018). Para esta Tesis, el blazar fue observado durante 6 noches consecutivas durante los meses de julio y agosto de 2011 con el instrumento CAFOS (Sección 3.1.1). En la figura 3.5 se muestra el campo observado, situando al blazar en el centro, etiquetado con el número 1, y las estrellas de campo (números 2 al 12) alrededor. Esta imagen es previa a la multiplicación por la máscara virtual que separa imagen ordinaria (círculos blancos) de la extraordinaria (círculos verdes). El procedimiento de multiplicación de las imágenes de ciencia por esta máscara virtual, constituida por unos y ceros, sirve para evitar la contaminación de la fotometría correspondiente a la imagen E con cuentas de la imagen O (y viceversa), tanto en lo que respecta a la abertura fotométrica como al anillo de cielo.

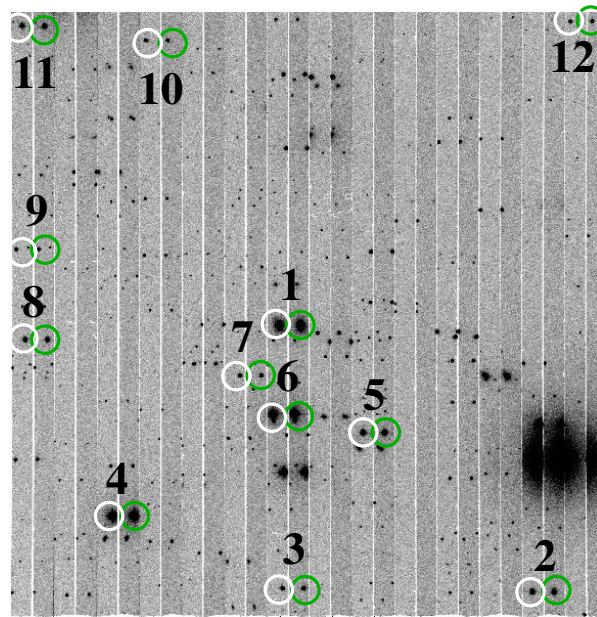


Figura 3.5: Campo observado de 1ES 1959+650 (# 1) y las estrellas de campo (# 2-12) observado en la banda B con el telescopio de 2.2 m de CAHA. Se indican la imagen ordinaria (círculos blancos) y la imagen extraordinaria (círculos verdes). El campo es de 9×9 arcmin, el Este está arriba y el Norte a la derecha.

Aplicación del método a los datos polarimétricos

Como se mencionó en el Capítulo 2, un paso importante para aplicar nuestro método es el modelado de la estructura de la galaxia que aloja al blazar. En este caso, 1ES 1959+650 fue observado en varias oportunidades durante la campaña de estudio sin el polarizador, y en ambos filtros. Esto facilitó el proceso de modelado. La noche que presentaba mejores condiciones y estabilidad en la *seeing* fue la noche del 3 de agosto de 2011. Luego, utilizamos las imágenes disponibles de esta noche, combinándolas para generar una única imagen por filtro (2 imágenes en B y 2 en R). Este objeto no presentó ningún desafío a la hora de enmascarar los objetos vecinos (ver Figura 3.5), ya que con la herramienta proporcionada por ellipse fue suficiente. La Figura 3.6 muestra el campo del blazar antes (izquierda) y después (derecha) de restar la galaxia anfitriona modelada. Los parámetros del ajuste de la GA sobre las imágenes se listan en la parte superior de la Tabla 3.2, en ambas bandas. Lo que siguió fue estimar el valor de FWHM de la noche para ambas bandas. Los valores de FWHM finales fueron determinados del promedio de varias

estrellas ubicadas dentro del campo de blazar, las cuales fueron seleccionadas porque no presentaban saturación y se ubicaban en los alrededores de la fuente. Se midió un valor de $\text{FWHM} = 1.39$ segundos de arco y $\text{FWHM} = 1.11$ segundos de arco en la banda B y R , respectivamente. Luego, mediante las ecuaciones 2.5, 2.6, 2.7 y 2.8, recuperamos los parámetros intrínsecos de la GA. Los mismos se detallan en la parte inferior de la Tabla 3.2.

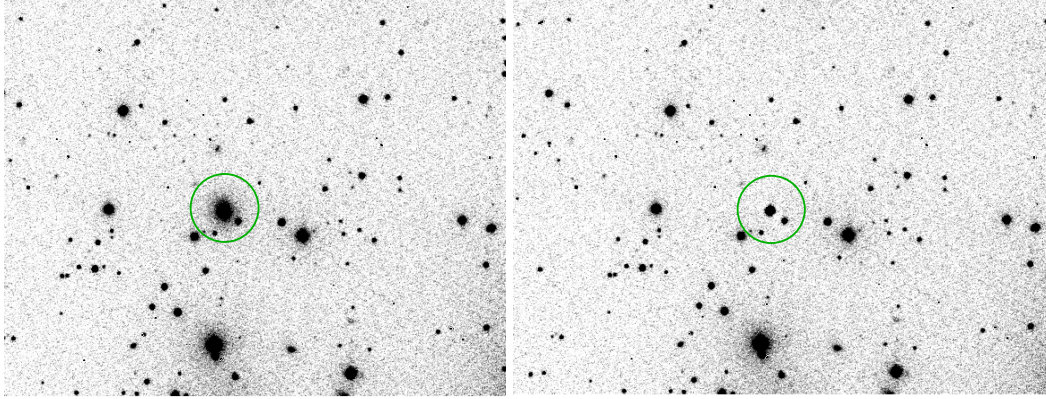


Figura 3.6: 1ES 1959+650, antes (izq.) y después (der.) de sustraer la galaxia anfitriona modelada a partir de las imágenes.

Tabla 3.2: Parámetros de ajuste del modelo para 1ES 1959+650 en ambas bandas. Superior: parámetros derivados de las observaciones. Inferior: parámetros intrínsecos recuperados de la galaxia anfitriona una vez que los efectos del *seeing* se han considerado.

Banda	r_e [pix]	n	I_0 [ADU/pix ²]
1ES 1959+650, observados			
B	14.36	1.95	486.31
R	12.57	1.78	1941.50
1ES 1959+650, recuperados			
B	14.52	1.97	476.85
R	12.53	1.81	1872.09

Una vez determinados estos parámetros procedimos a estimar el valor de la polarización intrínseca del blazar. Siguiendo lo detallado en la sección 2.3.3 del Capítulo 2, una vez generada la imagen modelo de la galaxia, utilizando los parámetros recuperados listados en la Tabla 3.2, se procedió a medir los flujos necesarios en este paso y realizar el pasaje al sistema estándar. Utilizamos la estrella de referencia #4 (ver Fig. 3.5), para la cual obtuvimos su magnitud estándar a partir de observaciones de dos campos de Landolt, SA 115 y SA 114 (Landolt 1992), los cuales adquirimos, sin polarizador, durante una noche fotométrica perteneciente a la campaña de observación. Nuestros resultados para las estrellas de campo de 1ES 1959+650 están en acuerdo con aquellos obtenidos por Pace et al. (2013). Finalmente, una vez calculados los flujos estándares (ver ec. 2.9) y determinado el término de corrección, estimamos el valor de la polarización intrínseca. La Figura 3.7 muestra el comportamiento de la polarización observada (círculos rojos) y la polarización intrínseca (diamantes rojos) a lo largo de toda la campaña. La polarización observada (P_{obs}) ha sido corregida por todos los efectos listados al principio de este Capítulo. Visualmente, podemos afirmar que existe una variabilidad inter-noche del orden de 1%, mientras que el ángulo de polarización (Θ) presenta una rotación de ~ 13 grados (ver Figura 3.8). Para realizar un análisis más riguroso en cuanto a la presencia de variabilidad polarimétrica, llevamos a cabo un estudio

estadístico siguiendo a [Kesteven et al. \(1976\)](#) y [Andruchow et al. \(2005\)](#). En este caso, una determinada fuente es clasificada como variable si la probabilidad de exceder su valor de χ^2 es menor a 0.1 %, y no variable si la probabilidad es mayor que 0.5 %. El análisis de variabilidad intra-noche arrojó valores de probabilidad entre 18 % y 86 % en ambas bandas, claramente favoreciendo la ausencia de variabilidad intra-noche. Por el contrario, cuando toda la campaña se analizó, se obtuvieron valores de probabilidad del orden de 0 %, favoreciendo la presencia de variabilidad inter-noche. Ahora bien, con respecto al comportamiento de la polarización intrínseca (P_{intrins}), podemos observar $\Delta P \approx 1 \%$ con respecto a la polarización observada, siendo esta última menor. La Tabla 3.3 presenta los valores medios de la polarización observados e intrínsecos, junto con el valor del ángulo de polarización para 1ES 1959+650, en ambas bandas.

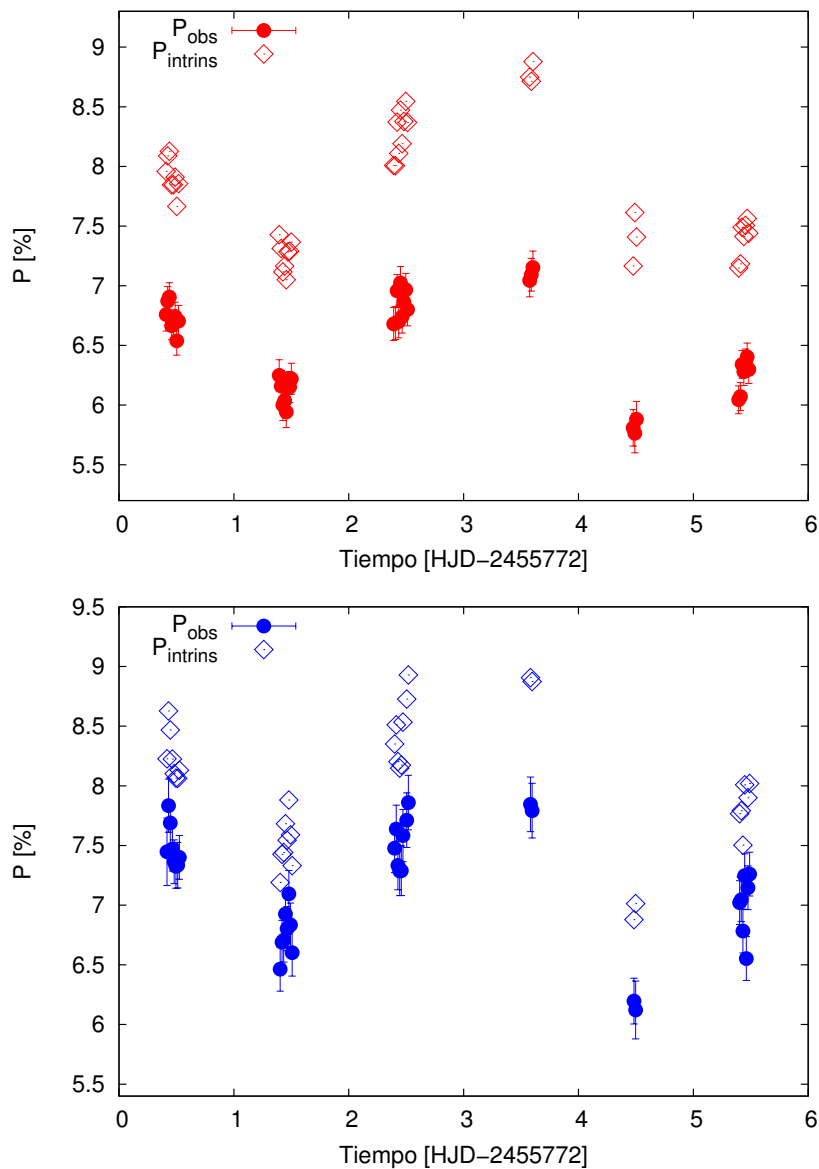


Figura 3.7: Comportamiento de la polarización a lo largo de toda la campaña del blazar 1ES 1959+650. Sup.: Banda *R*, los círculos rojos se corresponden con la polarización observada, mientras que los diamantes rojos muestran la polarización corregida por los efectos introducidos por la GA. Inf.: Lo mismo, pero en color azul, representando el comportamiento en la banda *B*.

Tabla 3.3: Valores medios del grado de polarización sin corregir (P_{obs}) y corregidos (P_{intrins}) por la contribución de la GA del blazar 1ES 1959+650, en ambas bandas. También se muestra el valor medio del ángulo de polarización (Θ).

Blazar	$\langle P_{\text{obs}} \rangle$ [%]	$\langle \Theta \rangle$ grados	$\langle P_{\text{intrins}} \rangle$ [%]	Banda
1ES 1959+650	6.97 ± 0.50	145.40 ± 4.66	7.64	<i>B</i>
1ES 1959+650	6.17 ± 0.41	144.33 ± 4.75	7.06	<i>R</i>

Para el caso de la polarización intrínseca, también podemos afirmar luego de una inspección visual la existencia de variabilidad inter-noche. Nuevamente, re-calculamos los valores de probabilidad asociados a variabilidad intra-noche e inter-noche, ahora usando los puntos polarimétricos corregidos por el efecto depolarizador introducido por la galaxia. Si bien los resultados no cambian (no detectamos variabilidad intra-noche, pero sí variabilidad inter-noche) los valores de probabilidad disminuyen significativamente, alrededor de un factor 3, lo cual señala la importancia de corregir por los efectos listados en el Capítulo anterior.

En general, el comportamiento que ha mostrado este blazar durante la campaña es el de un grado de polarización estable, con variaciones mínimas del orden del $\sim 1\%$, junto a una moderada rotación en el ángulo (~ 13 grados).

Fotometría

Para determinar la presencia de variabilidad intra-noche o inter-noche se procedió a estudiar las curvas de luz diferenciales en las bandas *B* y *R*. La fotometría diferencial (Howell & Jacoby 1986) consiste en, a partir de la obtención de las magnitudes instrumentales del blazar y de las estrellas de campo, para una dada abertura, la construcción de magnitudes diferenciales usando las estrellas del campo como estrellas de comparación y control. Siendo m_B la magnitud del blazar y m_{ct} y m_{cp} las magnitudes de las estrellas de

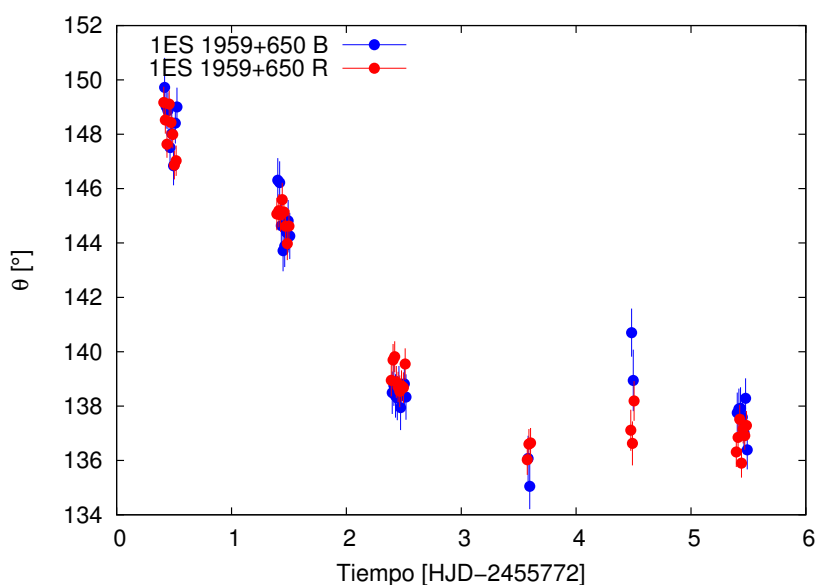


Figura 3.8: Comportamiento del ángulo de polarización (Θ) a lo largo de toda la campaña del blazar 1ES 1959+650. Los puntos rojos se corresponden a la banda *R*, mientras que los puntos azules muestran los datos en la banda *B*.

control y comparación, respectivamente, se define $m_B - m_{cp}$ y $m_{ct} - m_{cp}$. Analizar el comportamiento en el tiempo de esta última diferencia permite asegurarnos que las estrellas elegidas no varían. Si no varían, significa que son confiables para detectar variabilidad propia del blazar. Esto último se realiza a partir de analizar en simultáneo, el comportamiento en el tiempo de $m_B - m_{cp}$ y $m_{ct} - m_{cp}$. Por otro lado, el análisis de la diferencia $m_{ct} - m_{cp}$ permite tener una estimación tanto de la calidad de las observaciones como también de los errores instrumentales. La confiabilidad de este análisis recae en la elección adecuada de las estrellas de comparación y control (Cellone et al. 2007a). Howell et al. (1988) proponen tomar una estrella de control cuya magnitud sea similar a la de la fuente, mientras que la magnitud de la estrella de comparación sea un poco más brillante.

Para este blazar, la fotometría fue realizada sobre imágenes adquiridas con polarizador (para una abertura de 3 segundos de arco), ya que no poseíamos imágenes adquiridas sin polarizador para toda la campaña. Particularmente, se eligieron como estrellas de comparación y control, las estrellas 2 y 8, respectivamente (ver Figura 3.5). El mismo par de estrellas fue utilizado en ambas bandas. Las tareas utilizadas para llevar a cabo éste análisis se encuentran en el paquete de tareas propio del grupo de trabajo. Las curvas de luz diferenciales para ambos filtros, a lo largo de toda la campaña, se muestran en la Figura 3.9. Allí, se identifica en línea negra punteada dos veces la desviación estándar de la curva de luz de control en la banda B . Adoptamos el valor de la desviación estándar en el filtro B para considerar la situación menos ventajosa (el valor de la misma en el filtro R es menor).

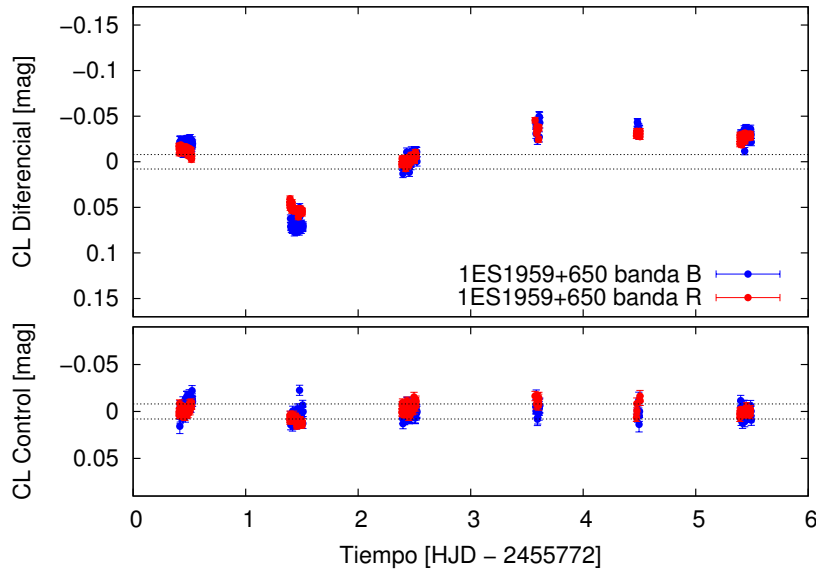


Figura 3.9: Curva de luz (CL) diferencial del objeto (panel superior) y de control (panel inferior) en magnitudes en función de la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) para el blazar 1ES 1959+650, bandas B y R . Las líneas negras de punto horizontal muestran dos veces la desviación estándar de la curva de luz de control en B . Los puntos rojos corresponden a los datos en la banda R , mientras que los puntos azules a los datos en la banda B .

Para caracterizar la variabilidad en los datos fotométricos utilizamos el criterio escaleado C (Howell et al. 1988), siendo una de las herramientas más confiable para este tipo de análisis (Zibecchi et al. 2017). El criterio se define como el cociente entre la desviación estándar de la curva de luz diferencial del blazar (CLD), σ_{CLD} , y la desviación estándar de la curva de luz de control (CLC), σ_{CLC} , escaleado por un factor Γ , el cual toma en consideración los diferentes flujos relativos entre el AGN y las estrellas de comparación y control. Esto es representado como un parámetro escaleado de confianza, C_Γ . Cuando $C_\Gamma \geq 2.576$, la fuente es variable, al menos con un 99.5 % de nivel de confiabilidad.

Las desviaciones estándares de las curvas de luz de control finales para 1ES 1959+650 son

$\sigma = 0.008$ magnitudes (mag) en la banda B y $\sigma = 0.007$ mag en la banda R . Este blazar presentó un comportamiento similar en ambas bandas. Una visión más completa de esto se puede encontrar en la Tabla 3.4. La misma contiene la información relevante obtenida luego de haber analizado la variabilidad a lo largo de toda la campaña. En particular las desviaciones estándares de las curvas de luz que se muestran en ésta Tabla no están multiplicadas por el factor Γ . Tanto en el filtro R como en el B , no se registró variabilidad intra-noche. Sin embargo, hay evidencia de variabilidad a escalas de tiempo algo más largas, lo que se manifiesta como un considerable decrecimiento seguido de un crecimiento en el flujo ($\Delta R, B \approx 0.1$ mag), el cual toma lugar durante los primeros tres días. El estadístico C arrojó valores de $C_{\Gamma} = 4.423$ y $C_{\Gamma} = 6.007$, en las bandas R y B , respectivamente. Esto afirma la presencia de variabilidad inter-noche durante la campaña de 2011, en ambas bandas, para 1ES 1959+650.

Tabla 3.4: Parámetros de variabilidad de las curvas de luz diferenciales en diferentes noches, en las bandas R y B , correspondientes a 1ES 1959+650. De izquierda a derecha se muestra la fecha (Col. 1), dispersión de la curva de luz objeto-comparación no escaleada (Col. 2), dispersión de la curva de luz de control-comparación no escaleada (Col. 3), factor de escala (Col. 4), parámetro escaleado de confianza (Col. 5), clasificación de variabilidad según criterio adoptado (Col. 6) y número de puntos (Col. 7). TC corresponde a Toda la Campaña.

1ES 1959+650						
Fecha (dd/mm/aaaa)	σ_{CLD} [mag]	σ_{CLC} [mag]	Γ	C_{Γ}	¿Variable?	N
Banda R						
29/07/2011	0.004	0.004	0.969	0.956	NO	33
30/07/2011	0.004	0.003	0.985	1.244	NO	32
31/07/2011	0.004	0.005	0.972	0.808	NO	36
01/08/2011	0.006	0.003	0.964	1.741	NO	9
02/08/2011	0.003	0.009	0.966	0.315	NO	5
03/08/2011	0.003	0.002	0.964	1.459	NO	28
TC	0.031	0.007	0.975	4.423	SI	143
Banda B						
29/07/2011	0.004	0.009	0.815	0.626	NO	32
30/07/2011	0.006	0.007	0.836	0.963	NO	32
31/07/2011	0.006	0.005	0.815	1.382	NO	32
01/08/2011	0.008	0.006	0.795	1.583	NO	12
02/08/2011	0.004	0.007	0.803	0.758	NO	8
03/08/2011	0.006	0.006	0.821	1.161	NO	28
TC	0.039	0.008	0.821	6.007	SI	144

Nuestro método de corrección también permite tener una estimación de la magnitud estándar del blazar una vez que se ha eliminado la contribución de la galaxia anfitriona junto con los efectos que introduce las variaciones en el *seeing*. La figura 3.10 muestra el comportamiento fotométrico del blazar a lo largo de toda la campaña. Para una mejor visualización, los valores correspondientes a la banda B se desplazaron en media magnitud. Luego de observar la variabilidad fotométrica a lo largo de la campaña, visualizamos una tendencia similar a la que se manifiesta en la Figura 3.9, con respecto a la variabilidad inter-noche. Registrando en la banda R un valor máximo y mínimo de $R = 14.62$ mag y $R = 14.74$ mag, respectivamente. Mientras que en la banda B estos valores fueron de $B = 15.69$ mag y $B = 15.83$ mag. Además, nuestros resultados son similares a los encontrados por [Sorcía et al. \(2013\)](#), donde la fuente mostró un brillo mínimo y máximo de $R = 15.2$ mag y $R = 14.08$ mag, respectivamente. Es oportuno

mencionar, que los autores realizaron una corrección por la contribución de la GA a los flujos aparentes.

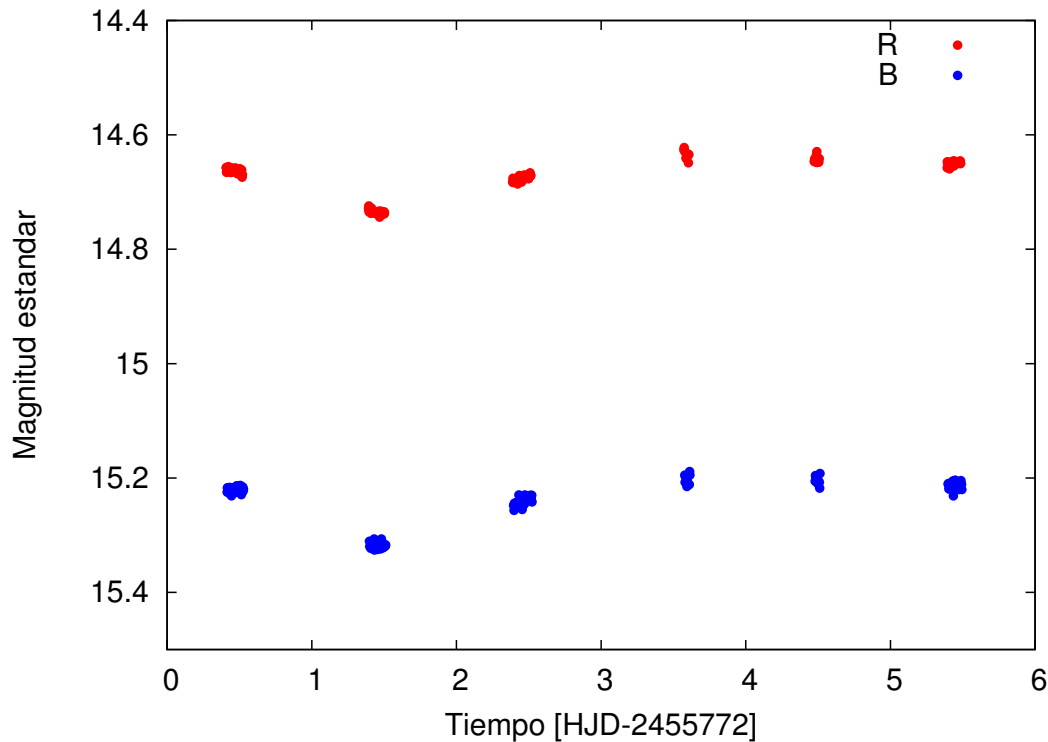


Figura 3.10: Magnitudes estándares de 1ES 1959+650 luego de haber corregido por los efectos de la GA, en ambas bandas (banda *R* en rojo, banda *B* en azul). En particular, los valores correspondientes a la banda *B* fueron desplazados en media magnitud para una mejor visualización.

Diagrama color-magnitud

En esta sección mostramos el diagrama color-magnitud (DCM) resultante antes y después de aplicar la corrección por la GA. Esta fuente desplegó un comportamiento *BWB*, la cual se mantiene en cada noche individual. La Figura 3.11 muestra el DCM para toda la campaña (símbolos vacíos: antes de corregir, símbolos llenos: luego de corregir). La recta graficada representa el ajuste lineal realizado en cada caso. Esta tendencia *BWB* fue confirmada luego de analizar el coeficiente de correlación lineal de Pearson, el cual arrojó valores de $r = 0.814$ (sin la corrección) y de $r = 0.797$ (corregidos).

En la literatura sólo existen registros de una tendencia *BWB* para esta fuente, lo cual está en acuerdo con los resultados que hemos encontrado. Sin embargo, estos ejemplos se corresponden a estudios que han comprendido campañas observacionales con escalas de tiempo del orden de meses a años (Ikejiri et al. 2011; Kaur et al. 2017). Durante un estado de muy alta actividad (en óptico, RX, UV y gamma) de 1ES 1959+650, registrado en el período enero 2015 y junio 2016, éste mostró una tendencia bien marcada *BWB* (Kaur et al. 2017).

Comportamiento a altas energías

Existe evidencia de casos en los que determinada actividad registrada en el óptico tiene su contraparte a energías más altas (Blinov et al. 2018). Esta conexión, de existir, permite acotar los modelos que explican las observaciones. Para 1ES 1959+650 recurrimos a la literatura disponible en busca de posibles *flares* en gamma coincidentes con nuestras observaciones en el óptico. Sin embargo, para esta fuente no hay registros de alta actividad a energías más altas durante el mismo período.

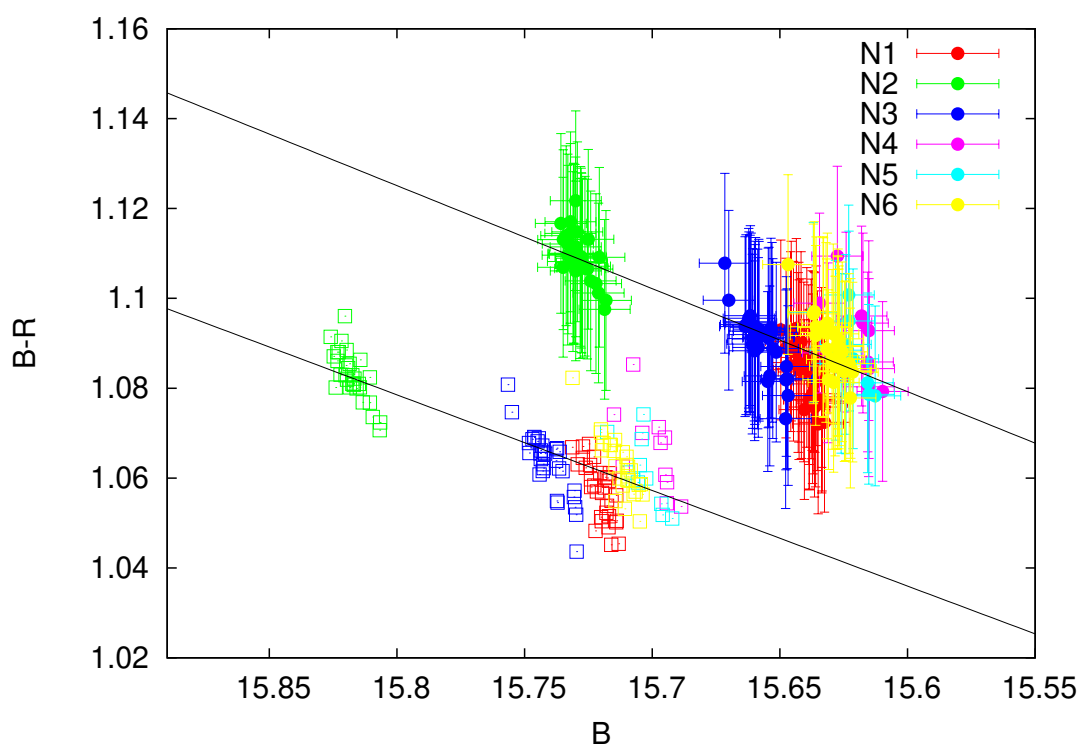


Figura 3.11: Diagrama color-magnitud para 1ES 1959+650 correspondiente a toda la campaña, antes de corregir por los efectos de la GA (símbolos vacíos) y después de corregir (símbolos llenos). La recta representa el ajuste lineal realizado en cada situación.

3.3.2. HB89 2201+044

El blazar LBL HB89 2201+044 se encuentra a $z = 0.027$ (ver Sambruna et al. 2007, y sus referencias). Ha sido clasificado como un objeto tipo BL Lac (Burbidge & Hewitt 1987; Veron-Cetty & Veron 1989), y hasta el momento no ha sido detectado a energías del orden de TeV. Esto no es extraño, existen sólo dos objetos LBL detectados a altas energías sobre un total de 213⁴. La morfología de la galaxia anfitriona es consistente con una galaxia gigante elíptica luminosa ($M_V \sim -20.8$, Falomo et al. 1993). Sólo existen medidas aisladas de polarización, con valores del orden de $P = 1.1 - 1.5\%$ (Brindle et al. 1986).

HB89 2201+044 fue observado también con el instrumento CAFOS. La Figura 3.12 muestra el campo observado. El blazar se ubica en el centro (# 1), y las estrellas de campo (# 2-7) alrededor.

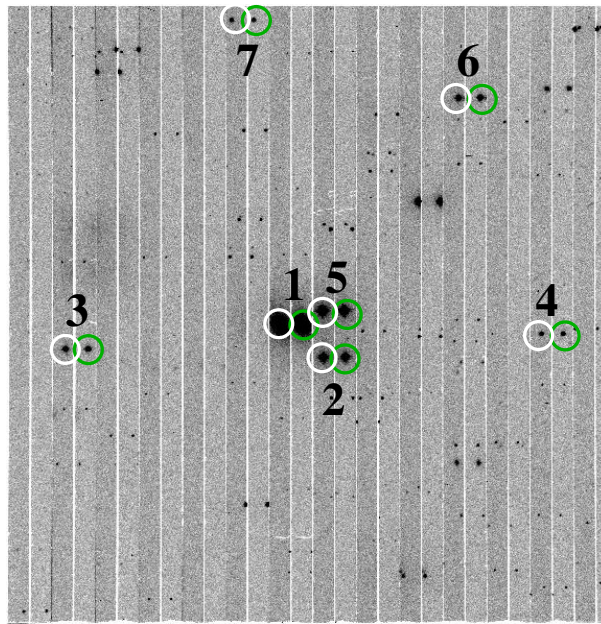


Figura 3.12: Campo observado de HB89 2201+044 (# 1) y las estrellas de campo (# 2-7) observado en la banda B con el telescopio de 2.2 m de CAHA. Se indican la imagen ordinaria (círculos blancos) y la imagen extraordinaria (círculos verdes). El campo es de 9×9 arcmin, el Este está arriba y el Norte a la derecha.

Aplicación del método a los datos polarimétricos

En este caso, el modelado de la galaxia se realizó sobre imágenes adquiridas en la última noche de la campaña por ser la que presentaba estabilidad en el *seeing* a lo largo de toda la noche y un valor promedio bajo del mismo ($\text{FWHM} = 1.48 \pm 0.23$ segundos de arco). Se combinaron 6 imágenes en B y 6 en R . Particularmente, este blazar presentó un desafío al momento de enmascarar las fuentes vecinas ya que al sur se ubica una estrella muy brillante (ver Fig. 3.13, izq.), la cual, inevitablemente interfiere en el ajuste si no se trata con cuidado. Para esto, se restó la estrella en cuestión suponiendo una distribución circular sobre la imagen. En primer lugar, a partir de utilizar tareas de IRAF, creamos una imagen de la mitad izquierda de la estrella (Im_1). Esto fue posible a partir de utilizar la imagen original (Im_0), y recortarla, preservando la región de interés. Luego, se traspuso esta nueva imagen, y se procedió a la sustracción de la imagen Im_1 sobre la imagen Im_0 , contemplando que ambas posean el mismo tamaño.

⁴El catálogo online TeVCat posee una completa lista de las fuentes que han sido detectadas a TeV <http://tevcat.uchicago.edu/>.

Como resultado obtuve la imagen que se muestra en la Fig. 3.13 (der.), la cual se utilizó para modelar la galaxia anfitriona de HB89 2201+044, previo restado de cielo.

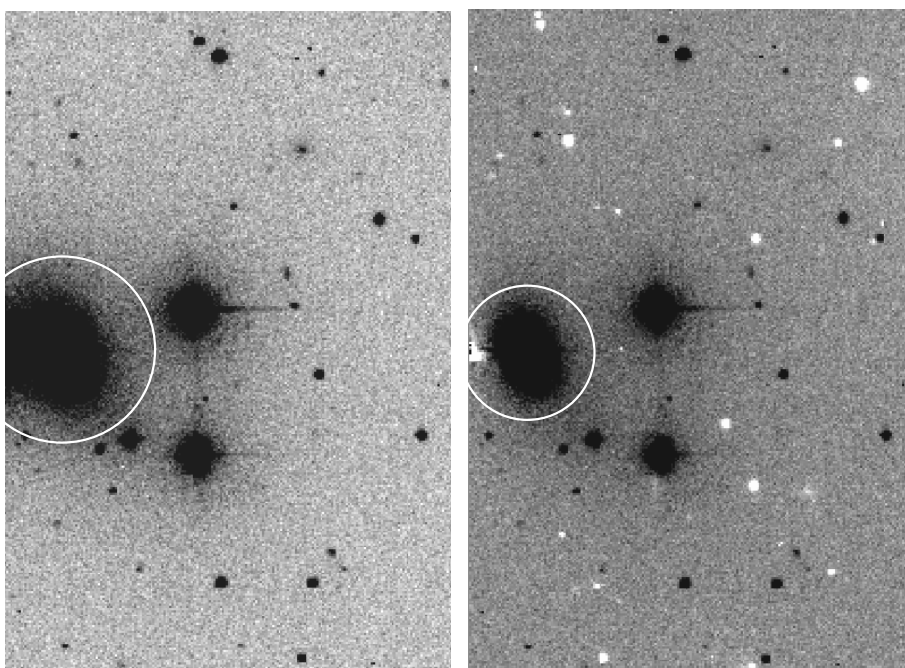


Figura 3.13: Campo sin polarizador de HB89 2201+044, observado en la banda R . Se encuentra el Este hacia arriba y el Norte a la derecha. Izq.: El blazar y la estrella brillante (al sur del blazar) se encuentran marcadas con un círculo blanco. Der.: En este caso la estrella brillante situada al sur del blazar (círculo blanco) fue sustraída.

Los parámetros del ajuste de la GA sobre las imágenes se listan en la parte superior de la Tabla 3.5, en ambas bandas. Luego, mediante las ecuaciones 2.5, 2.6, 2.7 y 2.8, recuperamos los parámetros intrínsecos de la GA. Los mismos se detallan en la parte inferior de la Tabla 3.5.

Tabla 3.5: Parámetros de ajuste del modelo para HB89 2201+044 en ambas bandas. Superior: parámetros derivados de las observaciones. Inferior: parámetros intrínsecos recuperados de la galaxia anfitriona una vez que los efectos del *seeing* se han considerado.

Banda	r_e [pix]	n	I_0 [ADU/pix ²]
HB89 2201+044, observados			
B	14.3568	2.1363	1234.52
R	18.7721	2.1779	7471.17
HB89 2201+044, recuperados			
B	14.5017	2.1615	1221.48
R	20.0153	2.2351	8373.34

Al igual que 1ES 1959+650, el cálculo de los flujos estándares se hizo mediante el uso de los campos de Landolt SA 115 y SA 114 (Landolt 1992). La estrella de referencia utilizada fue la #3 y la Figura 3.14 (panel superior) muestra el comportamiento de la polarización (antes y después de aplicar la corrección) en ambas bandas. En particular, los datos correspondientes a la banda B , fueron arbitrariamente desplazados en el eje x , para evitar superposición con los datos, de la misma noche, correspondientes a la banda R . La misma Figura (panel inferior), muestra el comportamiento en ambas bandas del ángulo

de polarización, el cual parece tener un comportamiento errático. Además, podemos ver que existe una dispersión considerable (~ 70 grados) en una misma noche en el valor de Θ . Este comportamiento en el ángulo es debido al bajo valor del grado de polarización que presentó este objeto, el cual introduce error en su determinación. Con respecto al análisis de variabilidad polarimétrica, se procedió de igual manera que para 1ES 1959+650. Debido a la escasez de datos en la banda B , el análisis estadístico sólo se realizó en la banda R . En primer lugar, considerando la polarización observada, los valores de probabilidad en el caso de microvariabilidad fueron entre 30 % y 76 %, rechazando la existencia de variabilidad intra-noche; por el contrario, un análisis en busca de variabilidad inter-noche, considerando toda la campaña, arrojó valores de probabilidad del orden de 0 %, afirmando la presencia de variabilidad de este tipo. Luego, realizamos el mismo estudio sobre los valores de polarización corregidos por nuestro método, nuevamente confirmamos que variaron los parámetros de probabilidad, pero lo que no cambia es el resultado.

Tabla 3.6: Valores medios del grado de polarización sin corregir (P_{obs}) y corregidos (P_{intrins}) por la contribución de la GA del blazar HB89 2201+044, en ambas bandas. También se muestra el valor medio del ángulo de polarización (Θ).

Blazar	$\langle P_{\text{obs}} \rangle$ [%]	$\langle \Theta \rangle$ grados	$\langle P_{\text{intrins}} \rangle$ [%]	Banda
HB89 2201+044	0.70 ± 0.46	168.52 ± 32.28	1.01	B
HB89 2201+044	0.38 ± 0.30	188.44 ± 37.45	0.62	R

La Tabla 3.6 presenta los valores medios de la polarización observados e intrínsecos, junto con el valor del ángulo de polarización para HB89 2201+044, en ambas bandas. Si bien los errores asociados al grado de polarización observado son considerables, la relación señal ruido de la campaña en general fue alta, otorgando confiabilidad a los datos derivados.

El anterior registro del valor del grado de polarización para este objeto es de la década del 80 (Brindle et al. 1986). Estadísticamente, los LBL han mostrado mayor registro de variabilidad óptica y luz polarizada, en comparación con los HBL (Villata et al. 2000; Andruchow et al. 2005). Esto podría atribuirse al hecho de que estos últimos poseen un campo magnético más fuerte (Gaur et al. 2012a). HB89 2201+044, el cual está catalogado como un LBL, parecería que se encuentra en una etapa de baja actividad, ya que no ha registrado cambios significativos o valores mayores de polarización.

Fotometría

HB89 2201+044 fue observado sin polarizador durante toda la campaña y realizamos la fotometría para una abertura de 3 segundos de arco. En esta oportunidad, las estrellas elegidas como control y comparación, fueron la # 4 y #3, respectivamente. La curva de luz diferencial se muestra en la Figura 3.15. Allí, la desviación estándar de la curva de control en la banda B está identificada por la línea punteada negra, con un valor de $\sigma = 0.014$ mag. Mientras que en la banda R este valor fue de $\sigma = 0.006$ mag.

Se observa un comportamiento similar en ambas bandas. HB89 2201+044 mostró microvariabilidad en la última noche (ambas bandas), como así también variabilidad inter-noche. Durante las últimas dos noches, se registró un incremento en el flujo ($\Delta R, \Delta B \approx 0.15$ mag). Comportamientos que se han reflejado en los resultados arrojados por los parámetros del análisis estadístico que se muestran en la Tabla 3.7. Cuando se aplicó el criterio a toda la campaña $C_{\Gamma} = 7.760$ y $C_{\Gamma} = 7.905$, en la banda R y B , respectivamente.

Por último, la Figura 3.16 muestra el comportamiento fotométrico del blazar a lo largo de toda la campaña, cuando se ha restado la contribución de la galaxia anfitriona. Para una mejor visualización, los valores correspondientes a la banda B se desplazaron en una magnitud. Como se puede observar, en la banda B sólo hay disponible valores en la primer noche. Este objeto en la banda R registró un máximo de $R = 15.53$ mag y un mínimo de $R = 15.77$ mag.

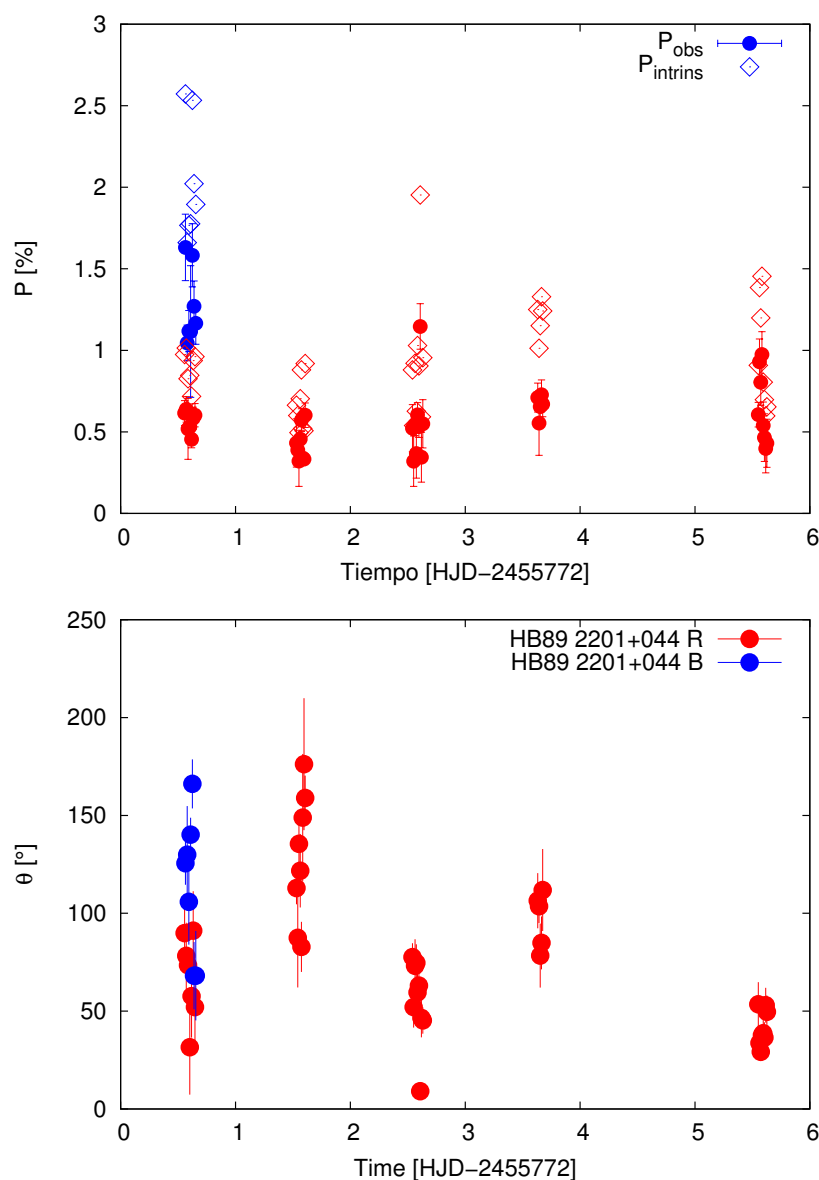


Figura 3.14: Sup.: Comportamiento de la polarización a lo largo de toda la campaña del blazar HB89 2201+044. Los círculos rojos se corresponden con la polarización observada, mientras que los diamantes rojos muestran la polarización corregida por los efectos introducidos por la GA, ambos en la banda R . Símbolos en color azul, corresponden a la banda B , el cual, debido a que sólo poseíamos datos en una noches, los mismos fueron desplazados arbitrariamente en el eje x , para evitar superposición con los datos en la banda R . Inf.: Comportamiento del ángulo de polarización (Θ) a lo largo de toda la campaña del blazar HB89 2201+044. Mismo código de colores.

