

Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas

Pedro Paulo Bonetti Beaklini

O Estudo de AGNs na Era do Fermi

Tese de Doutorado
Departamento de Astronomia

Orientadora: Profa. Dra. Zulema Abraham

Novembro de 2012

“Ora (dizeis) ouvir estrelas! Certo,
Perdeste o senso! E eu vos direi, no
entanto, Que, para ouvi-las, muita vez
desperto E abro a janela, pálido de espanto.”

Olavo Bilac

Ao meu pai,

Ricardo Beaklini

(in memoriam)

Agradecimentos

Pela orientação, discussões e conselhos, agradeço a minha orientadora Profa. Dra Zulema Abraham, que esteve sempre presente no difícil processo de elaborar uma tese e cuja contribuição ao trabalho é inestimável. Várias foram as reuniões que me acostumaram com um padrão de exigência no qual considero fundamental para minha futura carreira científica. Agradeço também a Dra Tânia Dominici, pelo trabalho de colaboração que enriqueceu o resultado final, que além de sugestões, debates e hospitalidade, ao me receber no LNA (Laboratório Nacional de Astrofísica), também contribuiu realizando as observações na banda R apresentadas neste trabalho.

Agradeço as agências financiadoras. Primeiramente a FAPESP, pelo financiamento e apoio a pesquisa, e também as agências nacionais de financiamento CNPq e CAPES, por auxílio a viagens e parte do meu período de bolsa. Da mesma forma, agradeço ao IAG/USP por ter fornecido as condições necessárias para a realização deste trabalho. Em especial, agradeço a Marina Freitas pelo seu trabalho fundamental à astronomia brasileira.

Agradeço a Emanuelle Fernanda Sotoski, por toda sua dedicação e vontade de me ajudar a qualquer momento, em cada palavra de incentivo, em cada figura trabalhada, em cada tabela montada. Por me acompanhar no momento em que o trabalho parecia não andar, por me acompanhar quando o trabalho seguia em frente, por me acompanhar a todo momento. Quisera eu conseguir retribuir tanta atenção.

Agradeço aos amigos Paulo Penteado e Graziela Keller Rodrigues. Mais do que pela amizade, mais do que pelos debates que enriqueceram toda minha produção científica, e sim por todo carinho e atenção dedicados nos momentos em que precisei. Todo o auxílio técnico, científico e de amizade que me deram não tem preço, e jamais conseguirei retribuir. Fica ao menos este parágrafo nos agradecimentos e a certeza de que jamais esquecerei.

Agradeço ao meu colega de sala Tiago Vecchi Ricci, mais do que um colega, um verdadeiro amigo. Companheiro de conversas, desabafos, de AGNs, além de uma lista interminável de coisas. Foi um prazer dividir cinco anos de sala com você. Foi um

prazer os seis anos de amizade. É sempre bom saber que posso contar com um amigo. Agradeço também, como não poderia ser diferente, minha colega de grupo, Juliana Cristina Motter, que sempre deixou minha sala muito mais divertida, além de todas as conversas internas de grupo. Por falar em sala, agradeço aos meus colegas de sala Daniel May Nicolazzi e Roberto Bertoldo Menezes, não somente pela paciência, mas por me ajudarem sempre que precisei.

Por falar em ajuda, não posso deixar de citar o Alberto Krone Martins, como amigo que sempre fez o possível e o impossível para me ajudar. Por sempre arrumar um tempo que não tem para se dedicar a qualquer problema que eu o apresente. Por me motivar e incentivar mesmos nos momentos em que tudo parecia perdido, no seu eterno otimismo de quem sempre confiar nos amigos. Do mesmo modo, um agradecimento especial pro Marcio Guilherme B. de Avellar, por sempre querer discutir de tudo e por sempre aceitar discutir tudo; pela sua amizade. E também não posso esquecer dos meus amigos de departamento, que sempre foram muito mais do que colegas: Rodrigo Georgetti Vieira e Reinaldo Santos de Lima. E também das minhas ex-colegas de departamento, mas sempre amigas, que além de toda amizade deram também sua hospitalidade: Andressa Jendrieck e Patrícia Cruz Gamba. Aliás, mais do que agradecer a Patrícia, agradeço toda sua família, tanto aos seus pais, quanto ao seu marido Sergio e ao seu lindo filho Artur.

Por falar em família, agradeço toda a família da Manu, que me acolheu como se eu sempre fizesse parte da família. Agradeço nominalmente a Dona Madalena Melo Sotoski e a Glaci Melo Sotoski. Mais do que óbvio, agradeço também os meus amigos de Curitiba, que estiveram sempre presente nesta caminhada, mesmo antes do começo, meus queridos Leonardo Gnoato e Paulo Rosa, minhas queridas Carolina Paladino e Gabriela Guerios.

Agradeço, é claro, toda a minha família. Por confiarem em mim a todo momento. Por me ajudarem a todo instante com atenção, carinho e orgulho. Queria que todos soubessem o que significa o apoio familiar que recebi. Desde minha vó, Glória Beaklini, aos meus tios Ronaldo Beaklini e Renata Naves, Rose Beaklini e Jorge França, Roberto Beaklini e Adriana Valentim Beaklini; e a Dra Valéria Bonetti, que sempre estiveram presentes e foram muito mais do que tios. Assim como todos os

meus primos, Renato, Mariana, Mariane, Juliana e Marcel, e em especial ao Dr. Alexandre José da Silva, um grande conselheiro nos meus primeiros passos científicos.

Também agradeço a minha mãe, Maria Constança Bonetti Beaklini, e ao meu irmão, Rodrigo Bonetti Beaklini, por todo auxílio familiar (e financeiro) que me concederam nestes anos de doutorado. Claro que também agradeço ao meu pai Ricardo Beaklini, pelos valores que serão eternos. É um orgulho fazer parte desta família.

Agradeço, para terminar, novamente a Emanuelle Fernada Sotoski. Dessa vez, pelo seu amor e companheirismo. Pelo seu talento, que sempre me serviu de motivação a cada novo dia. Pela sua inteligência e por sua habilidade de deixar cada momento inesquecível e cada instante uma alegria. Queria conseguir escrever tudo que significa para mim. Esta tese não estaria pronta se não estivesse sempre ao meu lado.

Por fim agradeço a todos que me ajudaram nesta caminhada. Muito obrigado.

Índice

Resumo	9
Abstract	10
Lista de Símbolos	11
Capítulo 1: Introdução	14
1.1 AGNs e a classe dos blazares	14
1.2 Relação entre as luminosidades em ondas de rádio e em raios- γ	22
1.3 Polarização na emissão dos Blazares	27
1.4 Estudos da variabilidade na emissão dos blazares	30
Capítulo 2: Observações e Redução de dados.....	33
2.1 Lista de Fontes	33
2.2 Observações em 43 GHz	35
2.3 Observações Polarimétricas na Banda R	42
2.4 Observações em altas energias	47
Capítulo 3: Monitoramento de blazares em 7 mm.....	49
3.1 3C273	49
3.2 3C279	58
3.3 PKS 1510-089	62
3.4 OJ287	68
3.5 PKS 0537-441, PKS 0727-115, OT081 e ApLib	73
3.5.1 PKS 0537-441	73

3.5.2	<i>PKS 0727-11</i>	76
3.5.3	<i>OT081</i>	78
3.5.4	<i>Ap Lib (PKS 1514-241)</i>	80
3.6	<i>SgrA*</i>	81
Capítulo 4: Resultados Polarimétricos na Banda R		83
4.1	<i>PKS 1510-089</i>	83
4.2	<i>3C279</i>	93
4.3	<i>Observações de outras fontes</i>	99
Capítulo 5: Relação entre as luminosidades em ondas de radio e raios-γ		102
5.1	<i>Amostra total utilizada e as observações em 7 mm</i>	102
5.2	<i>Relação entre as Luminosidade em 43 GHz e em raios-γ</i>	105
5.3	<i>Dependência entre as luminosidades e a massa central</i>	109
Capítulo 6: Conclusão		114
Referências		118
Apêndice A: Métodos Estatísticos		127
A.1	<i>Discreted Correlation Function</i>	127
A.2	<i>Métodos de Jurkevich e de Stellingwerf</i>	129
A.3	<i>Função Estrutura</i>	132
Apêndice B: Telegrama 3523		134
Apêndice C: Telegrama 3799		135
Apêndice D: Emissão de SgrA* em 7mm		136
Apêndice E: Tabela de Observações		148

Resumo

Neste trabalho, apresentamos as observações de AGNs (Núcleos Ativos de Galáxias) realizadas em diferentes comprimentos de onda. As observações em 7 mm foram realizadas com o radiotelescópio do Itapetinga, enquanto as observações polarimétricas na banda R foram realizadas no Observatório Pico dos Dias. Os resultados obtidos foram comparados com as curvas de luz em raios- γ obtidas pelo LAT (Large Area Telescope), instrumento instalado no Observatório Espacial Fermi, lançado em 2008 e que fornece informações inéditas sobre a variabilidade dos AGNs na região GeV do espectro. Em 3C273 e em 3C279, detectamos flares em ondas de rádio com atraso de aproximadamente 6 meses em relação a flares em raios- γ detectados pelo Fermi/LAT, enquanto em 1510-089, detectamos um aumento gradual na emissão em 7 mm durante a época em que ocorreram a diversos flares em raios- γ . Os resultados da variabilidade foram discutidos considerando os modelos de choque e de precessão nos jatos de AGNs. Em SgrA*, radio fonte que coincide com a posição do buraco negro no centro da nossa galáxia, foi detectado um aumento na emissão em 7 mm a partir de 2009, sendo discutida também a existência de periodicidade. As observações polarimétricas revelaram uma variação simultânea do grau e do ângulo de polarização em 3C279 e 1510-089, além de uma correlação entre a magnitude e o grau de polarização, que é discutida considerando o modelo de jato helicoidal, sendo sugerida uma explicação alternativa para esta variabilidade, que pode ser atribuída ao surgimento de uma nova componente polarizada. Por fim, a luminosidade em 7 mm das fontes observadas foi comparada com a luminosidade em raios- γ , sendo encontrada uma dependência entre as luminosidades e a massa do buraco negro central.

Abstract

In this work, we present multiwavelength observations of AGNs (Active Galactic Nuclei). The 7 mm observations were performed with the Radiotelescope of Itapetinga and the polarimetric observations in the R band were obtained at the Pico dos Dias Observatory. The results of our observations were compared with the γ -ray light curves obtained with LAT (Large Area Telescope), on board of the Fermi Spatial Observatory launched in 2008, which gives an unprecedented information about the variability of AGNs at GeV energies. In 3C273 and 3C279, we detected flares at 7 mm with delays of approximately 6 months with respect to the γ -ray flare detected by Fermi/LAT, while in 1510-089, we detected a gradual increase in the 7 mm emission at the epochs in which several γ -ray flares occurred. The results concerning variability were discussed within the scenarios of shocked and precessing jets in AGNs. In SgrA*, radio source coincident with the position of the black hole in the center of our galaxy, we detected an increase in the 7 mm emission started in 2009, and we also discussed the existence of periodicity. The polarimetric observations revealed a simultaneous variation of the polarization degree and angle in 3C279 and 1510-089, besides a correlation between magnitude and flux density, which are discussed within the scenario of the helical jet. We suggest an alternative explanation to this variability, which can be attributed to a new polarized component. Finally, the 7 mm luminosity of the sources was compared with the γ -ray luminosity, and we found dependence between the luminosities and the black hole masses.