Diagrama color-magnitud

El análisis del DCM para esta fuente indicó un comportamiento BWB , antes y después de la corrección. Para este análisis se procedió de igual manera que con 1ES 1959+650. La Figura 3.17 muestra el DCM para la primer noche. Sólo se muestran los resultados de la primer noche de la campaña por ser la única en la que poseíamos datos polarimétricos en ambas bandas, y los mismos son necesarios para obtener la magnitud estándar del blazar una vez restada la GA. La recta graficada representa el ajuste lineal realizado. Esta tendencia BWB fue confirmada, luego de analizar el coeficiente de correlación de

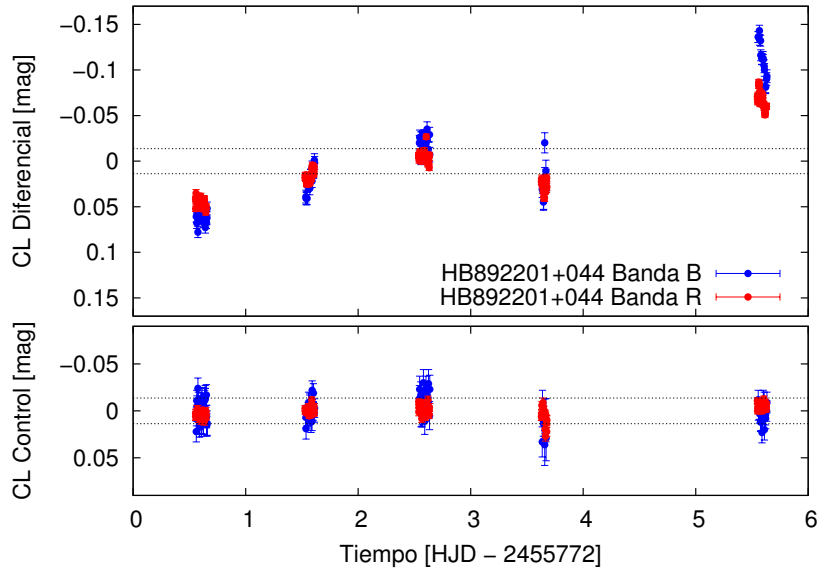


Figura 3.15: Curva de luz diferencial del objeto (panel superior) y de control (panel inferior) en magnitudes en función de la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) para el blazar HB89 2201+044, bandas *B* y *R*. Las líneas negras de punto horizontal muestran dos veces la desviación estándar de la curva de luz de control en *B*. Los puntos rojos corresponden a los datos en la banda *R*, mientras que los puntos azules a los datos en la banda *B*.

Tabla 3.7: Parámetros de variabilidad de las curvas de luz diferenciales en diferentes noches, en las bandas *R* y *B*, correspondientes a HB89 2201+044. Se muestra la misma información que en la Tabla 3.4.

HB89 2201+044						
Fecha (dd/mm/aaaa)	σ_{CLD} [mag]	σ_{CLC} [mag]	Γ	C_{Γ}	¿Variable?	N
Banda <i>R</i>						
29/07/2011	0.005	0.006	0.813	0.951	NO	27
30/07/2011	0.006	0.003	0.809	2.389	NO	32
31/07/2011	0.005	0.004	0.793	1.614	NO	36
01/08/2011	0.007	0.009	0.797	0.959	NO	20
03/08/2011	0.009	0.003	0.788	3.527	SI	32
TC	0.039	0.006	0.813	7.760	SI	147
Banda <i>B</i>						
29/07/2011	0.007	0.012	0.499	1.148	NO	28
30/07/2011	0.013	0.011	0.499	2.388	NO	16
31/07/2011	0.008	0.012	0.473	1.400	NO	18
01/08/2011	0.024	0.027	0.465	1.893	NO	10
03/08/2011	0.019	0.011	0.461	4.009	SI	19
TC	0.062	0.016	0.496	7.905	SI	188

Pearson, el cual arrojó un valor $r = 0.803$ y $r = 0.796$, respectivamente. No hay registros en la literatura respecto a la tendencia preferencial de esta fuente.

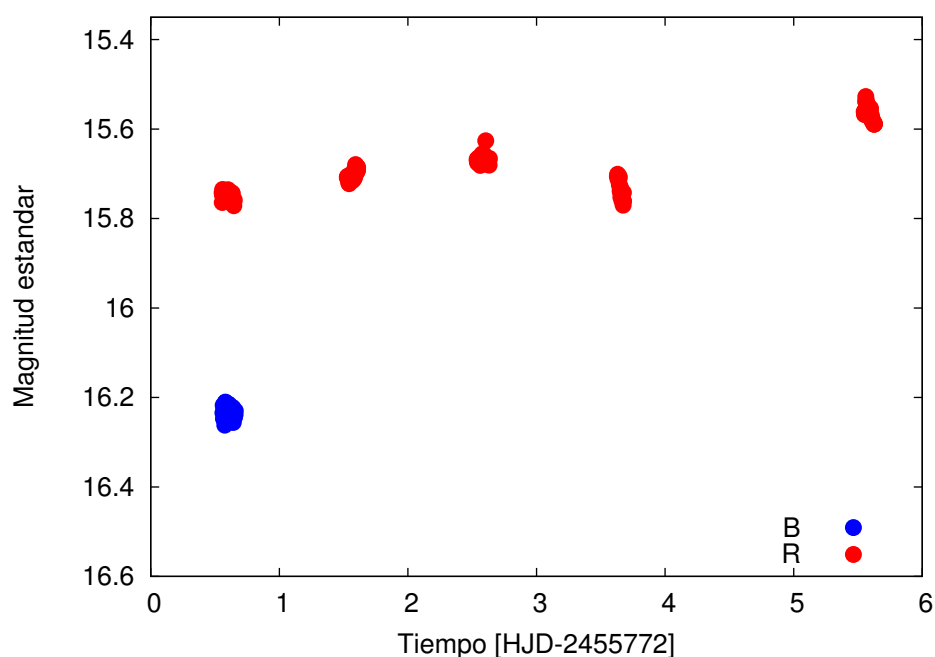


Figura 3.16: Magnitudes estándares de HB89 2201+044 luego de haber corregido por los efectos de la GA, en ambas bandas (banda *R* en rojo, banda *B* en azul). En particular, los valores correspondientes a la banda *B* fueron desplazados en una magnitud para una mejor visualización.

3.3.3. 1ES 1011+496

1ES 1011+496 es un objeto BL Lac, detectado en principio como una fuente de RX (Elvis et al. 1992), ubicada a $z = 0.212$ (Albert et al. 2007c). Fue detectado a VHE ($E > 100$ GeV) por MAGIC en 2007 debido a un reporte de alta actividad óptica dado por el programa de monitoreo de blazares de Tuorla⁵ (Albert et al. 2007c). Al momento del descubrimiento, 1ES 1011+496 era la fuente más distante conocida emisora de rayos gamma altamente energéticos. Si bien está clasificado como un HBL, Ahnen et al. (2016b) sugieren que esta fuente, en base a datos de archivo, es en realidad un caso límite entre IBL y HBL. Existen registros del grado de polarización óptica, alcanzando valores muy bajos ($< 5\%$, Aleksić et al. 2016).

Este blazar fue observado durante dos noches en los meses de marzo y abril de 2011 con el instrumento CAFOS, en las bandas *R* y *B*. En la figura 3.18 se muestra el campo observado con la ubicación del blazar (# 1), y las estrellas de campo alrededor del mismo (# 2-5).

Aplicación del método a los datos polarimétricos

Para este objeto, fue posible modelar la GA a partir de una imagen que fue adquirida sin polarizador, tanto en la banda *R* como en banda *B*. Una vez restado el cielo a la imagen a la cual se le va a modelar la GA, se procedió a enmascarar las fuentes vecinas (como las estrellas #2 y #3 o las estrellas ubicadas al sur del blazar) y ejecutar la tarea `ellipse` seguida de la tarea `nfit1d`. Los parámetros resultantes luego de modelar la GA se presentan en la Tabla 3.8 (sup.). Por otro lado, en la Figura 3.19 se presenta el campo de 1ES 1011+496 antes de restar la GA (izq.) y una vez sustraída esta componente (der.). El blazar se encuentra marcado con un círculo blanco. Siguiendo los pasos necesarios para la recuperación de los parámetros estructurales en primer lugar y luego la obtención de la polarización intrínseca del blazar, se determinó un valor medio de FWHM, el cual fue de 1.4 y 1.5 segundos de arco, en la banda *R*

⁵<http://users.utu.fi/kani/1m/>

y B , respectivamente. Luego, procedimos a recuperar los parámetros intrínsecos de la GA, los cuales se detallan en la parte inferior de la Tabla 3.8.

Tabla 3.8: Parámetros estructurales de la GA, en las bandas R y B para 1ES 1011+496. Superior: parámetros obtenidos de modelar las observaciones. Inferior: parámetros recuperados una vez que la galaxia y el *seeing* han sido tenidos en cuenta.

Banda	r_e [pix]	n	I_0 [ADU/pix ²]
1ES 1011+496, observados			
R	4.03	3.03	41358.7
B	2.67	2.76	27053.7
1ES 1011+496, recuperados			
R	3.31	2.82	38081.75
B	3.35	2.52	26153.96

Una vez creada la imagen modelo de la GA, procedimos a estimar la polarización intrínseca. Como hemos mencionado anteriormente, un paso importante en esta instancia es determinar los coeficientes que permiten el pasaje de magnitudes instrumentales al sistema estándar. En particular, 1ES 1011+496 fue observado durante la campaña de 2011A. En la misma, se observaron durante la segunda noche, los campos RU149 y PG 1323-086 de Landolt. Pero luego de varios intentos se llegó a la conclusión de que las condiciones fotométricas en las que se adquirieron las imágenes de estos campos no fueron óptimas. Aquí fue donde tuvimos que recurrir a un método alternativo para poder realizar la transformación al

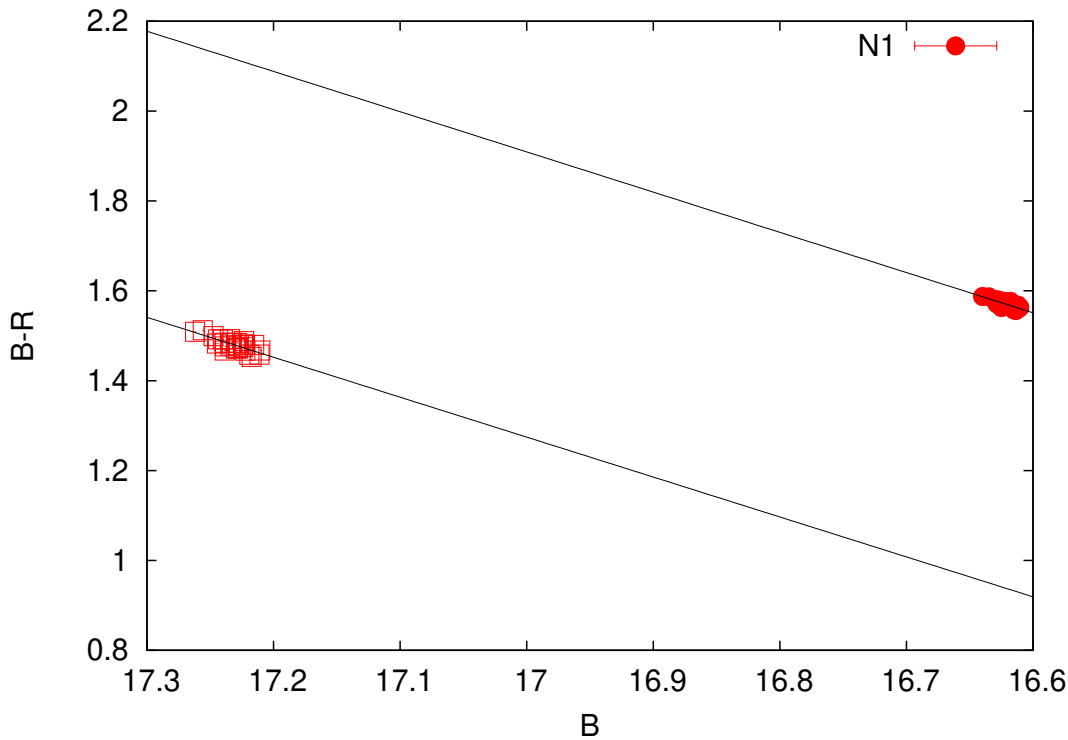


Figura 3.17: Diagrama color-magnitud para HB89 2201+044 correspondiente a la noche del 30/07/2011. La recta representa el ajuste lineal realizado. Los datos se corresponden a aquellos previos a la corrección por los efectos introducidos por la GA (símbolos vacíos) y posteriores a la corrección (símbolos llenos).

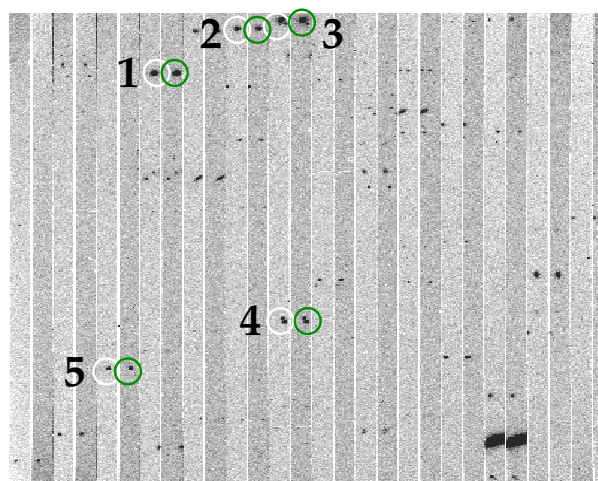


Figura 3.18: Campo observado de 1ES 1011+496 (# 1) y las estrellas de campo (# 2-5) observado en la banda B con el telescopio de 2.2 m de CAHA. Se indican la imagen ordinaria (círculos blancos) y la imagen extraordinaria (círculos verdes). El campo es de 9×9 arcmin, el Este está arriba y el Norte a la derecha.

sistema estándar, como lo expliqué en la Sección 3.2. La estrella utilizada en este caso fue la #2 (ver Fig. 3.18), para la cual obtuvimos su magnitud estándar tabulada en Monet (1998).

Finalmente, luego de haber completado todos los pasos, el resultado fue el comportamiento de la polarización intrínseca a lo largo de toda la campaña, como lo muestra la Figura 3.20. Allí también se exhibe el comportamiento de la polarización observada. La Tabla 3.9 presenta los valores medios de la polarización observados e intrínsecos, junto con el valor del ángulo de polarización para 1ES 1011+496, en ambas bandas. Los valores de probabilidad en el caso de variabilidad intra-noche fueron del orden de 90 % en la banda R y de 77 % para las dos noches en la banda B , rechazando la existencia de variabilidad. En cuanto al análisis de variabilidad inter-noche, la estadística afirmó la presencia de variabilidad, con valores de probabilidad de 0.4 % y 0.003 %, en la banda R y B , respectivamente. Lo mismo se reflejó sobre los valores de polarización intrínseca. Por otro lado, con respecto al ángulo de polarización, la Figura 3.21 exhibe el comportamiento del mismo durante las dos noches, en ambas bandas. Se registró un valor medio de $\Theta = 107.12 \pm 1.8$ grados en la banda R y de $\Theta = 106.27 \pm 1.23$ grados en la banda B , y una estabilidad a $\sim 2\sigma$ del valor medio. Como mencionamos anteriormente, 1ES 1011+496 no ha sido

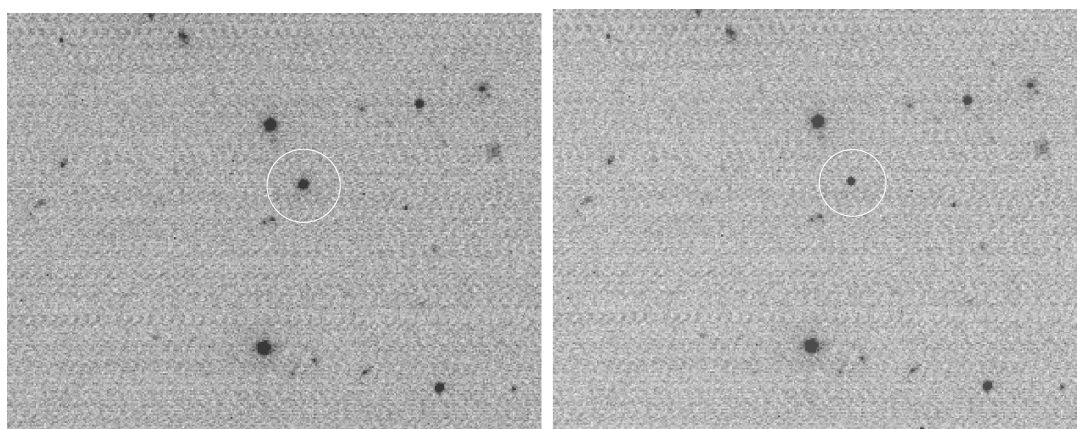


Figura 3.19: 1ES 1011+496, antes (izq.) y después (der.) de sustraer la galaxia anfitriona modelada a partir de las imágenes.

una fuente muy estudiada. En la literatura existen mediciones aisladas de la polarización óptica, siendo la publicada por [Aleksić et al. \(2016\)](#) la más actual ($P < 5\%$, en la banda R), en acuerdo con nuestras mediciones. Allí los autores registran valores de Θ de 100 a 150 grados, similares a los obtenidos en nuestra campaña (ver Tabla 3.9).

Tabla 3.9: Valores medios del grado de polarización sin corregir (P_{obs}) y corregidos (P_{intrins}) por la contribución de la GA del blazar 1ES 1011+496, en ambas bandas. También se muestra el valor medio del ángulo de polarización (Θ).

Blazar	$\langle P_{\text{obs}} \rangle$ [%]	$\langle \Theta \rangle$ grados	$\langle P_{\text{intrins}} \rangle$ [%]	Banda
1ES 1011+496	5.52 ± 0.43	106.27 ± 1.2	5.78	B
1ES 1011+496	4.84 ± 0.32	107.12 ± 1.8	5.14	R

A lo largo de toda la campaña, 1ES 1011+496 exhibió una disminución de la polarización ($\sim 1\%$) en ambas bandas, acompañado de un comportamiento estable del ángulo.

Fotometría

1ES 1011+496 no fue observado sin polarizador durante todas las noches de la campaña, por lo tanto la fotometría fue realizada sobre las imágenes adquiridas con polarizador en las dos noches en las que se observó la fuente. Todo este proceso se llevó a cabo utilizando tareas propias adaptadas para este tipo de análisis (para una abertura de 2 segundos de arco). Particularmente, se eligieron como estrellas de control y comparación, las estrellas #2 y #5, respectivamente (ver Figura 3.18) en ambas bandas. La fuente mostró variabilidad inter-noche en ambas bandas. Esto se ve reflejado en los resultados arrojados por los parámetros que se muestran en la Tabla 3.10. La curva de luz diferencial se presenta en la Figura 3.22. Allí, la desviación estándar de la curva de control en la banda B está identificada por la línea punteada negra, con un valor de $\sigma = 0.013$ mag. Mientras que en la banda R este valor fue de $\sigma = 0.008$ mag. Es posible que durante nuestra campaña la fuente se haya encontrado en un estado de baja actividad ya que hay registros en la literatura de variabilidad inter-noche. Por ejemplo, [Gopal-Krishna et al. \(2011\)](#) han seguido este objeto tres noches no consecutivas durante 2010 y han detectado una disminución en el flujo de ~ 0.11 mag entre la primer y la última noche de su monitoreo.

Tabla 3.10: Parámetros de variabilidad de las curvas de luz diferenciales en diferentes noches, en las bandas R y B , correspondientes a 1ES 1011+496. Se muestra la misma información que en la Tabla 3.4.

1ES 1011+496						
Fecha (dd/mm/aaaa)	σ_{CLD} [mag]	σ_{CLC} [mag]	Γ	C_{Γ}	¿Variable?	N
Banda R						
30/03/2011	0.004	0.003	0.998	1.032	NO	8
04/04/2011	0.006	0.008	1.004	0.757	NO	32
TC	0.038	0.013	1.004	2.900	SI	40
Banda B						
30/03/2011	0.008	0.007	0.942	1.072	NO	8
04/04/2011	0.009	0.0126	0.944	0.737	NO	32
TC	0.047	0.019	0.943	2.637	SI	40

Por último, la Figura 3.23 muestra el comportamiento fotométrico de 1ES 1011+496 a lo largo de

toda la campaña, habiendo restado la contribución de la galaxia anfitriona. El blazar mostró un brillo máximo y mínimo de $R = 15.5$ mag, $B = 15.9$ mag y $R = 15.7$ mag, $B = 16.1$ mag, respectivamente. Si observamos el comportamiento de la magnitud estándar a lo largo de la campaña se puede visualizar que es similar al mostrado por el blazar en la Fig. 3.22. Existen en la literatura registros de variación de flujo en acuerdo con lo encontrado aquí. De hecho, la curva de luz obtenida con el telescopio de 1.03m del Observatorio de Turla ⁶ desde 2003 a 2014, mostró una variación en el flujo óptico entre $R = 14.6$ y $R = 15.6$ mag, con un complejo patrón de variabilidad.

⁶http://users.utu.fi/kani/1m/1ES_1011+496.html

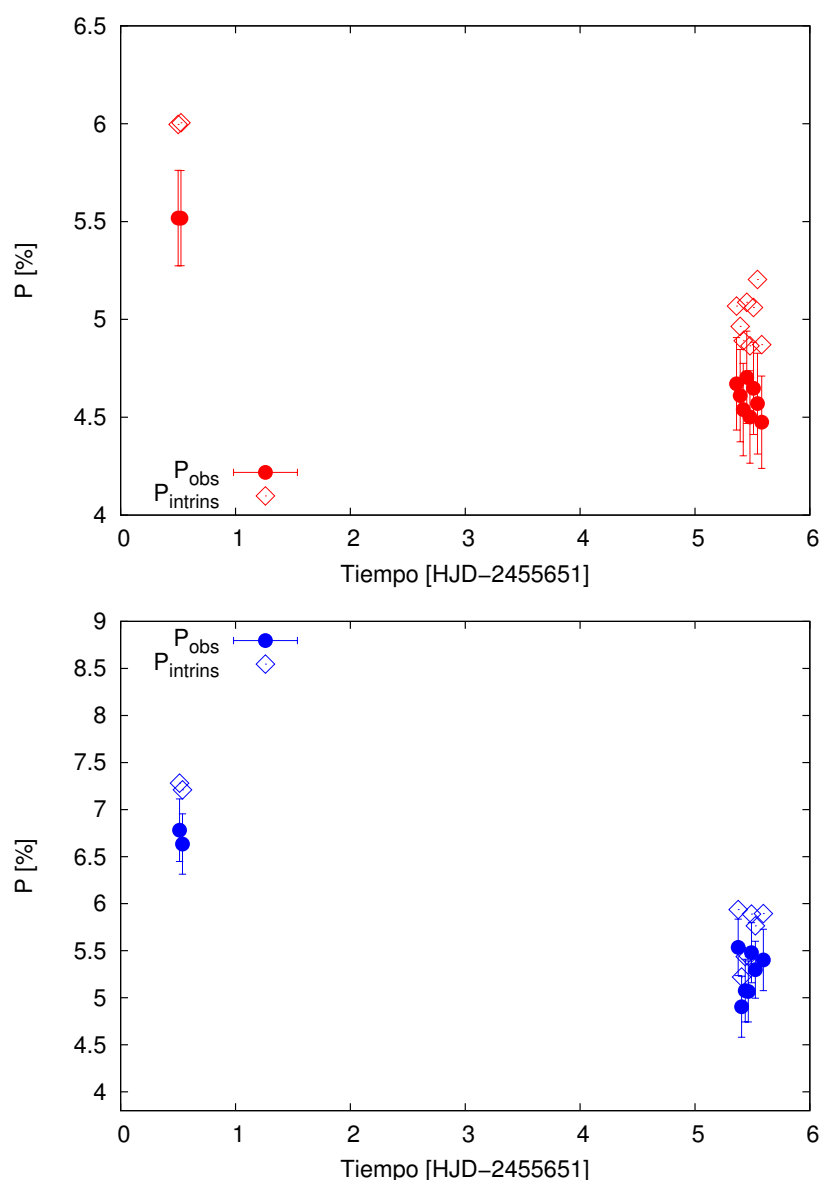


Figura 3.20: Comportamiento de la polarización a lo largo de toda la campaña del blazar 1ES 1011+496. Sup.: Banda R , los círculos rojos se corresponden con la polarización observada, mientras que los diamantes rojos muestran la polarización corregida por los efectos introducidos por la GA. Inf.: Lo mismo, pero en color azul, representando el comportamiento en la banda B .

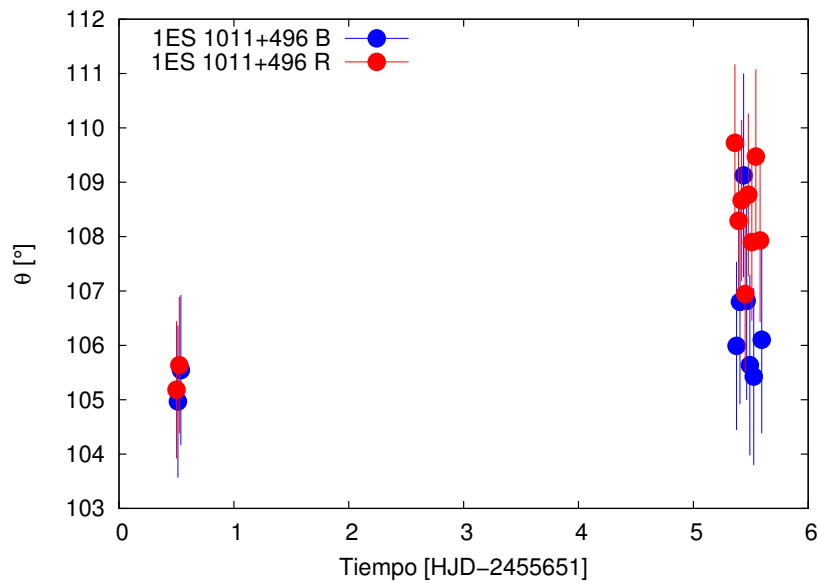


Figura 3.21: Comportamiento del ángulo de polarización (Θ) a lo largo de toda la campaña del blazar 1ES 1011+496. Los puntos rojos se corresponden a la banda R , mientras que los puntos azules muestran los datos en la banda B .

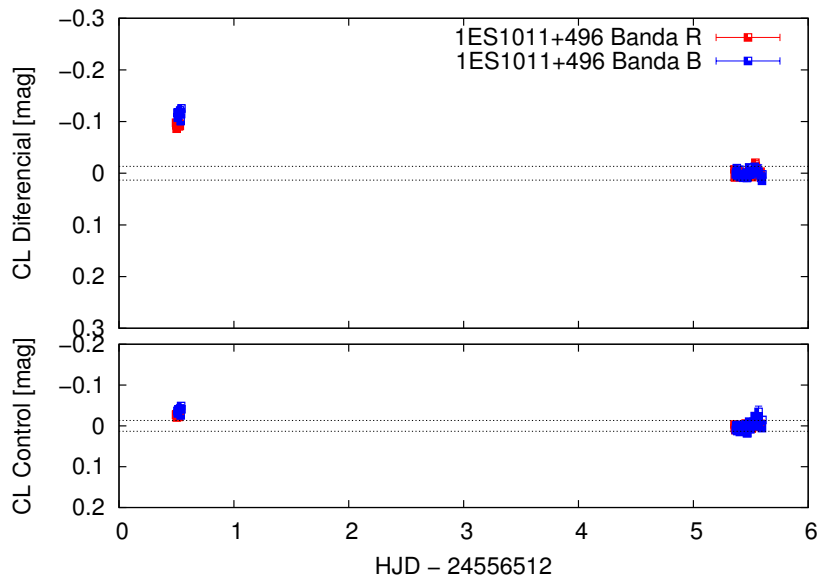


Figura 3.22: Curva de luz diferencial del objeto (panel superior) y de control (panel inferior) en magnitudes en función de la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) para el blazar 1ES 1011+496, bandas B y R . Las líneas negras de punto horizontal muestran dos veces la desviación estándar de la curva de luz de control en B . Los puntos rojos corresponden a los datos en la banda R , mientras que los puntos azules a los datos en la banda B .

Diagrama color-magnitud

La Figura 3.24 muestra el DCM para toda la campaña, antes (símbolos vacíos) y después (símbolos llenos) de aplicar la corrección. La recta graficada representa el ajuste lineal realizado, en cada caso. El análisis del DCM para esta fuente indicó un comportamiento BWB . Esta tendencia fue confirmada luego

de analizar el coeficiente de correlación de Pearson, el cual arrojó un valor de $r = 0.620$ y $r = 0.606$, respectivamente. Nuestros resultados concuerdan con los hallados por Böttcher et al. (2010), ya que los autores detectaron una tendencia *bluer-when-brighter* luego de un seguimiento de 5 años de la fuente. En este trabajo los autores no realizaron ninguna corrección sobre los efectos introducidos por la GA. Sin embargo, Ahnen et al. (2016b), en un trabajo posterior en donde sí consideraron la contribución por parte de la GA, no encontraron ninguna dependencia entre el color $B - R$ y la magnitud durante los meses de abril y mayo de 2008. Allí también, los autores buscaron indicios de evolución en el tiempo en el DCM, con resultados negativos. Este comportamiento inestable del color y la magnitud ya ha sido observado en otras fuentes por (Ikejiri et al. 2011).

Comportamiento a altas energías

Se realizó una búsqueda en la literatura sobre posibles *flares* en gamma, sin resultados, a excepción de un extraordinario *flare* en febrero y marzo de 2014 (Ahnen et al. 2016b), posterior a nuestras observaciones (2011).

3.3.4. 1ES 1218+304

1ES 1218+304 es una fuente muy brillante en RX (Sato et al. 2008), catalogado como un objeto HBL, a un *redshift* $z = 0.182$ (Véron-Cetty & Véron 2003). Fue detectado como un emisor de energías del orden de los TeV por MAGIC (Albert et al. 2006) y subsecuentemente confirmado por VERITAS (Fortin 2008). Debido al alto *redshift* que posee, por ser una fuente detectada en rayos gamma y la gran actividad, tanto en RX como en gamma, la fuente ha sido un objetivo popular de observaciones en estas frecuencias y ha desempeñado un papel importante en varios estudios recientes (Archambault

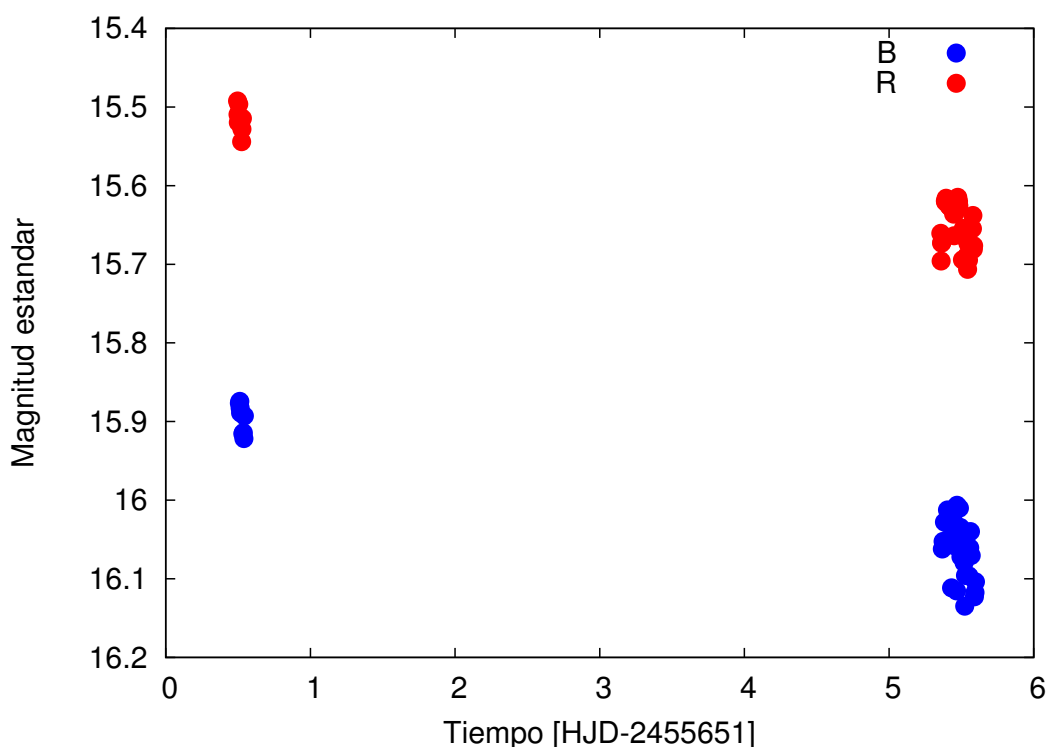


Figura 3.23: Magnitudes estándares de 1ES 1011+496 luego de haber corregido por los efectos de la GA, en ambas bandas (banda R en rojo, banda B en azul).

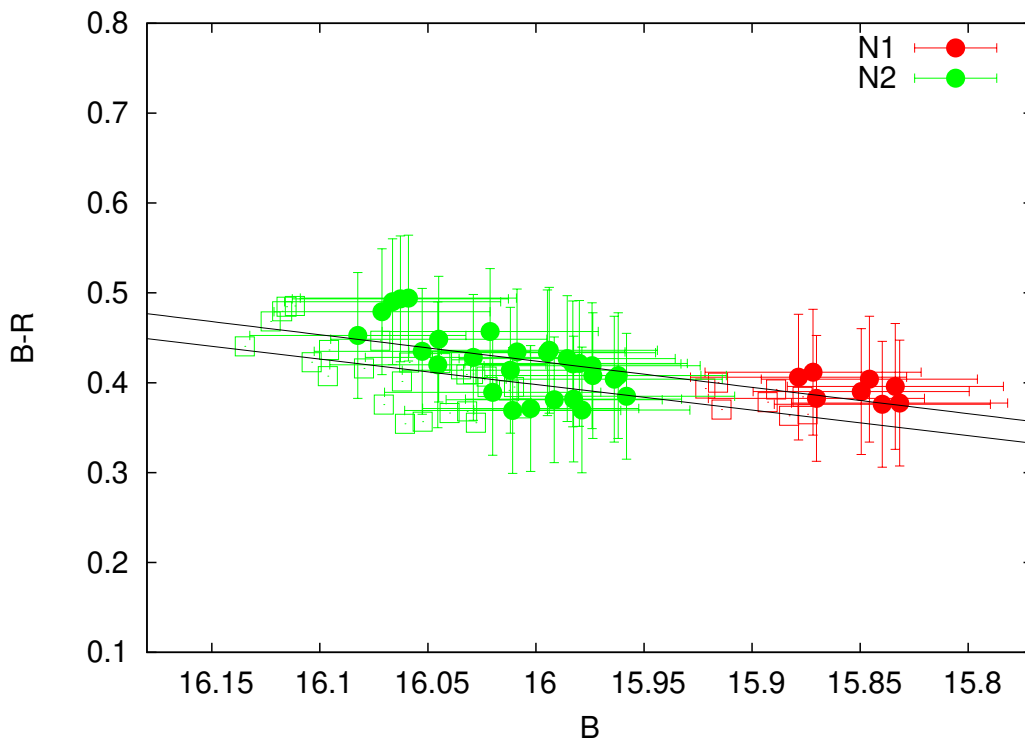


Figura 3.24: Idem Figura 3.17, para 1ES 1011+496.

et al. 2014). Existen registros que indican que 1ES 1218+304 se encuentra alojado en una galaxia elíptica (Sitko et al. 1983). La polarización óptica de esta fuente ha sido escasamente monitorizada, mostrando un comportamiento variable entre $P < 1\%$ y $P \sim 8\%$ en una escala de tiempo de meses/años (Jannuzi et al. 1993; Wills et al. 1992).

En esta Tesis, 1ES 1218 + 304 fue observado en la misma campaña que 1ES 1011+496, con la adquisición de datos en la banda R y B . En la Figura 3.25 podemos ver el campo del blazar (#1) y las estrellas de campo (#2-8).

Aplicación del método a los datos polarimétricos

1ES 1218+304 se observó durante la misma campaña que 1ES 1011+496. En particular, contábamos con imágenes adquiridas sin polarizador correspondientes a dos noches, en ambas bandas, esto nos permitió combinarlas y poder modelar la GA a partir de la imagen resultante, la cual posee mejor relación señal ruido. La Figura 3.26 (izq.) presenta un área entorno al blazar (círculo blanco) extraída de la imagen combinada resultante con la que se trabajó. La misma corresponde a la banda R . A la derecha podemos ver el mismo campo, pero en este caso, la galaxia ha sido sustraída luego de haber generado una imagen modelo de la misma, con los parámetros estructurales resultantes de utilizar la tarea `nfit1d`. La Tabla 3.11 (sup.) detalla los parámetros estructurales arrojados por el modelo, a partir de utilizar la imagen combinada. Para esta imagen se midió un FWHM de 1.1 y 1.3 segundos de arco, en la banda R y B , respectivamente. Los parámetros estructurales recuperados de la GA se listan en la Tabla 3.11 (inf.).

Con respecto al pasaje al sistema estándar, 1ES 1218+304 se encontraba bajo las mismas condiciones que 1ES 1011+496. Razón por la cual, procedimos de igual manera, recurriendo a datos publicados de las magnitudes aparentes de las estrellas de campo para este objeto. En este caso, la estrella fue la #2 (ver Fig. 3.25) y su magnitud estándar se obtuvo de Gopal-Krishna et al. (2011). Una vez recuperados los parámetros estructurales pudimos avanzar en la obtención de la polarización intrínseca. La Figura 3.27

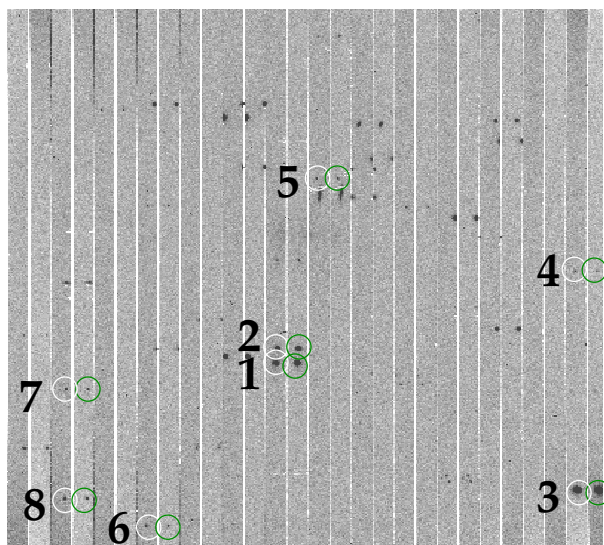


Figura 3.25: Campo observado de 1ES 1218+304 (# 1) y las estrellas de campo (# 2-8) observado en la banda R con el telescopio de 2.2 m de CAHA. Se indican la imagen ordinaria (círculos blancos) y la imagen extraordinaria (círculos verdes). El campo es de 9×9 arcmin, el Este está arriba y el Norte a la derecha.

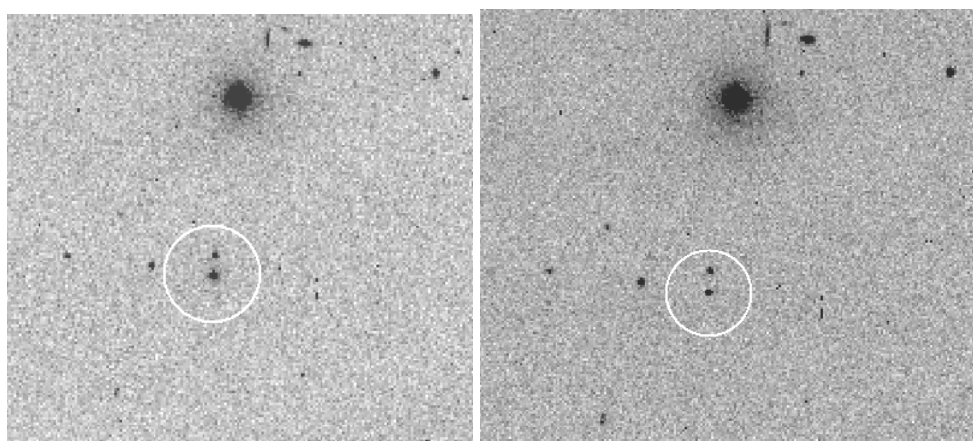


Figura 3.26: 1ES 1218+304, antes (izq.) y después (der.) de sustraer la galaxia anfitriona modelada a partir de las imágenes.

representa el comportamiento de la polarización observada (círculos llenos) y la polarización intrínseca (diamantes) en las dos bandas. La Tabla 3.12 presenta los valores medios de la polarización observados e intrínsecos, junto con el valor del ángulo de polarización para 1ES 1218+304, en ambas bandas. Los valores de probabilidad indicaron la presencia de variabilidad polarimétrica inter-noche, en ambas bandas. Mientras que en el análisis de microvariabilidad, el resultado fue negativo, con excepción de la segunda noche en la banda R , ya que el valor de probabilidad asociado fue de 0.04 %. Nuevamente, este comportamiento se vio reflejado cuando se realizó el mismo análisis estadístico sobre la polarización intrínseca. Los valores reportados aquí están en acuerdo con lo registrado por Jannuzi et al. (1993) y Wills et al. (1992). La Figura 3.28 muestra el comportamiento del ángulo de polarización a lo largo de toda la campaña. Se obtuvo un valor medio de $\Theta = 62.64 \pm 1.05$ grados y $\Theta = 60.16 \pm 1.14$ grados en la banda R y B , respectivamente. Se desprende de allí un comportamiento estable a $\sim 2\sigma$, en ambas bandas. Es importante destacar que lo registrado en este trabajo sobre 1ES 1218+304 comprende mediciones

Tabla 3.11: Parámetros estructurales de la GA, en las bandas R y B para 1ES 1218+304. Superior: parámetros obtenidos de modelar las observaciones. Inferior: parámetros recuperados una vez que la galaxia y el *seeing* han sido tenidos en cuenta.

Banda	r_e [pix]	n	I_0 [ADU/pix ²]
1ES 1218+304, observados			
R	7.06	1.62	1063.64
B	9.07	2.04	488.54
1ES 1218+304, recuperados			
R	7.26	1.62	1040.80
B	9.26	2.02	440.65

relativamente actuales en comparación con los registros anteriores.

En general, esta fuente mostró un decrecimiento en la polarización del orden del 1%, en ambas bandas, acompañado de un comportamiento estable del ángulo en ambas bandas.

Tabla 3.12: Misma información que la Tabla 3.9, en este caso, correspondiente al blazar 1ES 1218+304.

Blazar	$\langle P_{\text{obs}} \rangle$ [%]	$\langle \Theta \rangle$ grados	$\langle P_{\text{intrins}} \rangle$ [%]	Banda
1ES 1218+304	6.98 ± 0.26	60.16 ± 1.14	7.42	B
1ES 1218+304	6.15 ± 0.17	62.64 ± 1.08	7.77	R

Fotometría

Al igual que 1ES 1011+496, para este blazar realizamos la fotometría diferencial a partir de las imágenes adquiridas con polarizador durante las primeras tres noches de la campaña del primer semestre de 2011. También, en este caso, la abertura elegida fue de 2 segundos de arco. El análisis se llevó a cabo en ambas bandas y las estrellas de control y comparación fueron las estrellas #3 y #2, respectivamente (ver Figura 3.25). Del análisis de las curvas de luz diferenciales, se desprende que la fuente no presenta variabilidad de ningún tipo. Esto se ve reflejado en los valores obtenidos del índice C que se muestran en la Tabla 3.13. La Figura 3.29 muestra el comportamiento de las curvas de luz diferenciales, de allí se desprende que el comportamiento de la curva de control-comparación en la banda R durante la segunda noche difiere de las restantes. Esa noche registró una disminución en la relación señal ruido respecto a la noche anterior del orden del 20%. Aquí además influye la pobre disponibilidad de estrellas del campo, limitando las opciones al momento de seleccionar la estrella de control y de comparación.

La Figura 3.30 muestra el comportamiento fotométrico de 1ES 1218+304 a lo largo de toda la campaña, una vez eliminada la contribución de la galaxia anfitriona. Este blazar mostró un valor medio de brillo de $R = 15.5$ mag y $B = 15.9$ mag. Nuestras mediciones están en acuerdo con los resultados obtenidos por el Observatorio de Toulra⁷ en donde se registró un estado de alta actividad ($R \sim 15.3$ mag) en 2011, mismo año de nuestras observaciones, seguido de una caída en el flujo óptico a $R \sim 16.3$ mag en 2014-2015.

⁷http://users.utu.fi/kani/1m/1ES_1218+304.html

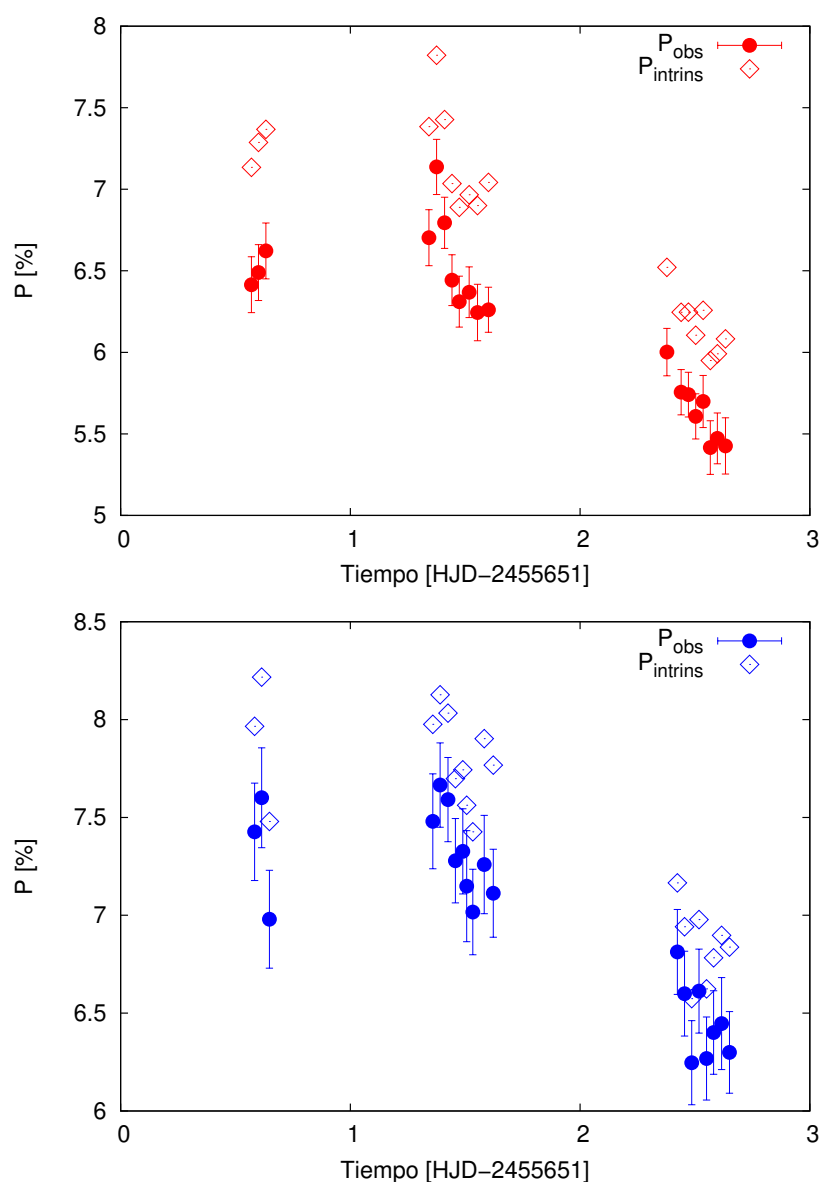


Figura 3.27: Comportamiento de la polarización a lo largo de toda la campaña del blazar 1ES 1218+304. Sup.: Banda R , los círculos rojos se corresponden con la polarización observada, mientras que los diamantes rojos muestran la polarización corregida por los efectos introducidos por la GA. Inf.: Lo mismo, pero en color azul, representando el comportamiento en la banda B .

Diagrama color-magnitud

La Figura 3.31 muestra el DCM para toda la campaña de 1ES 1218+304 antes (símbolos vacíos) y después (símbolos llenos) de corregir por los efectos de la GA. Las rectas graficadas representan el ajuste lineal realizado. El análisis del DCM para esta fuente indicó un comportamiento BWB , tendencia que fue confirmada luego de analizar el coeficiente de correlación lineal de Pearson, el cual arrojó un valor $r = 0.935$, en ambos casos. Nuestros resultados están en acuerdo con [Wierzcholska et al. \(2015\)](#) cuando los autores analizaron este comportamiento en observaciones comprendidas entre 20 noches (no necesariamente consecutivas) de 2009, 2010 y 2012. En este trabajo, los autores no han considerado el efecto introducido por la GA en sus mediciones.

Tabla 3.13: Parámetros de variabilidad de las curvas de luz diferenciales en diferentes noches, en las bandas R y B , correspondientes a 1ES 1218+304. Se muestra la misma información que en la Tabla 3.4.

1ES 1218+304						
Fecha (dd/mm/aaaa)	σ_{CLD} [mag]	σ_{CLC} [mag]	Γ	C_{Γ}	¿Variable?	N
Banda R						
30/03/2011	0.002	0.005	1.319	0.397	NO	12
31/03/2011	0.005	0.076	1.306	0.055	NO	32
01/04/2011	0.006	0.022	1.306	0.197	NO	32
TC	0.012	0.058	1.306	0.159	NO	76
Banda B						
30/03/2011	0.008	0.007	1.065	1.090	NO	12
31/03/2011	0.007	0.008	1.069	0.819	NO	36
01/04/2011	0.012	0.038	1.065	0.316	NO	32
TC	0.025	0.033	1.066	0.719	NO	80

Comportamiento a altas energías

No se encontró registro en la literatura de ningún *flare* en altas energías en simultáneo con nuestras observaciones ópticas.

3.3.5. Mrk 421

Mrk 421 fue la primera fuente extragaláctica en ser detectada a TeV (Punch et al. 1992) y sigue siendo uno de los blazares emisores de rayos gamma más estudiados hasta la fecha. A una distancia de 134.1 Mpc, Mrk 421 es uno de los objetos BL Lac más cercanos ($z = 0.03$, Sbarufatti et al. 2005) de la clase HBL. A partir del análisis de curvas de luz históricas que comprenden datos de más de 100 años

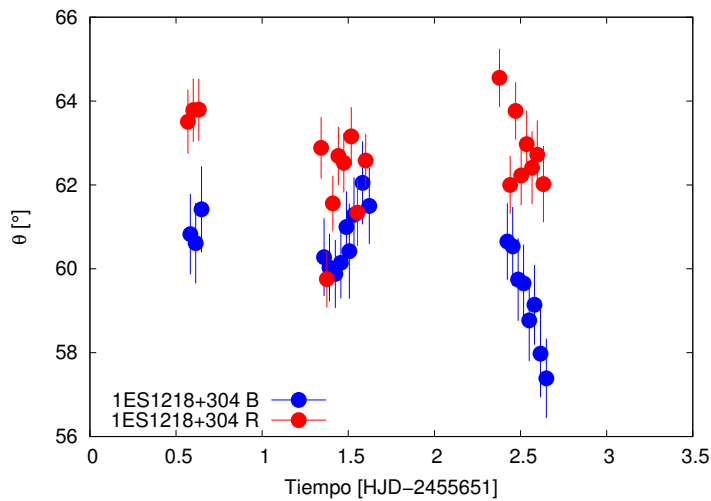


Figura 3.28: Comportamiento del ángulo de polarización (Θ) a lo largo de toda la campaña del blazar 1ES 1218+304. Los puntos rojos se corresponden a la banda R , mientras que los puntos azules muestran los datos en la banda B .

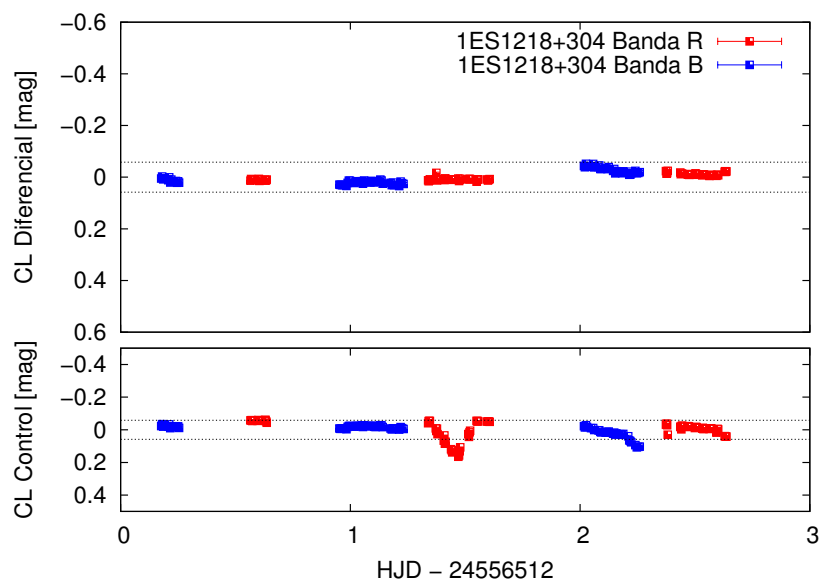


Figura 3.29: Curva de luz diferencial del objeto (panel superior) y de control (panel inferior) en magnitudes en función de la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) para el blazar 1ES 1218+304, bandas B y R . Las líneas negras de punto horizontal muestran dos veces la desviación estándar de la curva de luz de control en B . Los puntos rojos corresponden a los datos en la banda R , mientras que los puntos azules a los datos en la banda B . Se han desplazado en una constante arbitraria los datos correspondientes a la banda B para una mejor visualización de los resultados.

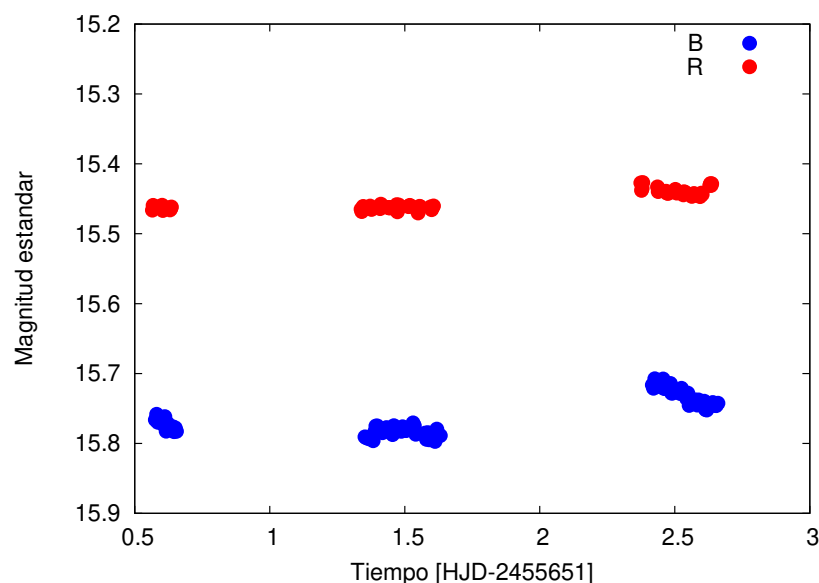


Figura 3.30: Magnitudes estándares de 1ES 1218+304 luego de haber corregido por los efectos de la GA, en ambas bandas (banda R en rojo, banda B en azul).

en la banda B , Liu et al. (1997) encontraron dos tipos de comportamientos de variabilidad. El primero, que consistió en variaciones rápidas no periódicas en escalas de tiempo de horas a días. El segundo consistió en variaciones periódicas con períodos posibles de 23.1 ± 1.1 y 15.3 ± 0.7 años, aunque el primer período no fue muy significativo, ya que la fuente exhibió un nivel de actividad moderado. Existen numerosos registros de la polarización en diferentes bandas. Hagen-Torn et al. (1983) reportaron en el

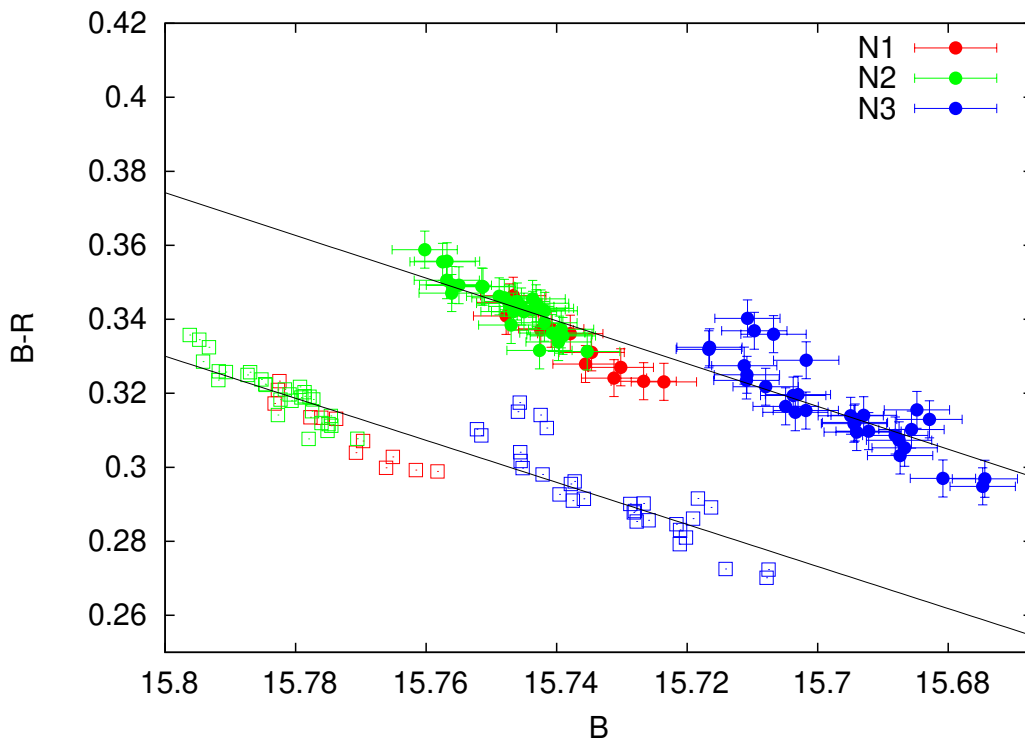


Figura 3.31: Diagrama color-magnitud para 1ES 1218+304 correspondiente a toda la campaña, a partir de los datos no corregidos, y corregidos, por el efecto introducido por la GA. La recta representa el ajuste lineal realizado.

óptico un grado de polarización menor al 6 %, con un ángulo de posición preferencial de 173 grados. En general, la literatura reporta un grado de polarización moderado en regiones desde el ultravioleta hasta IR cercano (Mead et al. 1990; Takalo 1991; Takalo et al. 1992; Takalo & Sillanpaa 1993). Aunque durante un *outburst* óptico detectado en 1996-97, seguido por uno en radio, con un retraso de 30-60 días, Mrk 421 alcanzó un nivel de polarización del 12 % en la banda V (Tosti et al. 1998).

La Figura 3.32 muestra el campo de estudio y la ubicación del blazar (# 1). Si bien este objeto y los anteriores, como por ejemplo 1ES 1959+650, han sido observados con el mismo instrumento, el polarímetro CAFOS, es importante mencionar que esta fuente no se ha observado con la máscara que normalmente se sitúa antes del detector. Por esa razón no se visualizan las franjas características. Por otro lado, los datos con los que trabajé en esta Tesis fueron obtenidos de la base de datos públicos de CAHA⁸, en consecuencia, no poseemos un seguimiento a lo largo de varias noches consecutivas, que sería lo ideal para el estudio de la variabilidad intra/inter noche.

Para esta fuente no poseíamos campos de estrellas estándares que hayan sido observadas durante la misma noche o noches consecutivas en la que se adquirieron las imágenes de ciencia. Esto impide definir la polarización instrumental como así también la constante que permite transformar nuestros datos al sistema estándar. Sin embargo, CAFOS resulta un instrumento confiable, con el cual hemos trabajado en varias oportunidades. Más aún, ha sido caracterizado por Patat & Taubenberger (2011) situándolo como un instrumento perfectamente adecuado para estudios de polarización lineal con una precisión del 0.1 %. Por esta razón hemos considerado como polarización instrumental aquella que medimos durante las campañas en las que sí fue posible observar estrellas estándares no polarizadas. Esto fue posible además, porque los objetos de estudio están ubicados en el centro del CCD. Como ya hemos mencionado, este instrumento posee un incremento de la polarización instrumental hacia los bordes del CCD. En

⁸web:<http://caha.sdc.cab.inta-csic.es/calto/>

cuanto al pasaje de los datos polarimétricos al sistema estándar, es necesario el uso de datos de estrellas estándares polarizadas que hayan sido observadas durante la misma noche/campaña. No pudiendo calibrar el ángulo de polarización al sistema estándar, hemos centralizado nuestro análisis en el estudio del grado de polarización, aún así, por completitud mostraremos el comportamiento del ángulo observado. Por otro lado, todos los puntos polarimétricos fueron corregidos por polarización *foreground*.

Aplicación del método a los datos polarimétricos

Como mencionamos anteriormente, Mrk 421 no fue observado por nuestro grupo de trabajo, y los datos adquiridos corresponden a puntos polarimétricos aislados pertenecientes a 2013 y 2014, en la banda *R*. Debido a esto no hemos realizado un análisis estadístico para evaluar la presencia de variabilidad y sólo llevamos a cabo un análisis sobre el comportamiento del grado de polarización observado en el tiempo. Para el modelado de la galaxia se procedió a trabajar con las imágenes pertenecientes a la noche de febrero de 2013, por poseer el menor valor de FWHM registrado para este objeto (1.25 segundos de arco). A partir de la combinación de las cuatro imágenes que teníamos para esa noche, una por cada ángulo de la placa rotante, se generó una única imagen, la cual utilizamos para el proceso de modelado. Naturalmente, la morfología de la GA no cambia de un año a otro, por lo tanto, el modelo adquirido de la noche de febrero de 2013 es el que usamos también en la noche de 2014 para restar su contribución. En el campo observado, hay dos estrellas más brillantes que el resto de los objetos en el mencionado campo ($V \sim 7.5$ mag y $V \sim 6.01$ mag), como se puede apreciar en la Figura 2.5(a). Su brillo al momento de modelar la galaxia interfería en el ajuste. Por esta razón, primero modelé ambas estrellas con la tarea *ellipse*, y las sustraje de la imagen original. El resultado de este paso previo se puede apreciar en la Figura 2.5(b). Por último, con el parámetro *masksz* enmascaré el resto de los objetos que podrían interferir en el modelado de la GA. Esto último se muestra en la Figura 2.5(c).

La Figura 3.33 muestra el blazar antes (izq.) y después (der.) de modelar la GA. Los parámetros del ajuste de la GA sobre las imágenes se listan en la parte superior de la Tabla 3.14. Luego, mediante las ecuaciones 2.5, 2.6, 2.7 y 2.8, se recuperaron los parámetros intrínsecos de la GA. Los mismos se

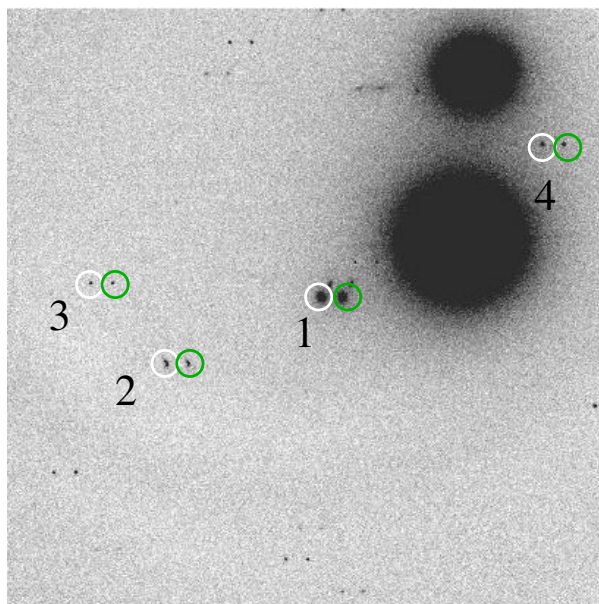


Figura 3.32: Campo observado de Mrk 421 (# 1), junto con estrellas de campo (# 2-4), en la banda *R* con el telescopio de 2.2 m de CAHA. Se indican la imagen ordinaria (círculos blancos) y la imagen extraordinaria (círculos verdes). En este caso la imagen fue adquirida sin la máscara que separa imagen ordinaria de extraordinaria. El Este está arriba y el Norte a la derecha.

detallan en la parte inferior de la Tabla 3.14.

Tabla 3.14: Parámetros de ajuste del modelo para Mrk 421 en la banda R . Superior: parámetros derivados de las observaciones. Inferior: parámetros intrínsecos recuperados de la galaxia anfitriona una vez que los efectos del *seeing* se han considerado.

Banda	r_e [pix]	n	I_0 [ADU/pix ²]
Mrk 421, observados			
R	13.30	1.17	535.29
Mrk 421, recuperados			
R	13.41	1.16	700.1

Para la transformación de magnitudes al sistema estándar se procedió de igual manera que con los dos blazares anteriores 1ES 1011+496 y 1ES 1218+304. Determiné la constante para pasar las magnitudes instrumentales (y por lo tanto los flujos) al sistema estándar a partir del uso de la magnitud estándar de la estrella #4 (ver Fig. 3.32), tabulada en Villata et al. (1998). En la Figura 3.34 (superior) se exhibe el comportamiento de la polarización observada (círculos rojos) durante 2013 y 2014. La abertura elegida para la fotometría fue de 4.5 segundos de arco. Los datos adquiridos comprenden diferentes condiciones de observación, en su mayoría reflejadas en cambios de la masa de aire y del *seeing* durante las observaciones. Para poder comparar entre sí los valores foto-polarimétricos derivados de estos datos opté por una abertura que minimice la dispersión de las medidas polarimétricas por un lado, considerando a su vez, minimizar la inclusión de una cantidad significativa de flujo del rayo extraordinario dentro de la abertura centrada en la imagen ordinaria (y viceversa). En la Fig. 3.34, también podemos ver la polarización intrínseca indicada con el símbolo de diamantes rojos. Para cada noche, se obtuvo un sólo punto polarimétrico. La Tabla 3.15 resume los valores máximos y mínimos medido en la polarización. A modo de completitud, mostramos en la Figura 3.34 (inferior) el comportamiento del ángulo de polarización observado.

Mrk 421 ha sido el centro de numerosas campañas multifrecuencias. Su comportamiento a lo largo de todo el espectro electromagnético lo ha hecho un objeto de gran interés. En lo que respecta al análisis de la variabilidad polarimétrica óptica, uno de los estudios más completos lo realizaron Fraija et al. (2017). Allí, los autores siguieron a la fuente desde 2008 hasta 2016, registrando un valor de brillo de 11.29 ± 0.03 mag y un valor de $P = 11.00 \pm 0.44$ %, los más altos registrados en la banda R hasta el momento. Esta medición se realizó en 2013, donde Mrk 421 mostró el nivel de mayor actividad según los autores, relacionado con un *flare*, el cual fue dividido en tres períodos. Durante el primer período

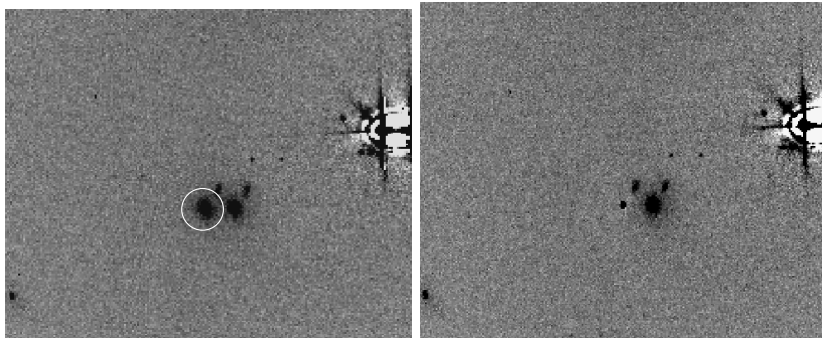


Figura 3.33: Campo de Mrk 421, observado en la banda R . Se encuentra el Este hacia arriba y el Norte a la derecha. Izq.: Previo a la sustracción de la GA, el blazar se indica con un círculo blanco. Der.: Luego de sustraer la contribución de la GA.

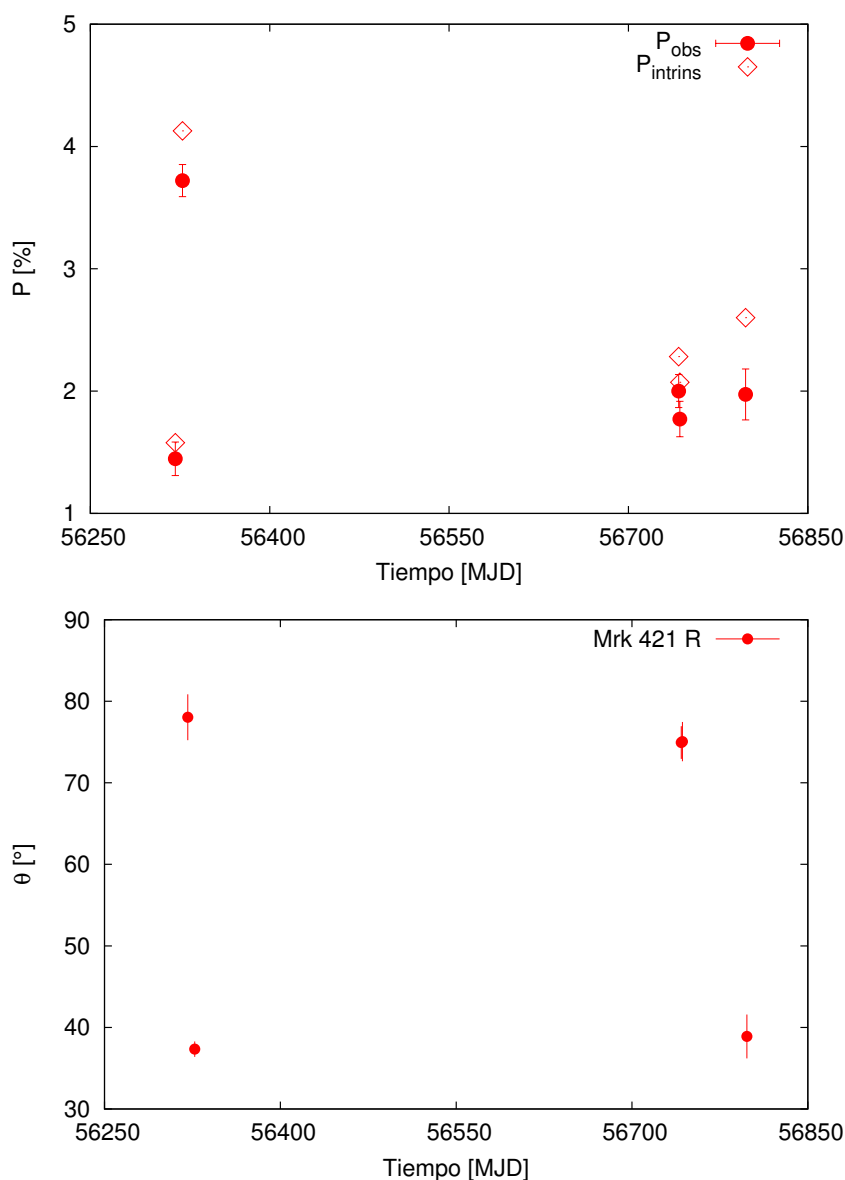


Figura 3.34: Sup.: Comportamiento de la polarización del blazar Mrk 421. Los círculos rojos se corresponden con la polarización observada, mientras que los diamantes rojos muestran la polarización corregida por los efectos introducidos por la GA, ambos en la banda R . Inf.: Comportamiento del ángulo de polarización observado.

Tabla 3.15: Valores máximos y mínimos registrados a lo largo de todas las campañas de P_{obs} y P_{intrins} . Los datos se corresponden al blazar Mrk 421, en la banda R . Se indica abajo de cada cantidad la fecha en la que se registró la medición.

Parámetro	Máx./fecha	Mín./fecha
P_{obs} [%]	$3.72 \pm 0.13/(04/02/2013)$	$1.45 \pm 0.14/(29/01/2013)$
P_{intrins} [%]	4.59/(04/02/2013)	1.74/(29/01/2013)

(10-13/abril/2013, 56392), la fuente mostró alta actividad en el rango de energías del orden de TeV, RX blandos y óptico. Aquí el flujo óptico en R alcanzó su valor más alto (11.29 ± 0.03 mag). En el segundo

período (13-15/abril/2013, MJD 56395), no se detectó una variación significativa en el grado de polarización ya que varió sólo $\sim 1\%$ sobre su valor promedio ($\sim 2\%$), mientras que se registró una marcada rotación del ángulo de polarización (~ 100 grados). Este resultado podría deberse a choques viajando a lo largo de las líneas de campo magnético helicoidal (Marscher et al. 2008). Por último, en el tercer período (15-19/abril/2013, MJD 56397), se mostró un decrecimiento en el nivel de actividad en los flujos óptico, RX duros/blandos y gamma-TeV. Mientras que el ángulo de polarización muestra una pequeña variación (alrededor de un valor medio de 185 grados), el grado de polarización aumenta sustancialmente hasta alcanzar un valor de $P \sim 8.3\%$, para luego disminuir nuevamente. Las observaciones analizadas aquí, las cuales comprenden dos mediciones en 2013 (previas al *flare*) y una en 2014 están en acuerdo con lo encontrado por Fraija et al. (2017). El comportamiento de los datos ópticos mostrado por Mrk 421 muestran que la variabilidad en la polarización podría deberse a la superposición de dos componentes (una constante y otra variable) polarizadas que podrían producirse en dos regiones emisoras distintas (Holmes et al. 1984; Brindle 1996). Posiblemente, la componente de baja polarización (componente constante) podría estar asociada a los fotones semillas que provienen del disco de acreción o de regiones de emisión externas al jet (Jermak et al. 2016). Sin embargo, ambos flujos ópticos emisores son originados por la radiación sincrotrón, con la diferencia que un flujo está mucho más polarizado que el otro. La componente que explica el comportamiento variable podría explicarse con la propagación de los choques (Holmes et al. 1984; Brindle 1996).

Comportamiento a altas energías

No se encontró registró en la literatura de actividad a altas energías coincidente con las observaciones en el óptico.

3.3.6. BL Lacertae

BL Lacertae constituye el arquetipo de la clase BL Lac. Localizado a un *redshift* $z=0.066$ (Miller & Hawley 1977), está alojado por una galaxia gigante elíptica con $R = 15.5$ (Scarpa et al. 2000). BL Lacertae es un típico LBL. Al igual que Mrk 421 es una de las fuentes más estudiadas y ha sido objeto de numerosas campañas multi-frecuencias (Villata et al. 2003, 2004; Bach et al. 2006; Raiteri et al. 2009). Este objeto ha mostrado fuerte variabilidad óptica en escalas de tiempo de horas a días (Massaro et al. 1998; Hagen-Thorn et al. 2004; Agarwal & Gupta 2015), como así también variabilidad considerable en su polarización (Marscher et al. 2008; Gaur et al. 2014). Con valores registrados en la literatura de $9.8 \pm 0.2\%$ en el grado de polarización y de 47.6 ± 2.4 grados en el ángulo (Pichel & Rovero 2016, y referencias). El campo de estudio se muestra en la Figura 3.35 allí se destaca el blazar (#1) y las estrellas de campo (#2-18). Debido a que es un campo muy poblado, en la figura sólo se destacó la imagen ordinaria con círculos blancos, de esta manera, evitamos confusiones entre los objetos señalados.

Aplicación del método a los datos polarimétricos

Para BL Lacertae se procedió de igual manera que con Mrk 421. De esta fuente se tienen datos de 3 noches, una en cada uno de los años 2013, 2014 y 2016, en donde se obtuvo un punto polarimétrico por noche en la banda *R*. Las imágenes pertenecientes a la noche de 2016 fueron las que mostraron el menor valor de FWHM (~ 2 segundos de arco) por lo tanto, una combinación de las cuatro imágenes correspondientes a esa campaña se utilizaron para modelar la GA. Debido a que el campo de este blazar es muy poblado, se tomó especial cuidado durante el proceso de enmascarar las fuentes vecinas. La Figura 3.36 muestra el blazar luego de sustraer la GA, indicado con un círculo blanco. La imagen también permite comparar el blazar antes de restar la contribución de la GA, la cual se muestra a la izq. del círculo blanco (imagen correspondiente al rayo ordinario). Los parámetros del ajuste realizado sobre las observaciones se muestran en la parte superior de la Tabla 3.16. Mientras que los parámetros recuperados

se muestran en la parte inferior de dicha tabla. Para este análisis se consideró el valor conservador de abertura de 5 segundos de arco.

Tabla 3.16: Parámetros de ajuste del modelo para BL Lacertae en la banda R . Superior: parámetros derivados de las observaciones. Inferior: parámetros intrínsecos recuperados de la galaxia anfitriona una vez que los efectos del *seeing* se han considerado.

Banda	r_e [pix]	n	I_0 [ADU/pix ²]
BL Lacertae, observados			
R	30.195	2.294	1177.98
BL Lacertae, recuperados			
R	49.82	1.26	1153.1

Para este objeto la estrella utilizada para obtener los flujos estándares fue la #9 (ver Figura 3.35) y su magnitud estándar se obtuvo de [Smith et al. \(1985\)](#). En la Figura 3.37 (superior) se exhibe el comportamiento de BL Lacertae a lo largo del período de tiempo observado (círculos rojos) y la polarización intrínseca indicada con el símbolo de diamantes rojos. La Figura 3.37 (inferior) muestra el comportamiento del ángulo de polarización observado, el cual mostró un valor máximo de $\Theta = 165.9 \pm 0.4$ grados en 2013, rotando luego y alcanzando un valor de $\Theta = 12.4 \pm 12.6$ grados en 2016. Recordemos que estos valores no son en el sistema estándar. Esta rotación fue en simultáneo con el decrecimiento en P que se exhibe en la Fig. 3.37 superior.

BL Lacertae es una fuente que ha mostrado variabilidad intensa, tanto en el flujo ([Massaro et al. 1998](#); [Tosti et al. 1999](#); [Clements & Carini 2001](#); [Hagen-Thorn et al. 2004](#)) como en su polarización ([Marscher et al. 2008](#); [Gaur et al. 2014](#)), en la banda óptica. Esta variabilidad se ha registrado en escalas de tiempo cortas como así también intra-días, como ya hemos mencionado al principio de esta sección. Si bien aquí no podemos testear la variabilidad a escalas de tiempo cortas, ya que los datos con los que contamos

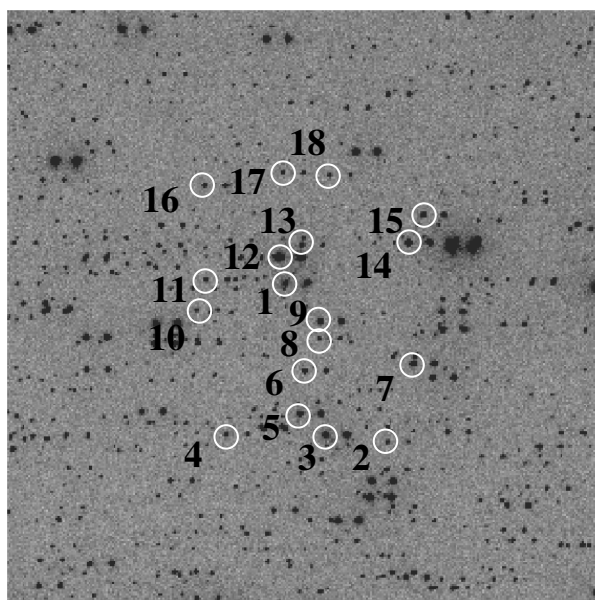


Figura 3.35: Campo observado de BL Lacerate (#1) y las estrellas de campo (#2-18) observado en la banda R con el telescopio de 2.2 m de CAHA. Se indican las imagenes ordinarias (círculos blancos). En este caso la imagen fue adquirida sin la máscara que separa imagen ordinaria de extraordinaria. El Este está arriba y el Norte a la derecha.

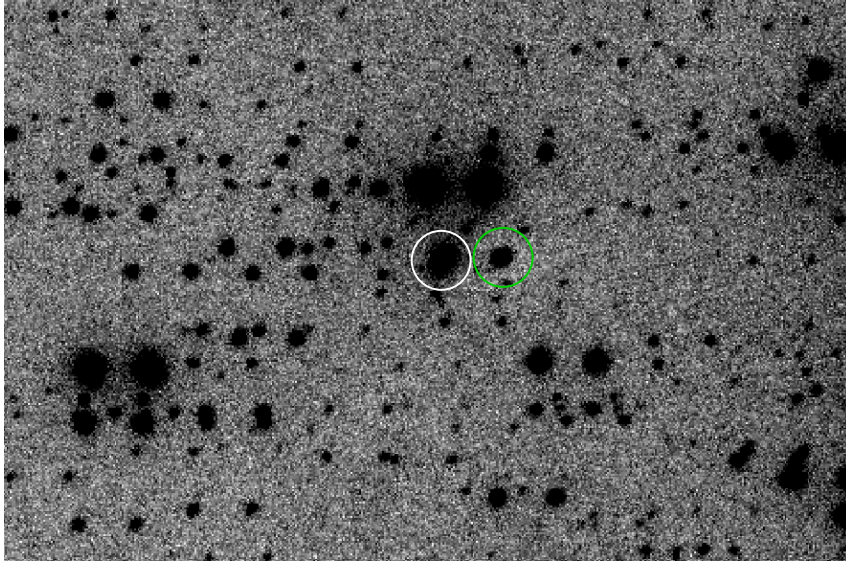


Figura 3.36: Campo de BL Lacertae, observado en la banda R . Se encuentra el Este hacia arriba y el Norte a la derecha. En esta imagen se puede observar el núcleo, luego de sustraer la componente de la galaxia encerrado con un círculo verde. En comparación, se puede observar el mismo objeto, sin la sustracción de la GA, a la izquierda del núcleo. Esta imagen ha sido debidamente enmascarada para evitar contaminación parásita en la luz de la GA.

Tabla 3.17: Valores máximos y mínimos registrados a lo largo de todas las campañas de P_{obs} y P_{intrins} . Los datos se corresponden al blazar BL Lacertae, en la banda R . Se indica abajo de cada cantidad la fecha en la que se registró la medición.

Parámetro	Máx./fecha	Mín./fecha
P_{obs} [%]	$13.2 \pm 0.2/(21/07/2013)$	$1.03 \pm 0.13/(30/03/2016)$
P_{intrins} [%]	16.8/(21/07/2013)	1.4/(30/03/2016)

constan de un punto por noche de observación, hemos detectado variabilidad a lo largo de una escala de tiempo larga. Esta fuente mostró un máximo de polarización en 2013 de 16.8 %, si consideramos la polarización intrínseca y un mínimo de 1.4 % (ver Tabla 3.17). Estos cambios en el grado de polarización pueden deberse a la presencia de un choque perpendicular que se está moviendo a lo largo del jet, donde este último está apuntando en la dirección de la visual con un ángulo pequeño pero aproximadamente constante (Jorstad et al. 2006).

Comportamiento a altas energías

BL Lacertae permaneció en un estado de baja actividad desde 2008 hasta 2015, pero ha exhibido períodos cortos de alta actividad (MJD 56100-600), asociado a *flares* aislados detectados a altas energías con Fermi-LAT y VERITAS (Pichel & Rovero 2016, y sus referencias). En particular, nuestros datos ópticos son anteriores (MJD 55763) y posteriores (MJD 56799) a este registro de actividad a altas energías.

3.3.7. W Comae

El blazar W Comae a $z = 0.102$ fue descubierto como una fuente de radio por Browne (1971). Su curva de luz histórica muestra variaciones a todas las escalas (Sorcia et al. 2014, y sus referencias). Massaro et al. (1999) reportaron un *flare* muy intenso el 23 de abril de 1998, en el cual el objeto alcanzó

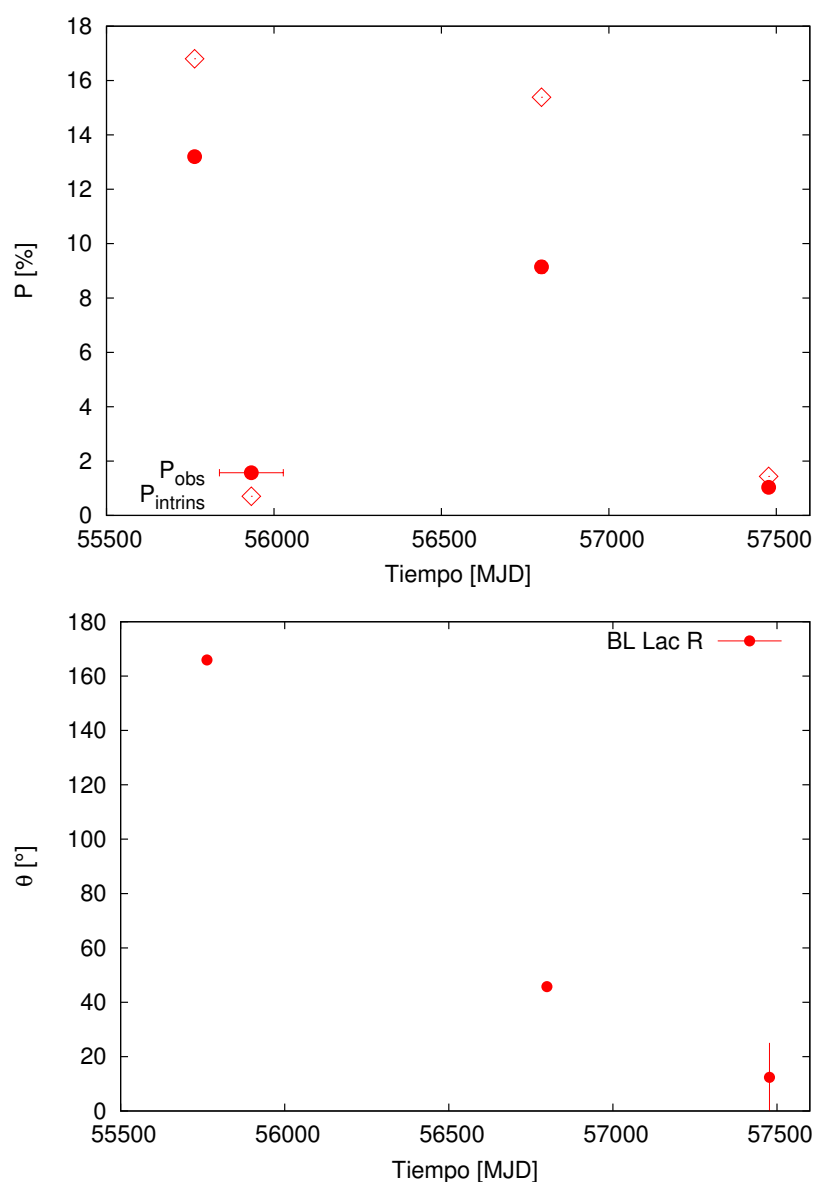


Figura 3.37: Izq.: Sup.: Comportamiento de la polarización a lo largo de todas las campañas del blazar BL Lacertae. Los círculos rojos se corresponden con la polarización observada, mientras que los diamantes rojos muestran la polarización corregida por los efectos introducidos por la GA, ambos en la banda R . Inf.: Comportamiento del ángulo de polarización observado.

su máximo histórico en magnitud ($R \sim 12.2$). Estos autores también reportaron cambios en el comportamiento de la polarización lineal en el óptico. Durante el estado de mayor brillo, su polarización en los filtros UBV fue baja ($\sim 2\%$ a 4%), mientras que fue menor al 0.4% en los filtros R e I . Posteriormente, [Sorcía et al. \(2014\)](#) reportaron valores máximos en P de $33.8 \pm 1.6\%$. La emisión en rayos gamma de W Comae ha sido detectada por EGRET ([Hartman et al. 1999](#)). Luego, un análisis sobre datos obtenidos con BeppoSAX realizado por [Tagliaferri et al. \(2000\)](#) demostró que la fuente pertenece a la clase IBL. Detecciones llevadas a cabo por VERITAS en 2008 confirmaron esto ([Acciari et al. 2008](#)), convirtiendo a W Comae en el primer IBL detectado a VHE.