Lista de Símbolos: apresentados na ordem em que aparecem

m_B	Magnitude na banda B
h_0	Constante de Hubble dividida por 100
v	velocidade
c	velocidade da luz
β	velocidade em função de c
β_{OBS}	velocidade observada em função de c
ϕ	ângulo entre a direção do movimento e a linha de visada
γ	fator de Lorentz
δ	fator Doppler
S	densidade de fluxo
α	índice espectral
p	índice de potência do fator Doppler
ν	frequência
Ω	abertura do cone de precessão
ϖ	velocidade angular
T	período
η	ângulo do jato projetado no plano no céu
Δt	intervalo de tempo no referencial da fonte
Δt_{OBS}	intervalo de tempo no referencial do observador
L_γ	luminosidade em raios- γ
L_r	luminosidade em ondas de rádio
a	índice de lei de potência da luminosidade
P	grau de polarização
S_P	densidade de fluxo polarizado
S_T	densidade de fluxo total

I_0	U/I_0	intensidade polarizada
χ		ângulo entre o sentido de propagação da onda e o eixo de coordenada em que se encontra o receptor
θ		ângulo de polarização
U		parâmetro de Stokes
Q		parâmetro de Stokes
V		parâmetro de Stokes
AR		Ascensão Reta
DEC		Declinação
λ_0		latitude do centro da antena
ϕ_0		longitude do centro da antena
h		ângulo horário
HS		hora sideral
W		potência do lóbulo principal do feixe da antena
T_A		temperatura de antena
V		voltagem
C		constante de calibração
λ		comprimento de onda
σ		desvio padrão
S_R		densidade de fluxo na banda R
m_R		magnitude na banda R
z		redshift
Θ		resultado dos métodos de Stellingwerf e de Jurkevich
m		número de grupos dos métodos de Stellingwerf e de Jurkevich
M_\odot		Massa Solar
L_X		luminosidade em raios-X
M		massa do buraco negro (em massas solares)

ξ	Índice de potência da luminosidade
ψ	índice de potência da massa
$UDCF$	função de correlação discreta sem binagem
DCF	função de correlação discreta (DCF)
a_i	elemento de um conjunto de dados da DCF
b_i	elemento de um segundo conjunto de dados da DCF
τ	tempo de atraso
N	número de pares da DCF
N'	número de pares sem correlação
Φ_i	fase dos métodos de Stellingwerf e de Jurkevich
t_i	tempo em que a amostra foi medida
v	variância de cada grupo do método de Jurkevich
V	variância total da amostra
dq	desvio quadrático de cada grupo do método de Stellingwerf
DQ	desvio quadrático total da amostra
V_m^2	variância normalizada método de Jurkevich
$F(\tau)$	função estrutura
τ_+	escala de variabilidade de uma amostra

Capítulo 1

Introdução

Neste capítulo será realizada uma descrição dos trabalhos publicados na literatura com relação à emissão e a variabilidade dos blazares. Na seção 1.1 será introduzida a definição de núcleos ativos e da classe dos blazares, enquanto na seção 1.2 será discutida a relação entre as luminosidades em raios- γ e em ondas de rádio obtidos desde as primeiras observações em altas energias. Na seção 1.3 serão apresentados os resultados de monitoramentos polarimétricos de blazares, enquanto na seção 1.4 serão descritas as principais campanhas de monitoramento, que começaram após o lançamento do observatório espacial Fermi.

1.1 AGNs e a classe dos blazares

AGNs (Active Galactic Nuclei) são núcleos de galáxias cuja emissão não pode ser atribuída à origem térmica, sendo produzida por matéria acrescida por um buraco negro supermassivo. Os AGNs podem ser divididos em LLAGN (Low Luminosity AGN) e QSOs (Quasi Stellar Objects; Burbidge & Burbidge 1967), de acordo com a magnitude da região nuclear na banda B (m_B), sendo os QSOs mais brilhantes definidos com $m_B > -21.5 + 5 \log h_0$, onde h_0 é a constante de Hubble dividida por cem (veja Peterson 1997, para uma revisão sobre taxonomia dos AGNs). De acordo com Shields (1974), os AGNs apresentam duas diferentes regiões de formação de linhas, uma delas, formada por nuvens densas, se movimentando com grande velocidade em torno do núcleo, chamada de BLR (Broad Line Region; região de linhas largas), e uma região formada por nuvens menos densas, se movimentando mais lentamente, chamada de NLR (Narrow Line Region; região de linhas estreitas). Dessa forma, o primeiro grupo pode ser dividido em Seyferts 1 e 2 dependendo da presença de linhas largas no

espectro (Seyfert 1943, Khachikian & Weedman 1974), podendo haver tipos intermediários, como 1.5, 1.8 e 1.9 (Osterbrock 1981), e LINERs (low ionization nuclear emission region) se a região de emissão nuclear for de baixa ionização, seguindo o critério entre a razão da intensidade linhas $[O_{III}]/H\beta < 3$ (Heckman1980; Ferland & Netzer 1983; Halpern & Steiner 1983). O segundo grupo, dos QSOs, é subdividido de acordo com a sua emissão em ondas de rádio, onde apenas uma pequena fração (cerca de 10%) é também intensa em baixas energias, sendo chamadas de QSRS (Quase Stellar Radio Sources). A subclasse dos QSRS deu origem à denominação quasar, sendo originalmente dividida de acordo com a forma do espectro em ondas de rádio em Step Spectrum Radio Source (SSRS, Rádio Fonte de Espectro Inclinado) e Flat Spectrum Radio Source (FSRQ, Rádio Fonte de Espectro Plano).

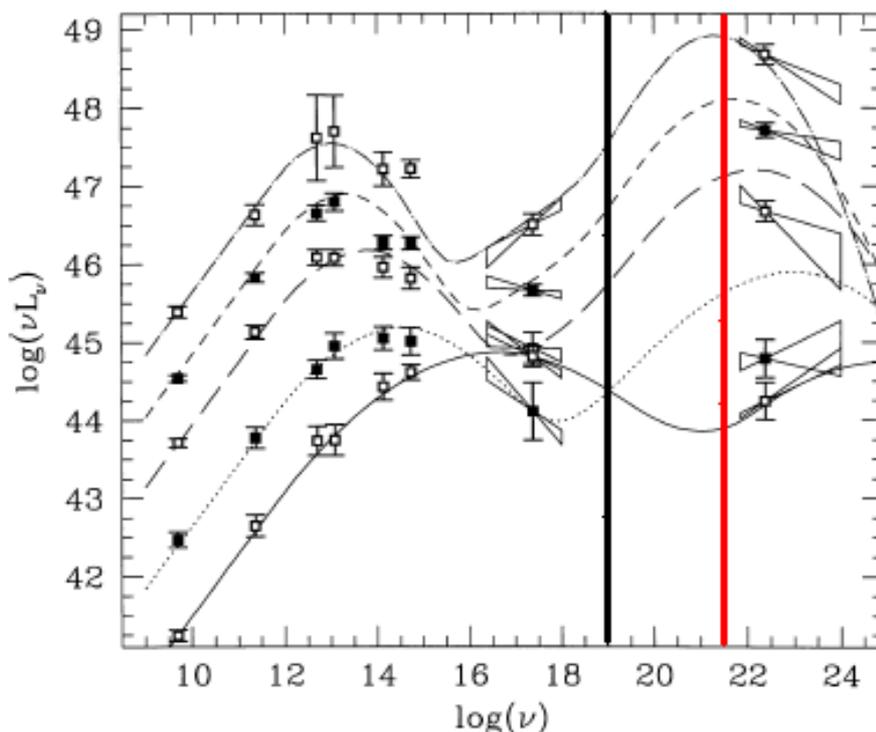


Figura 1.1: Média das SED's para um conjunto de 126 blazares amostrados de acordo com a luminosidade em 5 GHz. O FERMI obtém medidas em frequências superiores a 10^{19} Hz, indicada na figura pela linha preta. A região entre a linha preta e vermelha indica a faixa de frequências, em que havia poucas observações antes do monitoramento do FERMI (Fossati et al. 1998).

Além desta divisão, um subconjunto de rádio fontes é definido de acordo com sua variabilidade. Todas as classes de AGNs apresentam seu espectro variável em todos os comprimentos de onda, entretanto, um tipo específico de AGN apresenta

uma intensa emissão no contínuo e uma amplitude de variabilidade extremamente alta, tanto em raios-X, quanto no visível e em ondas de rádio (ex. Peterson 1997). Esses objetos são conhecidos como OVV (Optically Violent Variable) e BL Lac (devido ao objeto homônimo que apresenta as mesmas características), sendo que, por causa da intensidade do contínuo, as linhas de emissão são fracas ou ausentes. Os BL Lacs são considerados casos extremos dos FSRQs, sendo ambos agrupados em uma única classe denominada de blazares (Maraschi & Rovetti 1994; Sambruna et al. 1996; Scarpa & Falomo 1997; Fossati et al. 1998).

A distribuição espectral de energia (SED) dos blazares pode ser dividida em duas componentes, uma de baixa energia, que compreende a região entre ondas de rádio e a banda óptica/UV, e uma de alta energia, que compreende a emissão em raios-X e raios- γ (e.g. Fossati et al. 1998). Na figura 1.1 são apresentadas as médias das SEDs de 126 fontes estudadas por Fossati et al. (1998), separadas de acordo com a luminosidade em 5 GHz, sendo indicado pela linha preta e vermelha, o intervalo de frequências em que existiam poucas observações antes do começo do monitoramento realizado pelo Fermi/LAT (Large Area Telescope). Considerando o grupo das AGNs, as fontes detectadas em TeV pelo H.E.S.S (High Energy Stereoscopic System) são todas das classes dos blazares (e.g. Ghisellini et al. 1998).

Enquanto a componente de baixa energia do espectro é atribuída à emissão síncrotron de elétrons ultra-relativísticos, a origem da emissão da componente de alta energia ainda é controversa. Possíveis contribuições para a emissão em raios- γ são os processos Compton inverso; radiação síncrotron de cascatas de pares alimentados por processos hadrônicos; e emissão síncrotron de prótons e muons de energias extremamente altas (Sikora & Madejski 2000; Levinson 2006; Böttcher 2007). A detecção de flares correlacionados no infravermelho e em raios- γ favorece o processo de Compton inverso como o responsável pela emissão em altas energias, porém a origem dos fótons que participam do processo ainda está em debate, existindo inclusive, a possibilidade da emissão ser de origem hadrônica. Os principais modelos podem ser divididos em (Sikora et al. 2009):

- Modelos Synchrotron self-Compton (SSC) – consistem na comptonização da radiação síncrotron local;

- Modelos Compton Externo (EC) – requerem uma fonte externa de fótons responsáveis pela origem do processo Compton. A origem destes fótons pode estar nas nuvens da Broad Line Region, ou em um torus de poeira quente.

Nos modelos SSC, os elétrons de mais alta energia responsáveis pela emissão síncrotron irão espalhar os próprios fótons síncrotrons através do processo Compton inverso, sendo esperada a Comptonização do local de emissão. Já nos modelos hadrônicos em blazares luminosos, a emissão em altas energias (raios-X duros e raios- γ) seria produzida por radiação síncrotron de cascatas de pares alimentadas por prótons ultra-relativísticos (Mannheim & Biermann 1992; Mannheim 1993; Sikora et al. 2009).

A principal diferença entre os modelos leptônicos e hadrônicos está no processo de aceleração das partículas, que ainda é pouco compreendido. Se os prótons não forem acelerados até energias suficientemente altas para atingir o começo da produção de píons na região onde estão localizados os fótons da emissão síncrotron e/ou os fótons externos, a radiação em altas energias será dominada pela emissão de elétrons relativísticos e/ou pares (modelos leptônicos). No caso oposto, a emissão em alta energia é dominada pelas cascatas iniciadas através da produção de pares e píons, assim como pelos prótons, além da radiação síncrotron (Böttcher 2007).

A partir do trabalho de Ghisellini et al. (1998), diversos modelos leptônicos foram estudados considerando também processos hadrônicos (ex. Atoyan & Dermer 2003; Pe'er & Waxman 2005; Reimer et al. 2005), como por exemplo, o modelo sugerido por Kazanas & Mastichiadis (1999) e Kazanas et al. (2006), onde o processo hadrônico de produção de pares é iniciado pela interação de prótons relativísticos com os fótons síncrotron. De fato, uma combinação dos modelos leptônicos e hadrônicos deve ser o método mais adequado para descrever os processos de emissão envolvidos. Em outras palavras, modelos puramente leptônicos ou modelos puramente hadrônicos podem ser válidos para alguns casos específicos, mas falham ao tentar explicar os processos de emissão de todos os blazares (ex. Georganopoulos & Kazanas 2003; Böttcher 2007).

Uma análise estatística das propriedades das SEDs dos blazares foi feita por Fossati et al. (1998), e mostra que, quanto maior luminosidade bolométrica do objeto,

menor a frequência de pico da componente espectral de baixa energia. Desse modo, os BL Lacs foram subdivididos considerando a frequência em que ocorre o pico síncrotron no espectro das fontes, em LBLs (Low-frequency BL Lacs) e HBLs (High-frequency BL Lacs). Durante o trabalho de Fossati et al. (1998), pouco se sabia sobre a componente de mais alta energia no espectro dos blazares, devido à ausência até então de dados em GeV. Para solucionar esta lacuna, em 2008 entrou em operação o Observatório Espacial Fermi (que realiza observações entre 0.1 e 300 GeV), cujo método de detecção de raios- γ será brevemente descrito no capítulo 2. Após os primeiros resultados do Fermi, Abdo et al. (2010a) propuseram uma nova classificação espectral dos BL Lacs, em LSP (low synchrotron peaked), ISP (intermediate synchrotron peaked) e HSP (high synchrotron peaked). Nas duas classificações, quanto menor a frequência em que ocorre o pico síncrotron, mais luminosa é a fonte, sendo os FRSQs os blazares mais brilhantes, sempre com frequência de pico abaixo de 10^{13} Hz (ex. Giommi et al. 2012). Esta diferença no espectro está relacionada com o processo de emissão envolvido em cada grupo de blazares, como será discutido a seguir.