Este blazar fue observado bajo la misma configuración instrumental que Mrk 421, la Figura 3.38 muestra el campo observado, donde el blazar se sitúa en el centro del campo, y las estrellas se indican

con los números del 2 al 5. Pudimos acceder a datos polarimétricos correspondientes a tres noches durante 2011 y 2013, adquiridos en la banda *R*.

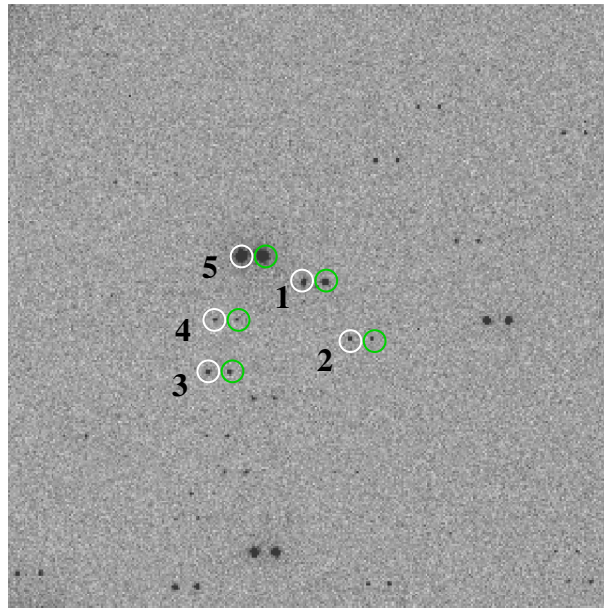


Figura 3.38: Campo observado de W Comae (#1) y las estrellas de campo (#2-5) observado en la banda *R* con el telescopio de 2.2 m de CAHA. Se indican la imagen ordinaria (círculos blancos). En este caso la imagen fue adquirida sin la máscara que separa imagen ordinaria de extraordinaria. El Este está arriba y el Norte a la derecha.

Aplicación del método a los datos polarimétricos

Para la aplicación del método se utilizó la imagen combinada correspondiente a la noche de 2013, no sólo por poseer un valor de *FWHM* mínimo y estable ($FWHM = 1.4$ segundos de arco) en comparación con las restantes noches, si no también porque el número de cuentas del blazar era mayor. Las imágenes correspondientes a las campañas de 2011 han sido adquiridas con un tiempo de exposición menor a las correspondientes a la campaña de 2013, haciendo a esta última la mejor opción para el modelado de la GA. La Figura 3.39 muestra el campo de W comae, observado en la banda *R*. En esta imagen se puede observar el núcleo, luego de sustrair la componente de la galaxia encerrado con un círculo verde. En comparación, se puede observar el mismo objeto, previo a la sustracción de la GA, a la izquierda del núcleo. Imagen correspondiente al rayo ordinario. En esta oportunidad la abertura utilizada fue de 3 segundos de arco.

Los parámetros del ajuste realizado sobre las observaciones se muestran en la parte superior de la Tabla 3.18. Mientras que los parámetros recuperados se muestran en la parte inferior de dicha tabla.

Para W Comae la estrella de campo utilizada para el pasaje de los flujos al sistema estándar fue la #5 (ver Fig. 3.38). Su magnitud estándar fue obtenida de Fiorucci & Tosti (1996). La Figura 3.40 (superior) exhibe el comportamiento de la fuente lo largo del período de tiempo observado (círculos rojos), como así también la polarización intrínseca, la cual se indica con el símbolo de diamantes rojos. La Tabla 3.19 resume los valores máximos y mínimos alcanzados en el grado de polarización. El ángulo observado se muestra en la Fig. 3.40 (inferior), el mismo se mantuvo relativamente estable ($\Theta = 62.9 \pm 4.7$ grados).

Existen registros en donde W Comae ya ha mostrado un comportamiento polarimétrico aleatorio, como el que registramos aquí. El mismo ha sido explicado mediante la presencia de una o más componentes variables polarizadas en superposición con una componente estable (Sorcia et al. 2014), similar a lo hallado en Mrk 421. Por otro lado, la curva de luz óptica histórica de W Comae ha mostrado variaciones

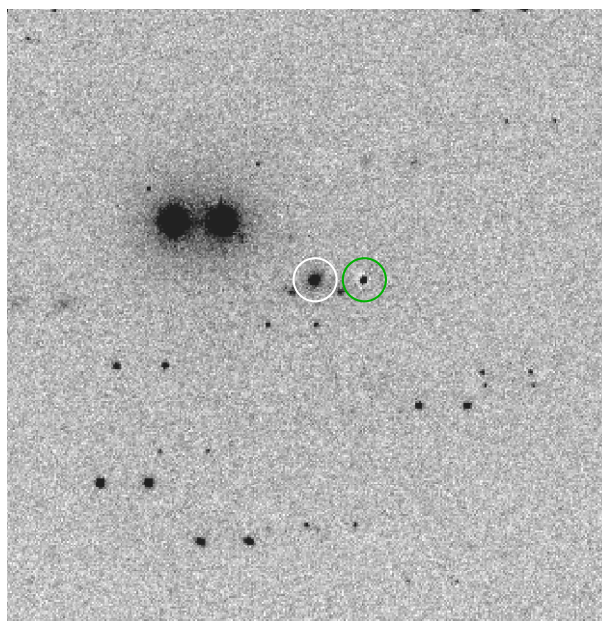


Figura 3.39: Campo de W comae, observado en la banda R . Se encuentra el Este hacia arriba y el Norte a la derecha. En esta imagen se puede observar el núcleo, luego de sustraer la componente de la galaxia encerrado con un círculo verde. En comparación, se puede observar el mismo objeto, previo a la sustracción de la GA, a la izquierda del núcleo (círculo blanco). Esta imagen ha sido debidamente enmascarada para evitar contaminación parásita en la luz de la GA.

Tabla 3.18: Parámetros de ajuste del modelo para W Comae en la banda R . Superior: parámetros derivados de las observaciones. Inferior: parámetros intrínsecos recuperados de la galaxia anfitriona una vez que los efectos del *seeing* se han considerado.

Banda	r_c [pix]	n	I_0 [ADU/pix ²]
W Comae, observados			
R	2.949	1.150	1602.31
W Comae, recuperados			
R	2.997	1.130	1761.07

a escalas de tiempo de días, semanas, meses y años (Sorcía et al. 2014, y referencias). También se han registrado variaciones rápidas de escalas de días (Babadzhanyants & Belokon' 2002). Existen evidencias de un cambio en el factor Doppler, posiblemente asociado a cambios en el ángulo entre el jet y la línea de la visual, lo que explicaría este comportamiento variable del flujo (Sorcía et al. 2014), al menos a escalas menores al año.

Tabla 3.19: Valores máximos y mínimos registrados a lo largo de todas las campañas de P_{obs} y P_{intrins} . Los datos se corresponden al blazar W Comae, en la banda R . Se indica abajo de cada cantidad la fecha en la que se registró la medición.

Parámetro	Máx./fecha	Mín./fecha
P_{obs} [%]	$12.05 \pm 0.26/(04/02/2013)$	$2.78 \pm 0.32/(21/04/2011)$
P_{intrins} [%]	$15.32/(04/02/2013)$	$3.88/(21/04/2011)$

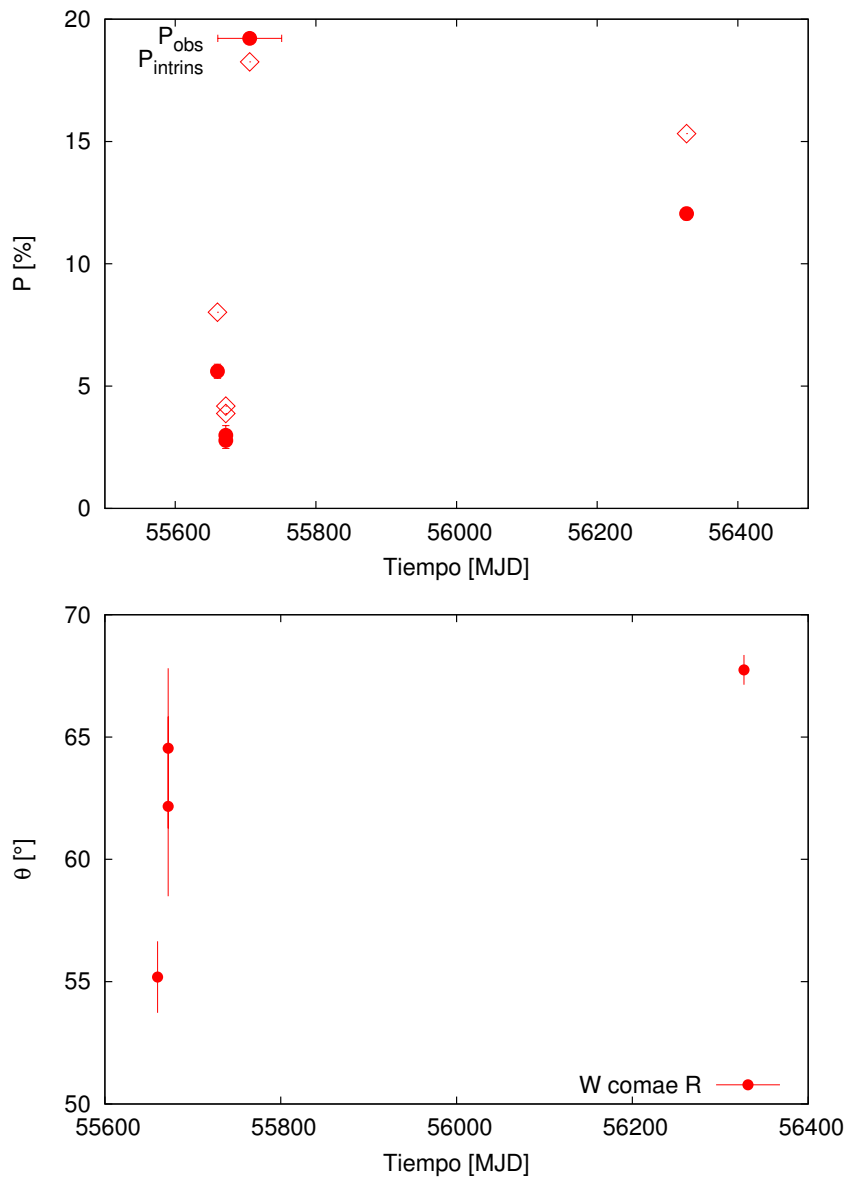


Figura 3.40: Sup.: Comportamiento de la polarización a lo largo de todas las campañas del blazar W Comae. Los círculos rojos se corresponden con la polarización observada, mientras que los diamantes rojos muestran la polarización corregida por los efectos introducidos por la GA, ambos en la banda R . Inf.: Comportamiento del ángulo de polarización observado.

Comportamiento a altas energías

Sólo se ha registrado un *flare* muy potente en 2008 (Maier & Pian 2009), evento no coincidente con los datos que disponemos.

3.3.8. 1ES 1101-232

Este blazar pertenece a la clase HBL y reside en una galaxia elíptica (Remillard et al. 1989) a un *redshift* $z = 0.186$. Con una magnitud de $m_R = 16.41$, su GA se la posiciona como una de las más brillantes, dentro de la clase BL Lac (Reimer et al. 2008). 1ES 1101-232 ha mostrado variaciones en el óptico con escalas típicas de meses (Remillard et al. 1989), aunque se ha registrado ocasionalmen-

te variabilidad intra-día (Romero et al. 1999). Esta fuente posee registros de actividad en energías del orden de los TeV, detectada por H.E.S.S. (Aharonian et al. 2006). También existen mediciones de su polarización óptica, desde un 2.7 %, registrado por Jannuzi et al. (1993) a valores más altos, del orden de $\sim 14.7\%$ (Andruchow et al. 2005).

1ES 1101-232 se observó con CasPol durante el mes de marzo de 2018, en la banda *R*. El campo de estudio se muestra en la Figura 3.41. Situado en el centro, se ubica el blazar, y las estrellas de campo a su alrededor.

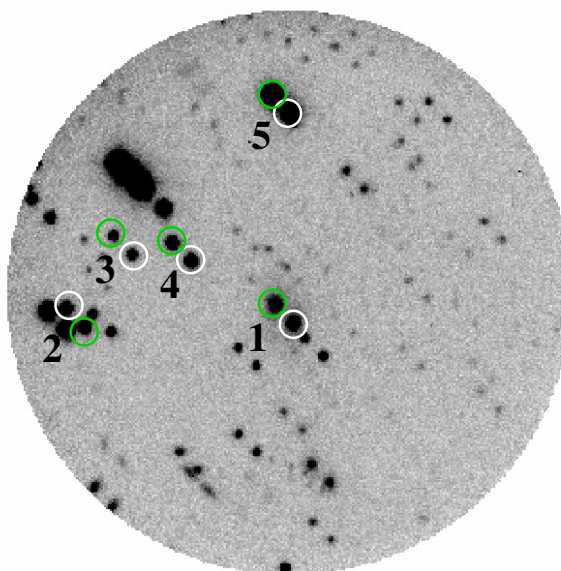


Figura 3.41: Campo observado de 1ES 1101-232 (# 1) y las estrellas de campo (# 2-5) observado en la banda *R* con el telescopio de 2.15 m de CASLEO. Se indican la imagen ordinaria (círculos verdes) y la imagen extraordinaria (círculos blancos). El campo es de 4.6×4.6 arcmin, el Norte esta arriba y el Este a la derecha.

Aplicación del método a los datos polarimétricos

Para la aplicación del método se utilizó una imagen resultante de combinar cuatro imágenes pertenecientes a la segunda noche de la campaña de observación llevada a cabo durante marzo de 2018, por presentar un valor de FWHM mínimo y estable ($\text{FWHM} = 2.5$ segundos de arco). La Figura 3.42 muestra el campo reducido centrado en 1ES 1101-232, observado en la banda *R*. En esta imagen se destaca el núcleo (círculo blanco), luego de sustraer la componente de la GA. En comparación, se puede observar el mismo objeto, previo a la sustracción de la GA, a la derecha, abajo, del núcleo (imagen correspondiente al rayo extraordinario). En esta oportunidad la abertura utilizada fue de 4.7 segundos de arco.

Los parámetros del ajuste realizado sobre las observaciones se muestran en la parte superior de la Tabla 3.20. Mientras que los parámetros recuperados se muestran en la parte inferior de dicha tabla.

En este caso también recurrimos al método alternativo para la determinación de la constante necesaria para transformar las magnitudes al sistema estándar, dado que no fue factible la adquisición de campos de Landolt en condiciones fotométricas. En esta oportunidad la estrella utilizada fue la #5 (ver Fig. 3.41) y su magnitud estándar se obtuvo de Smith et al. (1991). La Figura 3.43 representa el comportamiento de la polarización observada y la polarización intrínseca en la banda *R* (arriba). La Figura 3.43, abajo, exhibe el comportamiento del ángulo de polarización a lo largo de las 4 noches de observación, el mismo fue estable a 2σ . Por otro lado, la Tabla 3.21 presenta los valores medios de la polarización, observados e

Tabla 3.20: Parámetros de ajuste del modelo para 1ES 1101-232 en la banda R . Superior: parámetros derivados de las observaciones. Inferior: parámetros intrínsecos recuperados de la galaxia anfitriona una vez que los efectos del *seeing* se han considerado.

Banda	r_e [pix]	n	I_0 [ADU/pix ²]
1ES 1101-232, observados			
R	7.11	1.109	603.13
1ES 1101-232, recuperados			
R	7.193	1.11	702.3

intrínsecos, junto con el valor del ángulo de polarización para 1ES 1101-232, en la banda R . El estadístico aplicado en el análisis de variabilidad intra-noche sólo indicó la presencia de este tipo de variabilidad en la primera (14/03/2018), mientras que en la segunda (15/03/2018) y última noche de la campaña (17/03/2018), de existir variabilidad, sería MARG. Cuando se consideró toda la campaña, los valores estadísticos obtenidos fueron de 0 % y 0.02 % para P_{obs} y P_{intrins} , respectivamente, afirmando la presencia de variabilidad inter-noche.

Tabla 3.21: Misma información que la Tabla 3.12, en este caso, correspondiente al blazar 1ES 1101-232.

Blazar	$\langle P_{\text{obs}} \rangle$ [%]	$\langle \Theta \rangle$ grados	$\langle P_{\text{intrins}} \rangle$ [%]	Banda
1ES 1101-232	1.22 ± 0.20	17.43 ± 6.80	1.57	R

Fotometría

Esta fuente fue observada con el instrumento CasPol. El mismo, si bien es un polarímetro de imagen de doble haz como lo es CAFOS, no permite situar una máscara antes del detector para obtener

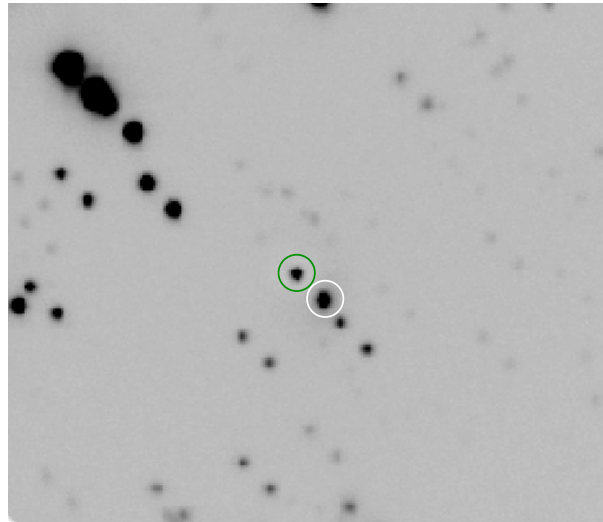


Figura 3.42: Campo reducido de 1ES 1101-232, observado en la banda R . En esta imagen se puede observar el núcleo, luego de sustraer la componente de la galaxia encerrado con un círculo verde. En comparación, se puede observar el mismo objeto, previo a la sustracción de la GA, a la derecha (círculo blanco) del núcleo.

dos imágenes separadas, una correspondiente al rayo ordinario y la otra correspondiente al rayo extraordinario. El instrumento, por construcción, posee una separación entre rayo ordinario y extraordinario que es fija en 10.2 segundos de arco (~ 38 píxeles no binned). En noches con condiciones favorables (*seeing* correspondiente es de $\sim 2.0''$) es posible la contaminación del flujo *O* sobre el *E* (y viceversa), aunque sea mínima. Incluso se puede despreciar con la elección adecuada de la abertura. Sin embargo, en noches donde el valor de *seeing* no es tan favorable ($\sim 6.0''$), aún tomando las precauciones necesarias en la elección de la abertura, esta contaminación no logra disminuirse (trataremos este tema más en detalle en el Capítulo siguiente, Fig. 4.1). Esta pequeña separación entre ambos rayos, implica también considerar anillos de cielo (requeridos para la fotometría) alejados del entorno del objeto de estudio. Por otro lado, el campo de CasPol es relativamente pequeño (~ 4 minutos de arco). Esto afecta directamente

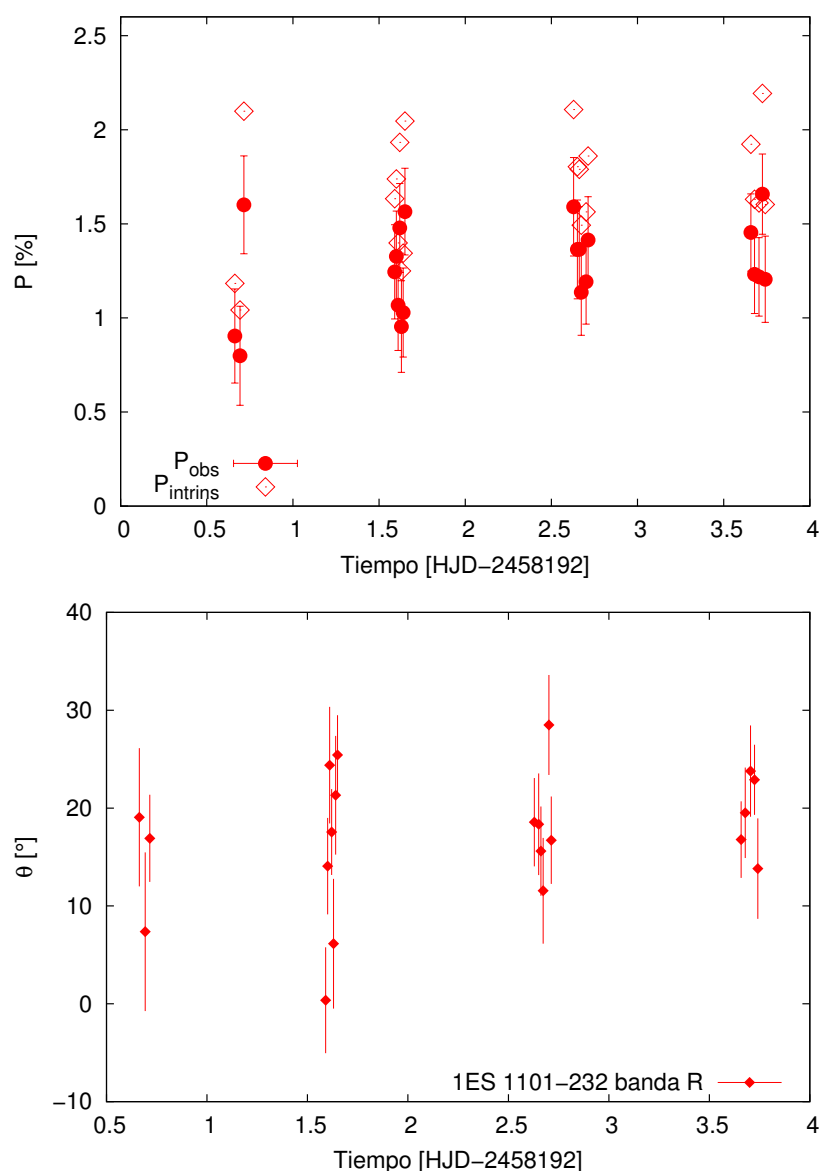


Figura 3.43: Comportamiento de la polarización (sup.) y del ángulo (inf.) a lo largo de toda la campaña de 1ES 1101-232. Los círculos rojos se corresponden con la polarización observada, mientras que los diamantes rojos muestran la polarización corregida por los efectos introducidos por la GA, ambos en la banda *R*.

a la disponibilidad de estrellas de campo en la vecindad del objeto de estudio.

Para este blazar, utilizamos la estrella #3 como control y la #4 como comparación (ver Fig. 3.41). 1ES 1101-232 sólo poseía datos en la banda R a través de un seguimiento durante cuatro noches consecutivas. Las curvas de luz diferenciales se muestran en la Figura 3.44. Se obtuvo una desviación estándar de $\sigma = 0.026$ mag. Para esta fuente, la disponibilidad de estrellas de campo no fue suficiente como para obtener una fotometría diferencial confiable, esto puede verse en la curva de luz control-comparación (panel inferior). Los resultados arrojados por la estadística se muestran en la Tabla 3.22.

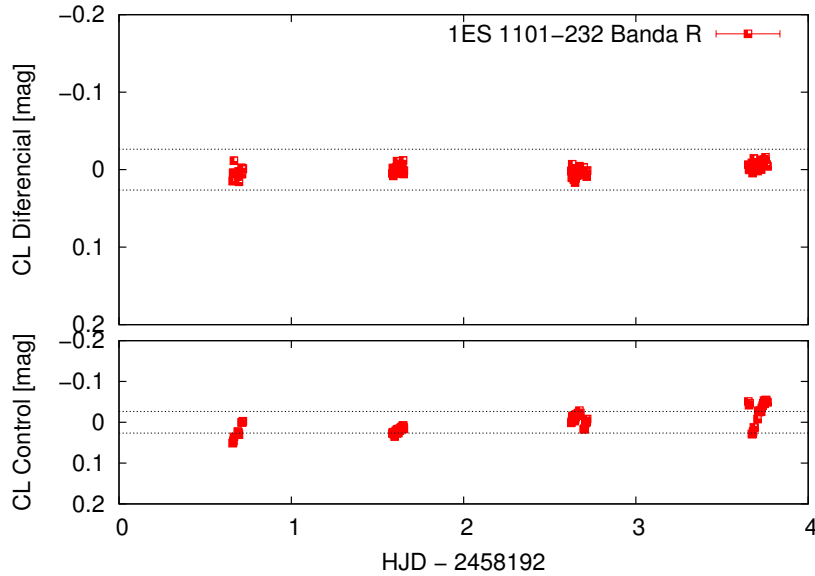


Figura 3.44: Curva de luz diferencial del objeto (panel superior) y de control (panel inferior) en magnitudes en función de la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) para el blazar 1ES 1101-232, banda R . Las líneas negras de punto horizontales muestran dos veces la desviación estándar de la curva de luz de control en R .

Tabla 3.22: Parámetros de variabilidad de las curvas de luz diferenciales en diferentes noches, correspondiente a la banda R de 1ES 1101-232. La información de la tabla es la misma que la Tabla 3.4.

1ES 1101-232						
Fecha (dd/mm/aaaa)	σ_{CLD} [mag]	σ_{CLC} [mag]	Γ	C_{Γ}	¿Variable?	N
Banda R						
14/03/2018	0.007	0.020	1.577	0.235	NO	12
15/03/2018	0.005	0.007	1.575	0.458	NO	28
16/03/2018	0.005	0.012	1.585	0.287	NO	28
17/03/2018	0.006	0.028	1.582	0.127	NO	24
TC	0.007	0.026	1.585	0.169	NO	92

La figura 3.45 muestra el comportamiento fotométrico de 1ES 1101-232 a lo largo de toda la campaña, cuando se ha eliminado la contribución de la galaxia anfitriona. Este blazar mostró un valor máximo de brillo de $R = 16.31$ mag y un valor mínimo de brillo de $R = 16.34$ mag.

Comportamiento a altas energías

No existen registros en la literatura de *flares* a energías más altas. Su comportamiento podría estar dentro de un período de baja actividad.

3.3.9. 3C 279

El FSRQ 3C 279 ($z = 0.538$, Burbidge & Rosenberg 1965) es uno de los objetos de su clase más estudiados. Ha sido objetivo de numerosas campañas multi-frecuencias (Rani et al. 2017, y sus referencias). Chatterjee et al. (2008) reportaron correlaciones en la variación del flujo entre longitudes de onda de RX, óptico y radio durante una extensa campaña multi-longitud de onda desde 1996 hasta 2007. En 2006 fue detectado por MAGIC y posteriormente por FERMI (Abdo et al. 2010a), siendo una de las fuentes más brillantes y que ha mostrado variación más rápida en el régimen de los GeV. También ha exhibido radiación óptica altamente polarizada (del orden de $\sim 45\%$ en la banda U , Mead et al. 1990). Mientras que Andruchow et al. (2003) observaron una importante variación del orden de $\sim 10\%$ en el grado de polarización a escalas de tiempo inter-noche. Además de variación rápida a escalas de tiempo de minutos a horas.

Esta fuente se observó con el Telescopio de 2.15 m de CASLEO, durante enero de 2014, en la banda R . La Figura 3.46 muestra a 3C 279 en el centro y a su alrededor, indicadas con los números del 2 al 5, las estrellas de campo. La región de viñeteo en los contornos del campo, fue enmascarada durante la reducción de los datos.

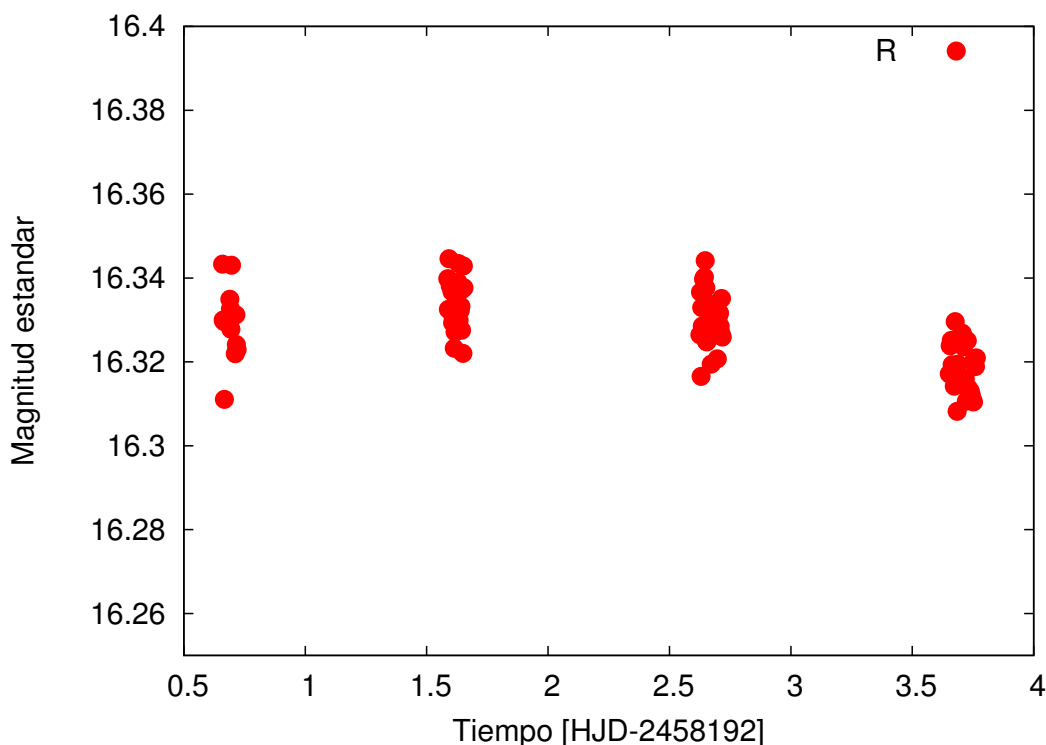


Figura 3.45: Magnitudes estándares de 1ES 1101-232 luego de haber corregido por los efectos de la GA, en la banda R .

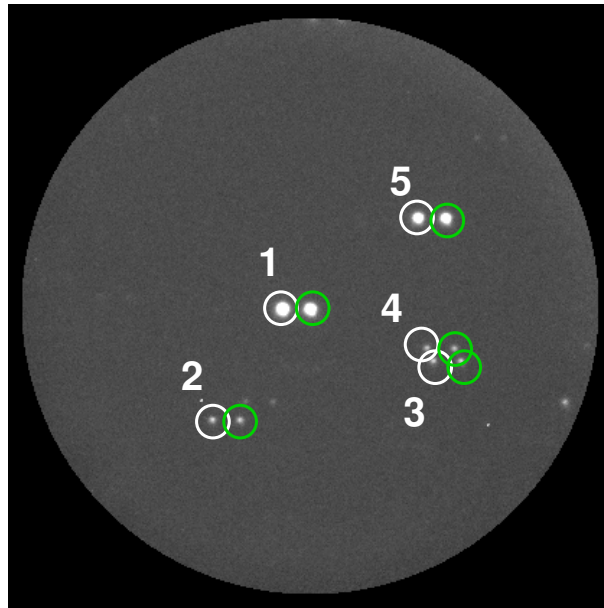


Figura 3.46: Campo observado de 3C 279 (# 1) y las estrellas de campo (# 2-5) observado en la banda R con el telescopio de 2.15 m de CASLEO. Se indican la imagen ordinaria (círculos blancos) y la imagen extraordinaria (círculos verdes). El campo es de 4×4 arcmin, el Norte esta arriba y el Este a la derecha.

Aplicación del método a los datos polarimétricos

Si bien 3C 279 es un blazar que ha sido protagonista de intensas campañas de observación, no hay muchos estudios abocados a la determinación de los parámetros de su galaxia anfitriona. Existen dos publicaciones, una de ellas perteneciente a Kotilainen et al. (1998), en donde los autores sólo pudieron estimar un límite máximo de magnitud de la galaxia en la banda H de $H \geq 13.7$. Posteriormente, Nilsson et al. (2009), mediante el uso de imágenes del objeto durante un estado de baja actividad, adquiridas en la banda I , pudieron detectar la galaxia anfitriona. Uno de los principales factores que dificultan la detección de la GA es el cociente de flujos entre núcleo y galaxia anfitriona. Cuando el núcleo es muy brillante en comparación con la GA, es difícil detectar la misma y mucho menos determinar sus parámetros estructurales con precisión. También es un factor importante un *redshift* relativamente alto, como es el caso de las fuentes relativamente lejanas.

A partir de nuestras observaciones no es posible modelar la GA, debido a los factores mencionados. En las imágenes que obtuvimos la GA de 3C 279 no está resuelta y además, al ser el núcleo mucho más brillante que la GA, el efecto depolarizador que normalmente introduce la misma debería ser despreciable. Por lo tanto, la aplicación del método explicado en esta tesis a esta fuente nos servirá para testear el mismo. Para llevar a cabo esto, procedimos a generar una imagen modelo de la GA a partir de la información disponible en la literatura. Precisamente, trabajamos con los datos proporcionados por Nilsson et al. (2009). Procedimos de esta manera, ya que los parámetros obtenidos por los autores están en acuerdo con los valores estimados para la clase de galaxias que alojan estos núcleos activos. En su trabajo los autores ajustan un perfil de de Vaucouleurs (el índice de Sérsic en este caso se corresponde con $n = 4$) y le asocian a la galaxia anfitriona una magnitud $M_R = -23.8$. Mientras que el radio efectivo considerado fue de $r_e = 10$ kpc, por ser un valor típico que se asocia a este tipo de galaxias elípticas (Sbarufatti et al. 2005). Para poder utilizar la magnitud proporcionada por Nilsson et al. (2009) y generar la imagen modelo fue necesario realizar algunas consideraciones previas. La expansión del Universo desplaza el espectro de las galaxias hacia el rojo respecto al observador. Observar galaxias a diferentes distancias cosmológicas en una dada banda fija da lugar luego a magnitudes absolutas diferentes en la misma banda luego de corregir por la distancia de luminosidad. Por lo tanto, es necesario llevar estas

magnitudes a un sistema común, para poder comparar luego las propiedades fotométricas de las galaxias en estudio. La corrección K es la que permite llevar las magnitudes absolutas a un sistema común (Westra et al. 2010). La misma generalmente se define con respecto a las observaciones fotométricas de una galaxia en su marco de reposo, es decir, $z = 0$. Por lo tanto, fue necesario considerar esta corrección sobre la magnitud absoluta proporcionada por Nilsson et al. (2009). Para esto, siguiendo a Westra et al. (2010) y Blanton & Roweis (2007), corregimos M_R , haciendo uso de la siguiente expresión:

$$m_R = M_R - 5 + 5 \times \log_{10}(D_L) + K(z) \quad (3.3)$$

donde D_L es la distancia de luminosidad y $K(z)$ es la corrección K . D_L se determinó a partir de utilizar el *Cosmology calculator* (Bennett et al. 2014) utilizando los mismos parámetros cosmológicos proporcionados por Nilsson et al. (2009). Mientras que $K(z)$ se determinó a partir de utilizar *K-corrections Calculator* (Chilingarian et al. 2010; Chilingarian & Zolotukhin 2012). Una vez obtenida m_R , pudimos calcular I_0 a partir de la expresión:

$$m_R = C_0 - 2.5 \times \log_{10}(2\pi r_0^2 I_0 n \Gamma(2n)) \quad (3.4)$$

donde C_0 es la constante de transformación al sistema estándar, r_0 es un pseudo parámetro de escala que está relacionado con el radio efectivo, n es el índice de Sérsic y $\Gamma(2n)$ es la función Gamma. Los parámetros finales utilizados en la creación de la imagen modelo se listan en la Tabla 3.23.

Tabla 3.23: Parámetros obtenidos a partir de considerar valores típicos de una galaxia elíptica, en la banda R para 3C 279, y siguiendo a Nilsson et al. (2009).

Banda	r_e (pix)	n	I_0 (ADU/pix ²)
	3C 279		
R	2.92	4.0	199.88

A partir de aquí se procedió de la manera usual con la corrección de los puntos polarimétricos. La estrella de referencia utilizada para obtener los flujos estándares fue la #5 (ver Fig. 3.46) y su magnitud tabulada se obtuvo de Doroshenko et al. (2005). El comportamiento de la polarización en el tiempo se muestra en la Figura 3.47, como así también el del ángulo de polarización. Se registró un valor medio de la polarización observada de $10.59 \pm 0.14 \%$, el mismo valor se obtuvo para la polarización luego de ser corregida, confirmando que en este caso el efecto de la GA es despreciable. Los valores de probabilidad asociada al valor de χ^2 fueron de 0% en ambos casos, afirmando un comportamiento variable. Cuando analizamos variabilidad intra-noche, los valores de probabilidad descartaron esta hipótesis; sólo en la cuarta noche (31/01/2014), se obtuvo un valor de 0.2% , que de existir variabilidad, ésta sería marginal. En lo que se refiere al ángulo de polarización su valor medio fue de $\Theta = 29.84 \pm 2.46$ grados. El ángulo mostró una pequeña rotación (~ 5 grados) entre la primer (28/01/2014) y tercer noche (30/01/2014). Este es un comportamiento típico de este objeto (Andruchow et al. 2003). Además hemos registrado que esta rotación está correlacionada con la polarización. Entre la primer y la segunda noche, el ángulo mostró una leve rotación, de ~ 3 grados, la polarización por su parte disminuyó aproximadamente $\sim 1 \%$, simultáneamente. Luego, el ángulo se incrementa en ~ 5 grados, con un aumento de $\sim 3 \%$ en la polarización. Esta repentina rotación registrada en el ángulo de polarización observado entre la primer y tercer noche podría ser el resultado de la inyección de un nuevo choque en el jet. Lo que estaría pasando es que el choque comprime el campo magnético paralelo al frente de choque produciendo un repentino cambio en el ángulo de posición del flujo sincrotrón polarizado. También podría explicarse por un modelo de precesión del jet, tal como concluyen Andruchow et al. (2003) para el caso particular de éste mismo blazar. Paliya et al. (2015) y Paliya et al. (2016) llevaron a cabo un estudio multifrecuencia

durante un período anterior y posterior a nuestras observaciones, en donde los resultados obtenidos aquí para el grado de polarización están en acuerdo con ambos trabajos. La fuente durante todo el período comprendido entre diciembre de 2013 y abril de 2014 exhibió un comportamiento errático del grado de polarización con valores entre $\sim 9\%$ a $\sim 18\%$, como así también de Θ .

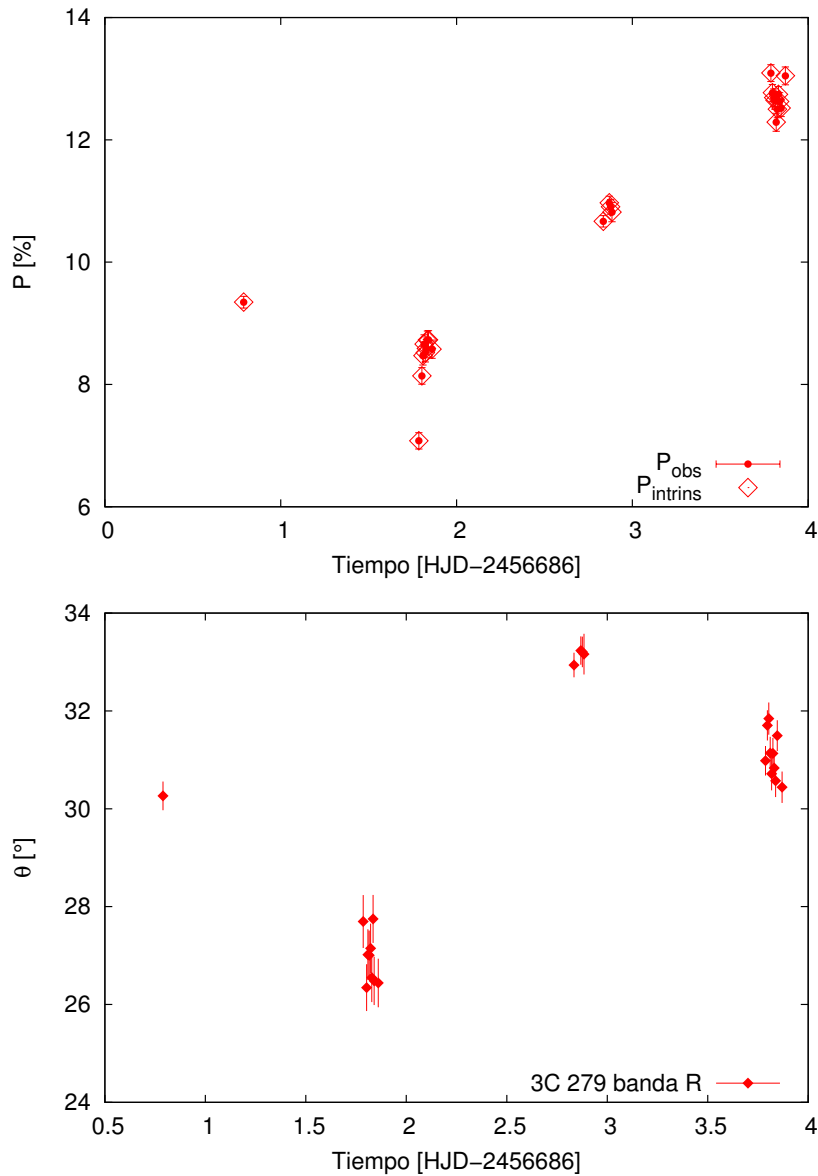


Figura 3.47: Comportamiento de la polarización (sup.) y del ángulo (inf.) a lo largo de toda la campaña de 3C 279. Los círculos rojos se corresponden con la polarización observada, mientras que los diamantes rojos muestran la polarización corregida por los efectos introducidos por la GA, ambos en la banda R .

Fotometría

Debido al escaso número de estrellas de campo disponibles, existen limitaciones al momento de poder elegir las estrellas de comparación y control más adecuadas. La mejor opción fue la estrella #5 como control y la #2 como comparación (ver Fig. 3.46). Los resultados finales se muestran en la Figura 3.48. Allí, la desviación estándar de la curva de control en la banda R está identificada por la línea

punteada negra. La misma tomó un valor de $\sigma = 0.044$ mag. En particular, la tercer noche mostró una dispersión de la curva de control del orden de 10 veces el valor de la desviación estándar de la curva de control de las noches restantes, razón por la cual hemos optado por descartarla de la estadística (ver Tabla 3.24). Este comportamiento se debió a que durante esa noche el brillo de cielo fue variable y con una alta dispersión (1897.6 ± 2289 cuentas), en comparación con las restantes noches que en promedio su brillo de cielo fue de $\sim 350 \pm 20$ cuentas. Finalmente, podemos concluir que esta fuente no presentó variabilidad intra-noche, pero sí mostró variabilidad cuando se consideró toda la campaña (excepto la noche del 30 de enero).

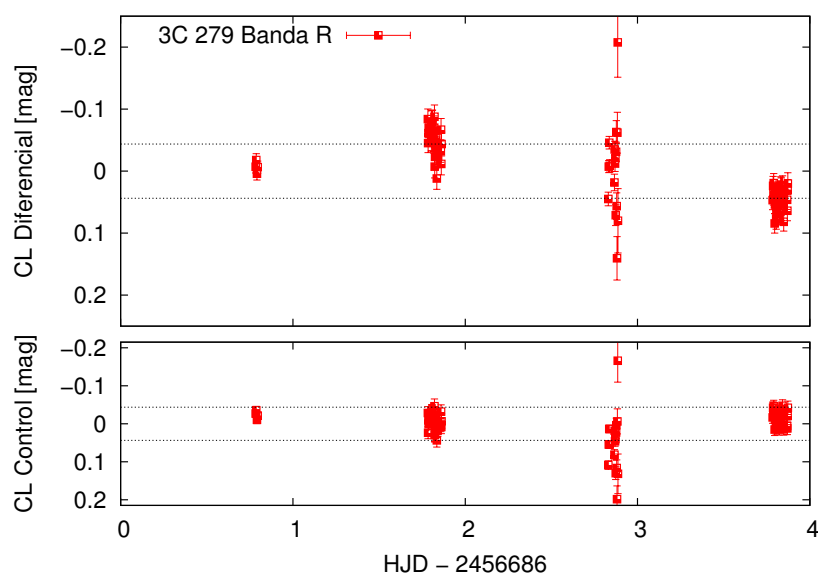


Figura 3.48: Curva de luz diferencial del objeto (panel superior) y de control (panel inferior) en magnitudes en función de la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) para el blazar 3C 279, banda R . Las líneas negras de punto horizontal muestran dos veces la desviación estándar de la curva de luz de control.