Como uma tentativa de unificação dos modelos de emissão para os blazares, Ghisellini et al. (1998) sugeriram uma sequência de propriedades entre os objetos HBLs, LBLs e FRSQs, em que o campo de radiação externo se torna mais importante nas FRSQ e menos importante nas HBLs, baseado na existência de uma correlação entre a frequência do pico e o valor do índice espectral em ondas de rádio/Raios-X (Padovani & Giommi 1995; Fossati et al. 1998). Esta direção em que aumenta o campo de radiação conforme a classificação é conhecida como a sequência espectral dos blazares, sendo posteriormente adaptada para a classificação de Abdo et al. (2010a).

Além da existência do pico síncrotron e do pico Compton, outra característica no espectro dos blazares é a emissão variável em todos os comprimentos de onda em que foram observados, desde ondas de rádio (ex. Hufnagel & Bregman 1992; Romero et al. 1997; Aller et al. 1999; Fan et al. 2008), faixa óptica (ex. Tosti et al. 1998; Xie et al. 1999; Fan & Lin 2000; Dominici et al. 2006) até raios-X e raios- γ (ex. Catanese et al. 1997; Maraschi et al. 1999; Xue et al. 2006), sendo maior a escala de tempo de variabilidade quanto menor a frequência de observação. Por este motivo, a determinação do espectro deve ser realizada em uma mesma época de observação.

Em ondas de rádio, imagens interferométricas com resolução de milissegundos de arco das regiões centrais dos blazares, revelaram a existência de jatos com componentes discretas, se afastando do núcleo estacionário com velocidades superluminais. Este fenômeno é consequência de um efeito relativístico, e ocorre quando a fonte, com velocidade próxima à da luz ($\beta = v/c \sim 0.99$), se aproxima do observador em uma direção que forma um ângulo ϕ com a linha de visada. Dessa forma, a velocidade superluminal aparente β_{OBS} é dada por:

$$\beta_{OBS} = \frac{\beta \sin \phi}{1 - \beta \cos \phi} \quad (1.1)$$

sendo o fator de Lorentz γ dado por:

$$\gamma = (1 - \beta^2)^{-1/2}. \quad (1.2)$$

O fator Doppler δ está relacionado com γ e β por:

$$\delta = \frac{1}{\gamma(1 - \beta \cos \phi)} \quad (1.3)$$

sendo que, por causa do movimento, a densidade de fluxo é amplificada, sendo dada por (Blandford & Königl 1979):

$$S_{OBS}(\nu) = S(\nu)\delta^{p+\alpha} \quad (1.4)$$

onde α é o índice espectral ($S \propto \nu^{-\alpha}$) e p depende do formato da fonte, sendo $p = 2$ para fontes contínuas e $p = 3$ para fontes formadas por componentes discretas.

Se o fluxo de matéria na base do jato não for homogêneo ou sua velocidade não for constante, eventualmente, pode se formar uma frente de choque onde as partículas são aceleradas, originando o flare e as componentes superluminais. (Blandford & Königl 1979; Marscher & Gear 1985). Em um primeiro momento, logo após a formação da componente, quando a densidade de fótons é grande, os elétrons de mais alta energia interagem com os fótons via processo Compton Inverso, enquanto os elétrons menos energéticos irradiam através do processo síncrotron. Nesta fase, denominada de fase Compton por ser o processo dominante de perda de energia, a componente é opticamente fina para raios-X, raios- γ e no visível, ocorrendo o flare nestes comprimentos de onda. Conforme a componente se expande, o choque se torna opticamente fino para os maiores comprimentos de onda, sendo que, quando a

densidade de fótons diminui, o campo magnético se torna mais importante e as perdas síncrotron passam a ser dominantes. Quando a componente se torna suficientemente grande para que seu tamanho exceda a trajetória percorrida pelo elétron até perder energia por radiação síncrotron, começa a fase adiabática de perda de energia, até que a emissão da componente se equipara a emissão do restante do jato. O flare em ondas de rádio irá ocorrer quando a componente se torna opticamente fina nesta região do espectro, não estando claro se ocorre na fase síncrotron ou na fase adiabática (Marscher & Gear 1985).

Outra característica do jato dos blazares é a curvatura em escala de parsecs, detectada em imagens interferométricas (ex. Cotton et al. 1979; Marscher et al. 2012). Além disso, as regiões mais externas, em escalas de kiloparsecs, estão desalinhadas com essas estruturas mais internas em escala de parsecs (Pearson & Readhead 1988). Por exemplo, utilizando técnicas de VLBI (Very Long Baseline Interferometry), Unwin et al. (1989), acompanhando o movimento de uma componente superluminal em 3C279 e comparando com a posição do jato em 5 GHz obtida com o VLA (Very Large Array; de Pater & Perley 1983), encontraram que o ângulo de posição da região mais interna do jato é de 110° enquanto da região mais externa de 143° . Em algumas fontes esta diferença entre os ângulos pode chegar a valores acima de 100° (Person & Redhead 1988; Lister et al. 2001). O caso de 1510-089 é ainda mais extremo, sendo a diferença entre os ângulos do jato interno e externo de 177° , a maior diferença entre os blazares (Homan et al. 2002a; Orienti et al. 2011).

Na maioria dos blazares onde são identificadas componentes superluminais, elas possuem velocidades diferentes, seguindo movimento balístico. Como as velocidades superluminais são dependentes do ângulo entre a direção do movimento e a linha de visada, as diferentes velocidades observadas revelam uma variação neste ângulo. Em algumas fontes, a variação sistemática do ângulo de posição no plano do céu e das velocidades superluminais sugere a existência de um movimento de precessão no jato. Dentre os blazares em foi postulada precessão a partir da análise do movimento das componentes superluminais e que foram monitorados por este trabalho estão: 3C273 (Abraham & Romero 1999), 3C279 (Abraham & Carrara 1998) e OJ287 (Abraham 2000); os períodos de precessão obtidos foram de 16, 22 e 11 anos no referencial do observador, respectivamente.

Na figura 1.2 é mostrado um esquema de um jato precessionando. O cone de precessão possui uma abertura Ω , sendo a velocidade angular constante dada por $\varpi = 2\pi/T$ sendo T o período. O ângulo entre o jato e a linha de visada é dado por ϕ , enquanto o ângulo do jato projetado no plano no céu com relação à direção oeste é dado por η , sendo que os ângulos ϕ e η definem a posição instantânea do jato. O ângulo ϕ e o fator Doppler $\delta(\phi)$, são dependentes do fator de Lorentz γ e da velocidade superluminal observada β_{OBS} de acordo com as equações 1.1 a 1.4.

O ajuste do modelo de precessão é realizado a partir do $\beta(t_{OBS})$ e de $\eta(t_{OBS})$, medidos no referencial do observador, onde um intervalo de tempo Δt_{OBS} está relacionado com o intervalo de tempo Δt no referencial da fonte por $\Delta t_{OBS} = \Delta t / \delta(\phi)$. Dessa forma, a velocidade angular de precessão do jato não é constante no referencial do observador. A medida que o jato se aproxima da linha de visada, aumenta o fator Doppler, e diminui o intervalo de tempo Δt_{OBS} no referencial do observador.

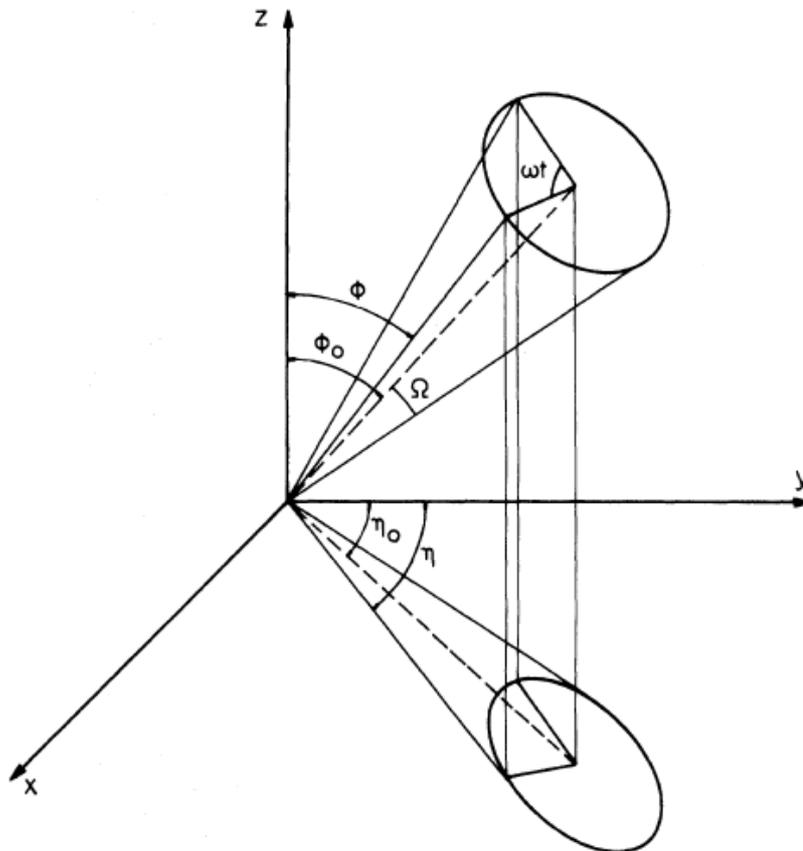


Figura 1.2: Estrutura de um jato precessionando (Carrara et al. 1993).

Os parâmetros são ajustados de modo que a direção do jato em um dado tempo explique a posição e as velocidades das componentes superluminais formadas neste instante, sendo possível determinar o período de precessão do jato tanto no referencial da fonte quanto no referencial do observador. A emissão observada no núcleo do jato (fonte central) está relacionada com o fator Doppler, que é variável. Quando o ângulo do jato com a linha de visada diminui, o valor de $\delta(\phi)$ aumenta, juntamente com a intensidade do núcleo nos comprimentos de onda em que a região é opticamente fina, ou seja, $\alpha > 0$ na equação 1.4, sendo detectados intensos flares na faixa do óptico e no infravermelho. Entretanto, nestes comprimentos de onda, a emissão esta misturada com a do disco de acreção e de outras componentes do jato e este aumento pode não ser detectado. Em ondas de rádio, a região do núcleo é opticamente espessa $\alpha \approx -2$ e este aumento não é observado devido à dependência de $2 + \alpha$ na equação 1.4.

O modelo de precessão foi questionado porque os movimentos de algumas componentes superluminais detectadas nas fontes analisadas, indicam que a velocidade pode não ser constante (ex. Lister et al. 2009). Contudo, como discutido por Caproni & Abraham (2004), é possível que as componentes para as quais foram atribuídas velocidades variáveis possam ser explicadas pela superposição de duas ou mais componentes que possuem velocidade constante.

Existem ainda outros modelos utilizados para descrever a estrutura de jatos de blazares em escala de parsecs, como o modelo helicoidal descrito por Steffen et al. (1995) para 3C345 e o de Kaastra & Ross (1992) para 3C273, entretanto, estes modelos foram aplicados apenas em casos específicos enquanto, supondo velocidade balística, o modelo de precessão desenvolvido para 3C273, 3C279 e OJ 287 pode ser ajustado para outras fontes, como BL Lac (Caproni et al. 2012), 3C345 (Caproni & Abraham 2004a) e 3C120 (Caproni & Abraham 2004b).

1.2 Relação entre as luminosidades em ondas de rádio e em raios- γ

Antes da entrada em operação do observatório espacial Fermi, havia pouca informação sobre a emissão dos AGNs em raios- γ , a maioria resultada de observações do EGRET (Energetic Gamma Ray Experiment Telescope) e do H.E.S.S.. O EGRET estava

a bordo do observatório espacial CGRO (Compton Gamma Ray Observatory), e realizou observações entre 1991 e 1996, entre 50 MeV e 50 GeV, enquanto o H.E.S.S. está localizado na Namíbia e realiza observações entre 10 GeV e 10 TeV do espectro desde 2002. Ao contrário do Fermi, os dois observatórios não realizaram um monitoramento contínuo das mesmas fontes, sendo que, devido ao limite de detecção dos instrumentos, muitas fontes somente eram detectadas quando estavam em um período de alta atividade, permanecendo abaixo do limite de detecção no restante do tempo. Os principais resultados de detecções de AGNs em raios- γ foram compilados e apresentados no catálogo reportado por Hartmann et al. (1999), sendo que o número total de fontes observadas é menor do que o número total observado em GeV atualmente pelo Fermi, que possui uma maior sensibilidade.

Mesmo com a pouca quantidade de fontes da amostra, foi possível verificar a existência de uma correlação entre as luminosidades em raios- γ e em ondas de rádio (Padovani et al. 1993; Stecker et al. 1993; Stecker & Salamon 1996; Fan et al. 1998; Zhang et al. 2001). O principal problema desta comparação é a variabilidade, existente tanto em ondas de rádio quanto em raios- γ , que pode esconder alguma relação intrínseca. A dispersão causada pela emissão variável ocorre mesmo quando as observações são realizadas simultaneamente, pois pode haver atrasos entre uma variabilidade e a outra (ex. Bloom 2008). Além disso, como algumas fontes somente são detectadas em períodos de alto brilho, pode haver um viés na análise, principalmente considerando as fontes observadas antes da era Fermi.

Outro fator que deve ser considerado quando se compara a emissão entre duas regiões distintas do espectro é a correção K. Devido ao redshift, uma frequência observada corresponde a uma frequência diferente no referencial da fonte, para transformar a densidade de fluxo para o referencial do observador é necessário conhecer o índice espectral nas regiões do espectro que estão sendo observadas. Utilizando esta correção cosmológica é possível comparar fontes que estão em redshifts diferentes. Como o índice espectral também é variável nos blazares, sendo diferente para cada fonte e podendo, inclusive, variar de acordo com o estado de emissão para uma mesma fonte, a correção K é mais um fator de incerteza na relação das luminosidades.

A primeira detecção desta relação foi reportada por Padovani et al. (1993), utilizando dados de catálogos em comprimentos de onda centimétricos (Kuehr et al. 1981a, b; Wall & Peacock 1985) e dados em raios- γ obtidos pelo EGRET (Fichtel et al. 1993). A relação encontrada foi de $L_\gamma \propto L_r^{0.76 \pm 0.01}$, sendo L_γ e L_r as luminosidades em raios- γ e em ondas de rádio, respectivamente. O resultado de Padovani et al. (1993) foi obtido utilizando apenas 16 AGNs, não havendo diferenças quando as fontes eram divididas entre BL Lacs e FRSQs. Uma análise semelhante, utilizando 18 blazares detectados e 131 limites superiores em raios- γ estabelecidos pelo EGRET, foi realizada por Stecker et al. (1993). A relação encontrada entre as luminosidades acima de 100 MeV e em 5 GHz é de $L_\gamma \propto L_r^{1.2 \pm 0.1}$.

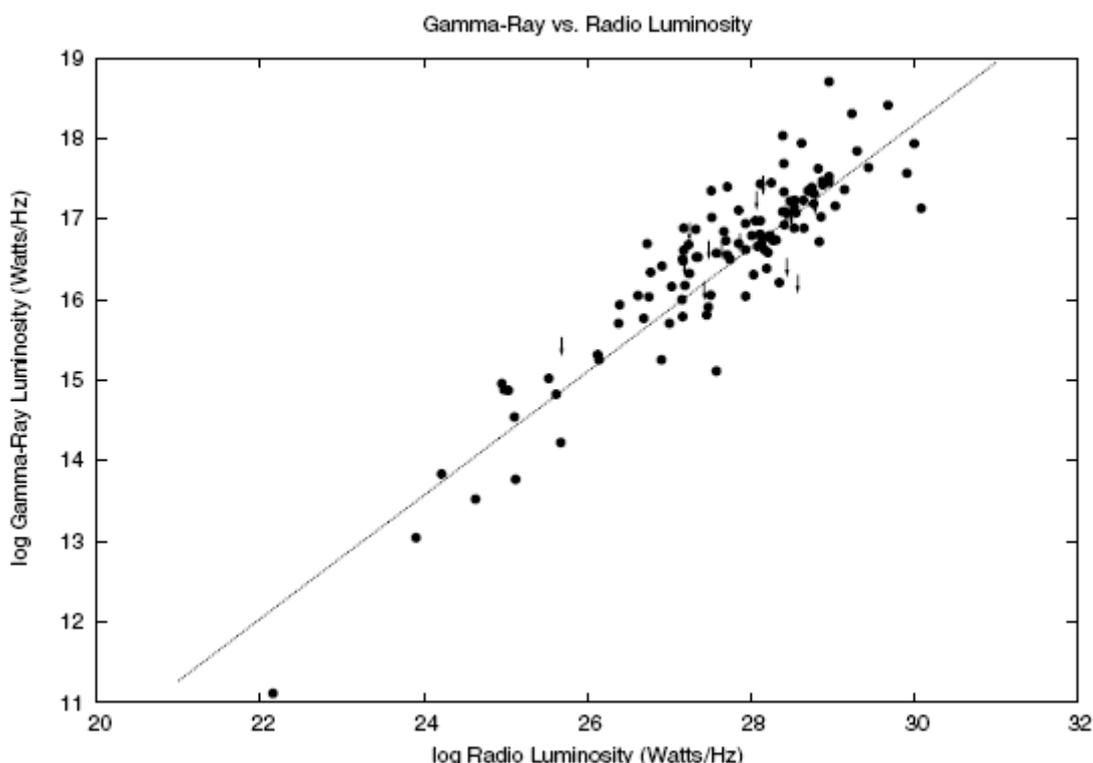


Figura 1.3: Correlação entre as luminosidades observadas em ondas de rádio e em raios- γ . As setas indicam limites superiores e a linha pontilhada representa o ajuste da regressão (Bloom 2008).

Conforme a amostra de fontes detectadas pelo EGRET foi aumentando, diferentes trabalhos refizeram esta análise, comparando a emissão em raios- γ com a emissão em 5 e 8 GHz e obtendo resultados semelhantes. Nenhum desvio significativo foi encontrado quando a amostra era subdividida em estado de emissão, alto ou baixo (Zhang et al. 2001), ou tipo espectral (HBL, LBL e FRSQ; Yang & Fan 2005). Usando uma

amostragem de 122 fontes, Bloom (2008) encontrou uma correlação de $L_\gamma \propto L_r^{0.77 \pm 0.04}$, sendo a relação encontrada é apresentada na figura 1.3. As observações em raios- γ foram realizadas durante o período de vida do EGRET e a luminosidade foi determinada a partir do fluxo em 400 MeV, calculado utilizando o índice espectral encontrado por Hartman et al. (1999), enquanto a luminosidade em ondas de rádio foi calculada utilizando densidades de fluxo em 8.4 GHz, com os índices espectrais sendo encontrados a partir de dados extraídos do NASA Extragalactic Database (NED), sendo utilizadas as frequências 1.4 e 8.4 GHz. A relação encontrada não se alterava mesmo se considerado apenas as fontes mais brilhantes.

Após entrada em funcionamento do Observatório Espacial Fermi, o número de blazares detectados em raios- γ aumentou consideravelmente quando comparado com os dados anteriores em altas energias. Ghirlanda et al. (2010) realizaram a mesma comparação entre as luminosidades para as fontes detectadas pelo Fermi. Para tanto, eles utilizaram 230 fontes listadas no 1FGL (Fermi Large Area Telescope First Source Catalog; Abdo et al. 2010b), considerando a densidade de fluxo acima de 100 MeV, e as compararam com o catálogo AT20 (Murphy et al. 2010), obtido utilizando o ATCA (Australia Telescope Compact Array) em 20 GHz. O resultado, considerando a barra de erro, é o mesmo obtido por Bloom (2008) e por outros trabalhos que utilizaram os dados do EGRET, sendo de $L_\gamma \propto L_r^{0.80 \pm 0.04}$. O gráfico comparando as duas luminosidades é apresentado na figura 1.4. Ackermann et al. (2011), comparando dados do Fermi com diferentes catálogos em ondas de rádio em 8.4 e 15 GHz, dividiu sua amostra em FRSQs e em BL Lacs e verificou que a correlação existe em ambos os grupos considerando diferentes bandas de energia de detecção do Fermi. Entretanto, assim como mostrado na figura 1.4, o trabalho apontou um espalhamento considerável de pontos no gráfico de relação entre as luminosidades. Kovalev et al. (2009) utilizaram a amostra de 135 fontes do programa MOJAVE em 15 GHz e compararam a emissão em raios- γ com a emissão em ondas de rádio na escala de parsecs, encontrando que ambas estão correlacionadas. Além disso, os autores reportaram que, quanto mais brilhante uma fonte em raios- γ , mais brilhante e mais compacto é o núcleo em ondas de rádio.

Como discutido por Ackermann et al. (2011), a relação entre as luminosidades é estatisticamente significativa, embora haja um grande espalhamento de pontos desde que começaram as observações com o Fermi. Como discutido na seção 1.1, o fator Doppler pode aumentar consideravelmente a densidade de fluxo detectada em raios- γ (equação 1.4). Como a emissão em ondas de rádio se origina numa região opticamente espessa, sua emissão não é aumentada, o que pode causar o espalhamento na relação entre as luminosidades.

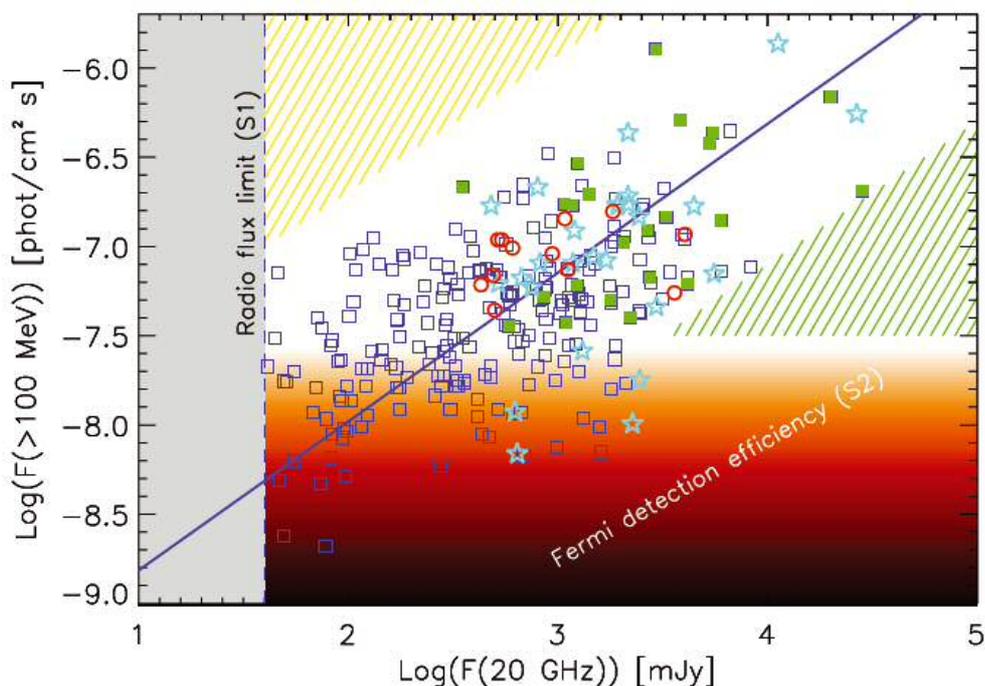


Figura 1.4: Relações entre a luminosidade em raios- γ e em 20 GHz. Os diferentes símbolos presentes na figura representam os diferentes catálogos em altas energias em que as fontes foram observadas. Para identificar, ver o artigo original. (Ghirlanda et al. 2011)

Muecke et al. (1997) apontam que, se houvesse uma relação intrínseca entre as luminosidades, mesmo considerando a variabilidade, não poderia haver um espalhamento tão grande quanto o detectado, indicando que esta relação não existiria. Entretanto, Ghirlanda et al. (2011) estudaram tanto o efeito da variabilidade quanto o de limite de detecção dos telescópios, tanto em ondas de rádio, quanto em raios- γ , e, diferentemente de Muecke et al. (1997), concluíram que a relação entre as luminosidades existe, mas com um índice de lei de potência diferente do encontrado.

Segundo o trabalho, considerando a dependência $L_\gamma \propto L_r^a$, o valor intrínseco de a estaria entre 1.2 e 1.5 para que seja obtida a relação de 0.8.