Tabla 3.24: Parámetros de variabilidad de las curvas de luz diferenciales en diferentes noches, en la banda R , correspondientes a 3C 279. La información de la tabla es la misma que la Tabla 3.4.

3C 279						
Fecha (dd/mm/aaaa)	σ_{CLD} [mag]	σ_{CLC} [mag]	Γ	C_{Γ}	¿Variable?	N
Banda R						
28/01/2014	0.009	0.011	0.992	0.862	NO	4
29/01/2014	0.023	0.019	0.991	1.16	NO	36
31/01/2014	0.017	0.018	0.992	0.937	NO	40
TC	0.050	0.019	0.991	2.616	SI	96

Comportamiento a altas energías

3C 279 exhibió dos potentes *flares* en gamma en diciembre de 2013 y en abril de 2014 (Paliya et al. 2015, 2016), situando nuestras observaciones entre ambos eventos (ver análisis de los datos polarimétricos).

3.3.10. PKS 0537-441

Este blazar, al igual que 3C 279, pertenece a la clase de los FSRQ. PKS 0537-441 ($z = 0.896$) es un blazar muy luminoso y variable, en todas las frecuencias, desde radio hasta rayos gamma. En la última banda ha sido observado repetidas veces por EGRET, detectando diferentes estados (Treves et al. 1993; Hartman et al. 1999; Pian et al. 2002). Heidt & Wagner (1996) reportaron una variabilidad en V de ~ 0.3 mag en dos noches, durante un estado de actividad. Mientras que Romero et al. (2000b) durante una campaña de monitoreo de seis noches consecutivas en diciembre de 1998, registraron variaciones con amplitudes del orden de ~ 0.3 mag. Este comportamiento se observó en las bandas V y R , a escalas de tiempo de aproximadamente dos días junto a pequeñas fluctuaciones del orden de ~ 0.05 mag en una escala de horas. Por otro lado, estudios polarimétricos en el óptico han arrojado mediciones en la polarización del blazar de 10% (Andruchow et al. 2005). No existe evidencia respecto a la detección de la GA, de hecho Heidt et al. (2003) concluyeron, luego de analizar imágenes en la banda I de alta resolución, que la GA de PKS 0537-441 se muestra sin resolver. PKS 0537-441 fue observado en la misma campaña de enero de 2014 donde se observó 3C 279, durante tres noches, en la banda R . La Figura 3.49 muestra el campo de estudio, indicado con el número 1 el blazar, y con los números del 2 al 5 las estrellas de campo.

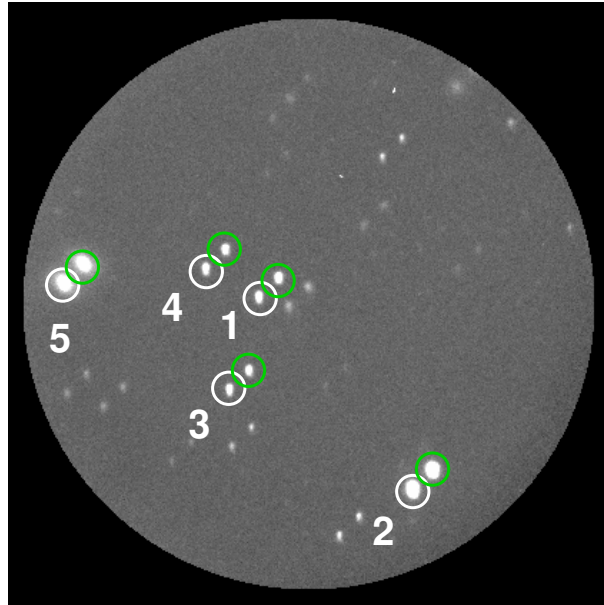


Figura 3.49: Campo de PKS 0537-441 (# 1) y las estrellas de campo (# 2-5) observado en la banda R con el telescopio de 2.15 m de CASLEO. Se indican la imagen ordinaria (círculos blancos) y la imagen extraordinaria (círculos verdes). El campo es de 4×4 arcmin, el Norte esta arriba y el Este a la derecha.

Aplicación del método a los datos polarimétricos

PKS 0537-441 se encuentra bajo las mismas condiciones que 3C 279. A este blazar no se le ha podido detectar ninguna galaxia anfitriona a lo largo de la línea de la visual (Li et al. 2015). Por lo tanto, al no haber información disponible en la literatura, hemos estimado sus parámetros estructurales a partir de considerar valores típicos para las galaxias que albergan estos núcleos activos. Según Sbarufatti et al. (2005), una galaxia que alberga las fuentes BL Lac son galaxias elípticas masivas con una luminosidad promedio $M_R = -23.7$ y radio efectivo $r_e \sim 10$ kpc. Además se consideró un valor representativo del índice de Sérsic para este tipo de galaxias de $n = 2.5$. Se muestran estos parámetros en su totalidad en la tabla 3.25.

Tabla 3.25: Parámetros obtenidos a partir de considerar valores típicos de una galaxia elíptica, en la banda R para PKS 0537-441.

Banda	r_c (pix)	n	I_0 (ADU/pix ²)
PKS 0537-441			
R	2.38	2.5	0.93

En este caso, PKS 0537-441 se observó durante las últimas tres noches de la campaña de enero de 2014. La estrella utilizada para transformar los flujos al sistema estándar fue la # 4 y su magnitud estándar se obtuvo de [Monet \(1998\)](#). En la Figura 3.50 vemos los valores que tomaron el grado de polarización (observada e intrínseca) y el ángulo de polarización durante este período. El valor medio de la polarización observada fue de $7.42 \pm 0.3\%$, el mismo valor se obtuvo para la polarización luego de ser corregida. Mientras que el valor de probabilidad en ambos casos fue de 0% , afirmando la presencia de variabilidad inter-noche. Para esta fuente no se registró variación intra-noche en la polarización.

Fotometría

Se utilizaron las estrellas #2 y #3 (ver Fig. 3.49) como control y comparación, respectivamente. PKS 0537-441 no mostró microvariabilidad, pero sí variabilidad inter-noche. Los resultados finales se muestran en la Figura 3.51. Allí, la desviación estándar de la curva de control es de $\sigma = 0.016$ mag, en la banda R . Los resultados arrojados por la estadística se resumen en la Tabla 3.26.

Tabla 3.26: Parámetros de variabilidad de la curva de luz diferencial en diferentes noches, en la banda R , correspondientes a PKS 0537-441. La información de la tabla es la misma que la de la Tabla 3.4.

PKS 0537-441						
Fecha (dd/mm/aaaa)	σ_{CLD} [mag]	σ_{CLC} [mag]	Γ	C_Γ	¿Variable?	N
Banda R						
29/01/2014	0.011	0.015	1.266	0.752	NO	36
30/01/2014	0.011	0.019	1.219	0.565	NO	32
31/01/2014	0.011	0.011	1.231	0.960	NO	32
TC	0.057	0.016	1.231	2.934	SI	100

Tanto la polarización como el flujo óptico de PKS 0537-441 han mostrado variabilidad a lo largo de toda la campaña. En lo que se refiere al ángulo de polarización, en la Figura 3.50 (inferior), considerando que $0 < \Theta < \pi$, al ángulo correspondiente a la tercer noche se le restó un valor constante de 180 grados. Allí se puede observar que el mismo se mantuvo estable entre la primer y segunda noche, luego exhibió una rotación de ~ 10 grados. A su vez, el grado de polarización, disminuyó su valor en $\sim 2\%$ y luego incrementó su valor en $\sim 6\%$, simultáneamente con la rotación registrada en el ángulo. En paralelo, el flujo óptico de la fuente, (ver Fig. 3.51) mostró un incremento de ~ 0.2 mag durante las dos primeras noches. Esta anti-correlación entre el flujo total y el flujo parcialmente polarizado, acompañado de una rotación en el ángulo está contemplado dentro del contexto del modelo de *shock in jet* del que ya hemos hecho referencia ([Gaur et al. 2014](#)).

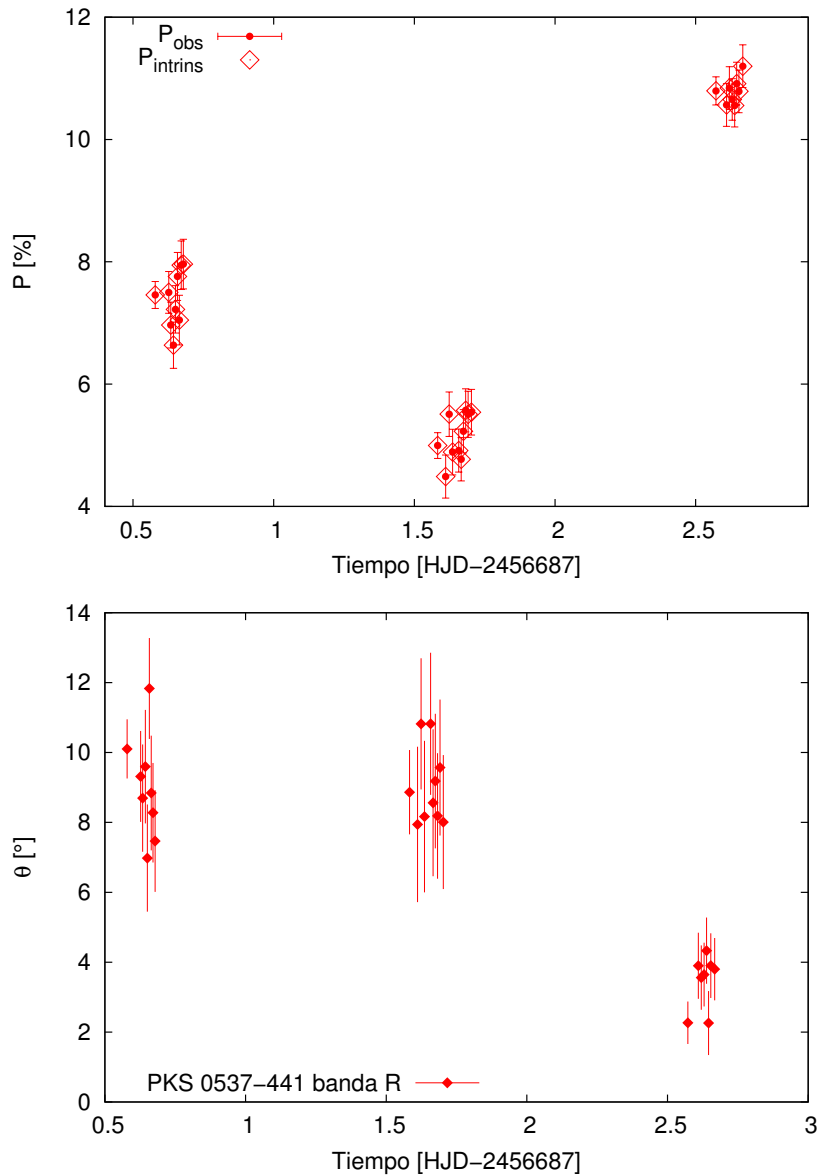


Figura 3.50: Comportamiento de la polarización (sup.) y del ángulo (inf.) a lo largo de toda la campaña de PKS 0537-441, en la banda R . Los círculos rojos se corresponden con la polarización observada, mientras que los diamantes rojos muestran la polarización corregida por los efectos introducidos por la GA. Al ángulo medido en la tercer noche se le restó 180 grados.

Comportamiento a altas energías

No se registró en la literatura actividad a altas energías coincidente con nuestra campaña de observación.

3.4. Análisis global de los resultados

En las secciones anteriores, resultados particulares de cada fuente fueron exhibidos y en los casos que fue posible se mostró un modelo físico que explique lo observado. En esta sección comentaremos los resultados generales que se han obtenido considerando la muestra en su totalidad.

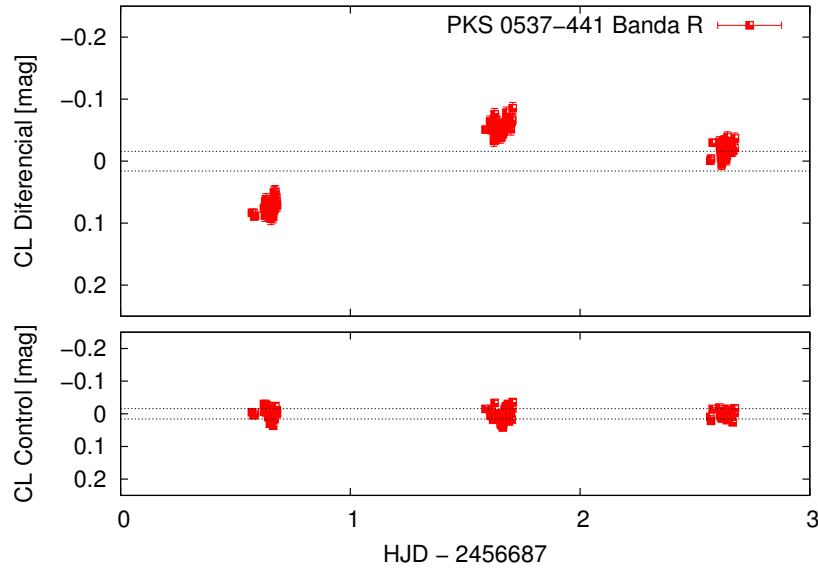


Figura 3.51: Curva de luz diferencial del objeto (panel superior) y de control (panel inferior) en magnitudes en función de la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) para el blazar PKS 0537-441, banda R

3.4.1. Correlación de la polarización y flujo total con el *redshift*

La muestra está constituida en su mayoría por blazares que han sido detectados a altas energías. Estas fuentes se encuentran típicamente a bajo *redshift*, es decir, son objetos relativamente cercanos. Su emisión a altas energías no ha sido considerablemente atenuada por el EBL, permitiéndonos observar a estos objetos con los instrumentos disponibles actualmente. Puede que existan blazares al alto z que estén emitiendo a altas energías pero su emisión en esas longitudes de onda no la vemos porque es atenuada por el EBL. De hecho, [Hovatta et al. \(2016\)](#) luego de analizar una muestra representativa de objetos BL Lacs detectados y no detectados a energías del orden de TeV, muestran que las fuentes no detectadas a TeV se encuentran (en promedio) a más alto *redshift* que las que sí han sido detectadas. Ahora bien, las GAS de las fuentes emisoras a altas energías se conocen por contribuir de manera significativa a la fracción de flujo total medido de algunos objetos ([Nilsson et al. 2007](#)). Además, la componente polarizada en los blazares es la asociada al núcleo, mientras que la galaxia introduce un efecto depolarizador sobre la composición resultante. Esto nos dice que, fuentes más cercanas son afectadas en mayor medida por el efecto depolarizador introducido por la GA, que aquellas fuentes a mayor z . Resultado que hemos podido comprobar en la muestra como se puede observar en la Figura 3.52. Allí se exhibe el comportamiento de la diferencia entre la polarización intrínseca y la polarización observada $\Delta P = P_{\text{intrin}} - P_{\text{obs}}$ en función del corrimiento al rojo (z). Los datos corresponden a la banda R por ser la banda donde se observaron la mayor cantidad de blazares. Para toda esta muestra calculamos los coeficientes de correlación de Pearson (p) y Spearman (s), los valores arrojados ($p = -0.599$, $s = -0.567$) afirman la existencia de una fuerte correlación negativa entre z y ΔP . Aquí también está presente la relación entre flujos de la GA y el núcleo. En general, nuestro trabajo muestra que si la galaxia anfitriona no se tiene debidamente en cuenta se puede producir un error significativo en el cálculo del grado de polarización de los blazares. Esto, a su vez, podría dar lugar a modelos engañosos o conclusiones derivadas de estados de polarización erróneos. Además, hemos hallado que los resultados espurios se intensifican si estudiamos objetos altamente polarizados. De la ecuación 2.9 se obtiene: $\Delta P = P_{\text{intrin}} \frac{F_G}{F_{\text{AGN}} + F_G}$, donde se ve claramente que ΔP depende directamente de P_{intrin} , y decrece para valores crecientes de $\frac{F_{\text{AGN}}}{F_G}$. En la Figura 3.52, aquellos blazares que mostraron $\Delta P \sim 0\%$ son precisamente aquellos que poseen un núcleo más brillante que su GA combinado con un *redshift* alto (3C 279, por ejemplo). A partir de estos resultados, concluimos que

la corrección por GA es despreciable para $z \gtrsim 0.5$

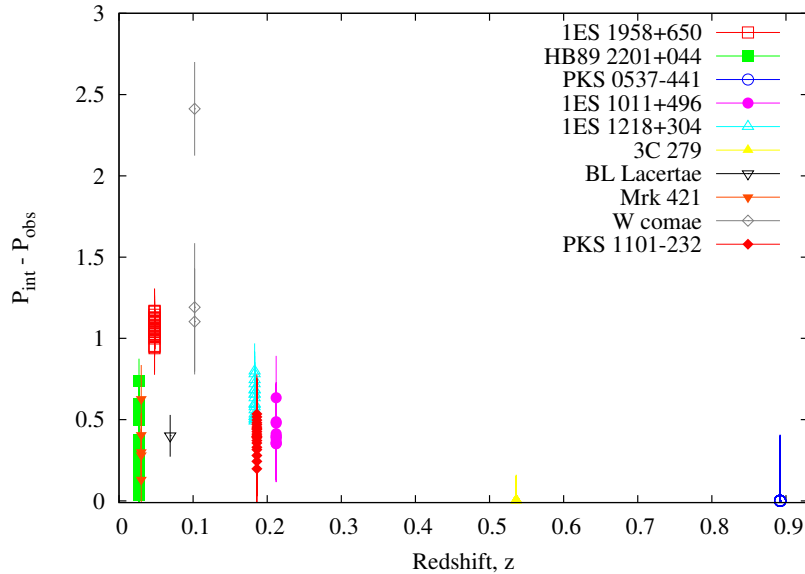


Figura 3.52: Correlación entre el *redshift*, z y $\Delta P = P_{\text{intrin}} - P_{\text{obs}}$. Los puntos corresponden a todos los blazares de la muestra observados en la banda R .

De igual manera, analizamos el comportamiento entre el flujo total antes y después de aplicar la corrección. La Figura 3.53 exhibe el comportamiento de la diferencia entre la magnitud estándar intrínseca y la magnitud estándar observada $\Delta mag = mag_{\text{intrin}} - mag_{\text{obs}}$ en función de z . Los datos corresponden a cuatro objetos de la muestra por ser las fuentes de las cuales se obtuvieron datos en dos bandas. Símbolos rojos corresponden a datos en la banda R y símbolos en azul, datos en la banda B . Para toda esta muestra calculamos los coeficientes de correlación p y s , los valores arrojados ($p = -0.495$, $s = -0.475$ en la banda R y $p = -0.454$, $s = -0.443$ en la banda B) afirman la existencia de una fuerte correlación negativa entre z y Δmag . Evidenciando una corrección mayor a corrimientos al rojo más pequeños, comportamiento esperado debido a la mayor relación $\frac{F_G}{F_{\text{AGN}}}$.

Por otra parte, las correcciones son siempre mayores en R que en B , debido a la SED de la galaxia anfitriona, significativamente más roja que la del AGN.

3.4.2. Comportamiento de P con la frecuencia

Una sub-muestra de los blazares estudiados en esta Tesis, nos permitió analizar el comportamiento de la polarización en las diferentes bandas. En esta cuestión, la galaxia anfitriona es la clave. Como mencionamos en varias oportunidades, la GA de estas fuentes es una galaxia elíptica típica la cual presenta la emisión de luz estelar dominante en la banda R . En consecuencia, el efecto depolarizador que introduce sobre las mediciones es más pequeño en la banda B que en la banda R . Por esta razón, la polarización observada en B será mayor que la observada en R . Esto es, siempre y cuando la polarización intrínseca no posea una dependencia contraria con la longitud de onda. Hemos testeado este comportamiento en 2 blazares de la muestra: IES 1959+650 y HB89 2201+044 por ser los que poseen menor corrimiento al rojo. En el caso de IES 1959+650, cuando se consideraron los valores de polarización observados de toda la campaña, se obtuvo un valor medio de $P_B/P_R \approx 1.11$, mientras que el mismo cociente para la polarización intrínseca dio $P_B/P_R \approx 1.03$, lo cual indica que la polarización entre ambas bandas es aproximadamente la misma una vez restada la contribución de la GA. En el caso del otro blazar, HB89 2201+044, estos valores fueron de $P_B/P_R \approx 1.48$ y $P_B/P_R \approx 1.22$, respectivamente. La magnitud de estas diferencias puede variar bajo diferentes condiciones atmosféricas. Como mencionamos anterior-

mente, variaciones en el *seeing* degradan las mediciones e introducen mayor o menor cantidad de luz no-polarizada proveniente de la galaxia dentro del diafragma seleccionado para las observaciones. Para estos dos blazares, en general, el *seeing* no mostró cambios considerables los cuales puedan verse reflejados en los resultados. Aquí se evidencia la importancia de corregir las mediciones por los efectos que introduce la GA, por ejemplo cuando se trata de estudios de polarización dependiente de la frecuencia (ver, por ejemplo, Barres de Almeida et al. 2010).

3.4.3. Variación en el grado de polarización

Una característica que distingue a los blazares de los restantes AGN es la presencia de alta y variable polarización. A lo largo de este trabajo de Tesis hemos mencionado algunos casos que evidencian este hecho. Aquí, todos los objetos de la muestra han exhibido variaciones en el grado de polarización, predominantemente a escalas de tiempo de días. La Tabla 3.27 resume el comportamiento que mostró cada objeto. Hemos descartado de este análisis a los blazares Mrk 421, W Comae y BL Lac debido a que de los mismos sólo contamos con puntos polarimétricos aislados y distribuidos a lo largo de períodos de tiempo largos. En estos casos, las variaciones en el grado de polarización pueden deberse a otras razones, posiblemente, propagaciones de un frente de choque a través de un plasma no homogéneo, el cual comprime y re-ordena el campo magnético (Laing 1980).

Todos los blazares pertenecientes a la sub-muestra han exhibido variabilidad en escalas de tiempo de días, mientras que en sólo dos se detectó microvariabilidad. Debido a que la muestra no es representativa, no es posible sacar conclusiones respecto a si existen diferencias entre las sub-clases que comprenden la muestra. Además de la ubicación del pico de sus SED's, no podemos afirmar aquí que exista alguna conexión entre los blazares emisores a altas energías y el comportamiento de la polarización en el óptico. En la muestra sólo dos fuentes no han sido detectadas en altas energías HB89 2201+044 y PKS 0537-441. Si bien hay evidencia en la literatura de que la causa que hace a estas fuentes emisoras a altas energías está conectado con alta actividad en el óptico (Reinthal et al. 2012; Aleksić et al. 2015) y a energías del orden de los GeV (Aleksić et al. 2014), Hovatta et al. (2016), luego de haber estudiado el rol de la variabilidad en la polarización de una muestra representativa de fuentes emisoras y no emisoras a altas

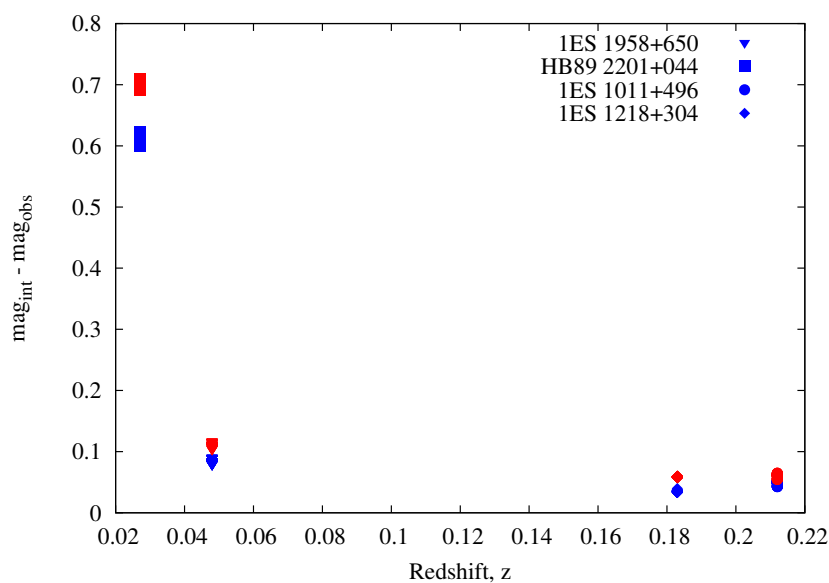


Figura 3.53: Correlación entre el *redshift*, z y $\Delta mag = mag_{intrin} - mag_{obs}$. Los puntos corresponden a los cuatro blazares que fueron observados en las bandas R y B . Símbolos rojos se corresponden a magnitudes en la banda R , mientras que los símbolos azules a magnitudes en la banda B .

Tabla 3.27: Resultados del análisis de variabilidad polarimétrica de la muestra parcial. Se indica: en la columna 1 el nombre del objeto, en la columna 2 si la fuente mostró variabilidad intra-noche, en la columna 3 si la fuente mostró variabilidad inter-noche y en la columna 4 el filtro.

Objeto	Variab. intra-noche	Variab. inter-noche	Filtro
1ES 1959+650	NO	SI	<i>R</i>
	NO	SI	<i>B</i>
1ES 1218+304	SI	SI	<i>R</i>
	NO	SI	<i>B</i>
1ES 1011+496	NO	MARG.	<i>R</i>
	NO	SI	<i>B</i>
1ES 1101-232	SI	SI	<i>R</i>
HB89 2201+044	NO	SI	<i>R</i>
3C 279	NO	SI	<i>R</i>
PKS 0537-441	NO	SI	<i>R</i>

energías concluyeron que probablemente la actividad mostrada por estos objetos a VHE se deba a otras cuestiones como ser períodos de alta actividad, *redshift*, la ubicación del pico sintrotrón y no a las propiedades polarimétricas de estas fuentes. Sin embargo, los autores no realizaron un seguimiento de los objetos a escalas de tiempo cortas como sí se realizó en esta Tesis.

3.4.4. Variación en el ángulo de polarización

En esta sección examinamos el comportamiento del ángulo de polarización para una sub-muestra de blazares. Como explicamos en secciones anteriores, los datos de Mrk 421, BL Lac y W Comae fueron adquiridos de una base pública, y no fue posible acceder a datos de estrellas estándares polarizadas necesarias para pasar nuestros datos al sistema estándar, por lo tanto, los mismos no fueron considerados en este análisis. Otra razón para descartarlos es que, al igual que con el grado de polarización, las razones que explican una variación del ángulo de polarización en escalas de tiempo del orden de horas/días, no son las mismas que explican variaciones de períodos más largos, no siendo correcto el uso de toda la muestra en el siguiente análisis. Por otro lado, el blazar HB89 2201+044 mostró un grado de polarización bajo ($\sim 1\%$), lo cual influye en la determinación del ángulo Θ , ya que bajo estas condiciones, la incerteza es mayor (ver Fig. 3.14). En consecuencia, fue descartado del análisis, ya que puede generar conclusiones erróneas siendo que su comportamiento se debe a cuestiones que no serían intrínsecas de la fuente. En general, los ángulos en las bandas *B* y *R* son idénticos, dentro de los errores. La Tabla 3.28 muestra la información en cuanto a la variación en el ángulo que mostró cada objeto, y la banda en la que se registró. Es importante recordar que éste parámetro no se ve afectado por el efecto depolarizador que introduce la GA o las variaciones en el *seeing*, en el tiempo.

En general, las fuentes mostraron un ángulo preferencial durante el período de observación. Si bien en algunos casos se registró una rotación en el ángulo, parecería ser que es un comportamiento propio de la fuente. Como fue el caso de 3C 279, el cual registró una repentina rotación. Pero esto estaría asociado a un comportamiento típico en la fuente, además del hecho de que la misma fue observada en un período comprendido entre dos *flares*.

Que la fuente posea un ángulo preferencial no es señal de que éste sea su comportamiento habitual, puede suceder que en otro momento el ángulo cambie (Villforth et al. 2010; Sakimoto et al. 2013). Los motivos por los que varía Θ puede ser varios, en general están asociados al campo magnético. Una opción es la situación que presentamos anteriormente, asociado a la presencia de choques moviéndose a lo largo

Tabla 3.28: Resultados del análisis de variabilidad en el ángulo de polarización de la muestra parcial. Se indica: en la columna 1 el nombre del objeto, en la columna 2 si la fuente mostró variabilidad en el ángulo de polarización y en la columna 3 el filtro.

Objeto	Variable	Filtro
1ES 1959+650	SI	<i>R</i>
	SI	<i>B</i>
1ES 1218+304	NO	<i>R</i>
	NO	<i>B</i>
1ES 1011+496	NO	<i>R</i>
	NO	<i>B</i>
1ES 1101-232	NO	<i>R</i>
3C 279	SI	<i>R</i>
PKS 0537-441	SI	<i>R</i>

de las líneas del campo magnético helicoidal (Marscher et al. 2008). Otra posibilidad podría asociarse a cambios en el mismo jet. El jet puede sufrir algún tipo de movimiento oscilante o balanceo el cual se verá reflejado en la polarización y por lo tanto en su ángulo, ya que provocará un movimiento oscilante en el campo magnético (Villforth et al. 2010). Por último, estas variaciones detectadas pueden atribuirse a *flares* en gamma (Sorcia et al. 2014; Fraija et al. 2017). No es el caso de las fuentes estudiadas aquí. Cuando se registran cambios asociados a estos *flares* las variaciones pueden llegar a ser de 100 grados o más. Bajo esas circunstancias se observa una re-estructuración completa del campo magnético (Sorcia et al. 2014; Zhang et al. 2014b; Kiehlmann et al. 2016; Fraija et al. 2017). En todos los casos, se requiere de un seguimiento de la fuente en el tiempo para poder determinar la naturaleza de las variaciones. Por último, existe evidencia de que la aleatoriedad del ángulo de polarización depende de la ubicación del pico de máxima frecuencia sincrotrón. Las fuentes que poseen un pico sincrotrón a altas frecuencias, tienden a concentrarse alrededor de una dirección preferencial (Angelakis et al. 2016). En los blazares de tipo LSP, como los FSRQ y LBL's, la frecuencia del pico sincrotrón está típicamente ubicada en el IR, por lo tanto, el régimen óptico representa la porción de alta frecuencia de la emisión sincrotrón. Entonces, se espera un alto grado de polarización y eventos de rotación del ángulo Θ . Por el contrario, en los blazares de tipo HSP, como los HBL, el pico sincrotrón tiende a ubicarse a frecuencias UV o RX. Aquí, el régimen óptico representa la parte de menor frecuencia de la SED sincrotrón, para lo cual se espera un menor grado de polarización y un ángulo preferencial (Angelakis et al. 2016). La sub-muestra está constituida en su mayoría por HBL, y no es representativa de toda la población de blazares, pero el comportamiento mostrado por los objetos tipo HBL estaría en acuerdo con Angelakis et al. (2016).

3.4.5. Relación entre el índice espectral y la densidad de flujo

Como mencionamos anteriormente, el estudio de la variabilidad del flujo óptico, en particular, aquella que se observa en escalas de tiempo de horas a días es una importante herramienta para conocer los procesos físicos que suceden en las regiones más internas de los blazares, como así también obtener información de la región emisora. De esta manera, se permite perfeccionar los modelos existentes que explican las observaciones. Variaciones detectadas en el flujo óptico pueden estar conectadas con las variaciones espectrales. Dado que el índice de color y el índice espectral representan la misma propiedad física, expresada de distinta forma, esto lleva a que el estudio del diagrama color-magnitud sea una herramienta más para determinar el modelo que mejor explica las observaciones. Estos modelos pueden ser intrínsecos a la fuente, los cuales están asociados a la emisión del blazar (un ejemplo es *shock in*

jet) o pueden ser geométricos (*swinging jet*). Sin embargo, [Romero et al. \(2000b\)](#) descartaron efectos geométricos como los responsables del comportamiento observado en los DCM. Existen dos tendencias que se destacan cuando se analiza el DCM: *bluer-when-brighter* o BWB y *redder-when-brighter* o RWB. Varios autores han analizado esta tendencia ([Zhang et al. 2010](#); [Gaur et al. 2012b](#); [Wierzcholska et al. 2015](#)). La tendencia BWB es más común en los BL Lac y puede explicarse a través de modelos de tipo *shock in jet*. Algunos autores han asociado este comportamiento a la presencia de una componente variable con un color constante y relativamente azul junto con una componente roja subyacente ([Clements & Carini 2001](#); [Ikejiri et al. 2011](#)), asociada a la galaxia anfitriona. Por otro lado, la tendencia RWB es la que siguen la mayoría de los FSRQ. En este caso, se sugiere la presencia de una componente de emisión térmica fuerte proveniente del disco de acreción, la cual afecta a la región más azul del espectro óptico cuando la emisión del jet es débil ([Villata et al. 2006](#); [Rani et al. 2010](#); [Bonning et al. 2012](#)). En esta Tesis, sólo pudimos llevar a cabo este estudio sobre tres HBL: 1ES 1959+650, 1ES 1011+496 y 1ES 1218+304 y un LBL: HB89 2201+044 por ser fuentes que se observaron en dos bandas. Además, el análisis se realizó sobre el flujo óptico, antes y después de sustraída la contribución de la GA. Los cuatro objetos mostraron una tendencia BWB en ambas situaciones, la cual se mantuvo incluso en cada noche individual. Esto está en acuerdo con la tendencia general que muestran los objetos BL Lac e incluso con los resultados hallados en la literatura para cada fuente. El hecho de que esta tendencia se mantenga aún luego de aplicar la corrección por la galaxia anfitriona deja en evidencia que este comportamiento tiene otro origen, el cual podría deberse a propiedades intrínsecas de las variaciones de flujo que estas fuentes normalmente presentan ([Villata et al. 2002](#)). En el caso de HB89 2201+044 no se registran DCM en la literatura, por lo cual nuestro estudio confirma su tendencia BWB por primera vez.

Capítulo 4

CasPol - Caracterización del instrumento

Mi trabajo de tesis doctoral hace uso de dos polarímetros: CAFOS (Calar Alto Astronomical Observatory, España) y CasPol (Complejo Astronómico el Leoncito, Argentina), este último aún no caracterizado. En polarimetría es primordial tener una estimación de la polarización que introduce el instrumento y cómo la introduce, además de la relación S/N en función de la magnitud. Por consiguiente, para que los resultados derivados con CasPol sean confiables, llevé a cabo la caracterización del instrumento utilizando para ello cinco campañas observacionales. Las mismas fueron diagramadas y observadas por mi.

4.1. Introducción

Si bien en este trabajo nos enfocamos en utilizar la polarimetría para una mejor comprensión de la física de los blazares, la utilización de esta herramienta viene de muchos años atrás. Las primeras observaciones polarimétricas se realizaron para estudiar las propiedades reflectivas de la Luna ([Arago & Barral 1855](#); [Arago 1858](#)). Un siglo después, [Chandrasekhar \(1946\)](#) predijo que la radiación estelar emitida por ciertas estrellas estaría polarizada. Este fue el comienzo de una nueva rama de la astronomía observacional, proporcionando descubrimientos como por ejemplo la Ley de Serkowski ([Serkowski 1973](#)). El poder de la polarimetría recae en información que provee sobre la geometría y la orientación de la fuente de radiación ([O'Sullivan & Gabuzda 2008](#); [Marscher et al. 2008](#); [Kravchenko et al. 2017](#)), las cuales no son posibles de definir a partir de datos fotométricos únicamente.

El Hemisferio Sur aloja una variedad de telescopios ópticos que pueden utilizarse para estudiar la luz polarizada de las fuentes astronómicas. Un ejemplo de esto son los 4 telescopios de 8.2 metros de diámetro que constituyen el *Very Large Telescope*, ubicado en Chile. Cada uno de los telescopios aloja varios instrumentos adecuados para estudios polarimétricos, como ser NACO ([Lenzen et al. 2003](#); [Rousset et al. 2003](#)) y SPHERE ([Beuzit et al. 2006](#)), ambos abocados a la longitud de onda del IR. Otro ejemplo es el *Gemini Planet Imager* (GPI) ubicado en el telescopio Gemini Sur de 8 metros. Este instrumento es capaz de adquirir imágenes polarimétricas en resolución espacial de difracción limitada en el infrarrojo cercano ([Macintosh et al. 2014](#)). Estas herramientas extremadamente poderosas permiten a los investigadores estudiar en detalle la luz de una gran variedad de fuentes. Sin embargo, debido a la alta calidad de los datos que proporcionan y a la tecnología que poseen estos instrumentos, los mismos resultan muy solicitados, por lo que es poco probable que se programen campañas de seguimiento polarimétrico de objetos individuales y/o relevamientos que involucren grandes muestras. Este tipo de observaciones tan útiles resultan entonces más probables de llevar a cabo en telescopios más pequeños, equipados con instrumentos de alta precisión. Un ejemplo de esto es el telescopio robótico de 84 cm ubicado en el Observatorio Cerro Tololo, Chile ([Magalhaes et al. 2018](#)). Aunque este instrumento puede coleccionar información polarimétrica de alta calidad en la banda óptica no es adecuado para el seguimiento de objetos intrínsecamente débiles, los cuales se espera que muestren variabilidad foto-polarimétrica,

como es el caso de los blazares, con magnitudes aparentes usualmente más débiles que $R \sim 17$ (Urry et al. 2000).

Por su parte, y como he mencionado al inicio de este Capítulo, el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), posee un polarímetro de imagen de doble haz llamado CasPol, montado en el foco Cassegrain del telescopio Jorge Sahade de 2.15 metros. Este instrumento fue utilizado para estudiar asteroides (Gil-Hutton et al. 2017; Gil-Hutton & García-Migani 2017), y además lo hemos utilizado para este trabajo de Tesis. En este Capítulo presentamos la caracterización del polarímetro CasPol, junto a una detallada descripción del impacto del *seeing* y de la abertura en las medidas polarimétricas obtenidas.

4.2. Observaciones y manejo de datos

4.2.1. Generalidades sobre CasPol

El polarímetro CasPol de doble haz sigue un diseño similar a los polarímetros IAGPOL (Magalhaes et al. 1996) y DBIP (Masiero et al. 2007). El dispositivo de carga acoplado que posee es un CCD TEK de 1024×1024 píxeles, con una escala de placa de $0.27''/\text{píxel}$. La configuración óptica proporciona un campo de visión circular no viñeteado de un diámetro de ~ 4 minutos de arco. CasPol consiste básicamente de una unidad con un obturador mecánico, una rueda de filtros con filtros UBVRI de Johnson-Cousins (también es posible la opción sin filtro), varios filtros neutros, una lámina retardadora (HWP, por sus siglas en inglés) y una placa Savart. Estos dos últimos elementos ópticos tienen un recubrimiento antirreflectante entre 400 y 800 nm. La placa de media onda puede rotar en pasos de 22.5 grados, determinado por *software*, pero de ser necesario el ángulo puede ser reducido. La placa Savart produce dos imágenes ortogonales, la imagen ordinaria (O) y extraordinaria (E), de los objetos del campo. Las mismas, están separadas 0.9 mm, lo que es equivalente a 10.2 segundos de arco en el cielo. Esta separación relativamente pequeña establecerá restricciones en el *seeing* al cual los datos polarimétricos deben adquirirse, situación que analizaremos con más detalle en la sección 4.3.1. La Figura 4.1, muestra el campo de visión del CasPol alrededor del blazar 1ES 1101-232 (Aharonian et al. 2007). La imagen original ha sido enmascarada para minimizar la contaminación visual producida por la región de viñeteo (ver Secc. 4.3.5). El *seeing* correspondiente es de $2.0''$ (izquierda) y de $6.0''$ (centro), y ha sido estimado directamente de las estrellas en el campo. La figura de la derecha fue tomada de Aladin Sky Atlas y se coloca allí como comparación. El círculo negro indica campos coincidentes. Las imágenes elegidas muestran gran diferencia en *seeing* para clarificar visualmente el impacto que grandes valores de *seeing* puede tener en la separación entre las imágenes O/E .

La Figura 4.2 muestra la separación angular proyectada entre los rayos ordinario y extraordinario para la estrella marcada con un círculo blanco en la Fig. 4.1 (izq.), trazada en segundos de arco y en *binning* de 2×2 píxeles, como comparación. La misma se realizó superponiendo varios cortes Este-Oeste de la imagen de ciencia en la vecindad de la estrella mencionada, revelando así la el valor máximo de cuentas y su variación al aumentar la distancia a los centroides O/E . Debido a estos cortes horizontales la figura no muestra la máxima separación entre los rayos, pero sí su proyección Este-Oeste.

Este sistema de imagen de doble haz, resulta una herramienta muy útil (Masiero et al. 2007). A través de las observaciones simultáneas de ambos haces (junto con el fondo del cielo), las condiciones fotométricas pueden relajarse, porque la polarización dada por la luz de la Luna o el polvo suspendido en la atmósfera se compensa totalmente. Aún más importante, el sistema de doble haz compensa la variabilidad fotométrica debida a la turbulencia atmosférica, y cancela el ruido no deseado causado por nubes pasantes, vapor de agua y aerosoles, entre otros. Este aporte de la observación es muy importante tenerlo en cuenta para las mediciones que involucran valores de polarización extremadamente bajos. Un ejemplo es el caso de la polarización de la luz reflejada por exoplanetas Berdyugina et al. (2008, 2011), donde los niveles de polarización tienden a ser del orden de $P \sim 10^{-3} - 10^{-4} \%$. En el caso particular de CasPol, debido a la pequeña separación angular entre los haces O/E , el instrumento es más adecuado

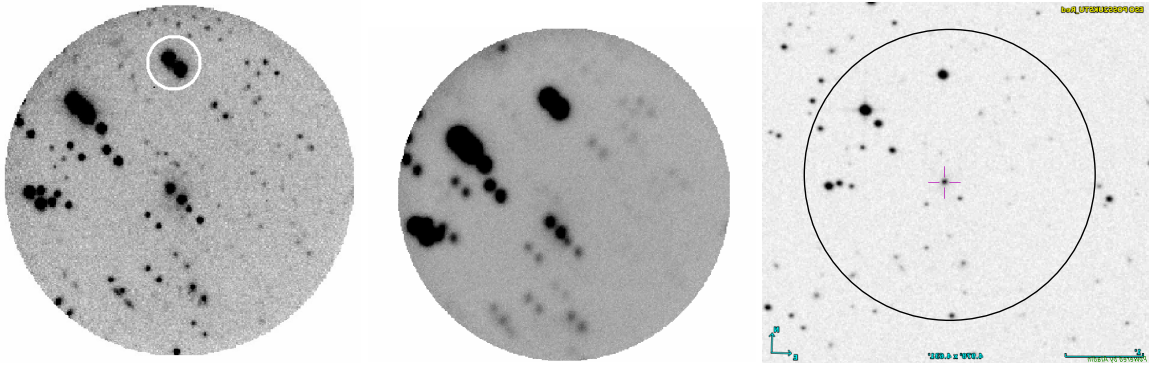


Figura 4.1: Campo de visión típico de CasPol. Izq.: El blazar 1101-232 (Aharonian et al. 2007) está ubicado en el centro del campo. La imagen ha sido enmascarada para evitar contaminación visual por el área de viñeteo. La imagen doble es causada por la superposición de los rayos O/E . El *seeing* correspondiente es de 2.0". El círculo blanco indica la estrella usada para crear la Figura 2. Centro: Mismo objeto, en este caso el *seeing* correspondiente es de 6.0". Der.: A modo de comparación se muestra una imagen de la misma región del campo tomado por Aladin. El círculo negro indica el área aproximada que cubre CasPol. Como lo indica la imagen, el Norte está arriba y el Este a la derecha.

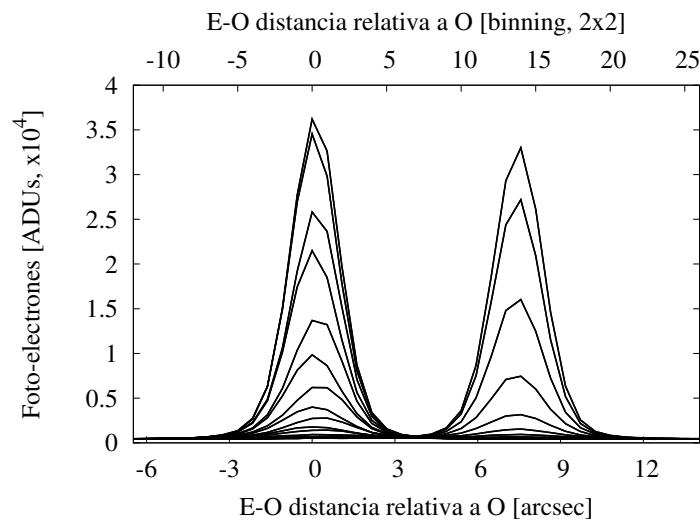


Figura 4.2: Perfil de intensidad de la estrella de campo situada al Norte del blazar 1ES 1101-232 (ver Fig. 4.1) en foto-electrones. Se muestra en segundos de arco (abajo) y en píxeles bineados (arriba).

para la observación de fuentes puntuales.

Para llevar a cabo una caracterización rigurosa de la polarización instrumental de CasPol, se nos concedió tiempo de telescopio a lo largo de cinco campañas de observación (COs), en los meses de enero de 2014 (CO-1), agosto de 2017 (CO-2), octubre de 2017 (CO-3), enero de 2018 (CO-4) y marzo de 2018 (CO-5), todas ellas en noches oscuras. Durante estas campañas observamos varias estrellas estándares polarizadas y no-polarizadas, junto con alguna fuente astronómica de nuestro interés particular. Las estrellas estándares fueron tomadas, en su mayoría, de Fossati et al. (2007). Este trabajo provee una lista de estándares en buen acuerdo con el rango de magnitudes de nuestro interés y de la visibilidad durante las campañas. Otras estrellas estándares observadas y utilizadas en esta Tesis se pueden encontrar en Cikota et al. (2017), Turnshek et al. (1990) y Serkowski (1968). Todas las estrellas observadas durante las cinco campañas, junto con información relevante sobre los datos, se muestran en la Tabla 4.1.

Tabla 4.1: Información correspondiente a las estrellas estándares utilizadas. De izquierda a derecha se detalla el nombre, ascensión recta (α), declinación (δ) ambos en J2000.0, la magnitud visual aparente, V , el número de referencia correspondiente (Ref. #), el número de noches que estas fueron observados, el filtro y el número de puntos polarimétricos recolectados a lo largo de las cinco COs y la naturaleza (tipo) del objeto. La lista de referencias es la siguiente: [Fossati et al. \(2007\)](#) (Ref. #1), [Cikota et al. \(2017\)](#) (Ref. #2), [Turnshek et al. \(1990\)](#) (Ref. #3), [Serkowski \(1968\)](#) (Ref. #4), y [Schmidt et al. \(1992\)](#) (Ref. #5).

Nombre	α (J2000.0)	δ (J2000.0)	V [mag]	Ref. #	Noches	Filtro (# puntos)	Tipo ¹
HD 10038	01:37:18.59	-40:10:38.5	8.14	1	1	V (16), R (15)	nP
HD 12021	01:57:56.14	-02:05:57.7	8.8	5	1	R (2)	nP
NGC 2024 1	05:41:37.85	-01:54:36.5	12.20	2	1	V (1), R (1), I (1)	P
HD 38393	05:44:27.79	-22:26:54.2	3.60	4	1	V (2), R (2)	nP
HD 42078	06:06:41.04	-42:17:55.7	6.16	1	6	V (10), R (11), I (5)	nP
HD 64299	07:52:25.51	-23:17:46.8	10.01	1	3	V (4), R (4), I (3)	nP
Ve6-23	09:06:00.01	-47:18:58.2	12.12	2	10	V (10), R (12), I (6)	P
HD 298383	09:22:29.76	-52:28:57.4	9.75	3	3	V (4), R (5), I (3)	P
HD 94851	10:56:44.17	-20:39:51.6	9.29	3	3	V (15), R (16), I (15)	nP
HD 97689	11:13:50.75	-52:51:21.2	6.82	1	4	V (3), R (3), I (3)	nP
BD-125133	18:40:01.70	-12:24:06.9	10.40	1	1	V (2), R (2)	P
HD 176425	19:02:08.52	-41:54:37.8	6.21	1	1	V (2), R (2)	nP

¹ P y nP corresponde a estrellas estándares polarizadas y no polarizadas, respectivamente.

4.2.2. Reducción de los datos

La reducción de los datos y la extracción de los flujos O/E de todas las COs se llevó a cabo de manera homogénea. Para este fin utilizamos los paquetes fotométricos habituales de IRAF (`ccdproc/ccdred`), junto con `scripts` de IRAF creados por nuestro grupo de investigación. La pre-reducción de los datos y el enmascarado de la región de viñeteo se realizó con `scripts` de IRAF propios. Todas las imágenes de ciencia fueron calibradas por bias. Entre campañas, CasPol fue montado y desmontado del telescopio. Por lo tanto, la posición de las sombras de los granos de polvo desenfocado que generalmente se registran mediante los flats cambian entre campañas. En consecuencia, la corrección por flats se llevó a cabo solamente en aquellos casos en los que había flats disponibles de la campaña en cuestión. Estos se tomaron junto con las imágenes de ciencia usando exactamente la misma configuración óptica con respecto al filtro usado, el `binning` y el set de ángulos de la placa de media onda. En esta Tesis, las imágenes de ciencia correspondientes a CO-2 y CO-3 no están calibradas por flats, mientras que las correspondientes a CO-1, CO-4 y CO-5 sí lo están (ver Sección 4.3.5 para un análisis más detallado). Los flujos fotométricos fueron calculados utilizando nuestra propia tarea de IRAF `multifot`. La tarea ejecuta `phot` interactivamente, y es adecuada para extraer automáticamente los flujos O/E de las imágenes de ciencia. El flujo de las estrellas estándares fue integrado en varias aberturas para investigar el impacto de su elección en los valores polarimétricos derivados.

4.2.3. Construcción de los puntos polarimétricos

Los parámetros de Stokes se construyeron de la manera usual (ver como ejemplo, [Sosa 2012](#)). Los errores, por otro lado, fueron calculados siguiendo técnicas estándares de propagación de errores. Esto, a su vez, depende de las incertezas de los flujos obtenidos por la tarea `phot` de IRAF. Las estimaciones de los errores derivados aquí se verificaron y compararon con aquellas dadas por [Patat & Romaniello \(2006\)](#). Las incertezas en el grado de polarización σ_P y en el ángulo de polarización, σ_Θ , son:

$$\begin{aligned}\sigma_P &= \left(Q^2\sigma_Q^2 + U^2\sigma_U^2\right)^{1/2} \frac{1}{P}, \\ \sigma_\Theta &= \left(Q^2\sigma_U^2 + U^2\sigma_Q^2\right)^{1/2} \frac{1}{2P^2}.\end{aligned}\quad (4.1)$$

Como lo señalaron [Sonnett et al. \(2013\)](#), se sabe que los errores fotométricos determinados por IRAF están subestimados y, en consecuencia, los errores individuales en la polarización y el ángulo también están subestimados. Sin embargo, es importante mencionar que siempre que se calcularon medidas polarimétricas a partir de un conjunto de puntos, se procedió a calcular errores de dos maneras. Por un lado, a partir de la propagación de errores y en segundo lugar a partir de calcular el error estándar de la media para objetos que se asumen no variables. Este último utiliza la dispersión natural de los datos y, por lo tanto, refleja de manera más realista la precisión de las mediciones. Por otro lado, se aplicó en los casos que fue necesario la corrección por bias detallada en [3.2](#).

4.3. Resultados

4.3.1. Testeo del impacto del *seeing* y de la abertura en las medidas polarimétricas

Los datos adquiridos durante las cinco campañas de observación comprenden diferentes condiciones de observación, en su mayoría reflejadas en cambios de la masa de aire y del *seeing* durante las observaciones. Para poder comparar entre sí los valores foto-polarimétricos derivados de estos datos es fundamental determinar una abertura común a todas las campañas. Esta abertura debería por un lado minimizar la dispersión de las medidas polarimétricas y por otro lado, maximizar la relación señal ruido de los puntos individuales. Como se mostró en secciones previas, la separación entre rayo ordinario y extraordinario es fija a 10.2 segundos de arco (~ 38 píxeles no binned). Para evitar la inclusión de una cantidad significativa de flujo del rayo extraordinario dentro de la abertura centrada en la imagen ordinaria (y viceversa), no es recomendable exceder la mitad de esta separación.

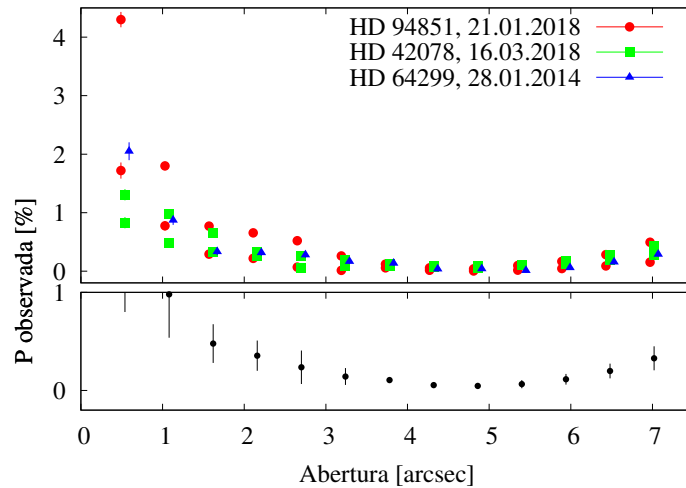


Figura 4.3: Sup: valores de polarización en porcentaje para tres estrellas estándares no polarizadas en función del tamaño de la abertura fotométrica, en segundos de arco. Se han aplicado mínimos desplazamientos horizontales arbitrarios para una mejor visualización. Inf: Sus respectivas medias y desviaciones estándares se centran en un grado de polarización menor al 1%. Estos valores se obtuvieron promediando todas las medidas polarimétricas por abertura.

Para muestrear los efectos de la abertura y el *seeing* adecuadamente, medimos el flujo O/E de todas las estrellas estándares no polarizadas con aberturas desde ~ 0.5 a ~ 7 segundos de arco con pasos de ~ 0.5 segundos de arco (equivalentemente de 2 a 26 píxeles, cada 2 píxeles). Para todas las medidas polarimétricas observamos un comportamiento similar, como se muestra en la Figura 4.3. Para aberturas menores que la media del FWHM de un dado punto polarimétrico, los valores polarimétricos resultantes y su dispersión son mayores e inconsistentes con cero. Debido a los rápidos cambios en el *seeing* durante las observaciones, la forma de la PSF sufre deformaciones irregulares, las cuales difieren entre el rayo O/E . Estas deformaciones son más marcadas en el núcleo de las PSFs. Por lo tanto, cuando integramos dentro de pequeñas aberturas (es decir, para un *seeing* de 2-3") estas diferencias se traducen en el aumento sistemático de la dispersión en la polarización. Para aberturas más grandes, particularmente mayores a la mitad de la separación angular entre los rayos O/E , hemos observado nuevamente un incremento en la dispersión polarimétrica, pero no tan marcado como para aberturas más pequeñas que el FWHM. Este efecto es causado porque las alas del haz extraordinario contribuyen significativamente al flujo dentro de la abertura fotométrica de la imagen ordinaria (y vice versa), y puede ser observado especialmente durante una noche de observación con un *seeing* pobre (ver Figura 4.1, centro). Tomando estos aspectos a consideración, para las noches cuando el *seeing* fue bajo ($\sim 2''$ o menor) el tamaño de la abertura puede ir confiablemente de 3.5 a 5". Si el *seeing* es mayor (típicamente 3-4 segundos de arco) o mostró variabilidad significativa a lo largo de la noche de observación, entonces es conveniente tomar aberturas más grandes (Howell 2006), pero siempre más pequeñas que la mitad de la separación entre los centros de los rayos O/E . La Figura 4.4 refleja de manera individual lo expresado arriba para tres estrellas de la muestra, HD 94851, HD 42078 y HD 64299. En este caso se exhiben los valores de polarización en función de la abertura fotométrica, en unidades de FWHM junto a sus respectivas medias y desviaciones estándares. Para considerar estos aspectos simultáneamente, a lo largo de este Capítulo los flujos han sido integrados considerando una abertura de 5". Este valor se obtuvo ajustando un polinomio de segundo orden (a través de una técnica simple de minimización de mínimos cuadrados) a los puntos polarimétricos dependientes de la abertura (el mínimo del polinomio está exactamente a 4.67"), y a su dispersión (mínimo a 4.95"). El valor final de 5" contempla estos dos aspectos de manera conservativa. Esto se puede verificar rápidamente de la Figura 4.4. De allí se desprende que para el valor de abertura que hemos elegido la dispersión de los puntos se minimiza. Para la estrella HD 94851, la desviación estándar asociada a una abertura de $\sim 5''$ es de $\sigma = 0.02$, mientras que para la estrella HD 42078 es $\sigma = 0.01$, siendo estos los valores mínimos alcanzados para toda la variedad de tamaños de diafragma que hemos considerado. Es importante mencionar que las observaciones correspondientes a valores de *seeing* mayores a $\sim 6''$ no deben usarse con fines científicos, debido a la contaminación entre los haces O/E . Aquí es importante resaltar que valores de *seeing* (entre 2 a 5") no deberían considerarse necesariamente malos, especialmente si el *seeing* es constante durante toda la noche. El desenfoque natural que producen estos valores de *seeing* puede mejorar significativamente la precisión fotométrica de los datos (ver e.g., Kjeldsen & Frandsen 1992), porque el ruido asociado a la variación de la respuesta intra-píxel puede promediarse mejor cuando la PSF se extiende sobre varios píxeles. Esto es particularmente relevante para telescopios sin un sistema de guiado, como lo es CASLEO, y puede aumentar la precisión foto-polarimétrica de los datos astronómicos.

4.3.2. Polarización instrumental

Para caracterizar el nivel de polarización instrumental introducido por CasPol, nos hemos enfocado en el estudio de tres estrellas estándares no polarizadas que se observaron durante CO-2, CO-3 y CO-5, es decir, HD 42078, HD 97689 y HD 176425. Para minimizar la contaminación introducida por artefactos instrumentales, como ser la posible polarización dependiente de la posición, las tres estrellas estándares no polarizadas se colocaron exactamente en las mismas posiciones, coincidiendo con el centro del CCD. Aunque la muestra de estrellas estándares no polarizadas es mayor, algunas de ellas presentaban algunos desafíos adicionales que conscientemente queríamos evitar al caracterizar el nivel de polarización instru-

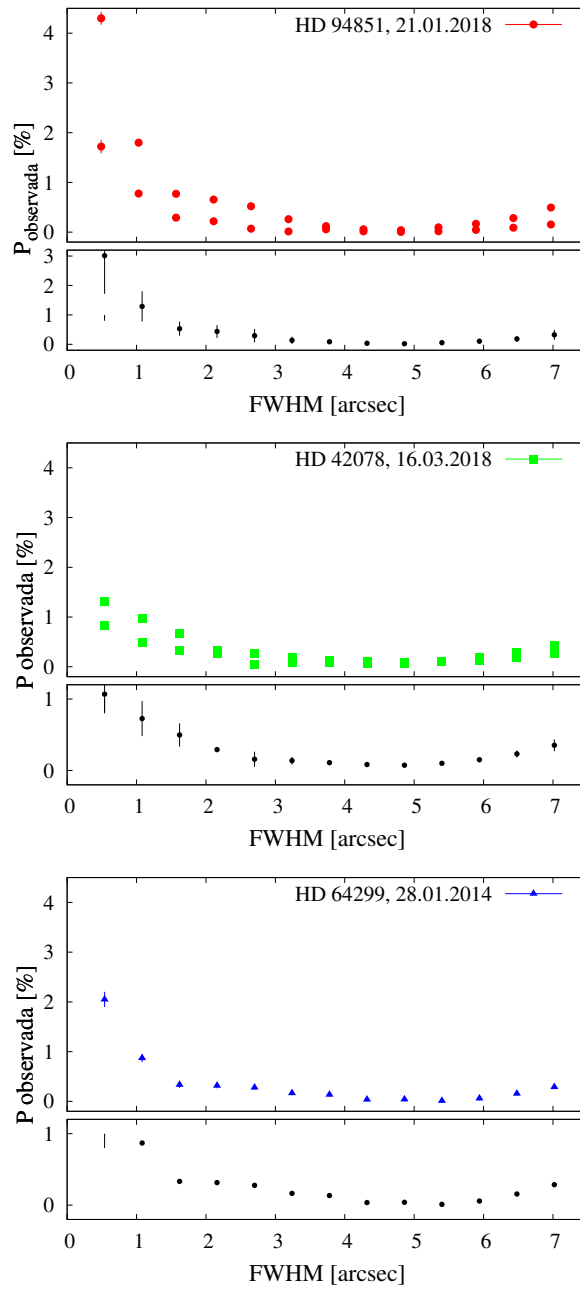


Figura 4.4: Ídem a la Figura 4.3. En este caso se muestra en unidades de FWHM, para cada estrella de manera individual. Arriba: HD 94851. Centro: HD 42078. Abajo: HD 64299.

mental de CasPol. Por ejemplo, HD 64299 ha sido catalogada inicialmente como una estrella estándar no polarizada (Turnshek et al. 1990). Sin embargo, en un trabajo posterior Masiero et al. (2007) detectó una polarización del 0.1 %. Además, HD 94851 y HD 10038 no fueron incluidas en el análisis porque se observaron con otro propósito en diferentes posiciones del CCD.

Para calcular los parámetros de Stokes promedios, utilizamos los datos correspondientes a las tres estrellas estándares no polarizadas mencionadas anteriormente, recogidos a lo largo de las tres campañas de observación. Antes de hacerlo, inspeccionamos visualmente los valores de Q y U para identificar y luego descartar valores atípicos. Para esto, hemos hecho uso del test ESD (del inglés *generalized Extreme Studentized Deviate*, Rosner 1983). El mismo puede usarse para una muestra de datos la cual

sigue aproximadamente una distribución normal. En este caso, un dado punto fue identificado como atípico si la distancia a su punto vecino de la izquierda o derecha es anormal según lo juzgado por el test ESD. Como distancia conservativa, hemos considerado cinco veces la desviación estándar de los puntos. Luego realizamos un posterior chequeo individual de los valores correspondiente a una baja señal fotométrica. Por último, por cada una de las estrellas se calculó la diferencia entre el valor medio de los parámetros Q y U observados y sus valores disponibles en la literatura, y se promediaron estas diferencias entre las tres estrellas para obtener un valor final de la polarización instrumental. Las tres estrellas estándares no polarizadas no tienen valores disponibles en la literatura en las bandas R e I . Sin embargo, [Cikota et al. \(2017\)](#) observaron las mismas en estos filtros a lo largo de varias campañas, informando solamente los valores individuales de polarización (no los finales) junto con una estimación de la SNR de sus mediciones. Por lo tanto, como referencia utilizamos los valores que muestran la mayor SNR. Los errores fueron estimados de dos maneras diferentes, a partir de propagación de errores y del error estándar de la media σ/\sqrt{n} . Aquí, σ corresponde a la desviación estándar de los parámetros de Stokes y n al número de puntos polarimétricos. Para ser lo más conservadores posible, elegimos como error final el más grande de estos dos. Para cada banda fotométrica repetimos el mismo procedimiento. La Tabla 4.2 muestra nuestros valores derivados para la polarización instrumental de CasPol, para los filtros V , R e I . Encontramos que el nivel de polarización instrumental de CasPol es inferior a $\sim 0.2\%$.

Tabla 4.2: Valores derivados de la polarización instrumental de CasPol en función de la banda fotométrica. Las incertezas están dadas a un nivel de $1-\sigma$.

Banda	Q (%)	U (%)	P (%)	$P_{\text{no sesgado}}$ (%)
V	-0.12 ± 0.03	0.10 ± 0.05	0.16 ± 0.03	0.15 ± 0.03
R	-0.10 ± 0.06	0.03 ± 0.06	0.10 ± 0.06	< 0.22
I	-0.03 ± 0.08	0.09 ± 0.04	0.09 ± 0.05	< 0.19

4.3.3. Estrellas estándares polarizadas

Para poder comparar nuestras mediciones polarimétricas con valores de la literatura, es necesario llevar las medidas al sistema estándar. Previo a este paso, se requiere corregir los valores medidos por polarización instrumental para luego rotarlos al sistema estándar. Para determinar ese ángulo de rotación observamos cuatro estrellas estándares polarizadas durante las campañas de observación. Sin embargo, para determinar el ángulo de rotación adecuado analizamos los datos polarimétricos de sólo tres estrellas de la muestra, NGC 2024 1, Ve6-23 y HD 298383. El procedimiento realizado fue similar al llevado a cabo con las estrellas estándares no polarizadas. A partir de valores medios de los parámetros de Stokes, calculamos el ángulo de polarización observado en tanto que el ángulo de corrección se obtuvo de la siguiente manera $\Delta\theta = \theta_{\text{Lit}} - \theta_{\text{Obs}}$. Aquí, θ_{Lit} corresponde al ángulo de polarización disponible en la literatura de las estrellas estándares polarizadas, mientras que θ_{Obs} corresponde al ángulo de polarización observado. Este procedimiento se llevó a cabo para cada estrella polarizada y en cada banda fotométrica. Luego, calculamos una corrección por filtro, promediando las correcciones individuales determinadas para cada una de las tres estrellas. Los valores obtenidos son $\Delta\theta_V = -4.2 \pm 0.2$ grados, $\Delta\theta_R = -4.3 \pm 0.6$ grados, y $\Delta\theta_I = -4.2 \pm 0.7$ grados.

Una vez determinada la polarización instrumental y $\Delta\theta$, corregimos todas las estrellas de la muestra por ambos efectos, siempre en el plano $Q - U$ de Stokes. Los valores resultantes están listados en la Tabla 4.3 para las estándares no polarizadas y en la Tabla 4.4 para las estrellas polarizadas. En algunos casos, podemos evaluar la bondad de nuestro procedimiento comparando el nivel de polarización entre CasPol y los valores informados en la literatura. En otros casos, no se reportaron valores de la polariza-

ción en todas las bandas (o en algunas) que observamos. Por lo tanto para varias estrellas estándares no polarizadas y polarizadas también reportamos, por primera vez, su grado y ángulo de polarización dependiente de la longitud de onda. En la mayoría de los casos, nuestros valores derivados están en acuerdo a $1\text{-}\sigma$ con los valores publicados en la literatura.

Tabla 4.3: Mediciones derivadas de los parámetros de Stokes Q , U , el grado de polarización para las estrellas estándares no polarizadas observadas entre CO-1 y CO-5, corregidas por polarización instrumental y en el sistema estándar. Los errores a $1\text{-}\sigma$. En los casos en los que está disponible, la última columna muestra los valores del grado de polarización disponibles en la literatura.

Nombre	Filtro	Q_{CasPol} (%)	U_{CasPol} (%)	P_{CasPol} (%)	$P_{\text{CasPol}}^{\text{no sesgado}}$ (%)	P_{Lit} (%)
HD 42078	<i>V</i>	0.10 ± 0.03	0.04 ± 0.09	0.12 ± 0.06	0.09 ± 0.07	0.07 ± 0.01
	<i>R</i>	0.13 ± 0.1	-0.08 ± 0.1	0.19 ± 0.1	< 0.39	...
	<i>I</i>	0.08 ± 0.07	0.03 ± 0.1	0.09 ± 0.08	< 0.25	...
HD 97689	<i>V</i>	0.05 ± 0.02	-0.11 ± 0.02	0.12 ± 0.02	0.12 ± 0.02	0.14 ± 0.08
	<i>R</i>	0.00 ± 0.05	-0.04 ± 0.08	0.04 ± 0.08	< 0.2	...
	<i>I</i>	-0.04 ± 0.2	0.02 ± 0.1	0.04 ± 0.2	< 0.44	...
HD 176425	<i>V</i>	0.18 ± 0.04	-0.09 ± 0.01	0.2 ± 0.04	0.19 ± 0.04	0.17 ± 0.03
	<i>R</i>	0.17 ± 0.02	-0.04 ± 0.02	0.18 ± 0.02	0.18 ± 0.02	...
	<i>I</i>
HD 94851	<i>V</i>	0.15 ± 0.04	-0.03 ± 0.02	0.15 ± 0.04	0.14 ± 0.04	...
	<i>R</i>	0.02 ± 0.02	0.00 ± 0.01	0.02 ± 0.02	< 0.06	...
	<i>I</i>	-0.10 ± 0.04	0.02 ± 0.02	0.1 ± 0.04	0.09 ± 0.04	...
HD 10038	<i>V</i>	0.12 ± 0.01	-0.15 ± 0.02	0.19 ± 0.01	0.19 ± 0.01	0.11 ± 0.01
	<i>R</i>	0.01 ± 0.07	-0.04 ± 0.08	0.05 ± 0.07	< 0.19	...
	<i>I</i>
HD 12021	<i>V</i>	0.078 ± 0.018
	<i>R</i>	-0.00 ± 0.43	-0.10 ± 0.2	0.10 ± 0.1	< 0.3	...
	<i>I</i>
HD 38393	<i>V</i>	0.12 ± 0.07	-0.11 ± 0.07	0.16 ± 0.07	0.14 ± 0.08	0.0006 ± 0.0003
	<i>R</i>	0.09 ± 0.07	-0.19 ± 0.09	0.21 ± 0.07	0.19 ± 0.08	...
	<i>I</i>
HD 64299	<i>V</i>	0.06 ± 0.02	-0.06 ± 0.06	0.08 ± 0.05	< 0.18	0.06 ± 0.07
	<i>R</i>	-0.02 ± 0.03	-0.09 ± 0.03	0.09 ± 0.03	0.08 ± 0.03	...
	<i>I</i>	-0.13 ± 0.01	-0.09 ± 0.00	0.16 ± 0.01	0.16 ± 0.01	...

Luego, procedimos a analizar cuán estable es el instrumento siguiendo el objetivo planteado al principio del Capítulo. Una manera usual de testear la estabilidad de un polarímetro en las diferentes longitudes de onda es analizando el comportamiento de la polarización en función de la banda fotométrica (ver e.g., [Cikota et al. 2017](#)). La polarización generada por el polvo interestelar es una componente asociado a la

Tabla 4.4: Mediciones derivadas de los parámetros de Stokes Q , U , el grado de polarización y el ángulo de polarización para las estrellas estándares polarizadas observadas entre CO-1 y CO-5. Como comparación, se muestran valores disponibles en la literatura del grado de polarización y del ángulo en los casos en los que están disponibles.

Nombre	Filtro	Q_{CasPol} (%)	U_{CasPol} (%)	P_{CasPol} (%)	θ_{CasPol} (grados)	P_{Lit} (%)	θ_{Lit} (grados)
NGC 2024 1	<i>V</i>	0.25 ± 0.09	-9.9 ± 0.09	9.92 ± 0.09	135.7 ± 0.3	9.548 ± 0.013	135.94 ± 0.02
	<i>R</i>	0.09 ± 0.09	-9.6 ± 0.09	9.6 ± 0.09	135.27 ± 0.1	9.671 ± 0.004	135.93 ± 0.01
	<i>I</i>	0.01 ± 0.09	-8.4 ± 0.09	8.41 ± 0.09	135.0 ± 0.3	9.009 ± 0.002	135.90 ± 0.01
Ve6-23	<i>V</i>	7.85 ± 0.03	-2.17 ± 0.03	8.14 ± 0.03	172.3 ± 1.0	8.163 ± 0.011	172.41 ± 0.02
	<i>R</i>	7.51 ± 0.03	-2.14 ± 0.02	7.81 ± 0.03	172.0 ± 0.6	7.927 ± 0.003	172.06 ± 0.01
	<i>I</i>	6.00 ± 0.03	-1.69 ± 0.04	6.23 ± 0.03	172.1 ± 0.8	7.151 ± 0.002	171.95 ± 0.01
HD 298383	<i>V</i>	2.4 ± 0.09	-4.62 ± 0.08	5.19 ± 0.08	148.6 ± 1.1	5.23 ± 0.09	148.6
	<i>R</i>	2.49 ± 0.05	-4.68 ± 0.07	5.30 ± 0.07	149.0 ± 0.8
	<i>I</i>	1.88 ± 0.05	-3.72 ± 0.02	4.17 ± 0.03	148.4 ± 0.4
BD 125133	<i>V</i>	2.0 ± 0.09	-3.84 ± 0.08	4.31 ± 0.09	148.6 ± 1.3	4.37 ± 0.04	146.84 ± 0.28
	<i>R</i>	1.42 ± 0.02	-3.65 ± 0.06	3.92 ± 0.06	145.6 ± 0.2	4.02 ± 0.02	146.97 ± 0.13
	<i>I</i>	3.57 ± 0.09	143.99 ± 2.27

Galaxia, generada por la orientación de las partículas de polvo interestelar con respecto al campo magnético de la Vía Láctea. Dado que estamos muestreando diferentes poblaciones de granos con diferentes tamaños, composiciones y formas para un ángulo de posición constante, esperamos observar una tasa de cambio constante entre la longitud de onda y la polarización. Para llevar a cabo este testeo, observamos las estrellas estándares en los filtros Johnson *V*, *R* e *I*. La Figura 4.5 muestra los valores derivados del grado de polarización, los parámetros Q y U , y el ángulo de polarización para Ve6-23. La misma estrella polarizada fue observada y analizada por [Cikota et al. \(2017\)](#), Vela 1 95, permitiéndonos una comparación entre los resultados. Como principal diferencia, los datos de [Cikota et al. \(2017\)](#) presentan una cobertura de longitud de onda entre 4000 y 9500 Å, mientras que nuestras observaciones solo comprenden tres filtros fotométricos de banda ancha. No obstante, para comparar nuestros resultados con los de los autores, ajustamos nuestros valores polarimétricos a la Ley de Serkowski ([Serkowski 1973](#)):

$$p(\lambda)/p_{\max} = \exp[-K \ln^2(\lambda_{\max}/\lambda)], \quad (4.2)$$

donde los parámetros de ajuste, p_{\max} y K , corresponden al nivel máximo de polarización y la constante de ancho, respectivamente. Esta ley parametriza la dependencia de la luz que se polariza a medida que atraviesa el medio con la longitud de onda. Debido a la naturaleza discontinua de nuestros datos, hemos considerando en esta Tesis el valor reportado por [Cikota et al. \(2017\)](#) de $\lambda_{\max} = 5864$ Å. Para llevar adelante un ajuste confiable de los parámetros, y una estimación de sus errores, utilizamos la herramienta estadística Markov Chain Monte Carlo (MCMC). La técnica combina un método iterativo (Markov Chain) con un método resolutivo mediante minimización de un estadístico como χ cuadrado, comparando los datos observacionales con el modelo elegido con los parámetros a ajustar evaluados en ciertos valores. Su implementación depende del número de iteraciones, del número de parámetros a ajustar y de la información previa que se tiene de los mismos, entre otros y además, requiere de condiciones iniciales. En este caso, se adoptó como valor inicial de p_{\max} el proporcionado por [Cikota et al. \(2017\)](#) y se consideró, de manera conservativa, +/- 30 % como rango límite de las distribuciones de probabilidad uniformes, a partir del cual son obtenidos los valores de los parámetros a ser evaluados en los modelos. Todo esto fue agregado a rutinas propias en lenguaje Python que utilizan el paquete PyAstronomy². En este trabajo,

²<http://www.hs.uni-hamburg.de/DE/Ins/Per/Czesla/PyA/PyA/index.html>

los errores son computados de las distribuciones de densidad de probabilidad de salida de MCMC, y son dados a nivel de $1-\sigma$. Los valores que obtuvimos son $p_{\max} = 8.17 \pm 0.05 \%$, y $K = 0.96 \pm 0.10$, inconsistentes con los valores reportados por [Cikota et al. \(2017\)](#). Hemos notado, sin embargo, que los autores también encontraron una inconsistencia con los valores reportados por [Whittet et al. \(1992\)](#). Cambiando λ_{\max} a 5606 \AA (ver [Whittet et al. 1992](#)), y volviendo a ajustar el nivel de polarización y el ancho resultan en $p_{\max} = 8.08 \pm 0.03 \%$, y $K = 1.28 \pm 0.03$. Estos valores están en total acuerdo a un nivel de $1-\sigma$ con [Whittet et al. \(1992\)](#). Las razones relacionadas a esta incompatibilidad escapan al alcance de este trabajo. Sin embargo, creemos que puede estar relacionado con diferentes funciones de transmisión de los filtros en la banda I , combinado con diferentes caídas de la eficiencia cuántica de los CCD. Chequeando la eficiencia cuántica del CCD de CasPol y del utilizado por [Cikota et al. \(2017\)](#), notamos que divergen fuertemente alrededor de la longitud de onda de la banda I .

La Figura 4.6 muestra nuestros valores derivados de Q y U , corregidos por polarización instrumental para las tres bandas fotométricas y pasados al sistema estándar. Las dos líneas negras continuas muestran la región aproximada de las mediciones obtenidas por [Cikota et al. \(2017\)](#). Para cuantificar el cambio en la polarización con el color, a estos datos se les ajustó un polinomio de primer orden dependiente de la longitud de onda, $f(\lambda) = a\lambda + b$, con parámetros $a = -0.26 \pm 0.02$, y $b = -0.12 \pm 0.17$. La pendiente derivada es consistente con la observada por [Cikota et al. \(2017\)](#).

Las estrellas estándares polarizadas también nos permiten cuantificar la estabilidad de la placa retardadora de media onda ([Cikota et al. 2017](#)). La Figura 4.7 muestra los residuos del valor medio del ángulo de polarización obtenido para todas las estrellas polarizadas de la muestra. Los mismos se calcularon restando a cada ángulo de polarización el valor medio correspondiente. El color de los puntos sigue el código de color definido en las figuras anteriores según la banda fotométrica, y los diferentes símbolos corresponde a diferentes estrellas. Los datos son graficados en función del tiempo en fecha Juliana, y han sido arbitrariamente desplazados para permitir una mejor inspección visual de las campañas individuales. Los cuatro grupos de observación donde se observaron estrellas estándares polarizadas pueden ser claramente identificados. Determinamos la estabilidad de la HWP a partir de la desviación estándar de los residuos de los ángulos. No hemos observado ningún efecto sistemático con la longitud de onda. Mientras que la amplitud de la variabilidad es $Amp_V = 2.2$ grados, $Amp_R = 1.7$ grados, y $Amp_I = 1.4$ grados, las desviaciones estándares son $\sigma_V = 0.55$, $\sigma_R = 0.39$, $\sigma_I = 0.45$ grados. Es importante mencionar que la dispersión de los residuos de los ángulos decrece hacia las dos últimas campañas de observación. Durante la primera y la segunda campaña el *seeing* fue alto, llegando casi a nuestro límite impuesto de $6''$. Despreciando estas campañas y limitando nuestro análisis de estabilidad a las dos últimas, la amplitud promedio de la variabilidad es de 1.8 grados, mientras que la desviación estándar de los residuos es $\Delta\theta = 0.35$ grados, promediado sobre todas las bandas.

4.3.4. Polarización observada con la posición sobre el CCD

Para cuantificar el comportamiento de la polarización instrumental con la posición, como llevaron a cabo [Patat & Romaniello \(2006\)](#), observamos estrellas estándares no polarizadas en posiciones homogéneamente distribuidas como sea posible sobre el CCD. Aquí, nuestro análisis se centró en las estrellas HD 94851 y HD 10038. Mientras que la primera fue observada en 13 diferentes posiciones y en las tres bandas fotométricas, la segunda fue observada en 15 posiciones pero solo en las bandas V y R . Los valores polarimétricos medidos para HD 94851, en función de la posición (X, Y) que corresponden al centroide de la imagen O , se muestran en la Figura 4.8, la cual ejemplifica nuestros resultados. Las imágenes de ciencia fueron adquiridas en la configuración *binning* 2×2 . En particular, las posiciones (X, Y) se obtuvieron promediando las coordenadas (X, Y) de los centroides de las cuatro imágenes usadas para construir cada punto polarimétrico, teniendo en cuenta lo mejor posible las irregularidades en el seguimiento del telescopio. Las figuras muestran un cuadrado contenido dentro del área no viñeteada del CCD, donde ubicamos las estrellas. La base de las flechas en la Figura 4.8 indica la ubicación exacta de las estrellas. Los mapas son una interpolación bi-lineal de los puntos muestreados.

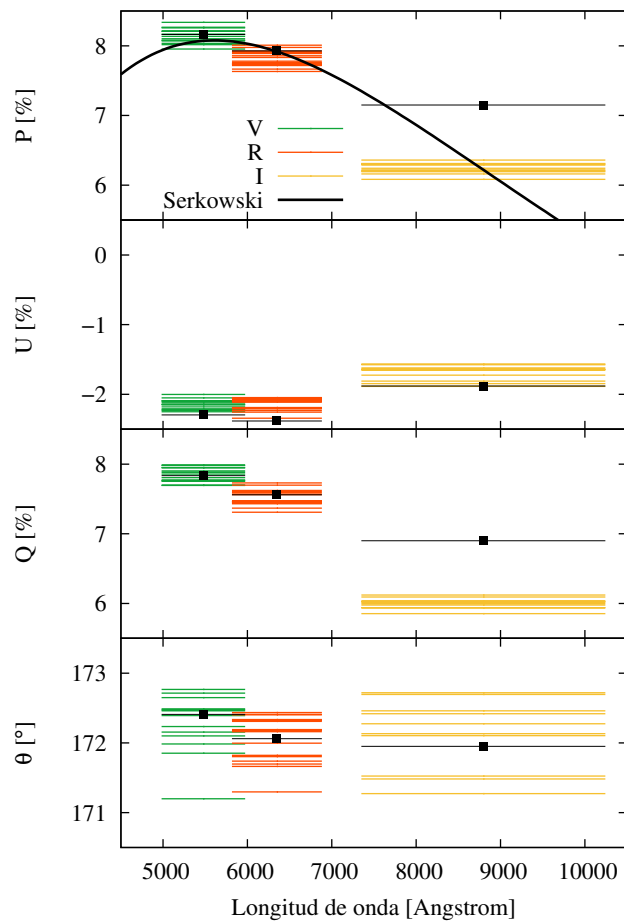


Figura 4.5: De arriba a abajo: valores de la polarización y de los parámetros de Stokes U y Q en porcentaje y del ángulo en grados para la estrella estándar polarizada Ve6-23. Los valores se muestran por banda fotométrica. El ancho de las líneas corresponde al FWHM de la respuesta del filtro. La línea negra muestra el mejor ajuste obtenido a la Ley de Serkowski. Los cuadrados negros con barras de error corresponden a los valores reportados por [Cikota et al. \(2017\)](#).

Para caracterizar la dependencia de la polarización con la posición sobre el CCD, calculamos los coeficientes de correlación de Pearson y Spearman entre el grado de polarización y la posición X , posición Y y la distancia respecto al centro del CCD, d . Para ser conservativos, los valores listados en la segunda y cuarta columna de la Tabla 4.5 siempre corresponden al mayor valor de los dos coeficientes de correlación. Los valores obtenidos no muestran una fuerte correlación para las bandas V y R , y solo una correlación marginal para la banda I . A pesar de la magnitud de los valores derivados, es importante evaluar el intervalo de confianza de los coeficientes de correlación. Para este fin, hemos hecho uso de la técnica *bootstrapping* ([Lupton 1993](#)). Esta técnica es un método de remuestreo; se utiliza para aproximar la distribución en el muestreo de un estadístico. Aquí mantuvimos fijos los mismos valores de polarización y permutamos aleatoriamente 10^4 veces sus correspondientes valores X , Y y d . Para cada muestra a la que le aplicamos la técnica calculamos el coeficiente de correlación de Pearson/Spearman entre el grado de polarización y los valores permutados de X , Y y d . Luego, simplemente contamos el número de veces que la correlación resultante fue mayor que la original. Después de que se alcanzaron el total de iteraciones, calculamos el porcentaje de veces que se excedió el coeficiente de correlación como el número de veces que las correlaciones de los valores mezclados fueron mayores que el real, dividido por el número total de iteraciones. La intensidad del valor de correlación se mide de forma

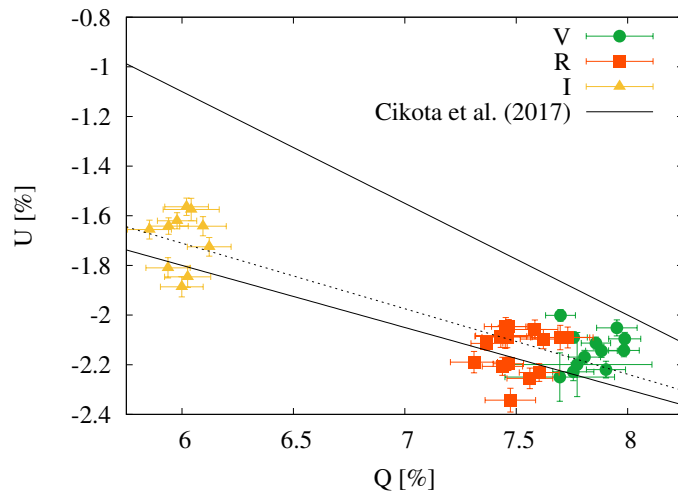


Figura 4.6: Diagrama Q/U para Ve6-23 en porcentaje, como función de la longitud de onda. La línea negra muestra el rango aproximado de los puntos Q/U de [Cikota et al. \(2017\)](#). La línea negra de puntos indica el ajuste del polinomio de primer orden.

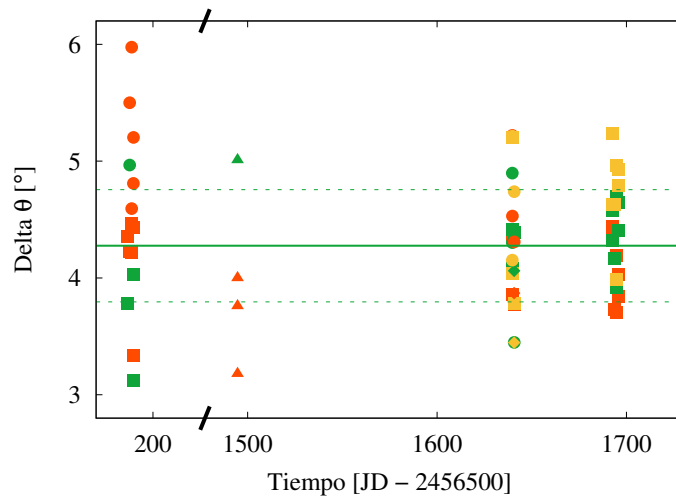


Figura 4.7: Estabilidad del ángulo de polarización de CasPol como función del tiempo en fecha Juliana (JD) a lo largo de cuatro campañas de observación. Las medidas en las bandas V , R e I siguen el código de colores impuesto anteriormente. Diferentes símbolos corresponden a diferentes estrellas.

inversa al porcentaje derivado. Por lo tanto, un gran porcentaje implica una señal de correlación débil (ver Tabla 4.5, sub-índice S). Además, a partir de los 10^4 valores de correlación calculados para X , Y , y d determinamos sus medias y desviaciones estándares. En todos los casos, los valores medios para las correlaciones fueron cercanos a 0, mientras que las desviaciones estándares fueron del orden de 0.3. Por lo tanto, interpretamos que todos los valores de correlación entre ± 0.3 son irrelevantes.

Para cuantificar la estabilidad en el mapa polarimétrico calculamos dos índices de variabilidad, a saber, la relación entre la desviación estándar y la media de la muestra:

$$\frac{\sigma}{\mu} = \frac{\sqrt{\sum_{n=1}^N (x_n - \mu)^2 / (N - 1)}}{\sum_{n=1}^N x_n / N}, \quad (4.3)$$

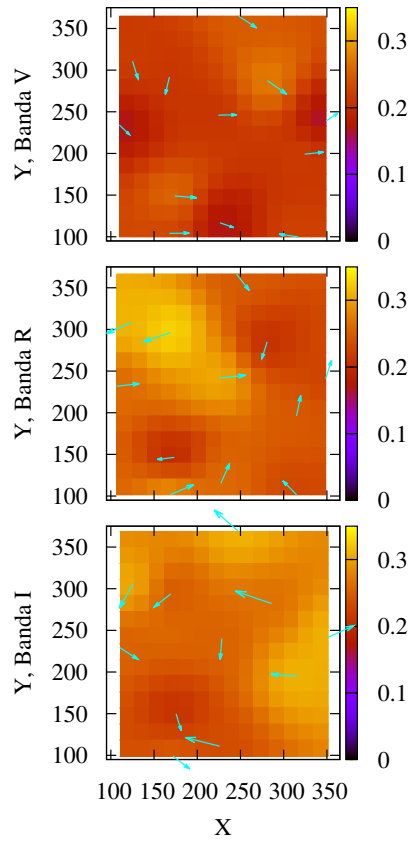


Figura 4.8: De arriba a abajo: Mapa del grado de polarización en porcentaje como función de la posición X e Y del rayo O sobre el CCD para las bandas V , R e I , respectivamente. Las flechas en cian muestran las direcciones de los respectivos parámetros de Stokes Q y U corregidos por polarización instrumental y pasados al sistema estándar. Ellos han sido igualmente alargados para cumplir con la escala de la figura.

Tabla 4.5: Coeficientes de correlación para la polarización en función de la posición, correspondientes a dos estrellas estándares no polarizadas en las bandas V , R e I . Los valores de la muestra original y los que han sido permutados (sub-índice S) son dados aquí (ver texto).