A dependência entre as luminosidades pode ser interpretada de acordo com os modelos de Compton inverso, ligando a emissão em baixa energia com a de raios- γ , como proposto por Bloom & Marscher (1996), onde a luminosidade em raios- γ apresentaria uma correlação mais evidente com a luminosidade em ondas de rádio do que com a luminosidade no óptico e em raios-X (Dondi & Ghisellini 1995). Nos modelos SSC, uma correlação linear, ou aproximadamente linear no gráfico logarítmico, poderia ser obtida desde que a faixa de parâmetros físicos possíveis, como a opacidade, não variarem muito dentro da amostra. Alternativamente, a luminosidade em raios- γ também poderia ser interpretada considerando o processo de espalhamento Compton externo (Dermer & Schlickeiser 1993; Lister 1999), entretanto, os modelos SSC obtém mais sucesso para explicar a relação, apesar do grande espalhamento. De qualquer modo, a relação entre as luminosidades não permite separar entre os modelos EC e os modelos SSC (Bloom 2008).

1.3 Polarização na emissão dos Blazares

O grau de polarização P é definido como:

$$P = \frac{S_p}{S_T} \quad (1.5)$$

onde S_p é o fluxo polarizado e S_T é o fluxo total. O ângulo de polarização θ e P são definidos através dos parâmetros de Stokes, sendo dado por:

$$U = I_0 \cos(2\chi) \cos(2\theta) \quad (1.6)$$

$$Q = I_0 \cos(2\chi) \sin(2\theta) \quad (1.7)$$

$$V = I_0 \sin(2\chi) \quad (1.8)$$

onde I_0 é a intensidade polarizada, χ é o ângulo entre o sentido de propagação da onda e o eixo de coordenada em que se encontra o receptor e θ é o ângulo de polarização. Como parte da emissão na banda R nos blazares é de origem síncrotron, é esperada a existência de polarização linear. A polarização circular é considerada nula,

de modo que a análise da polarização é realizada apenas em função dos parâmetros de Stokes U e Q . Devido ao fator 2θ , a determinação do ângulo de polarização possui uma multiplicidade de 180° .

Observações do SDSS (Sloan Digital Sky Survey) revelaram que uma grande fração de blazares possui uma polarização acima de 3% na banda R, confirmando o processo síncrotron como uma contribuição importante na emissão observada na região óptica (Smith et al. 2007). Assim como o espectro dos blazares, a emissão polarizada também é variável, sendo em alguns casos, detectadas variações em escalas de tempo inferiores a um dia (Villforth et al. 2009).

Ikejiri et al. (2011) encontraram uma relação entre as variações no grau de polarização e a densidade de fluxo na emissão de 10 entre 42 blazares observados utilizando o telescópio de 1.5 m de Kanata no visível e no infravermelho. Nestas fontes, os maiores valores do grau de polarização eram detectados quando a fonte estava brilhante. Utilizando o método da DCF (Discreted Correlation Function) os autores verificaram que nos blazares onde ocorre a correlação entre magnitude e grau de polarização, nenhum atraso entre ambas foi detectado. Devido ao grande intervalo entre as observações, os autores não conseguiram afirmar para a maioria dos casos, se houveram rotações no ângulo de polarização.

A rotação do ângulo de polarização em um intervalo de poucos dias somente foi observada em algumas fontes, como 1510-089 (Marscher et al. 2010), 3C279 (Abdo et al. 2010c), BL Lac (Marscher et al. 2008), 3C454.3 e OT081 (Ikejiri et al. 2011). Destas apenas a fonte BL Lac não está presente na lista de objetos monitorados em 7 mm que será apresentado no Capítulo 2. Devido à multiplicidade de 180° , rotações como a de 720° grau no ângulo de polarização de 1510-089 e de 225° no ângulo de BL Lac, só podem ser evidenciadas se somado 180° de modo a minimizar a diferença entre duas medidas consecutivas (Marscher et al. 2008; 2010).

Após a rotação do ângulo de polarização de ambas as fontes, foi detectada a formação de componentes superluminais em imagens interferométricas em 43 GHz obtidas utilizando o VLBA (Very Long Baseline Array; Marscher et al. 2008; 2010). No caso de BL Lac, durante a rotação do ângulo na banda R, foi detectado um flare na curva de luz na banda R e, logo após o término da rotação, ocorreu outro flare, desta vez também detectado e raios- γ . No caso de 1510-089, também foi detectado um flare

na banda R durante a rotação e outro em seguida, mas ambos foram acompanhados por flares em raios- γ .

De acordo com Marscher et al. (2008) este comportamento entre a variação do ângulo de polarização e as curvas de luz nas diferentes frequências poderia ser explicada se a origem da emissão em raios- γ ocorre a uma distância da ordem de $10^3 R_S$ da fonte central. Considerando este caso, a rotação do ângulo na banda R ocorreria enquanto a componente estivesse entre a fonte central e o núcleo opticamente espesso em ondas de rádio, local onde seria formado o choque.

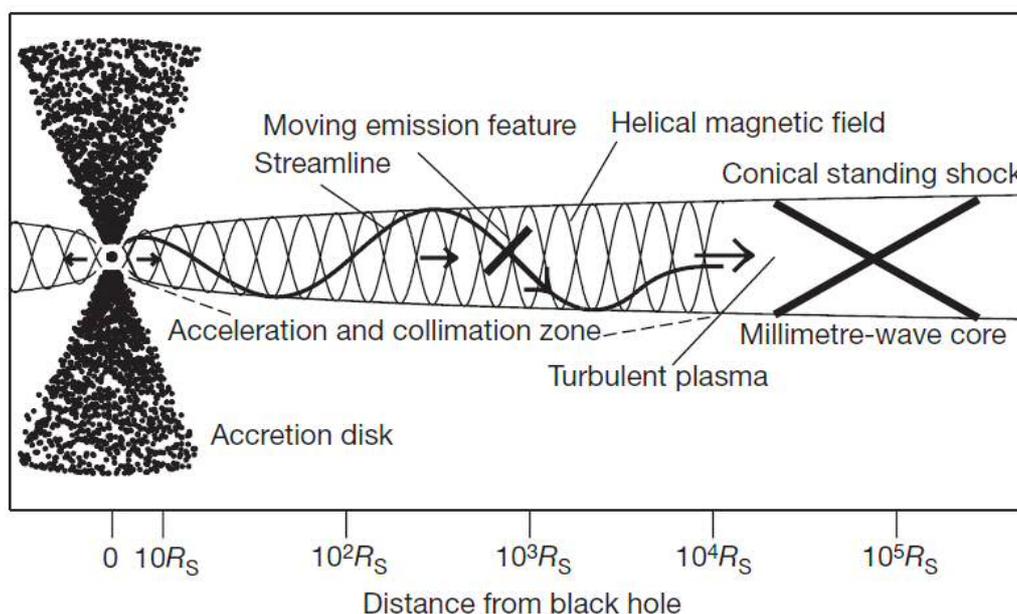


Figura 1.5: Modelo de jato helicoidal onde a emissão em raios- γ ocorre a uma distância de parsecs da fonte central (Marscher et al. 2010).

Na figura 1.5 é mostrado um esquema do modelo proposto para explicar os comportamentos descritos na variabilidade de 1510-089 e de BL Lac. Antes de atingir a região opticamente espessa em ondas de rádio, a componente se movimenta em uma trajetória helicoidal, consequência do campo magnético de mesma forma, o que explicaria a rotação no ângulo de polarização. Neste momento, a intensidade da emissão síncrotron na banda R aumenta, como consequência do aumento do fator Doppler no jato, podendo haver aumentos da emissão em raios-X ou em raios- γ quando o choque entra em uma região de plasma turbulento indicado na figura. Nenhum aumento da emissão em ondas de rádio é detectado, pois a fonte ainda se

encontraria em uma região opticamente espessa. Após a componente atravessar esta região, ocorre o segundo flare na Banda R através da emissão síncrotron e o flare em raios- γ via espalhamento Compton, podendo ser detectado em ondas de rádio posteriormente. No caso de 1510-089, um aumento gradativo na emissão em ondas de rádio ocorreu durante a rotação do ângulo de polarização (Marscher et al. 2008).

1.4 Estudos da variabilidade na emissão dos blazares

Além da correlação entre as luminosidades em ondas de rádio e em altas energias, estudos da variabilidade do espectro também são importantes para a compreensão do processo de emissão de blazares. Para tanto, são necessárias campanhas de observações simultâneas em diferentes comprimentos de onda (Böttcher 2007). Nesta seção serão descritas as observações realizadas simultaneamente ao monitoramento do Fermi e cujos resultados serão discutidos neste trabalho, além dos programas de monitoramento que são realizadas por mais de décadas das fontes observadas neste trabalho.

Estudos de variabilidade de AGNs nas frequências de 22 e 43 GHz (1.3 cm e 7 mm) vêm sendo realizados com o radiotelescópio do Itapetinga desde 1978 (ex. Abraham et al. 1982; 1984; Botti & Abraham 1988; 1993; Abraham et al. 2007). Embora a cintilação seja desprezível nestas frequências, variações na contribuição da atmosfera podem se tornar numa grande fonte de erro no estudo de variabilidade. Para contornar este problema, foi desenvolvido um sistema de rastreamento que consiste em varreduras rápidas do céu, centradas na fonte, assim como o uso de uma carga a temperatura ambiente e de uma fonte de ruído de temperatura conhecida para compensar a absorção da atmosfera e da redoma (Abraham & Kokubun 1992). Este método será descrito no capítulo 2.

Outro observatório em que são realizados monitoramentos utilizando uma única antena desde a década de 70 é o Radiotelescópio de Metsähovi, localizado na Finlândia, que observa AGNs em comprimentos de ondas centimétricos desde 1974 (ex. Soldi et al. 2008), sendo a antena semelhante a do Rádio Observatório do Itapetinga.

Entre os monitoramentos que utilizam técnicas interferométricas, destaca-se o programa MOJAVE (Monitoring of Jets in AGNs with VLBA Experiments), que monitora a região central dos AGNs em 2 cm, medindo a polarização e a evolução das componentes, desde 1994 utilizando o VLBA (Very Long Baseline Array; ex. Lister & Homan 2005). Além do programa MOJAVE, o VLBA também é utilizado em 43GHz, no programa da Universidade de Boston, que monitora a densidade de fluxo da fonte central para uma lista de blazares.

Existem diferenças entre as observações com uma única antena e o monitoramento interferométrico, sendo ambos complementares. Enquanto as observações utilizando técnicas interferométricas apresentam um poder de resolução espacial maior, conseguindo separar as diferentes componentes presentes no jato, monitoramentos realizados com apenas uma antena possuem uma melhor resolução temporal, consequência da maior quantidade de tempo disponível para observações. As técnicas interferométricas conseguem separar a contribuição do núcleo, definido como a região não resolvida opticamente espessa, da emissão das componentes, além de acompanhar como estas componentes evoluem ao longo do jato. Observações com apenas uma antena detectam a contribuição de todas as componentes simultaneamente com a emissão da fonte central, detectando, inclusive, a emissão nos parsecs mais externos do jato. Utilizando as duas técnicas é possível identificar quando o aumento na emissão ocorre no núcleo e quando ocorre no jato.

Em outros comprimentos de onda, o programa SMARTS (Small and Moderate Aperture Research Telescope System) entrou em operação após o lançamento do observatório Fermi, com o objetivo de monitorar os blazares detectados em raios- γ nas bandas B, V, R, J e K. Ao todo, o programa SMARTS monitora 62 blazares utilizando quatro telescópios de diferentes tamanhos: 0.9, 1.0, 1.3 e 1.5 metros, localizados em Cerro Tololo, no Chile. O resultado do monitoramento realizado pelo SMARTS foi utilizado para comparar a variabilidade na banda R com as observações em 7mm realizadas pelo ROI e apresentadas no capítulo 3.

Por fim, o programa WEBT (Whole Earth Blazar Telescope) começou a monitorar os blazares em 1997, em comprimentos de ondas que vão desde ondas de

rádio até o óptico, sendo utilizados diferentes telescópios espalhados pelo mundo¹. Desde 2007, quando o observatório espacial Fermi foi lançado, o programa WEBT se juntou ao GASP (Glast-Agilli Support Program) para monitorar as fontes que são observadas pelo Fermi. O Rádio Observatório de Metsähovi, citado acima, faz parte deste consórcio.