	HD 94851	HD 94851 _S (%)	HD 10038	HD 10038 _S (%)
V				
P/X	0.06	90	0.22	50
P/Y	0.07	80	-0.20	49
P/d	0.23	48	-0.18	48
R				
P/X	-0.35	26	-0.03	87
P/Y	0.24	43	0.35	22
P/d	-0.18	57	-0.11	75
I				
P/X	0.35	21
P/Y	0.46	10
P/d	0.38	21

donde N es el número total de puntos polarimétricos, y la relación entre la diferencia cuadrática media y la variación de los puntos polarimétricos (von Neumann 1941):

$$\eta = \frac{\delta^2}{\sigma^2} = \frac{\sqrt{\sum_{n=1}^{N-1} (x_{n+1} - x_n)^2 / (N - 1)}}{\sigma^2}. \quad (4.4)$$

Para la relación entre la desviación estándar y la media de la muestra, un cociente grande ($\frac{\sigma}{\mu} > 2$) implica una gran variabilidad. En todas las bandas polarimétricas, la relación derivada está muy por debajo de 0.5, por lo que no se detecta variabilidad significativa en el grado de polarización. En el segundo caso, si existe una correlación serial (es decir, la relación entre un punto dado y una versión anterior de sí mismo a lo largo de varios intervalos de tiempo), la relación es significativamente alta o pequeña. Nuestros valores derivados oscilan entre $\eta = 2.2$ y $\eta = 2.6$, por lo que no se muestra una correlación serial entre puntos polarimétricos consecutivos en ninguna de las bandas fotométricas. Esto se ilustró en la Figura 4.8, donde una inspección visual no revela ninguna dependencia fuerte entre la polarización y la posición, como reportó por ejemplo Heidt & Nilsson (2011) en el polarímetro CAFOS.

Además de la magnitud de los puntos polarimétricos, la dirección de los valores de polarización dependientes de la posición podrían estar sufriendo algún efecto instrumental. Para evaluar si los valores derivados (Q, U) están distribuidos aleatoriamente en el plano $Q - U$ de Stokes o muestran alguna tendencia sistemática, realizamos el siguiente ejercicio. Primero, desplazamos los valores (Q, U) hacia $(Q, U) = (0, 0)$, restando a cada par (Q, U) su respectivo promedio. Después, contamos cuantos pares (Q, U) se ubicaron en cada cuadrante, N_{cuad} , y reservamos estos cuatro números para un futuro análisis. Luego, generamos valores (Q, U) falsos que fueron distribuidos al azar sobre los cuatro cuadrantes. La longitud de los datos falsos es la misma que la de los datos reales. Una vez generados, contamos cuántos pares (Q, U) se ubicaron en cada cuadrante, $N_{\text{cuad,falso}}$, y reservamos estos números como referencia.

Sabiendo que la naturaleza de los valores falsos (Q, U) es aleatoria, queremos cuantificar cuantas veces caerían en los cuatro cuadrantes los valores (Q, U) generados aleatoriamente, por igual, en comparación con los parámetros de Stokes observados. Para cuantificar este número, iteramos 10^5 veces. En cada iteración calculamos el set de valores (Q, U) distribuidos aleatoriamente con el mismo tamaño que el de la muestra real, y contamos cuantas veces el número de elementos por cuadrante era el mismo que $N_{\text{cuad,falso}}$. Este porcentaje, con valores típicos de alrededor de 3 %, se utilizó como referencia. Repetimos este mismo ejercicio pero usando los valores reales de (Q, U), y lo hicimos 10^4 veces. Si N_{cuad} es al menos tan grande como $N_{\text{cuad,falso}}$, entonces entendemos que la naturaleza de los valores (Q, U) es tan aleatoria como los datos falsos, es decir, aleatoria. Contando el número de veces que $N_{\text{cuad}} > N_{\text{cuad,falso}}$, dividido por el número total de iteraciones, nos da una idea de la fuerza de la aleatoriedad de los valores (Q, U). Para las diferentes bandas fotométricas, los porcentajes derivados son $\text{Rand}_V = 75 \%$, $\text{Rand}_R = 57 \%$, y $\text{Rand}_I = 60 \%$. Como un chequeo interno de este procedimiento, usamos conscientemente los valores absolutos de los parámetros de Stokes (Q, U) en lugar de los valores reales, desplazándolos al primer cuadrante exclusivamente. El porcentaje derivado en este caso fue de $\text{Rand}_V = 14 \%$, $\text{Rand}_R = 15 \%$, y $\text{Rand}_I = 12 \%$, lo que indica que la fuerza de la aleatoriedad en este caso es mínima, como era de esperar.

4.3.5. Elección de los flats

Como mencionamos en el Capítulo anterior, la elección de los flats es una cuestión importante a definir cuando se trabaja con polarizadores de imagen de doble haz. Aquí hemos utilizado la técnica de adquisición de flats descrita en el Capítulo anterior. Para evaluar si la calibración por flats introduce algún efecto instrumental en los puntos polarimétricos, comparamos dos muestras de valores polarimétricos derivados de estrellas estándares no polarizadas. Sujeto a la disponibilidad, su correspondiente fotometría se obtuvo a partir de la reducción de datos calibrados con y sin flat, resultando en dos grupos: aquellos obtenidos de imágenes corregidas por flats (62 puntos polarimétricos), y aquellos obtenidos de

imágenes no corregidas por flats (42 puntos). Después de verificar que los valores de los puntos (Q, U) están normalmente distribuidos, comparamos las dos muestras ejecutando un test-Z (Sprinthal 2011). En este test estadístico la distribución del estadístico de prueba bajo la hipótesis nula se puede aproximar mediante una distribución normal. Aquí la hipótesis nula es que los dos conjuntos de puntos pertenecen a una única población. La estadística Z fue calculada de la siguiente manera:

$$Z = \frac{\mu_f - \mu_{nf}}{\sqrt{\sigma_f^2/n_f + \sigma_{nf}^2/n_{nf}}} . \quad (4.5)$$

Aquí, μ_f y μ_{nf} corresponden a las medias de los valores de Q, U y del grado de polarización de los datos fleteados y no fleteados, respectivamente, σ_f y σ_{nf} corresponden a las desviaciones estándares, y n_f y n_{nf} al número de puntos en cada muestra. A partir de nuestros datos, se obtuvieron los siguientes valores, $Z_{Q,V} = 1.52$, $Z_{U,V} = -1.35$, $Z_{P,V} = 0.58$, $Z_{Q,R} = 0.54$, $Z_{U,R} = 0.75$, y $Z_{P,R} = 1.45$. A un nivel de significancia $\alpha = 5\%$, no podemos rechazar la hipótesis nula de que las dos muestras pertenezcan a una misma distribución con un nivel de confianza del 95% (Song et al. 2015). Como un control de consistencia, llevamos a cabo el mismo ejercicio, pero en lugar de comparar dos muestras de estrellas diferentes, comparamos los valores polarimétricos derivados de la fotometría resultante de calibrar por flat y no calibrados por flats de una misma estrella. Ejercicio que realizamos para todas las estrellas de la muestra considerada. Esto permite una comparación uno a uno. Como era de esperar, el test-Z y el test Kolmogorov-Smirnov (Karson 1968) no revelaron una diferencia significativa entre las dos muestras. Por lo tanto, concluimos que, dentro de la precisión de nuestros datos, no observamos ningún efecto significativo introducido por nuestro procedimiento de calibración por flats. Más aún, las estrellas estándares utilizadas poseen una alta SNR, por lo tanto el ruido asociado a las variaciones intra-píxel no es significativo en comparación a la señal, contribuyendo a que no haya variaciones significativas entre los datos corregidos y no corregidos por flats.

El efecto sobre la polarimetría asociado a la variación intra-píxel se manifiesta más cuando la señal es menor. El análisis descrito en el párrafo se llevó a cabo sobre estrellas estándares que poseían una SNR alta. Por lo tanto, es importante poder estudiar qué sucede al corregir o no corregir por flats en estrellas más débiles y con menor SNR. Todas las campañas utilizadas aquí se basaron en observar estrellas estándares. Normalmente, estas estrellas son relativamente brillantes y se encuentran en campos ralos. Aún así, realizamos una búsqueda de estrellas de menor brillo en todos los campos de las estrellas estándares utilizados en este análisis y procedimos de igual forma para testear los posibles efectos que introducen las calibraciones por flats, cuando se consideran objetos de magnitudes más débiles. Lo que hallamos es que naturalmente el ruido introducido al calibrar por flats es importante. Sin embargo, la dispersión de los puntos polarimétricos y sus errores asociados en ambas muestras son considerables. En el caso de la muestra calibrada por flats, las incertezas asociadas y la dispersión son levemente más pequeñas que aquellas determinadas de la muestra sin calibrar, específicamente del orden de 10% menor, lo cual favorecería la corrección por flats. Para el caso particular del telescopio Jorge Sahade, éste no cuenta con un sistema de guiado, haciendo la corrección de las imágenes por flat relevante para estrellas de baja SNR. Es oportuno mencionar que los blazares observados en este trabajo tienen una relación señal-ruido levemente mayor a las estrellas evaluadas en este análisis.

4.3.6. Testeo del instrumento sobre un objeto de ciencia: el caso de 1ES 1101–232

Como un ejemplo ilustrativo, elegimos unos de los objetos de la muestra de blazares, 1ES 1101-232. Este blazar fue observado con CasPol durante marzo de 2018 en la banda R . Recolectamos un total de 16 puntos polarimétricos con un tiempo típico de exposición de 180 segundos. Los datos fueron corregidos por polarización instrumental y polarización foreground y rotados al sistema estándar, siguiendo lo detallado en las secciones anteriores. La Figura 4.9 muestra la evolución en el tiempo de los parámetros polarimétricos de 1ES 1101-232 y de las estrellas de campo (FS-1, FS-2, FS-3 y FS-4), correspondien-

tes al 16 de marzo. IES 1101-232 exhibe evidencia marginal de variabilidad inter-noche. El ángulo está estable, con un valor medio de $\langle \theta \rangle = 196.2 \pm 5$ grados, como ya mencionamos en el Capítulo anterior. La Figura 4.9 también muestra el comportamiento con el tiempo de los parámetros polarimétricos de algunas de las estrellas de campo indicadas con el símbolo de triángulos. La polarización media de la estrella de campo más brillante es aproximadamente consistente con la polarización interestelar esperada ($P_{IS} \leq 0.5\%$, Schlafly & Finkbeiner 2011). La estrella más débil, muestra un grado de polarización alto, aunque en este caso, la relación señal ruido es pobre. De igual manera que en la Sección 4.3.4, testeamos la estabilidad de los parámetros polarimétricos en las estrellas de campo. No hallamos una correlación significativa en los valores de polarización. Además, la Figura 4.10 muestra el comportamiento de la polarización como función de la magnitud estándar R del blazar y de las estrellas de campo. Detectamos un incremento moderado de los errores polarimétricos individuales como así también en la dispersión de los puntos polarimétricos para las magnitudes más débiles. Esto es un comportamiento esperable, y está directamente relacionado con un detrimento en la relación señal ruido de la fotometría de las estrellas más débiles ($mag \sim 17$ mag) para un tiempo de exposición fijo. En el caso de IES 1101-232, la dispersión observada está asociada al hecho de que la polarización en el blazar varía intrínsecamente como se muestra en la figura 4.9.

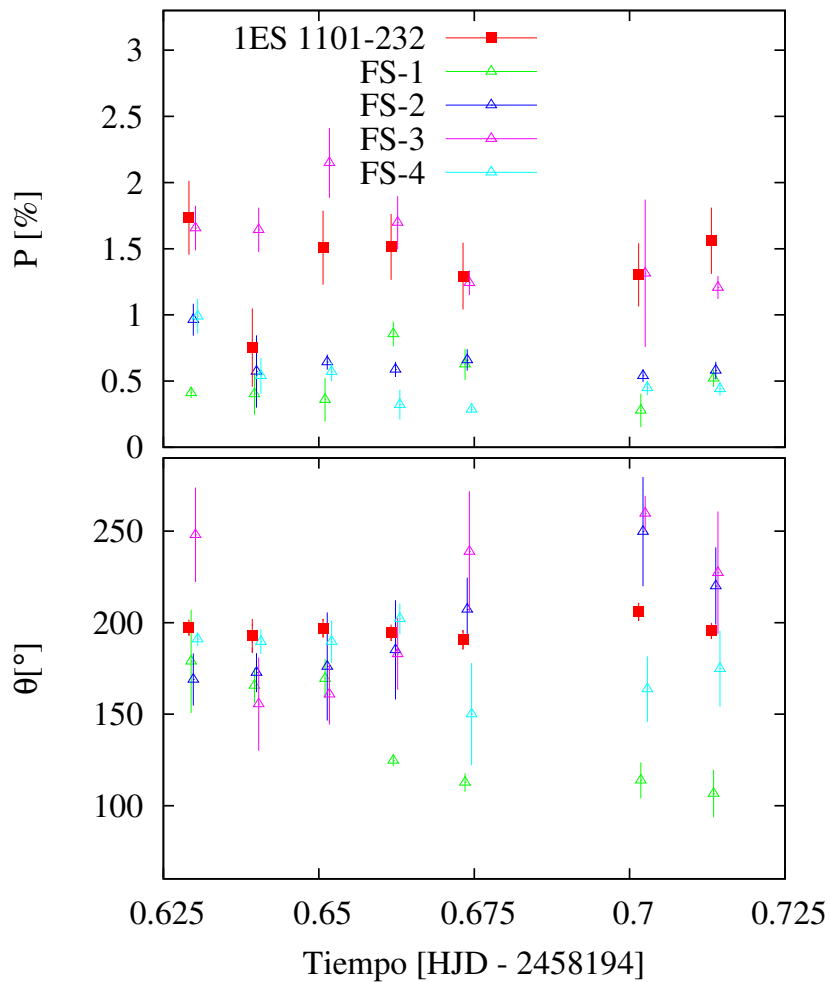


Figura 4.9: Evolución en el tiempo de los parámetros polarimétricos para 1ES 1101-232 (cuadrados rojos) y las estrellas de campo (triángulos vacíos en color). Los puntos corresponden a la banda R y han sido corregidos por polarización instrumental. Superior: el porcentaje del grado de polarización. Inferior: el ángulo de polarización en grados.

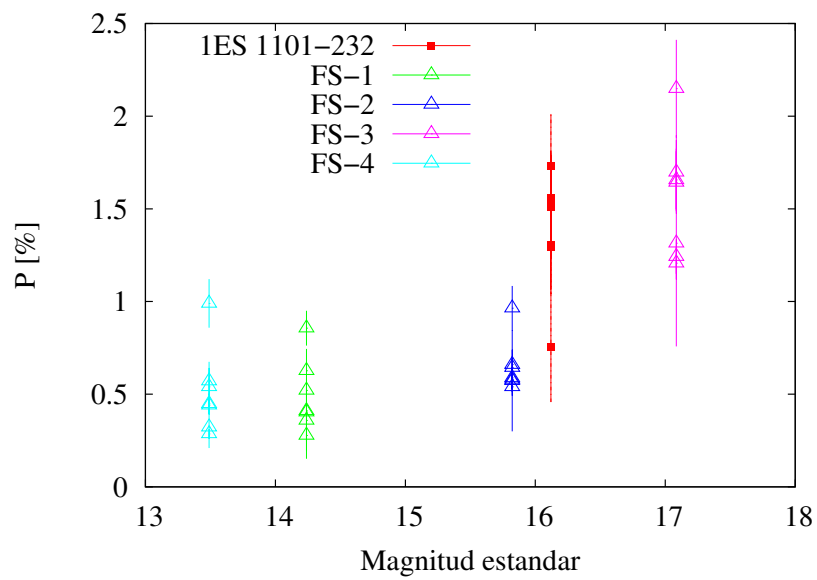


Figura 4.10: Grado de polarización en función de la magnitud estándar de 1ES 1101-232 y las estrellas de campo. Los símbolos son equivalentes a los utilizados en la Fig 4.9.

Capítulo 5

Resumen y conclusiones

En este trabajo de Tesis he analizado el comportamiento foto-polarimétrico de diez blazares. Los mismos fueron observados en distintas oportunidades utilizando los instrumentos CAFOS (Calar Alto, España) y CasPol (CASLEO, Argentina) entre 2011 a 2018. La muestra utilizada consistió en objetos que fueron observados por el grupo de trabajo al que pertenezco, como así también obtenidos de colaboraciones o disponibles en bases de datos online. En su mayoría, los blazares de la muestra fueron sometidos a un seguimiento a escalas de días. Además, la muestra está dominada en su mayoría por objetos relativamente cercanos. Esto es debido a que el objetivo de esta Tesis era estudiar blazares emisores en rayos gamma, los mismos se reducen a aquellos objetos que poseen $z < 0.5$ debido a que en estos casos el efecto de atenuación dado por el fondo de luz extragaláctico (EBL, por sus siglas en inglés) es menor, permitiendo su detección a altas energías. También he incluido fuentes con *redshift* mayor ya que permitió testear el método desarrollado aquí.

Al trabajar con estas fuentes se presentó el problema de que las mismas poseen una galaxia anfitriona bien resuelta, con características estructurales diferentes a las del núcleo. La separación entre ambas componentes no siempre es posible. A esto se suma el hecho de que las observaciones astronómicas resultan afectadas por los errores sistemáticos introducidos por el instrumento, por un lado, y por la atmósfera, por otro. Este último efecto no es menor cuando se trabaja con foto-polarimetría de blazares ya que debido a su estructura combinada de fuente puntual, polarizada (núcleo) y fuente extendida no polarizada (galaxia), variaciones asociadas al *seeing* introducen una componente de variabilidad en el grado de polarización completamente espuria. Además, las variaciones en el *seeing* alteran la estructura observada de la galaxia, dispersando la luz proveniente del centro de la galaxia, dando como resultado radios efectivos mayores que los intrínsecos reales y valores menores de brillo superficial medio. La combinación de estos efectos en las mediciones nos llevó a desarrollar un método con el propósito de corregir las mediciones por ambos efectos pudiendo obtener como resultado valores intrínsecos de la fuente de estudio.

A partir de este método, fue posible separar ambas componente de manera tal de poder obtener los parámetros estructurales de la galaxia, y así, estimar su contribución a las mediciones. Trabajé sobre el modelado y la determinación de los parámetros de Sérsic. Procedimiento que llevé a cabo sobre las imágenes de ciencia haciendo uso de imágenes sintéticas y simulaciones. Dichas simulaciones involucraron dos valores de elipticidad ($\epsilon = 0.0$ y 0.25) pero no se evidenciaron cambios significativos en el comportamiento de los parámetros globales estructurales. El análisis desarrollado permitió obtener relaciones dependiente del FWHM entre los parámetros estructurales. De esta manera, fue posible recuperar los parámetros intrínsecos de la galaxia, como así también, generar una imagen modelo a partir de los mismos. En consecuencia, como detallé en el Capítulo 2, sección 2.3.3, y haciendo uso de la ecuación 2.9, he realizado una corrección al grado de polarización en la fuente, punto a punto, por los efectos que introduce la galaxia junto a las variaciones que se detectan en el *seeing*. Si bien existen trabajos disponibles en la literatura que han tratado este tema, en esta Tesis, por primera vez, se utilizaron datos propios

y adquiridos durante la campaña de observación en cuestión para estimar el flujo que introduce la galaxia anfitriona sobre las mediciones y como éste repercute en el grado de polarización medido. Esto permitió alcanzar una mayor precisión en la corrección al grado de polarización, al aplicar la misma punto a punto y no en forma global como se viene realizando en la literatura. De manera similar, partiendo de una magnitud diferencial entre el blazar y una estrella de referencia, fue posible realizar una corrección a la fotometría, obteniendo como resultado la magnitud estándar del blazar corregida por ambos efectos. El procedimiento involucrado se detalla en la sección 2.3.4, al igual que con el grado de polarización, utilicé la imagen sintética de la galaxia, siendo además necesario modelar la estrella de referencia. Durante este estudio hallé que una corrección confiable sobre el flujo total debe involucrar la elección de una estrella de referencia con magnitud similar a la del blazar en estudio, siempre que sea posible.

Del análisis individual de cada fuente, en todos los casos en los que la galaxia anfitriona ha sido detectada y fue posible modelarla, la polarización observada es menor a la polarización intrínseca. Esta diferencia se hizo más evidente en los casos en los que la galaxia anfitriona está bien resuelta, como sucede con el blazar HB89 2201+044, ubicado a un *redshift* $z = 0.027$. Para esta fuente, la corrección aditiva en la banda R fue de ~ 1.6 . Por otro lado, la corrección en la banda B es menor a la corrección en la banda R , como es de esperarse, ya que la galaxia anfitriona es más brillante en esta última. Hecho que se refleja, por ejemplo, en la Tabla 3.3 para el blazar 1ES 1959+650. Allí $P_{\text{intrins}} - P_{\text{obs}}$ fue 0.89 % para la banda R y 0.67 % en la banda B . Con respecto al estudio de variabilidad en el grado de polarización, sólo 2/7 blazares mostraron variabilidad intra-noche (aquí se descartaron los blazares que no habían sido observados durante días consecutivos), mientras que el total (7/7) exhibió algún tipo de variabilidad inter-noche. Ninguno de los objetos de la muestra mostró un comportamiento en el tiempo diferente en el grado de polarización respecto a aquel que había exhibido previo a la corrección. Esto puede deberse a que en primer lugar, durante todo el desarrollo de esta Tesis se tuvo especial cuidado en la elección de la abertura de diafragma para la fotometría y en segundo lugar a que no se han registrado variaciones en el *seeing* excesivamente grandes. En general, las fuentes exhibieron un ángulo de polarización preferencial durante el período de observación. En algunos casos se registró una rotación en el mismo (3/6 de los casos, por ejemplo, 1ES 1959+650, 3C 279 y PKS 0537-441), pero esto podría estar asociado a un comportamiento típico de estos objetos ya que puede suceder que cambios en el campo magnético den lugar a variaciones en el ángulo. Además, llevé a cabo un análisis de la variabilidad fotométrica presente. Para esto recurrí al uso del criterio C , una herramienta estadística muy utilizada en la literatura para la detección de microvariabilidad en las curvas de luz de AGN y en particular, blazares. Sólo 1/7 de los blazares exhibió variabilidad intra-noche en la banda R , o lo que conocemos como microvariabilidad, mientras que en 5/7 de los casos, el criterio confirmó variabilidad inter-noche. En las situaciones en que se observó al objeto en más de una banda fotométrica, y éste mostró variabilidad, lo hizo en ambas bandas, como fueron los casos de 1ES 1218+304 y 1ES 1959+650 (Capítulo 3). En lo que se refiere a eventos altamente energéticos registrados en simultáneo con nuestras observaciones, el resultado de la búsqueda en la literatura fue negativo en todos los casos. Sin embargo, es importante mencionar que en el caso de 3C 279, éste fue protagonista de eventos altamente energéticos un mes antes y tres meses después de nuestras observaciones llevadas a cabo en enero de 2014.

Dos de los objetos de la muestra, 1ES 1218+304 y 1ES 1011-232, no poseían registros recientes de su comportamiento foto-polarimétrico. Sin embargo, aquí presento resultados correspondientes a 3 noches en 2011 y 4 noches en 2018, respectivamente. 1ES 1218+304 registró un valor medio en la polarización intrínseca de 7.77 % y 7.42 % en R y B , respectivamente. En general, esta fuente mostró un decrecimiento en la polarización del orden del 1 %, en ambas bandas, acompañado de un comportamiento estable del ángulo de polarización. Por otro lado, 1ES 1011-232, los valores obtenidos en este caso fueron de 5.14 % y 5.78 % en R y B , respectivamente. Este blazar exhibió un comportamiento global similar a 1ES 1218+304.

Los estudios globales multi-frecuencias han proporcionado un gran aporte al conocimiento sobre estas fuentes. Sin embargo, los mismos son muy difíciles de llevar a cabo y sólo un número reducido de

fuentes cuenta con tales análisis. Sin ir más lejos, pocas son las fuentes que poseen información casi-simultánea en polarimetría con alta resolución temporal en, al menos, dos bandas. En este trabajo de Tesis muestro el análisis foto-polarimétrico en dos bandas de cuatro fuentes (Capítulo 3). Para el caso de los dos blazares con menor corrimiento al rojo (1ES 1959+650 y HB89 2201+044), se analizó el comportamiento de la polarización con la frecuencia, ya que en estos dos casos el efecto que introduce la galaxia anfitriona es mayor. Para 1ES 1959+650, cuando se consideraron los valores de polarización observados de toda la campaña, arrojó valores de $P_B/P_R \approx 1.11$, mientras que el valor del mismo cociente para la polarización intrínseca fue de $P_B/P_R \approx 1.03$, lo cual indica que la polarización entre ambas bandas es aproximadamente la misma una vez restada la contribución de la GA. En el caso del otro blazar, HB89 2201+044, estos valores fueron de $P_B/P_R \approx 1.48$ y $P_B/P_R \approx 1.22$, respectivamente. La galaxia que alberga estos núcleo activos es una galaxia elíptica típica la cual presenta emisión de luz estelar dominante en la banda R . En consecuencia, el efecto depolarizador que introduce sobre las mediciones es más pequeño en la banda B que en la banda R , como expresé al principio de este Capítulo. Por esta razón, la corrección en R será mayor que la corrección en B . Este análisis afianza aún más la importancia de corregir las mediciones por los efectos que introduce la galaxia anfitriona, por ejemplo cuando se trata de estudios de polarización dependiente de la frecuencia.

Por otro lado, como mencioné en varias oportunidades, la muestra incluye dos blazares a los cuales no se les ha detectado su galaxia. Estos son 3C 279 y PKS 0537-441. En ambos casos, la polarización intrínseca luego de aplicar la corrección fue igual al valor de la polarización observada. Por un lado, los resultados afianzan la confiabilidad del método, y por otro, evidencian la conexión que existe entre la distancia relativa a la que se encuentran estas fuentes y cómo esto influye en las mediciones. Para este tipo de fuentes, la contribución a las mediciones por los efectos que introduce la galaxia es casi inexistente debido a que ésta está completamente contenida dentro de la abertura utilizada en la fotometría. A partir de estos resultados, podemos concluir que la corrección por galaxia anfitriona es despreciable para $z \gtrsim 0.5$ y se debe aplicar en los casos en los que la fuente tenga un corrimiento al rojo menor.

El estudio multifrecuencia que realicé en esta Tesis, permitió analizar el comportamiento de los diagramas color magnitud antes y después de aplicar la corrección por los efectos introducidos por la galaxia anfitriona y las variaciones en el *seeing*. Todos los objetos exhibieron una tendencia BWB (del inglés *Bluer when brighter*), tanto en el flujo observado como en el flujo intrínseco. Esto está en acuerdo con la tendencia general que muestran los objetos BL Lac e incluso con los resultados hallados en la literatura para cada fuente. Algunos autores asocian este comportamiento a la presencia de una componente variable asociada al núcleo activo con un color constante y relativamente azul junto con una componente roja subyacente, la galaxia anfitriona. En esta Tesis hemos comprobado que los cambios espectrales no están asociados a la contribución de la galaxia anfitriona, ya que la tendencia persiste aún después de restar su contribución. La misma podría deberse a las propiedades intrínsecas de las variaciones de flujo. En el caso de HB89 2201+044 no se registran diagramas color-magnitud en la literatura, por lo cual éste estudio confirma su tendencia BWB por primera vez. Además, cabe destacar que, en todos los casos, el diagrama color magnitud se desplazó más al azul luego de aplicar la corrección, exhibiendo una clara dependencia en los datos con la galaxia anfitriona. En concreto, para el caso de 1ES 1959+650, el índice de color $B - R$ disminuyó en aproximadamente 0.03 mag, mientras que para el blazar 1ES 1011+496, la caída en el índice fue de 0.01 mag.

En cuanto al comportamiento del flujo en el tiempo, este se replica con respecto a aquel que mostró previo a la corrección, exhibiendo un núcleo más azul. Es claro el efecto que introduce la galaxia, la corrección en la banda R es algo mayor que en la banda B , al igual que mostró el diagrama color-magnitud. Para el caso de 1ES 1959+650, en promedio para toda la campaña, la diferencia de magnitudes entre la magnitud observada y la magnitud corregida fue de ~ 0.11 mag, sin embargo, en la banda B , esta diferencia fue de 0.09 mag.

Para llevar a cabo esta Tesis, junto con el grupo de trabajo con el cual la realicé y colaboradores, hicimos uso de dos instrumentos, uno ubicado en el Hemisferio Norte, CAFOS, y otro en el Hemisferio

Sur, CasPol. Debido a que este último no había sido caracterizado hasta el momento, realicé un estudio al respecto. Para esto observé varias estrellas estándares polarizadas y no polarizadas a lo largo de cinco campañas de observación. En primer lugar, efectué un detallado análisis del tamaño de la abertura óptima para la obtención de mediciones polarimétricas, encontrando que se deben descartar, en lo posible, observaciones correspondientes a valores de *seeing* mayores a $\sim 6''$, debido a la contaminación entre los haces *O/E*. Luego, caractericé la polarización instrumental de CasPol, encontrando que es de $\sim 0.1 - 0.2\%$ para las bandas *V*, *R* e *I*. A partir de la observación de estrellas no polarizadas estándares a lo largo y ancho del CCD, estimé una polarización instrumental despreciable (ver Fig. 4.8) en magnitud y ángulo en dependencia con la posición en el CCD para las bandas *V* y *R*, mientras que en la banda *I* esta dependencia fue marginal. Los parámetros de Stokes, como así también el grado de polarización y ángulo determinados de las observaciones ya sea para las estrellas estándares polarizadas y no polarizadas, han mostrado una consistencia a un nivel mínimo de 2σ , con los valores reportados en la literatura. Para la mayoría de las estrellas de la muestra, he podido reportar valores de polarización y ángulo en las bandas *R* e *I*, por primera vez. Realicé una comparación en profundidad entre las observaciones propias de la estrella estándar no polarizada, Ve6 23, con los valores reportados por [Cikota et al. \(2017\)](#). En todos los casos encontré resultados consistentes, con excepción en la banda *I*. Además, determiné que la corrección por flats no introduce ningún efecto instrumental en los estados polarimétricos resultantes, al menos no medibles con la precisión de los datos polarimétricos propios. Esto concluí al comparar una muestra de estrellas estándares no polarizadas que fueron calibradas (y sin calibrar) por flats. Por último, determiné que la estabilidad con el ángulo de posición es de ~ 0.3 grados, y no hallé ninguna dependencia significativa de la misma con la longitud de onda. En general, CasPol es un polarizador óptico de doble haz que permite a los investigadores realizar campañas de seguimiento con mediciones confiables y estables.

Como se ha visto reflejado aquí, mi Tesis Doctoral consistió en un análisis exhaustivo del comportamiento foto-polarimétrico de una gran muestra de objetos. El trabajo desarrollado ha dado lugar a más interrogantes motivándome a seguir una investigación más profunda en ésta línea. En ese sentido se detallan a continuación algunos puntos que desarrollaré en el futuro. Para cada objeto de la muestra realizaré una comparación del ángulo de polarización y la dirección del jet de manera tal de obtener más información sobre el campo magnético en la región de emisión. He mencionado anteriormente la importancia del estudio multi-frecuencia con polarimetría de alta resolución, por lo tanto será prioridad aumentar la muestra de blazares observados en más de dos bandas. Para objetos de la muestra como BL Lac o Mrk 421 de los cuales estudié el comportamiento de la polarización a escalas de tiempo largas, sería interesante realizar el mismo análisis sobre observaciones de más de tres noches consecutivas de manera tal de poder obtener conclusiones sobre la posibilidad de la existencia de una componente polarizada variable y su relación con las distintas escalas temporales.

Apéndices

Apéndice A

Efectos de muestreo

Durante todo el proceso de análisis llevado a cabo en el Capítulo 2 hemos notado que cuando se comparan los parámetros originales con los parámetros obtenidos de modelar las imágenes no afectadas por *seeing*, estos no son iguales, para el caso de los n grandes (ver Figura 2.11). Esa diferencia entre parámetros también se observa para el índice de Sérsic, respecto a los radios efectivos pequeños (Figura 2.10). Naturalmente, lo que sucede cuando trabajamos con valores de n grandes y radios efectivos pequeños, es que la galaxia presenta mayor concentración de brillo a radios más pequeños. Por lo tanto, si el perfil se hace más concentrado aún, al modelarlo tiende a dar un valor de n más alto y un r_e más pequeño. De esta forma, los brillos superficiales centrales inevitablemente reaccionaron a este comportamiento, dando como resultado valores de I_0 enormes, como se observa en la Figura 2.12. En principio, creíamos que el comportamiento observado entre los parámetros se debía al programa que utilizamos para generar las imágenes y no a una correlación propia entre los parámetros. Dicho programa asigna a cada píxel un valor del modelo evaluado en el centro del píxel. Esto puede dar lugar a que en regiones donde el gradiente de luz varía rápidamente se introduzca un error. Por esta razón, posiblemente, nuestro programa no esté representando correctamente las galaxias modeladas. Con el fin de testear este comportamiento, recurrimos al uso de una tarea de IRAF: *magnify*. La misma rebinea una imagen, a partir de un factor de aumento dado para ambos ejes, x e y , los cuales no necesariamente tienen que ser iguales. Además de que permite elegir el tipo de interpolación que se desea aplicar sobre las imágenes. Esta tarea afecta el intervalo de píxeles, modificando el tamaño de la imagen real. *Magnify* fue utilizada sobre algunas de las imágenes sintéticas, aquellas que se correspondían a un radio efectivo suficientemente grande ($r_e \sim 12$ pix.). Los factores de aumento utilizados fueron de 2 y 3. Obteniendo como resultado imágenes con una distribución de la luz más “suave”. Realizamos el ejercicio de comparar los parámetros resultantes de imágenes simuladas generadas por nuestro programa y de imágenes resultantes de utilizar la tarea *magnify*. Aquí mostramos la situación correspondiente a una GA de $n = 2.0$, $r_e = 12$ Px. e $I_0 = 5000$. Ambas imágenes (simulada y creada con *magnify*) poseen el mismo valor asociado de n , r_e e I_0 . En cuanto al comportamiento de la intensidad de la galaxia en función del SMA, no se ven diferencias significativas. Esto se muestra en la Figura A.1. En lo que respecta a los valores de los parámetros resultantes de correr la tarea *nfit1d* en ambos casos se obtuvo lo siguiente. Mientras que en general el valor de n y r_e permanecieron constantes, se detectaron diferencias en el valor de I_0 resultante, pero estas son del orden del 1%. Por lo tanto, parecería que no es nuestra herramienta de generación de imágenes la responsable del efecto entre los parámetros que estamos viendo. Ya que al utilizar imágenes que mejor muestrean, píxel a píxel, la GA no se registraron cambios significativos en los parámetros estructurales resultantes.

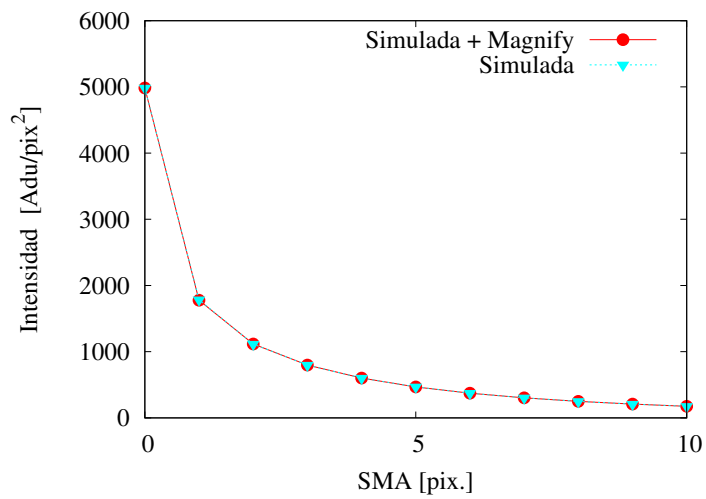


Figura A.1: Intensidad de la galaxia simulada en función del semi-eje mayor. Curva de triángulos se corresponde a la imagen ficticia de $r_e = 12$ píxeles, $n = 2.0$ y elípticidad = 0.0. La curva de círculos se corresponde a la misma imagen, luego de ser modificada por la tarea magnify.

Apéndice B

Función Moffat

Las imágenes astronómicas que se adquieren con telescopios en tierra son degradadas por el *seeing* asociado a la turbulencia atmosférica sumado a las imperfecciones de la óptica del telescopio. El flujo integrado dentro de un cierto radio R , de un objeto en el plano focal del telescopio es:

$$F^c(R) = \int_0^R \int_0^{2\pi} R' dR' d\theta' I^c(R', \theta) \quad (\text{B.1})$$

donde $I^c(R', \theta)$ corresponde a la distribución de brillo superficial de la galaxia ya convolucionada con la PSF de las observaciones (Saglia et al. 1993). La correcta elección de la PSF es crucial en los tipos de análisis en donde se intente inferir cantidades que caracterizen al objeto, como ser sus parámetros estructurales, entre otras.

Las opciones de tipos de PSF como así también el método de convolución son variados. Incluso algunos paquetes de reducción recurren a las transformadas de Fourier rápidas. Siendo precisamente este método inapropiado cuando existen fuertes cambios en el gradiente de intensidades del perfil de una galaxia (Trujillo et al. 2001b).

En este trabajo de Tesis, si bien optamos por representar la PSF de las observaciones con una función Gaussiana. Llevamos a cabo de forma paralela el análisis del comportamiento del flujo de la galaxia cuando este era convolucionado con una función Moffat (Moffat 1969).

Partiendo de la definición:

$$p(r) = \frac{\beta - 1}{\pi\alpha^2} \left[1 + \left(\frac{r}{\alpha} \right)^2 \right]^{-\beta}, \quad (\text{B.2})$$

con $\text{FWHM} = 2\alpha \sqrt{2^{1/\beta} - 1}$, α y β son parámetros dependientes del *seeing*, r es la coordenada radial y en particular β determina la forma general de la PSF. Generamos un kernel para los distintos valores de FWHM. Un kernel es una matriz cuadrada, de una determinada longitud, la cual posee en cada elemento a_{ij} información del valor de la función B.2 en la fila i , columna j . Al momento de definir el parámetro β , se procedió a utilizar la tarea de IRAF `psfmeasure`, la cual permite, del ajuste de una función Moffat a una imagen de ciencia, determinar el parámetro β . Es importante que el kernel esté normalizado a uno, es decir, la suma de sus elementos dividido la integral en el plano de la función de Moffat sea igual a 1. Esto es con el propósito de evitar la adición de alguna componente extra al momento de la convolución. Para crear estos kernel recurrimos a sencillos script en fortran. Luego procedimos a convolucionar los mismos con las imágenes simuladas de las galaxias. Para esto utilizamos la tarea de IRAF `convolve`. De igual manera que con las imágenes convolucionadas con Gaussianas, se midió el flujo dentro de determinadas aberturas y se efectuó una comparación entre los resultados, aquellos arrojados a partir de las imágenes convolucionadas con Gaussianas y los resultantes de utilizar una función Moffat. La Figura B.1 evidencia que para una dada abertura la correspondencia entre el flujo medido y el FWHM no presenta diferencias

significativas. Allí vemos en la parte superior de la Figura los resultados correspondientes a 7.5 segundos de arco y en la inferior se corresponde a una abertura de 1.0 segundos de arco para uno de los blazares de nuestra muestra, 1ES 1959+650. Claramente, tanto una función Moffat como una Gaussiana, pueden aproximar en buen acuerdo el perfil estelar observado y predecir de manera aceptable la teoría de la turbulencia atmosférica (Woolf 1982; Fried 1966).

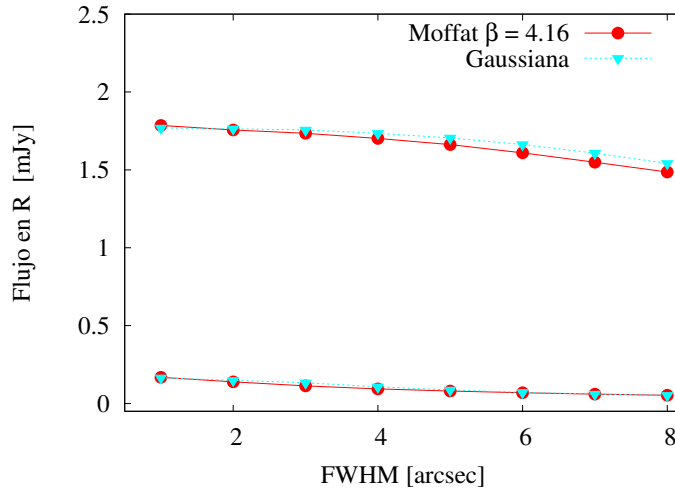


Figura B.1: Flujo en el filtro R en función del FWHM para el blazar 1ES 1959+650, para las dos representaciones de PSF utilizadas. *Sup.*: Resultados correspondientes al uso de una abertura de 7.5 segundo de arco. *Inf.*: En este caso la abertura utilizada es de 1.0 segundo de arco.

Parte I

Publicaciones

Bajo desarrollo, recientemente enviado para evaluación

- **Sosa, M. S.**, et al., “Homogeneous study of microvariability of ten near-by blazars in photo-polarimetric light”, en desarrollo.

Revistas con referato

- **Sosa, M. S.**, von Essen, C., et al., “Dual-Beam Optical Linear Polarimetry from the Southern Skies. Characterisation of CASPOL for high precision polarimetry”, 2019, JATIS.
<http://adsabs.harvard.edu/abs/2019arXiv190301475S>
- von Essen, C., Wedemeyer, S., **Sosa, M. S.**, Miculán, R., Hjorth, M., Parkash, V., Freudenthal, J., Mallonn, M., Zibecchi, L., Cellone, S., Torres, A. F., “Indications for transit timing variations in the exo-Neptune HAT-P-26b”, 2019, A&A.
<http://adsabs.harvard.edu/abs/2019arXiv190406360V>
- M. Mallonn, C. von Essen, E. Herrero, X. Alexoudi, T. Granzer, **M. S. Sosa**, et al., “Ephemeris refinement of 21 Hot Jupiter exoplanets with high timing uncertainties”, 2018, A&A.
<https://arxiv.org/abs/1812.05882>
- **Sosa, M. S.**, von Essen, C., Cellone, S., Andruchochow, I., “Impact of seeing and host galaxy into the analysis of photo-polarimetric microvariability in blazars. Case study of the nearby blazars 1ES 1959+650 and HB89 2201+044”, 2017, A&A, 607, 49.
<http://adsabs.harvard.edu/abs/2017A%26A...607A..49S>

Proceedings

- Cellone, S. A.; **Sosa, M. S.**; Andruchochow, I., “Optical polarimetric study of gamma-ray emitting blazars and their host galaxies”, polAGN, 2015.
- **Sosa, M. S.**; Cellone, S. A.; Andruchochow, I., “Study of optical microvariability in the blazar 1ES1011+496”, BAAA, 56, 73, 2013.
<http://adsabs.harvard.edu/abs/2013BAAA...56...73S>
- **Sosa, M. S.**; von Essen, C.; Cellone, S. A.; Andruchochow, I.; Schmitt, J. H. M. M., “Study of optical microvariability in the blazar 1ES1011+496”, BAAA, 54, 333, 2011.
<http://adsabs.harvard.edu/abs/2011BAAA...54..333S>

Índice de figuras

1.1. Diagrama esquemático de un blazar.	3
1.2. Curvas de luz multifrecuencia de 3C 279 de junio de 2015.	3
1.3. La SED de 4 blazares	7
1.4. Secuencia de observaciones de VLBI del jet de radio de 3C 279	8
1.6. Mapa de todo el cielo con las fuentes identificadas por FERMI3.	10
1.7. La SED de Mrk 421.	11
1.8. Curva de luz de Mrk 501 a VHE.	12
1.9. Espectro de blazares FSRQ y BL Lac.	13
1.10. Distribución espectral de energía de blazares LBL, IBL y HBL.	15
1.11. Curva de luz Swift/XRT de largo período correspondiente al blazar S5 0716+714	16
1.12. Curva de luz diferencial en la banda R para AO 0235+164.	16
1.13. Grado de polarización y ángulo de posición de S5 0716+71.	17
1.14. Grado de polarización y ángulo de posición de S5 0716+71.	18
1.15. Imagen de la GA de BL Lacertae.	19
1.16. Perfiles de brillo superficial de fuentes observadas por Nilsson et al. (2007).	20
2.1. Perfil de brillo superficial en la banda I correspondiente a S5 0716+714	26
2.2. La PSF de la imagen de una estrella	27
2.3. Perfil de brillo superficial de la fuente OT 546	28
2.4. Efectos del <i>seeing</i> en la intensidad central convolucionada I_c para diferentes valores del índice de Sérsic	29
2.5. Campo de Mrk 421	30
2.6. Comportamiento de la magnitud en función del SMA de 1ES 1218+304	31
2.7. 1ES 1218+304 antes y después de sustraer la galaxia.	32
2.8. Radio efectivo en función de la elipticidad para 1ES 1959+650.	33
2.9. Perfil de brillo modelado de 1ES 1218+304	34
2.10. Comportamiento entre el índice de Sérsic medido n_f y el original n , para diferentes valores de r_e	36
2.11. Relación entre el radio efectivo medido r_{e-f} y el original r_e	37
2.12. Comportamiento entre el brillo superficial central medido I_{0f} y los parámetros originales n y r_e	38
2.13. Relación entre la magnitud integrada a partir de los parámetros medidos y la magnitud que se obtiene de los parámetros originales	39
2.14. Relación entre los radios efectivos e índice de Sérsic.	40
2.15. Relación entre los índices de Sérsic y el radio efectivo	41
2.16. Relación entre la diferencia entre los brillos superficiales centrales $\Delta\mu_0$ en función de r_{e-g} y n_g	42
3.1. Telescopio de 2.2 m, Calar Alto, España.	48

3.2. Telescopio de 2.15 m Jorge Sahade, San Juan, Argentina.	49
3.3. Diagrama esquemático del polarímetro DBIP de diseño similar a CasPol	50
3.4. Típica distribución de mediciones de los parámetros de Stokes	52
3.5. Campo observado de 1ES 1959+650 observado en la banda <i>B</i>	56
3.6. 1ES 1959+650 antes y después de sustraer la galaxia anfitriona.	57
3.7. Comportamiento de la polarización a lo largo de toda la campaña del blazar 1ES 1959+650.	58
3.8. Comportamiento del ángulo de polarización (Θ) a lo largo de toda la campaña del blazar 1ES 1959+650.	59
3.9. Curva de luz diferencial del objeto y de control en magnitudes en función de la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) para 1ES 1959+650.	60
3.10. Magnitudes estándares de 1ES 1959+650 sin la contribución de la GA.	62
3.11. Diagrama color-magnitud para 1ES 1959+650 correspondiente a toda la campaña	63
3.12. Campo observado de HB89 2201+044 observado en la banda <i>B</i>	64
3.13. Campo sin polarizador de HB89 2201+044, observado en la banda <i>R</i>	65
3.14. Comportamiento de la polarización a lo largo de toda la campaña del blazar HB89 2201+044.	67
3.15. Curva de luz diferencial y de control en magnitudes en función de la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) para HB89 2201+044.	68
3.16. Magnitudes estándares de HB89 2201+044 sin la contribución de la GA.	69
3.17. Diagrama color-magnitud para HB89 2201+044 correspondiente a la noche del 30/07/2011.	70
3.18. Campo observado de 1ES 1011+496.	71
3.19. 1011+496 antes y después de sustraer la galaxia anfitriona.	71
3.20. Comportamiento de la polarización a lo largo de toda la campaña del blazar 1ES 1011+496.	73
3.21. Comportamiento del ángulo de polarización (Θ) a lo largo de toda la campaña del blazar 1ES 1011+496.	74
3.22. Curva de luz diferencial y de control en magnitudes en función de la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) para 1ES 1011+496.	74
3.23. Magnitudes estándares de 1ES 1011+496 sin la contribución de la GA.	75
3.24. Diagrama color-magnitud para 1ES 1011+496 correspondiente a toda la campaña.	76
3.25. Campo observado de 1ES 1218+304.	77
3.26. 1ES 1218+304 antes y después de sustraer la galaxia anfitriona.	77
3.27. Comportamiento de la polarización a lo largo de toda la campaña del blazar 1ES 1218+304.	79
3.28. Comportamiento del ángulo de polarización (Θ) a lo largo de toda la campaña del blazar 1ES 1218+304.	80
3.29. Curva de luz diferencial y de control en magnitudes en función de la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) para 1ES 1218+304.	81
3.30. Magnitudes estándares de 1ES 1218+304 sin la contribución de la GA.	81
3.31. Diagrama color-magnitud para 1ES 1218+304 correspondiente a toda la campaña.	82
3.32. Campo observado de Mrk 421.	83
3.33. Campo de Mrk 421, observado en la banda <i>R</i> , antes y después de sustraer la contribución de la GA	84
3.34. Comportamiento de la polarización y del ángulo del blazar Mrk 421.	85
3.35. Campo observado de BL Lacertae.	87
3.36. Campo de BL Lacertae, observado en la banda <i>R</i>	88
3.37. Comportamiento de la polarización y el ángulo a lo largo de toda la campaña del blazar BL Lacertae.	89
3.38. Campo observado de W Comae.	90
3.39. Campo de W Comae, observado en la banda <i>R</i>	91

3.40. Comportamiento de la polarización y del ángulo a lo largo de todas las campañas del blazar W Comae.	92
3.41. Campo observado de IES 1101-232.	93
3.42. Campo de IES 1101-232, observado en la banda <i>R</i>	94
3.43. Comportamiento de la polarización y del ángulo a lo largo de la campaña de IES 1101-232.	95
3.44. Curva de luz diferencial y de control en magnitudes en función de la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) para IES 1101-232.	96
3.45. Magnitudes estándares de IES 1101-232 sin la contribución de la GA.	97
3.46. Campo observado de 3C 279.	98
3.47. Comportamiento de la polarización y del ángulo a lo largo de la campaña de 3C 279.	100
3.48. Curva de luz diferencial y de control en magnitudes en función de la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) para 3C 279.	101
3.49. Campo de PKS 0537-441.	102
3.50. Comportamiento de la polarización y del ángulo a lo largo de la campaña de PKS 0537-441.	104
3.51. Curva de luz diferencial y de control en magnitudes en función de la fecha Juliana Heliocéntrica (HJD) para PKS 0537-441.	105
3.52. Correlación entre el <i>redshift</i> , z y ΔP	106
3.53. Correlación entre el <i>redshift</i> , z y Δmag	107
4.1. Campo de visión típico de CasPol. El blazar 1101-232 está ubicado en el centro del campo.	113
4.2. Perfil de intensidad de la estrella de campo alojada al Norte del blazar IES 1101-232.	113
4.3. Valores de polarización en porcentaje para tres estrellas estándares no polarizadas en función del tamaño de la abertura fotométrica.	115
4.4. Ídem a la Figura 4.3, pero para cada estrella de manera individual.	117
4.5. Valores de la polarización y de los parámetros de Stokes U y Q en porcentaje y del ángulo en grados para la estrella estándar polarizada Ve6-23	122
4.6. Diagrama Q/U para Ve6-23.	123
4.7. Estabilidad del ángulo de polarización de CasPol como función del tiempo.	123
4.8. Mapa del grado de polarización en porcentaje como función de la posición X e Y sobre el CCD para las tres bandas.	124
4.9. Evolución en el tiempo de los parámetros polarimétricos para IES 1101-232 y las estrellas de campo.	128
4.10. Grado de polarización en función de la magnitud estándar de IES 1101-232 y las estrellas de campo.	129
A.1. Intensidad de la galaxia simulada en función del semi-eje mayor.	138

Índice de tablas

1.1. Listado de las diferentes clases de AGNs	5
1.2. Diferencias entre BL Lac y FSRQ.	14
3.1. Lista de blazares pertenecientes a la muestra.	50
3.2. Parámetros de ajuste del modelo de la galaxia anfitriona de 1ES 1959+650.	57
3.3. Valores medios de P_{obs} y P_{intrins} del blazar 1ES 1959+650.	59
3.4. Parámetros de variabilidad de las curvas de luz diferenciales correspondientes a 1ES 1959+650	61
3.5. Parámetros de ajuste del modelo de la galaxia anfitriona de HB89 2201+044.	65
3.6. Valores medios de P_{obs} y P_{intrins} del blazar HB89 2201+044.	66
3.7. Parámetros de variabilidad de las curvas de luz diferenciales correspondientes a HB89 2201+044	68
3.8. Parámetros estructurales de la GA, en las bandas R y B para 1ES 1011+496.	70
3.9. Valores medios de P_{obs} y P_{intrins} del blazar 1ES 1011+496	72
3.10. Parámetros de variabilidad de las curvas de luz diferenciales correspondientes a 1ES 1011+496	72
3.11. Parámetros estructurales de la GA, en las bandas R y B para 1ES 1218+304	78
3.12. Valores medios de P_{obs} y P_{intrins} del blazar 1ES 1218+304	78
3.13. Parámetros de variabilidad de las curvas de luz diferenciales correspondientes a 1ES 1218+304	80
3.14. Parámetros de ajuste del modelo de la galaxia anfitriona de Mrk 421.	84
3.15. Valores máximos y mínimos registrados a lo largo de todas las campañas del blazar Mrk 421	85
3.16. Parámetros de ajuste del modelo de la galaxia anfitriona de BL Lacertae.	87
3.17. Valores máximos y mínimos registrados a lo largo de todas las campañas del blazar BL Lacertae	88
3.18. Parámetros de ajuste del modelo de la galaxia anfitriona de W Comae.	91
3.19. Valores máximos y mínimos registrados a lo largo de todas las campañas del blazar W Comae	91
3.20. Parámetros de ajuste del modelo de la galaxia anfitriona de 1ES 1101-232.	94
3.21. Valores medios de P_{obs} y P_{intrins} del blazar 1ES 1101-232	94
3.22. Parámetros de variabilidad de las curvas de luz diferenciales correspondientes a 1ES 1101-232	96
3.23. Parámetros obtenidos a partir de considerar valores típicos de una galaxia elíptica, en la banda R para 3C 279, y siguiendo a Nilsson et al. (2009).	99
3.24. Parámetros de variabilidad de las curvas de luz diferenciales correspondientes a 3C 279 .	101
3.25. Parámetros estructurales de la GA de PKS 0537-441	103
3.26. Parámetros de variabilidad de la curva de luz diferencial correspondientes a PKS 0537-441	103
3.27. Resultados del análisis de la variación en la polarización intrínseca de la muestra parcial.	108
3.28. Resultados del análisis de la variación en el ángulo de polarización de la muestra parcial.	109

4.1. Estrellas estándares observadas durante las cinco campañas.	114
4.2. Valores derivados de la polarización instrumental de CasPol en función de la banda fotométrica.	118
4.3. Mediciones derivadas de los parámetros de Stokes Q , U , el grado de polarización para las estrellas estándares no polarizadas observadas entre CO-1 y CO-5, corregidas por polarización instrumental y en el sistema estándar. Los errores a $1-\sigma$. En los casos en los que está disponible, la última columna muestra los valores del grado de polarización disponibles en la literatura.	119
4.4. Mediciones derivadas de los parámetros de Stokes Q , U , el grado de polarización y el ángulo de polarización para las estrellas estándares polarizadas observadas entre CO-1 y CO-5. Como comparación, se muestran valores disponibles en la literatura del grado de polarización y del ángulo en los casos en los que están disponibles.	120
4.5. Coeficientes de correlación para la polarización en función de la posición, correspondientes a dos estrellas estándares no polarizadas.	124

Bibliografía

- Abdo, A. A., Ackermann, M., Agudo, I., et al. 2010a, *ApJ*, 716, 30
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., et al. 2010b, *ApJ*, 715, 429
- Acciari, V. A., Aliu, E., Beilicke, M., et al. 2008, *ApJ*, 684, L73
- Acerro, F., Ackermann, M., Ajello, M., et al. 2015, *ApJS*, 218, 23
- Ackermann, M., Ajello, M., Ballet, J., et al. 2012, *ApJ*, 751, 159
- Ackermann, M., Anantua, R., Asano, K., et al. 2016, *ApJ*, 824, L20
- Agarwal, A. & Gupta, A. C. 2015, *MNRAS*, 450, 541
- Agudo, I., Marscher, A. P., Jorstad, S. G., et al. 2011, *ApJ*, 735, L10
- Aharonian, F., Akhperjanian, A., Beilicke, M., et al. 2003, *A&A*, 406, L9
- Aharonian, F., Akhperjanian, A. G., Anton, G., et al. 2010, *A&A*, 521, A69
- Aharonian, F., Akhperjanian, A. G., Aye, K.-M., et al. 2005, *A&A*, 437, 95
- Aharonian, F., Akhperjanian, A. G., Bazer-Bachi, A. R., et al. 2006, *A&A*, 448, L19
- Aharonian, F., Akhperjanian, A. G., Bazer-Bachi, A. R., et al. 2007, *A&A*, 470, 475
- Aharonian, F. A. 2000, *na*, 5, 377
- Ahnen, M. L., Ansoldi, S., Antonelli, L. A., et al. 2016a, *A&A*, 590, A24
- Ahnen, M. L., Ansoldi, S., Antonelli, L. A., et al. 2016b, *MNRAS*, 459, 2286
- Ahnen, M. L., Ansoldi, S., Antonelli, L. A., et al. 2015, *ApJ*, 815, L23
- Albert, J., Aliu, E., Anderhub, H., et al. 2006, *ApJ*, 642, L119
- Albert, J., Aliu, E., Anderhub, H., et al. 2007a, *ApJ*, 663, 125
- Albert, J., Aliu, E., Anderhub, H., et al. 2007b, *ApJ*, 669, 862
- Albert, J., Aliu, E., Anderhub, H., et al. 2007c, *ApJ*, 667, L21
- Aleksić, J., Ansoldi, S., Antonelli, L. A., et al. 2016, *A&A*, 591, A10
- Aleksić, J., Ansoldi, S., Antonelli, L. A., et al. 2014, *A&A*, 572, A121
- Aleksić, J., Ansoldi, S., Antonelli, L. A., et al. 2015, *MNRAS*, 451, 739
- Aliu, E., Archambault, S., Arlen, T., et al. 2013, *ApJ*, 775, 3
- Amenomori, M., Ayabe, S., Cui, S. W., et al. 2003, *ApJ*, 598, 242
- Andruchow, I., Cellone, S. A., & Romero, G. E. 2008, *MNRAS*, 388, 1766
- Andruchow, I., Cellone, S. A., Romero, G. E., Dominici, T. P., & Abraham, Z. 2003, *A&A*, 409, 857
- Andruchow, I., Romero, G. E., & Cellone, S. A. 2005, *A&A*, 442, 97
- Angel, J. R. P. & Stockman, H. S. 1980, *ARA&A*, 18, 321
- Angelakis, E., Hovatta, T., Blinov, D., et al. 2016, *MNRAS*, 463, 3365
- Antonucci, R. 1993, *ARA&A*, 31, 473

- Arago, D. F. J. 1858, *Gide*, Éditeur, Paris, 564, 6
- Arago, D. F. J. & Barral, F.-A. 1855, *Astronomie populaire*, 1 - 2.
- Archambault, S., Arlen, T., Aune, T., et al. 2014, *ApJ*, 788, 158
- Baade, W. & Minkowski, R. 1954, *ApJ*, 119, 206
- Babadzhanyants, M. K. & Belokon', E. T. 2002, *Astronomy Reports*, 46, 609
- Bach, U., Villata, M., Raiteri, C. M., et al. 2006, *A&A*, 456, 105
- Barres de Almeida, U., Tavecchio, F., & Mankuzhiyil, N. 2014, *MNRAS*, 441, 2885
- Barres de Almeida, U., Ward, M. J., Dominici, T. P., et al. 2010, *MNRAS*, 408, 1778
- Bartoli, B., Bernardini, P., Bi, X. J., et al. 2011, *ApJ*, 734, 110
- Beaklini, P. P. B. & Abraham, Z. 2014, *MNRAS*, 437, 489
- Beckmann, V. & Shrader, C. R. 2012, *Active Galactic Nuclei*
- Bennett, C. L., Larson, D., Weiland, J. L., & Hinshaw, G. 2014, *ApJ*, 794, 135
- Berdyugina, S. V., Berdyugin, A. V., Fluri, D. M., & Piirola, V. 2008, *ApJ*, 673, L83
- Berdyugina, S. V., Berdyugin, A. V., Fluri, D. M., & Piirola, V. 2011, *ApJ*, 728, L6
- Beuzit, J.-L., Feldt, M., Dohlen, K., et al. 2006, *The Messenger*, 125
- Bhatta, G. 2017, *ApJ*, 847, 7
- Bhatta, G. & Webb, J. 2018, *Galaxies*, 6, 2
- Biteau, J. & Williams, D. A. 2015, *ApJ*, 812, 60
- Blandford, R. D. & Koenigl, A. 1979, *Astrophys. Lett.*, 20, 15
- Blandford, R. D. & Rees, M. J. 1978, *Phys. Scr*, 17, 265
- Blanton, M. R. & Roweis, S. 2007, *AJ*, 133, 734
- Blinov, D., Pavlidou, V., Papadakis, I., et al. 2018, *MNRAS*, 474, 1296
- Bloom, S. D., Bertsch, D. L., Hartman, R. C., et al. 1997, *ApJ*, 490, L145
- Boettcher, M. 2010, *ArXiv e-prints*
- Bonning, E., Urry, C. M., Bailyn, C., et al. 2012, *ApJ*, 756, 13
- Bonning, E. W., Bailyn, C., Urry, C. M., et al. 2009, *ApJ*, 697, L81
- Böttcher, M., Hivick, B., Dashti, J., et al. 2010, *ApJ*, 725, 2344
- Böttcher, M., Reimer, A., Sweeney, K., & Prakash, A. 2013, *ApJ*, 768, 54
- Brindle, C. 1996, *MNRAS*, 282, 788
- Brindle, C., Hough, J. H., Bailey, J. A., Axon, D. J., & Hyland, A. R. 1986, *MNRAS*, 221, 739
- Browne, I. W. A. 1971, *Nature*, 231, 515
- Burbidge, E. M. & Rosenberg, F. D. 1965, *ApJ*, 142, 1673
- Burbidge, G. & Hewitt, A. 1987, *AJ*, 93, 1
- Caon, N., Capaccioli, M., & D'Onofrio, M. 1993, *MNRAS*, 265, 1013
- Carilli, C. L. & Barthel, P. D. 1996, *A&A Rev.*, 7, 1
- Carini, M. T., Miller, H. R., & Goodrich, B. D. 1990, *AJ*, 100, 347
- Carini, M. T., Miller, H. R., Noble, J. C., & Goodrich, B. D. 1992, *AJ*, 104, 15
- Carini, M. T., Miller, H. R., Noble, J. C., & Sadun, A. C. 1991, *AJ*, 101, 1196
- Cellone, S. A., Romero, G. E., & Araudo, A. T. 2007a, *MNRAS*, 374, 357
- Cellone, S. A., Romero, G. E., & Combi, J. A. 2000, *AJ*, 119, 1534
- Cellone, S. A., Romero, G. E., Combi, J. A., & Martí, J. 2007b, *MNRAS*, 381, L60

- Chandra, P., Yadav, K. K., Rannot, R. C., et al. 2010, *Journal of Physics G Nuclear Physics*, 37, 125201
- Chandrasekhar, S. 1946, *ApJ*, 103, 351
- Chatterjee, R., Baily, C. D., Bonning, E. W., et al. 2012, *ApJ*, 749, 191
- Chatterjee, R., Jorstad, S. G., Marscher, A. P., et al. 2008, *ApJ*, 689, 79
- Chilingarian, I. V., Melchior, A.-L., & Zolotukhin, I. Y. 2010, *MNRAS*, 405, 1409
- Chilingarian, I. V. & Zolotukhin, I. Y. 2012, *MNRAS*, 419, 1727
- Cikota, A., Patat, F., Cikota, S., & Faran, T. 2017, *MNRAS*, 464, 4146
- Ciprini, S., Busso, M., & Tosti, G. 2003, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 74, 70
- Ciprini, S., Takalo, L. O., Tosti, G., et al. 2007, *A&A*, 467, 465
- Clarke, D. 2010, *Stellar Polarimetry*, Vol. 1
- Clements, S. D. & Carini, M. T. 2001, *AJ*, 121, 90
- Covino, S., Baglio, M. C., Foschini, L., et al. 2015, *A&A*, 578, A68
- Dai, B.-z., Zeng, W., Jiang, Z.-j., et al. 2015, *ApJS*, 218, 18
- de Vaucouleurs, G. 1948, *Annales d'Astrophysique*, 11, 247
- Diltz, C., Böttcher, M., & Fossati, G. 2015, *ApJ*, 802, 133
- Domínguez, A., Primack, J. R., Rosario, D. J., et al. 2011, *MNRAS*, 410, 2556
- Dorner, D., Ahnen, M. L., Bergmann, M., et al. 2015, *ArXiv e-prints*
- Doroshenko, V. T., Sergeev, S. G., Merkulova, N. I., et al. 2005, *Astrophysics*, 48, 304
- Elvis, M., Plummer, D., Schachter, J., & Fabbiano, G. 1992, *ApJS*, 80, 257
- Falomo, R., Bersanelli, M., Bouchet, P., & Tanzi, E. G. 1993, *AJ*, 106, 11
- Falomo, R., Pian, E., & Treves, A. 2014, *A&A Rev.*, 22, 73
- Fan, J. H., Yang, J. H., Liu, Y., et al. 2016, *ApJS*, 226, 20
- Fanaroff, B. L. & Riley, J. M. 1974, *MNRAS*, 167, 31P
- Fath, E. A. 1909, *Lick Observatory Bulletin*, 5, 71
- Feng, H.-C., Liu, H.-T., Zhao, Y.-H., et al. 2017, *ArXiv e-prints*
- Fichtel, C. E. 1994, *ApJS*, 90, 917
- Fiorucci, M. & Tosti, G. 1996, *A&AS*, 116, 403
- Fortin, P. 2008, in *American Institute of Physics Conference Series*, Vol. 1085, American Institute of Physics Conference Series, ed. F. A. Aharonian, W. Hofmann, & F. Rieger, 565–568
- Fossati, L., Bagnulo, S., Mason, E., & Landi Degl'Innocenti, E. 2007, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 364, *The Future of Photometric, Spectrophotometric and Polarimetric Standardization*, ed. C. Sterken, 503
- Fraija, N., Benítez, E., Hiriart, D., et al. 2017, *ApJS*, 232, 7
- Franceschini, A., Rodighiero, G., & Vaccari, M. 2008, *A&A*, 487, 837
- Fried, D. L. 1966, *Journal of the Optical Society of America (1917-1983)*, 56, 1372
- Fuhrmann, L., Larsson, S., Chiang, J., et al. 2014, *MNRAS*, 441, 1899
- Gadotti, D. 2008, *MNRAS*, 384, 420
- Gaur, H., Gupta, A. C., Lachowicz, P., & Wiita, P. J. 2010, *ApJ*, 718, 279
- Gaur, H., Gupta, A. C., Strigachev, A., et al. 2012a, *MNRAS*, 420, 3147
- Gaur, H., Gupta, A. C., Strigachev, A., et al. 2012b, *MNRAS*, 425, 3002
- Gaur, H., Gupta, A. C., Wiita, P. J., et al. 2014, *ApJ*, 781, L4

- Gaur, H., Mohan, P., Wiercholska, A., & Gu, M. 2018, *MNRAS*, 473, 3638
- Ghisellini, G. 2010, in *American Institute of Physics Conference Series*, Vol. 1242, American Institute of Physics Conference Series, ed. G. Bertin, F. de Luca, G. Lodato, R. Pozzoli, & M. Romé, 43–54
- Ghisellini, G., Tavecchio, F., Bodo, G., & Celotti, A. 2009, *MNRAS*, 393, L16
- Ghisellini, G., Tavecchio, F., Foschini, L., et al. 2010, *MNRAS*, 402, 497
- Gil-Hutton, R. & García-Migani, E. 2017, *A&A*, 607, A103
- Gil-Hutton, R., López-Sisterna, C., & Calandra, M. F. 2017, *A&A*, 599, A114
- Giommi, P., Colafrancesco, S., Padovani, P., et al. 2009, *A&A*, 508, 107
- Giommi, P., Massaro, E., Chiappetti, L., et al. 1999, *A&A*, 351, 59
- Giommi, P., Padovani, P., & Polenta, G. 2013, *MNRAS*, 431, 1914
- Giommi, P., Padovani, P., Polenta, G., et al. 2012, *MNRAS*, 420, 2899
- Gopal-Krishna, Goyal, A., Joshi, S., et al. 2011, *MNRAS*, 416, 101
- Graham, A. & Colless, M. 1997, *MNRAS*, 287, 221
- Graham, A. W., Erwin, P., Caon, N., & Trujillo, I. 2001, *ApJ*, 563, L11
- Gu, M. F., Lee, C.-U., Pak, S., Yim, H. S., & Fletcher, A. B. 2006, *A&A*, 450, 39
- Gupta, A. C., Fan, J. H., Bai, J. M., & Wagner, S. J. 2008, *AJ*, 135, 1384
- Gupta, S. P., Pandey, U. S., Singh, K., et al. 2012, *na*, 17, 8
- Hagen-Thorn, V. A., Larionov, V. M., Jorstad, S. G., et al. 2008, *ApJ*, 672, 40
- Hagen-Thorn, V. A., Larionov, V. M., Larionova, E. G., et al. 2004, *Astronomy Letters*, 30, 209
- Hagen-Thorn, V. A., Marchenko, S. G., Smekhacheva, R. I., & Iakovleva, V. A. 1983, *Astrofizika*, 19, 199
- Hartman, R. C., Bertsch, D. L., Bloom, S. D., et al. 1999, *ApJS*, 123, 79
- Hartman, R. C., Villata, M., Balonek, T. J., et al. 2001, *ApJ*, 558, 583
- Heckman, T. M. & Best, P. N. 2014a, *ARA&A*, 52, 589
- Heckman, T. M. & Best, P. N. 2014b, *ARA&A*, 52, 589
- Heidt, J., Jäger, K., Nilsson, K., et al. 2003, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 299, High Energy Blazar Astronomy, ed. L. O. Takalo & E. Valtaoja, 293
- Heidt, J. & Nilsson, K. 2011, *A&A*, 529, A162
- Heidt, J. & Wagner, S. J. 1996, *A&A*, 305, 42
- Ho, L. C. 2008, *ARA&A*, 46, 475
- Holmes, P. A., Brand, P. W. J. L., Impey, C. D., et al. 1984, *MNRAS*, 211, 497
- Hough, J. H. 1996, in *ASP Conf. Ser.*, Vol. 97, 569
- Hovatta, T., Lindfors, E., Blinov, D., et al. 2016, *A&A*, 596, A78
- Howell, S. B. 2006, *Handbook of CCD Astronomy*, ed. R. Ellis, J. Huchra, S. Kahn, G. Rieke, & P. B. Stetson
- Howell, S. B. & Jacoby, G. H. 1986, *PASP*, 98, 802
- Howell, S. B., Warnock, III, A., & Mitchell, K. J. 1988, *AJ*, 95, 247
- Hubble, E. P. 1926, *ApJ*, 64
- Ikejiri, Y., Uemura, M., Sasada, M., et al. 2011, *PASJ*, 63, 639
- Jannuzi, B. T., Smith, P. S., & Elston, R. 1993, *ApJS*, 85, 265
- Jermak, H., Steele, I. A., Lindfors, E., et al. 2016, *MNRAS*, 462, 4267

- Jorstad, S., Marscher, A., Stevens, J., et al. 2006, Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics Supplement, 6, 247
- Kapanadze, B., Romano, P., Vercellone, S., & Kapanadze, S. 2014, MNRAS, 444, 1077
- Karson, M. 1968, Journal of the American Statistical Association, 63, 1047
- Kaur, N., Chandra, S., Baliyan, K. S., Sameer, & Ganesh, S. 2017, ApJ, 846, 158
- Kesteven, M. J. L., Bridle, A. H., & Brandie, G. W. 1976, AJ, 81, 919
- Kiehlmann, S., Savolainen, T., Jorstad, S. G., et al. 2016, A&A, 590, A10
- Kinman, T. D. 1975, ApJ, 197, L49
- Kjeldsen, H. & Frandsen, S. 1992, PASP, 104, 413
- Knight, C. A., Robertson, D. S., Rogers, A. E. E., et al. 1971, Science, 172, 52
- Kotilainen, J. K., Falomo, R., & Scarpa, R. 1998, A&A, 332, 503
- Kravchenko, E. V., Kovalev, Y. Y., & Sokolovsky, K. V. 2017, MNRAS, 467, 83
- Krawczynski, H., Hughes, S. B., Horan, D., et al. 2004, ApJ, 601, 151
- Kuhlbrodt, B., Wisotzki, L., & Jahnke, K. 2004, MNRAS, 349, 1027
- Laing, R. A. 1980, MNRAS, 193, 439
- Laing, R. A., Jenkins, C. R., Wall, J. V., & Unger, S. W. 1994, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 54, The Physics of Active Galaxies, ed. G. V. Bicknell, M. A. Dopita, & P. J. Quinn, 201
- Landolt, A. U. 1992, AJ, 104, 340
- Lenzen, R., Hartung, M., Brandner, W., et al. 2003, in Proc. SPIE, Vol. 4841, Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes, ed. M. Iye & A. F. M. Moorwood, 944–952
- Li, X., Zhang, L., Luo, Y., Wang, L., & Zhou, L. 2015, MNRAS, 449, 2750
- Liu, F. K., Liu, B. F., & Xie, G. Z. 1997, A&AS, 123, 569
- Liu, H. T. & Bai, J. M. 2015, AJ, 149, 191
- Lupton, R. 1993, Statistics in theory and practice
- Macintosh, B., Graham, J. R., Ingraham, P., et al. 2014, Proceedings of the National Academy of Science, 111, 12661
- Magalhaes, A. M., Rodrigues, C. V., Margoniner, V. E., Pereyra, A., & Heathcote, S. 1996, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 97, Polarimetry of the Interstellar Medium, ed. W. G. Roberge & D. C. B. Whittet, 118
- Magalhaes, A. M. M., Ramírez, E., Ribeiro, N., et al. 2018, in American Astronomical Society Meeting Abstracts, Vol. 231, American Astronomical Society Meeting Abstracts 231, 436.07
- Maier, G. & Pian, E. 2009, arXiv e-prints
- Mannheim, K. 1993, A&A, 269, 67
- Maraschi, L., Ghisellini, G., & Celotti, A. 1992, ApJ, 397, L5
- Maronna, R., Feinstein, C., & Clocchiatti, A. 1992, A&A, 260, 525
- Marscher, A. P. 2006, Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics Supplement, 6, 262
- Marscher, A. P., Jorstad, S. G., D’Arcangelo, F. D., et al. 2008, Nature, 452, 966
- Marscher, A. P., Jorstad, S. G., Larionov, V. M., et al. 2010, ApJ, 710, L126
- Masiero, J., Hodapp, K., Harrington, D., & Lin, H. 2007, PASP, 119, 1126
- Massaro, E., Maesano, M., Montagni, F., et al. 1999, A&A, 342, L49
- Massaro, E., Nesci, R., Maesano, M., Montagni, F., & D’Alessio, F. 1998, MNRAS, 299, 47
- Massaro, E., Perri, M., Giommi, P., & Nesci, R. 2004, A&A, 413, 489

- Massaro, F., D'Abrusco, R., Ajello, M., Grindlay, J. E., & Smith, H. A. 2011, *ApJ*, 740, L48
- Max-Moerbeck, W., Hovatta, T., Richards, J. L., et al. 2014, *MNRAS*, 445, 428
- McLure, R. J. & Dunlop, J. S. 2002, *MNRAS*, 331, 795
- Mead, A. R. G., Ballard, K. R., Brand, P. W. J. L., et al. 1990, *A&AS*, 83, 183
- Merritt, D. & Ferrarese, L. 2001, *MNRAS*, 320, L30
- Miller, J. S. & Hawley, S. A. 1977, *ApJ*, 212, L47
- Moffat, A. F. J. 1969, *A&A*, 3, 455
- Monet, D. 1998, *USNO-A2.0*
- Nalewajko, K., Sikora, M., Madejski, G. M., et al. 2012, *ApJ*, 760, 69
- Netzer, H. 2015, *ARA&A*, 53, 365
- Nilsson, K., Pasanen, M., Takalo, L. O., et al. 2007, *A&A*, 475, 199
- Nilsson, K., Pursimo, T., Heidt, J., et al. 2003, *A&A*, 400, 95
- Nilsson, K., Pursimo, T., Sillanpää, A., Takalo, L. O., & Lindfors, E. 2008, *A&A*, 487, L29
- Nilsson, K., Pursimo, T., Villforth, C., Lindfors, E., & Takalo, L. O. 2009, *A&A*, 505, 601
- Nilsson, K., Pursimo, T., Villforth, C., et al. 2012, *A&A*, 547, A1
- O'Dea, C. P., Baum, S. A., & Stanghellini, C. 1991, *ApJ*, 380, 66
- Osterbrock, D. E. 1981, *ApJ*, 249, 462
- Osterbrock, D. E. & Pogge, R. W. 1985, *ApJ*, 297, 166
- O'Sullivan, S. P. & Gabuzda, D. C. 2008, *International Journal of Modern Physics D*, 17, 1553
- Pace, C. J., Pearson, R. L., Moody, J. W., Joner, M. D., & Little, B. 2013, *PASP*, 125, 344
- Padovani, P. 2016, *A&A Rev.*, 24, 13
- Padovani, P., Alexander, D. M., Assef, R. J., et al. 2017, *A&A Rev.*, 25, 2
- Padovani, P. & Giommi, P. 1995, *ApJ*, 444, 567
- Padovani, P., Resconi, E., Giommi, P., Arsioli, B., & Chang, Y. L. 2016, *MNRAS*, 457, 3582
- Paliya, V. S., Diltz, C., Böttcher, M., Stalin, C. S., & Buckley, D. 2016, *ApJ*, 817, 61
- Paliya, V. S., Sahayanathan, S., & Stalin, C. S. 2015, *ApJ*, 803, 15
- Patat, F. & Romaniello, M. 2006, *PASP*, 118, 146
- Patat, F. & Taubenberger, S. 2011, *A&A*, 529, A57
- Patel, S. R., Shukla, A., Chitnis, V. R., et al. 2018, *A&A*, 611, A44
- Peng, C. Y., Ho, L. C., Impey, C. D., & Rix, H.-W. 2002, *AJ*, 124, 266
- Perlman, E. S., Stocke, J. T., Schachter, J. F., et al. 1996, *ApJS*, 104, 251
- Pian, E., Falomo, R., Hartman, R. C., et al. 2002, *A&A*, 392, 407
- Pichel, A. & Rovero, A. C. 2016, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 58, 33
- Pittori, C., Lucarelli, F., Verrecchia, F., et al. 2018, *ApJ*, 856
- Punch, M., Akerlof, C. W., Cawley, M. F., et al. 1992, *Nature*, 358, 477
- Raiteri, C. M., Stameria, A., Villata, M., et al. 2015, *MNRAS*, 454, 353
- Raiteri, C. M., Villata, M., Capetti, A., et al. 2009, *A&A*, 507, 769
- Rani, B., Gupta, A. C., Strigachev, A., et al. 2010, *MNRAS*, 404, 1992
- Rani, B., Krichbaum, T. P., Lee, S. S., et al. 2017, *MNRAS*, 464, 418
- Reimer, A., Costamante, L., Madejski, G., Reimer, O., & Dorner, D. 2008, *ApJ*, 682, 775

- Reinthal, R., Lindfors, E. J., Mazin, D., et al. 2012, in *Journal of Physics Conference Series*, Vol. 355, *Journal of Physics Conference Series*, 012013
- Remillard, R. A., Tuohy, I. R., Brissenden, R. J. V., et al. 1989, *ApJ*, 345, 140
- Resconi, E., Coenders, S., Padovani, P., Giommi, P., & Caccianiga, L. 2017, *MNRAS*, 468, 597
- Romero, G. E., Cellone, S. A., & Combi, J. A. 1999, *A&AS*, 135, 477
- Romero, G. E., Cellone, S. A., & Combi, J. A. 2000a, *A&A*, 360, L47
- Romero, G. E., Cellone, S. A., & Combi, J. A. 2000b, *AJ*, 120, 1192
- Rosner, B. 1983, *Technometrics*, 1, 8
- Rousset, G., Lacombe, F., Puget, P., et al. 2003, in *Proc. SPIE*, Vol. 4839, *Adaptive Optical System Technologies II*, ed. P. L. Wizinowich & D. Bonaccini, 140–149
- Saglia, R. P., Bertschinger, E., Baggley, G., et al. 1993, *MNRAS*, 264, 961
- Sahu, S., Rosales de León, A., Nagataki, S., & Gupta, V. 2018, *ArXiv e-prints*
- Sakimoto, K., Uemura, M., Sasada, M., et al. 2013, *PASJ*, 65, 35
- Sambruna, R. M., Donato, D., Tavecchio, F., et al. 2007, *ApJ*, 670, 74
- Sambruna, R. M., Maraschi, L., & Urry, C. M. 1996, *ApJ*, 463, 444
- Sasada, M., Uemura, M., Arai, A., et al. 2008, *PASJ*, 60, L37
- Sato, R., Kataoka, J., Takahashi, T., et al. 2008, *ApJ*, 680, L9
- Sbarufatti, B., Falomo, R., Treves, A., & Kotilainen, J. 2006a, *A&A*, 457, 35
- Sbarufatti, B., Treves, A., & Falomo, R. 2005, *ApJ*, 635, 173
- Sbarufatti, B., Treves, A., Falomo, R., et al. 2006b, *AJ*, 132, 1
- Scarpa, R. 2001, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 227, *Blazar Demographics and Physics*, ed. P. Padovani & C. M. Urry, 22
- Scarpa, R., Urry, C. M., Falomo, R., Pesce, J. E., & Treves, A. 2000, *ApJ*, 532, 740
- Schlafly, E. F. & Finkbeiner, D. P. 2011, *ApJ*, 737, 103
- Schmidt, G. D., Elston, R., & Lupie, O. L. 1992, *AJ*, 104, 1563
- Schmidt, M. 1963, *Nature*, 197, 1040
- Serkowski, K. 1968, *ApJ*, 154, 115
- Serkowski, K. 1973, in *IAU Symposium*, Vol. 52, *Interstellar Dust and Related Topics*, ed. J. M. Greenberg & H. C. van de Hulst, 145
- Serkowski, K., Mathewson, D. S., & Ford, V. L. 1975, *ApJ*, 196, 261
- Sersic, J. L. 1968, *Atlas de Galaxias Australes*
- Seyfert, C. K. 1943, *ApJ*, 97, 28
- Sharma, M., Nayak, J., Koul, M. K., et al. 2015, *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A*, 770, 42
- Simmons, J. F. L. & Stewart, B. G. 1985, *A&A*, 142, 100
- Sitarek, J., Becerra Gonzalez, J., Buson, S., et al. 2015, in *International Cosmic Ray Conference*, Vol. 34, *34th International Cosmic Ray Conference (ICRC2015)*, ed. A. S. Borisov, V. G. Denisova, Z. M. Guseva, E. A. Kanevskaya, M. G. Kogan, A. E. Morozov, V. S. Puchkov, S. E. Pyatovsky, G. P. Shoziyoev, M. D. Smirnova, A. V. Vargasov, V. I. Galkin, S. I. Nazarov, & R. A. Mukhamedshin, 825
- Sitko, M. L., Stein, W. A., Zhang, Y. X., & Wisniewski, W. Z. 1983, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 95, 724
- Smith, P. S., Balonek, T. J., Heckert, P. A., & Elston, R. 1986, *ApJ*, 305, 484
- Smith, P. S., Balonek, T. J., Heckert, P. A., Elston, R., & Schmidt, G. D. 1985, *AJ*, 90, 1184

- Smith, P. S., Elston, R., Berriman, G., Allen, R. G., & Balonek, T. J. 1988, *ApJ*, 326, L39
- Smith, P. S., Jannuzi, B. T., & Elston, R. 1991, *ApJS*, 77, 67
- Song, X., Song, S., Sun, W., et al. 2015, *Atmospheric Research*, 157, 137
- Sonnnett, S., Meech, K., Jedicke, R., et al. 2013, *PASP*, 125, 456
- Sorcía, M., Benítez, E., Hiriart, D., et al. 2014, *ApJ*, 794, 54
- Sorcía, M., Benítez, E., Hiriart, D., et al. 2013, *ApJS*, 206, 11
- Sosa, M. S. 2012, Tesis de Licenciatura: Estudio de microvariabilidad foto-polarimétrica en los blazares 1ES 1959+650 y HB89 2201+044, Vol. 1
- Sosa, M. S., von Essen, C., Andruchow, I., & Cellone, S. A. 2017, *A&A*, 607, A49
- Sprinthall, R. C. 2011, *Basic Statistical Analysis*, Pearson Education
- Sulentic, J. W., Marziani, P., Zamanov, R., et al. 2002, *ApJ*, 566, L71
- Tagliaferri, G., Ghisellini, G., Giommi, P., et al. 2000, *A&A*, 354, 431
- Tagliaferri, G., Ravasio, M., Ghisellini, G., et al. 2003, *A&A*, 400, 477
- Takalo, L. O. 1991, *A&AS*, 90, 161
- Takalo, L. O. & Sillanpaa, A. 1993, *Ap&SS*, 206, 191
- Takalo, L. O., Sillanpaa, A., Nilsson, K., et al. 1992, *A&AS*, 94, 37
- Tosti, G., Fiorucci, M., Luciani, M., et al. 1998, *A&A*, 339, 41
- Tosti, G., Luciani, M., Fiorucci, M., et al. 1999, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 70, 237
- Treves, A., Belloni, T., Falomo, R., et al. 1993, *ApJ*, 406, 447
- Trujillo, I., Aguerri, J. A. L., Cepa, J., & Gutiérrez, C. M. 2001a, *MNRAS*, 321, 269
- Trujillo, I., Aguerri, J. A. L., Cepa, J., & Gutiérrez, C. M. 2001b, *MNRAS*, 328, 977
- Trujillo, I., Graham, A. W., & Caon, N. 2001c, *MNRAS*, 326, 869
- Turnshek, D. A., Bohlin, R. C., Williamson, II, R. L., et al. 1990, *AJ*, 99, 1243
- Urry, C. M. & Padovani, P. 1995, *PASP*, 107, 803
- Urry, C. M., Scarpa, R., O'Dowd, M., et al. 2000, *ApJ*, 532, 816
- Veron-Cetty, M.-P. & Veron, P. 1989, *European Southern Observatory Scientific Report*, 7, 1
- Véron-Cetty, M.-P. & Véron, P. 2003, *A&A*, 412, 399
- Villata, M., Raiteri, C. M., Aller, H. D., et al. 2004, *A&A*, 424, 497
- Villata, M., Raiteri, C. M., Balonek, T. J., et al. 2006, *A&A*, 453, 817
- Villata, M., Raiteri, C. M., Kurtanidze, O. M., et al. 2003, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 299, *High Energy Blazar Astronomy*, ed. L. O. Takalo & E. Valtaoja, 221
- Villata, M., Raiteri, C. M., Kurtanidze, O. M., et al. 2002, *A&A*, 390, 407
- Villata, M., Raiteri, C. M., Lanteri, L., Sobrito, G., & Cavallone, M. 1998, *A&AS*, 130, 305
- Villata, M., Raiteri, C. M., Popescu, M. D., et al. 2000, *A&AS*, 144, 481
- Villforth, C., Nilsson, K., Heidt, J., et al. 2010, *MNRAS*, 402, 2087
- von Montigny, C., Bertsch, D. L., Chiang, J., et al. 1995, *ApJ*, 440, 525
- von Neumann, J. 1941, *Ann. Math. Statist.*, 12, 367
- Wagner, S. J. & Witzel, A. 1995, *ARA&A*, 33, 163
- Wehrle, A. E., Piner, B. G., Unwin, S. C., et al. 2001, *ApJS*, 133, 297
- Westra, E., Geller, M. J., Kurtz, M. J., Fabricant, D. G., & Dell'Antonio, I. 2010, *PASP*, 122, 1258

- Weymann, R. J., Carswell, R. F., & Smith, M. G. 1981, *ARA&A*, 19, 41
- Whitney, A. R., Shapiro, I. I., Rogers, A. E. E., et al. 1971, *Science*, 173, 225
- Whittet, D. C. B., Martin, P. G., Hough, J. H., et al. 1992, *ApJ*, 386, 562
- Wierzcholska, A., Ostrowski, M., Stawarz, Ł., Wagner, S., & Hauser, M. 2015, *A&A*, 573, A69
- Wierzcholska, A. & Siejkowski, H. 2015, *MNRAS*, 452, L11
- Wills, B. J., Wills, D., Breger, M., Antonucci, R. R. J., & Barvainis, R. 1992, *ApJ*, 398, 454
- Wolf, N. J. 1982, *ARA&A*, 20, 367
- Wu, J., Zhou, X., Ma, J., et al. 2007, *AJ*, 133, 1599
- Zago, L. 1995, PhD thesis, Ecole Polytechnique de Milan, Italie
- Zapatero Osorio, M. R., Caballero, J. A., & Béjar, V. J. S. 2005, *ApJ*, 621, 445
- Zhang, B.-K., Dai, B.-Z., Zhang, L., & Cao, Z. 2010, *Research in Astronomy and Astrophysics*, 10, 653
- Zhang, B.-K., Wang, S., Zhao, X.-Y., Dai, B.-Z., & Zha, M. 2013, *MNRAS*, 428, 3630
- Zhang, B.-K., Zhao, X.-Y., Wang, C.-X., & Dai, B.-Z. 2014a, *Research in Astronomy and Astrophysics*, 14, 933
- Zhang, H., Boettcher, M., & Chen, X. 2014b, in *AAS/High Energy Astrophysics Division #14*, 106.09
- Zhang, H., Chen, X., & Böttcher, M. 2014c, *ApJ*, 789, 66
- Zhang, Y.-H. & Li, J.-C. 2017, *MNRAS*, 469, 1682
- Zibecchi, L., Andruchow, I., Cellone, S. A., et al. 2017, *MNRAS*, 467, 340
- Zola, S., Valtonen, M., Bhatta, G., et al. 2016, *Galaxies*, 4, 41