O monitoramento dos blazares fornece informações importantes para entender os mecanismos de emissão destas fontes. Por exemplo, entre os fenômenos que tais campanhas podem elucidar, está ainda a não bem entendida ocorrência de flares isolados em TeV, ou seja, sem flares simultâneos em raios-X ou em outro comprimento de onda, conhecidos como Flares TeV “órfãos” e que já foram observados em ES 1959+650 (Krawczynski et al. 2004) e MKR 421 (Blażejowski et al. 2005). Em outro caso, a existência de flares com atrasos entre os diferentes comprimentos de onda, só podem ser compreendidos em campanhas multiwavelengths, assim como, imagens interferométricas simultaneamente com curva de luz podem fornecer informações sobre a variabilidade destas fontes em escalas de anos.

Neste trabalho serão apresentados os resultados de monitoramento em ondas de rádio realizado no Rádio Observatório do Itapetinga (ROI) e comparado com os resultados obtidos do observatório Fermi, apresentado no Capítulo 3, assim como, com os resultados do monitoramento polarimétrico realizado na banda R no OPD (Observatório Pico dos Dias), apresentado no Capítulo 4.

¹ <http://www.oato.inaf.it/blazars/webt/>

Capítulo 2

Observações e Redução de dados

Como visto no capítulo anterior, os blazares são fontes variáveis em todos os comprimentos de onda, sendo necessárias observações simultâneas para a compreensão do seu espectro. Neste capítulo será apresentada a lista de fontes observadas e serão discutidos os métodos observacionais e o procedimento de redução de dados em ondas de rádio, banda R e raios- γ .

2.1 Lista de Fontes

Na tabela 1 encontra-se a lista de fontes que foram observadas neste trabalho sendo escolhidas a partir da lista de fontes monitoradas pelo Fermi/LAT, publicada por Abdo et al. (2009), seguindo os seguintes critérios:

- Fontes que atingem uma altura maior do que 40° de elevação em Atibaia (fontes com $DEC < 27^\circ$), onde fica localizado o Rádio Observatório do Itapetinga;
- Fontes com densidades de fluxo em 43 GHz acima de 1 Jy, de modo que possam ser monitoradas no Rádio Observatório.
- Outras fontes que ainda não possuem informações sobre sua emissão em ondas de rádio.

Em um segundo momento, foram acrescentadas fontes que não estavam na lista inicial do Fermi, mas cujas curvas de luz foram colocadas posteriormente na página web do Fermi. Por isso, um grupo de fontes, designado como grupo 1 na tabela, começou a ser monitorado em 2009, e um grupo, designado como 2, começou a ser observado em 2011. Para as fontes mais intensas, como 3C 273 e 3C 279, foi realizado um monitoramento periódico e suas curvas de luz em ondas de rádio foram comparadas com as curvas de luz em raios- γ . Além dos blazares, outra fonte

monitorada foi SgrA*, associada ao buraco negro supermassivo no centro da nossa galáxia, que estava sendo monitorada desde 2006.

Tabela 2.1: Fontes observadas neste projeto no Rádio Observatório do Itapetinga.

Nome	Grupo	AR (h)	AR (m)	AR (s)	DEC (g)	DEC (')	DEC (")
PKS 0202-17	1	2	4	57.7	-17	1	19
PKS 0208-512	1	2	10	46.3	-51	1	0
PKS 0235+164	2	2	38	38.9	16	36	59.7
PKS 0332-403	1	3	34	13.6	-40	8	25
PKS 0402-352	2	4	3	53.8	-36	5	1.9
PKS 0405-385	1	4	6	59.1	-38	26	27
PKS 0426-380	1	4	28	40.4	-37	56	19
PKS 0454-234	1	4	57	3.2	-23	24	52
PKS 0521-365	2	5	22	58	-36	27	30.9
PKS 0528+134	1	5	30	56.4	13	31	55
PKS 0537-441	1	5	38	54.4	-44	5	9
PKS 0727-11	1	7	30	19.1	-11	41	13
PKS 0805-077	2	8	8	15.5	-7	51	10.1
OJ 287	1	8	54	48.8	20	6	31
PKS B 0906+015	2	9	9	10.1	1	21	35.6
PKS 1127-14	1	11	30	7.1	-14	49	27
PKS 1144-379	1	11	47	1.4	-38	12	12
3C 273	1	12	29	6.6	2	3	8
PKS 1244-255	1	12	46	46.8	-25	47	50
3C 279	1	12	56	11.1	-5	47	22
PKS 1329-049	2	13	32	4.5	-5	9	43.3
PKS 1424-41	2	14	27	56.3	-42	6	19.6
PKS 1502+106	2	15	4	25	10	29	39.1
PKS 1510-089	2	15	12	50.5	-9	5	59.8
AP Lib	1	15	17	41.8	-24	22	20
PKS 1622-253	1	16	25	46.9	-25	27	38
PKS B 1622-297	2	16	26	6	-29	51	27
PKS 1730-130	2	17	33	2.7	-13	4	49.5
SgrA*	1	17	45	40.04	-29	0	28.1
OT 081	1	17	51	32.8	9	39	1
BZU J1802-3940	1	18	2	38.6	-39	39	36
MC 1830-211	1	18	33	28.8	-21	6	10.8
PKS 1908-201	1	19	11	15.12	-20	11	9.6
TXS 1920-211	1	19	23	32.1	-21	4	32.4
PKS 2052-47	1	20	56	16.4	-47	14	47
PKS 2204-54	1	22	7	43.8	-53	46	34
4C 11.69	2	22	32	36.4	11	43	50.8
3C 454.3	2	22	53	57.7	16	8	53.6

As fontes 3C279, 1510-089, 0537-441, 0454-234 e 0208-512 foram observadas também polarimetricamente no Observatório Pico dos Dias localizado em Brazópolis, em Minas Gerais. As duas primeiras fontes começaram a ser observadas em 2009,

enquanto as outras começaram a ser monitoradas em 2011, quando as primeiras observações simultâneas entre ondas de rádio e a banda R foram realizadas.

2.2 Observações em 43GHz

As observações em ondas de rádio foram realizadas no Rádio Observatório do Itapetinga, que possui uma antena de 13,7 metros de diâmetro, coberta por uma redoma que a protege de instabilidades dinâmicas produzidas pelo vento e de variações de temperatura. A redoma é formada por painéis triangulares, cujas formas e distribuição são aleatórias, cobertos por um plástico laminado e por uma película muito fina de Tedlar branco, que contribui para rejeição do ultravioleta. O radiotelescópio, inaugurado em 1972, está localizado no município de Atibaia, 60 km ao norte da cidade de São Paulo ($\phi_0 = -23^{\circ}11'$ e $\lambda_0 = 46^{\circ}33''$), a uma altitude de 900 m acima do nível do mar, em um vale natural cercado por montanhas que o protegem de interferências.

A antena possui precisão para ondas milimétricas, podendo operar entre 10 e 100 GHz (Kaufmann 1971). Atualmente, o radiotelescópio possui dois receptores para observação no contínuo, em 22 e 43 GHz, com largura de banda de 1 GHz. A redoma, apesar de proteger a antena, pode introduzir outros problemas como a atenuação do sinal observado, o aumento da temperatura do sistema, e a interferência por ondas estacionárias, além do acúmulo de umidade na sua superfície, este último efeito pode ser contornado realizando calibrações que utilizam fontes de ruído com temperatura conhecida e absorvedores a temperatura ambiente (Abraham & Kokubun 1992). O fator de transmissão da redoma é da ordem de 0.8 para a frequência de 43 GHz.

A montagem da antena é alto-azimutal com foco Cassegrain e seu movimento é controlado por um computador. Primeiramente, é realizada a leitura da hora universal – através de um GPS ligado diretamente ao computador responsável pelo rastreo – simultaneamente com a leitura da posição da antena, dada em elevação e azimute pelos codificadores. Depois, são calculadas a hora sideral e a posição da fonte em termos de elevação e azimute a partir de suas coordenadas equatoriais (ascensão reta e declinação) através das equações:

$$\sin(Az) \cos(El) = -\cos(\text{DEC}) \sin(h) \quad (2.1)$$

$$\cos(Az) \cos(El) = \cos(\lambda_0) \sin(\text{DEC}) - \sin(\lambda_0) \cos(\text{DEC}) \cos(h) \quad (2.2)$$

$$\sin(El) = \sin(\lambda_0) \sin(\text{DEC}) + \cos(\lambda_0) \cos(\text{DEC}) \cos(h) \quad (2.3)$$

onde DEC é a declinação, λ_0 a latitude do centro da antena, e h o ângulo horário dado por $h = HS - AR$, sendo HS a hora sideral e AR a ascensão reta. Por fim, é enviado um comando para quatro pares de motores, que executam os movimentos em elevação e azimute corrigindo a diferença entre as posições da antena e da fonte.

O feixe do radiotelescópio é formado por um lóbulo principal, onde o ganho é máximo, e por lóbulos secundários, consequência do fenômeno de difração. O feixe principal, mostrado na figura 2.1, pode ser representado por uma gaussiana, quanto menor a largura a meia potência HPBW (Half Power Beam Width), maior o poder de resolução da antena. O feixe do radiotelescópio do Itapetinga possui um HPBW de 2.4' em 43 GHz, sendo determinado através de observação de fontes pontuais.

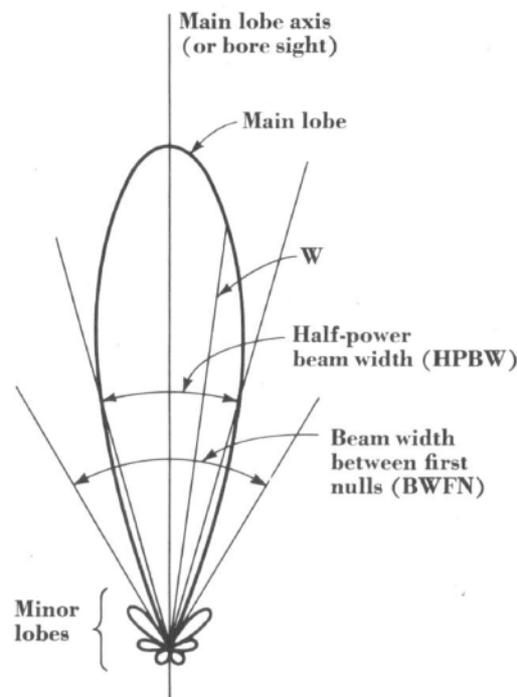


Figura 2.1: Modelo de Feixe para a antena. W é a potência observada pelo lóbulo principal (Kraus 1966).

A radiação recebida pela antena é amplificada utilizando uma cascata de amplificadores, logo após o sinal ter sido misturado com o de um oscilador local que reduz a frequência, para que perdas devido à instabilidade do sistema não causem uma realimentação. O sinal é medido utilizando um voltímetro digital, sendo transformado para temperatura de antena antes de ser armazenado no computador utilizado na aquisição de dados. A temperatura de antena T_A é definida como a temperatura de um resistor com potência de ruído equivalente à potência do sinal medido pelo detector, sendo relacionado com a voltagem medida V através de $T_A = CV$, onde a constante C é determinada através da calibração do equipamento. A calibração do equipamento é realizada seguindo os seguintes passos:

- 1) É realizada uma observação do céu, sendo registrada a voltagem indicada;
- 2) É realizada a medida de uma fonte de ruído com uma temperatura conhecida;
- 3) É realizada uma medida do absorvedor, sendo utilizada uma carga a temperatura ambiente;
- 4) Por fim, é realizada uma nova observação do céu, sendo realizada a média com a primeira medida.

Desse modo é definida uma escala, em que as voltagens medidas para o céu e para o absorvedor são utilizadas para eliminar a contribuição da atmosfera, enquanto a medida da fonte ruído é utilizada para determinar o fator de conversão de voltagem para temperatura antena, sendo então calculado o valor de C . A temperatura de antena é facilmente relacionada com a densidade de fluxo através de observações de fontes calibradoras com densidade de fluxo conhecida, sendo determinada a densidade de fluxo da fonte em Jansky. Em nosso caso, a fonte calibradora primária utilizada é Virgo A, cuja densidade de fluxo em 43 GHz é de 11 Jy, sendo o fator de conversão entre temperatura de antena e a densidade de fluxo igual a 200 (Jy/K).

O método de observação utilizado é o método de varreduras, que permite separar com mais precisão a contribuição da temperatura do céu do sinal da fonte. Neste método, o radiotelescópio varre uma região do céu centrada na fonte, mantendo uma das coordenadas fixa e variando a outra. A amplitude e a duração de cada varredura são determinadas pelo observador, sendo que a amplitude deve ser maior do que o tamanho do feixe para o caso de fontes pontuais, e maior que o

tamanho aparente da fonte para o caso de fontes extensas. Nossas observações são formadas por 30 varreduras com amplitude de 30', sendo calibrado o equipamento a cada 3 observações.

A duração de cada varredura é de 20 segundos, dois quais 15 segundos são utilizados para aquisição de dados e 2.85 segundos são necessários para a antena estabilizar e começar a varredura seguinte na direção oposta, totalizando ~ 5 segundos em que não são realizadas observações. Devido a este movimento, dos 30' de amplitude utilizadas para observações, apenas 24' são utilizados na medida. As varreduras podem ser repetidas quantas vezes forem necessárias para se obter uma alta razão sinal ruído, sendo somados os sinais obtidos no fim da observação.

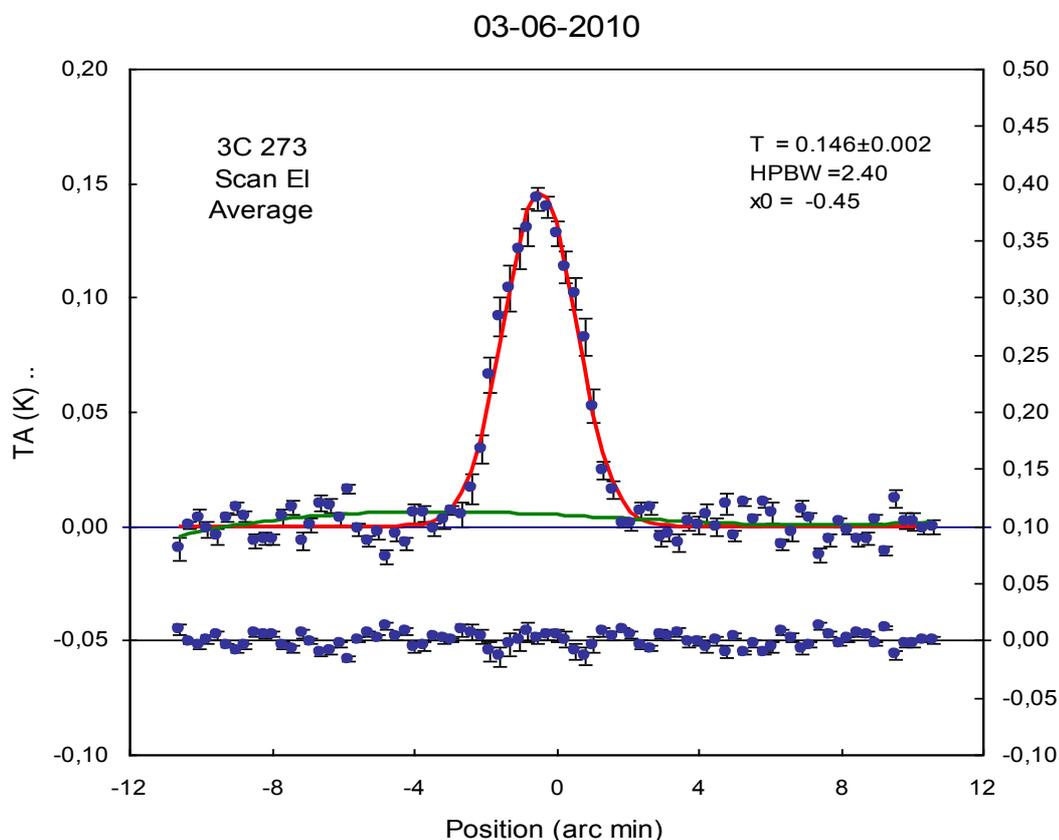


Figura 2.2. Observação de 90 varreduras em elevação com duração de 20 segundos de 3C 273, uma rádio fonte pontual, mostrando o formato do feixe. A linha de base é mostrada em verde e os resíduos são mostrados abaixo, no eixo secundário.

Em cada varredura é medida a temperatura de antena em 81 pontos igualmente espaçados em tempo, localizados nos 24' de amplitude da varredura. Todos os pontos são distribuídos de maneira equidistante e ao final das varreduras é

obtido o valor médio do fluxo para cada ponto. Na figura 2.2 é mostrado o resultado de 3 observações de 3C 273 (90 varreduras), uma das fontes pontuais monitoradas neste trabalho.

Para as observações de fontes pontuais realizadas neste trabalho, são realizadas varreduras em azimute e em elevação para cada dia de observação, de modo que seja possível verificar o apontamento em ambas as coordenadas. Para SgrA* e para a fonte calibradora SgrB2 Main, a varredura é realizada em ascensão reta, sendo que em ambos os casos, as fontes são extensas. Isso ocorre porque tanto SgrA* quanto SgrB2 Main estão localizados dentro de um complexo de regiões HII. Na parte superior da figura 2.3 é apresentado um mapa de SgrA em 6 cm obtido por Yusef-Zadeh et al. (2000) utilizando o VLA, onde é indicado entre as linhas vermelhas tracejadas a região detectada em uma varredura, sendo o círculo vermelho correspondente ao tamanho do feixe. SgrA* encontra-se indicado por uma cruz preta, localizado na região mais intensa do mapa. Na parte superior da figura 2.4 é mostrado o mapa de SgrB2 obtido por Mehringer et al.(1993) em 6 cm usando o VLA, onde as fontes detectadas em uma varredura encontram-se e entre as linhas vermelhas tracejadas.

As fontes detectadas na varredura junto com SgrA* são utilizadas como calibradoras instantâneas. Para tanto, foi realizado a média de todas as observações realizadas no ano de 2007, sendo um total de 378 varreduras para SgrA* e de 376 varreduras para SgrB2 Main, sendo possível em ambos os casos modelar, utilizando gaussianas, as fontes detectadas no mapa em 6 cm. Para a região de SgrA*, são ajustadas três gaussianas, sendo a gaussiana menos intensa e mais larga, corresponde à região em azul escuro no mapa em 6 cm, enquanto a gaussiana mais intensa corresponde à região em azul claro, sendo a largura (HPBW) de ambas iguais ao tamanho aparente das respectivas fontes. A fonte menos intensa corresponde à emissão de SgrA* e possui, por definição, largura igual ao tamanho do feixe. Para o ajuste da região de SgrB2 são utilizadas duas gaussianas, sendo que a gaussiana mais intensa corresponde à fonte SgrB2 Main, enquanto a fonte menos intensa e mais larga corresponde à contribuição da emissão das outras fontes do complexo, que também são detectadas em uma varredura. A gaussiana mais intensa foi utilizada como calibradora para todas as fontes deste projeto.

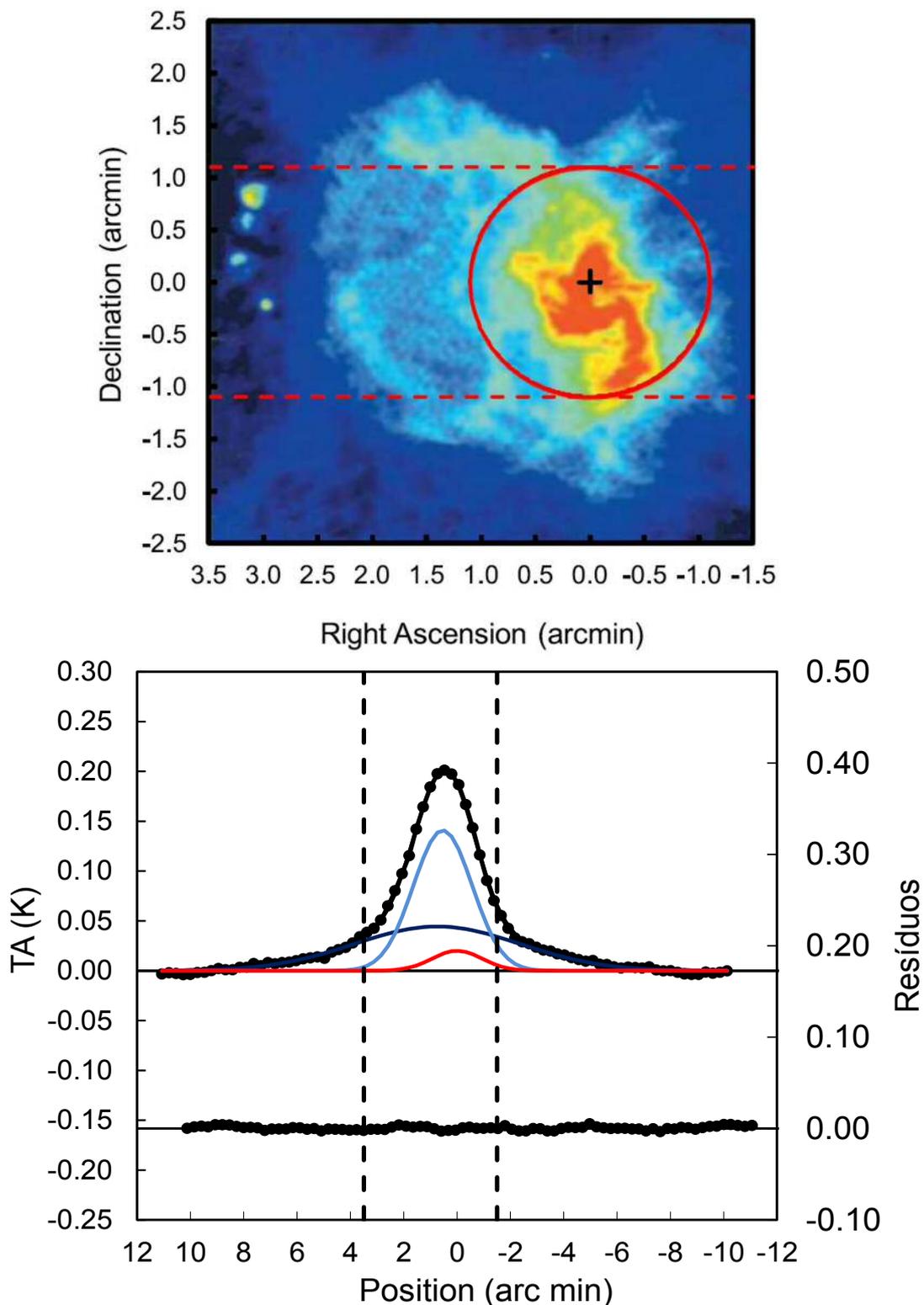


Figura 2.3: Em cima: Região do mapa em 6 cm (Yusef-Zadeh et al. 2000) observada em uma varredura de SgrA*. O círculo vermelho indica o tamanho do feixe. Em baixo: Ajuste da emissão desta região, sendo que a linha tracejada delimita a região do mapa presente na parte superior.

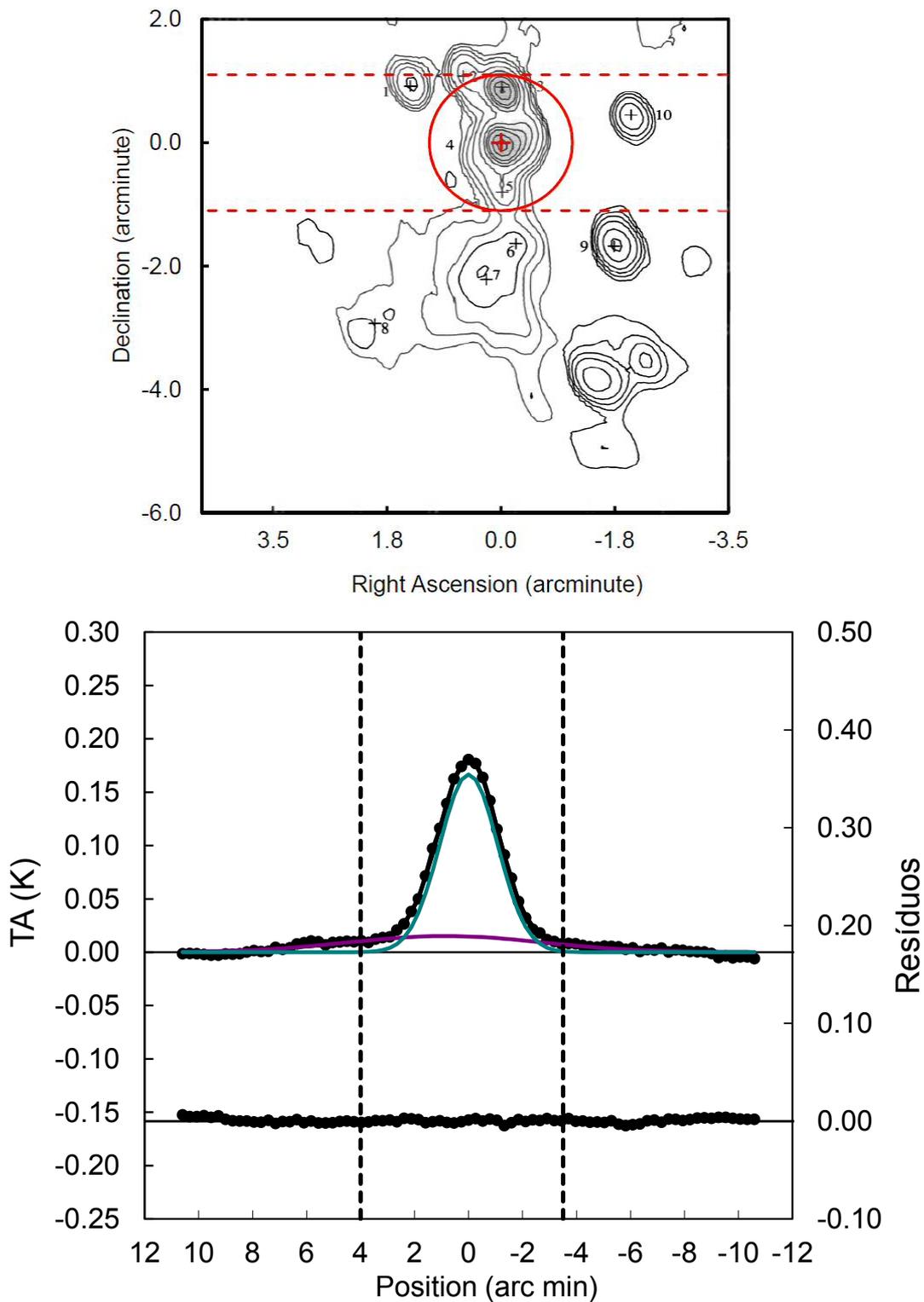


Figura 2.4: Em cima: Região do mapa em 6 cm Mehringer et al.(1993) observada em uma varredura de SgrB2. O círculo vermelho indica o tamanho do feixe. Em baixo: Ajuste da emissão desta região, sendo que a linha tracejada delimita a região do mapa presente na parte superior.

Na parte inferior da figura 2.3 e 2.4 são mostrados os resultados do ajuste para a emissão de SgrA e para SgrB2 Main respectivamente. A calibração da emissão de SgrA* é realizado ajustando três gaussianas, mantendo constante a posição relativa entre elas e a relação das intensidades das duas gaussianas mais intensas e mantendo como parâmetros livres a posição e a intensidade da fonte central. O HPBW é mantido constante nas três gaussianas. O mesmo é válido para o ajuste de SgrB2 que é utilizado como fonte calibradora quase-simultânea sendo observada alternadamente com SgrA*.

2.3 Observações Polarimétricas na Banda R

Nesta seção será mostrado o procedimento observacional e a técnica de redução de dados das observações polarimétricas na banda R realizada no Observatório do Pico dos Dias (OPD, MCT/LNA). Estas observações têm sido realizadas em um trabalho de colaboração com o grupo liderado pela pesquisadora Dra. Tânia Dominici (MCT/LNA).

As medidas são feitas utilizando a gaveta polarimétrica (IAGPOL) instalada no telescópio B&C (0.60 m). O desenho esquemático do sistema óptico da gaveta é apresentado na figura 2.5 (original de Pereira, 2000, e disponível na página web do equipamento²). Os feixes ordinário e extraordinário da luz incidente são separados por um prisma Savart de Calcita. Antes de atingir o prisma, a luz atravessa uma lâmina retardadora, para introduzir uma modulação na componente polarizada. O grau de polarização da radiação é definido como:

$$P = \frac{S_p}{S_T} \times 100 \quad (2.4)$$

onde S_p é a densidade de fluxo polarizada, S_T a densidade de fluxo total e P o grau de polarização, sendo dado em %.

Para obter medidas do grau de polarização com erros menores que 0.1%, são realizadas observações em oito posições da lâmina retardadora. Após cada imagem, a lâmina é girada em 22.5 graus e uma nova medida de 5 minutos é efetuada. Ou seja,

² <http://www.astro.iag.usp.br/~polarimetria/gaveta/default.htm>

cada medida de polarização é obtida com 40 minutos de observação. As imagens resultantes apresentam objetos duplicados, como mostrado na figura 2.6.

SISTEMA ÓPTICO DA GAVETA POLARIMÉTRICA IAG

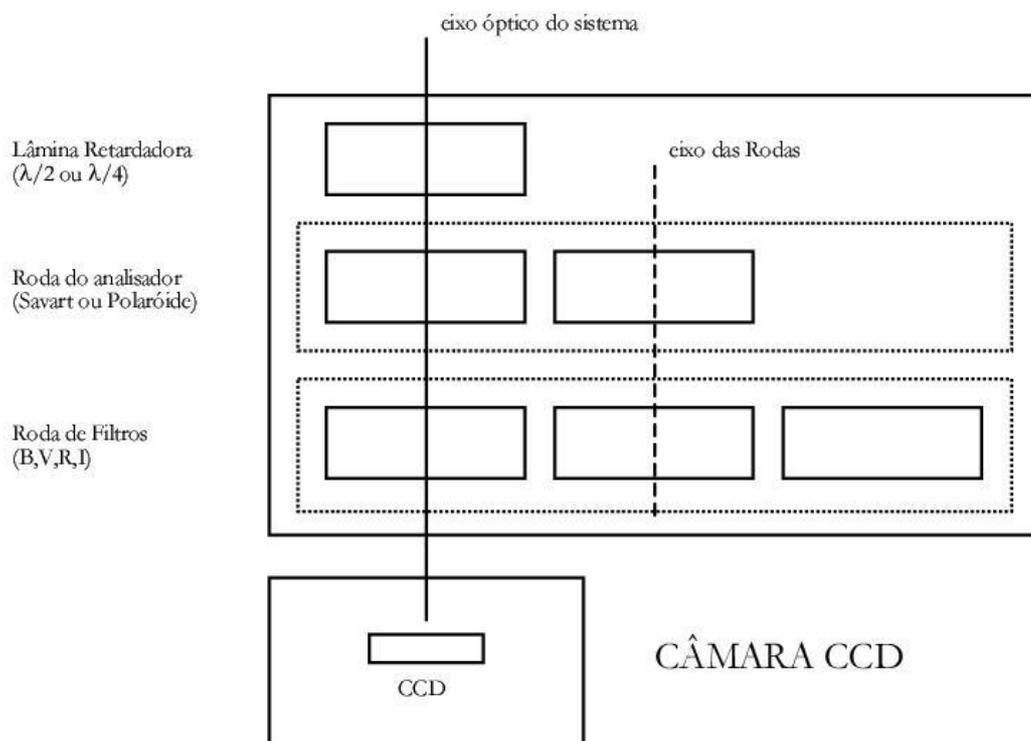


Figura 2.5 Sistema óptico da Gaveta Polarimétrica do IAG. É utilizada a lâmina retardadora ($\lambda/2$) e o prisma de Savart para medida de polarização linear (Pereyra 2000).

As fontes mais brilhantes do campo, de emissão não polarizada, são utilizadas para verificar se existe uma polarização de campo (foreground) significativa e descontá-la das medidas para garantir que as análises sejam feitas com a polarização intrínseca dos objetos. As estrelas padrão polarimétricas são observadas depois das observações das fontes e são elas HD 111579 e HD 155197

A redução dos dados é realizada utilizando o pacote PCCDPACK para ambiente IRAF, desenvolvido pelo grupo de polarimétrica do IAG/USP (Pereyra 2000) para a redução de observações polarimétricas de fontes pontuais. Os parâmetros da polarização são obtidos a partir de um ajuste de mínimos quadrados à modulação da intensidade da componente polarizada (Pereyra 2000). Para obter a magnitude da fonte em cada uma destas imagens foram utilizadas estrelas do campo. As calibradoras

utilizadas podem ser encontradas em Hamuy & Maza (1989), González-Pérez et al. (2001) e nas páginas da web do programa SMARTS e da Universidade de Heidelberg³.

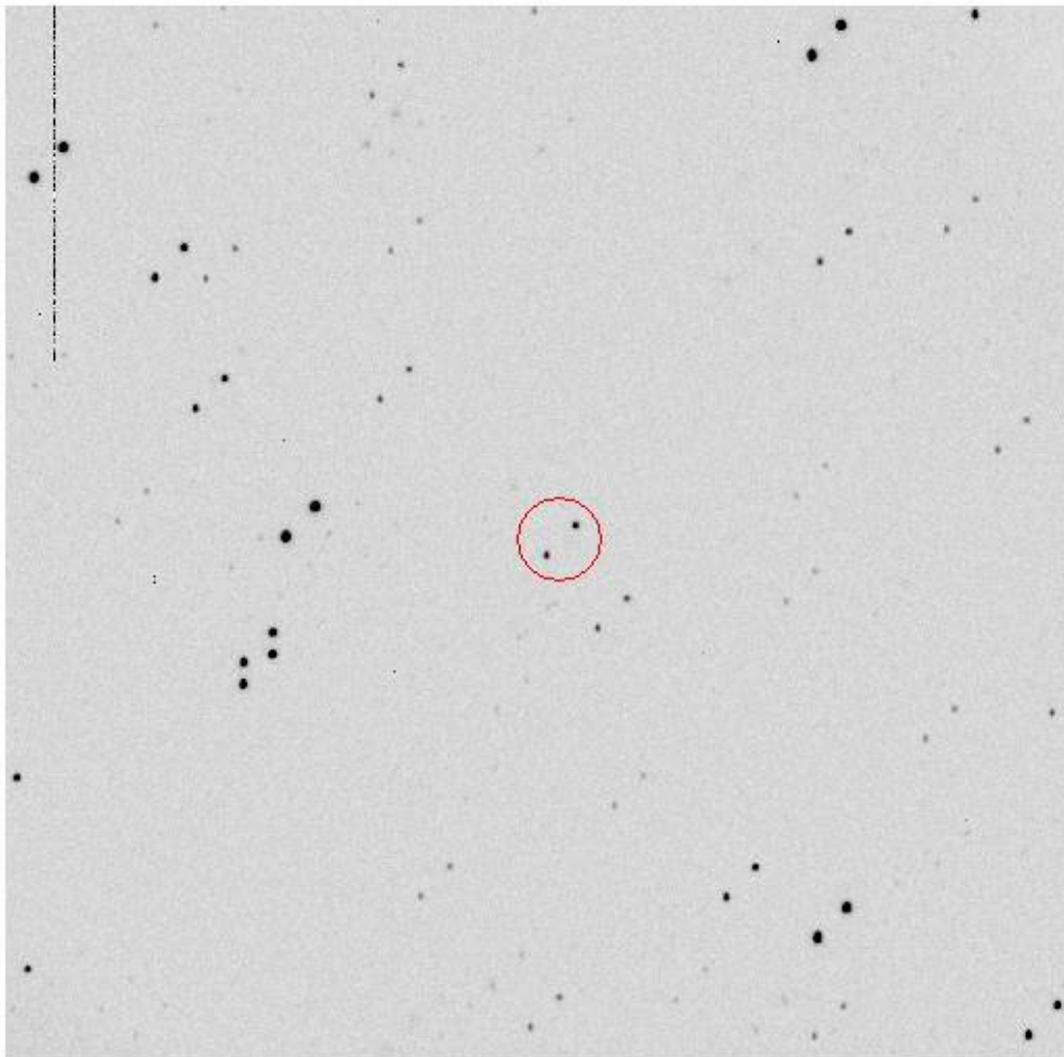


Figura 2.6 Aspecto típico da imagem polarimétrica do campo de 3C279, onde as componentes ordinária e extraordinária aparecem separadas devido ao prisma de calcita (as posições relativas à 3C279 encontram-se dentro do círculo vermelho).

Existem, entretanto, alguns problemas na obtenção da magnitude em imagens obtidas e reduzidas para fins polarimétricos. Além da própria duplicação de imagem, o que torna necessário realizar a contagem de fótons produzidos pelos feixes ordinário e extraordinário para a obtenção da magnitude total, a abertura escolhida para cada fonte é a que melhor ajusta os parâmetros de Stokes Q e U , sendo utilizada a mesma abertura para todo o conjunto de oito imagens de uma determinada série.

³ <http://www.lsw.uni-heidelberg.de/projects/extragalactic/charts>

Para verificar a qualidade dos resultados fotométricos de nossas observações, utilizamos os dias em que temos observações coincidentes com às do programa SMARTS. A primeira análise foi realizada na fonte 3C279 para, depois de definido o procedimento mais adequado de obtenção da magnitude, ser aplicado nas outras fontes. Cabe ressaltar que a barra de erro da magnitude obtida pelo SMARTS é pequena, da ordem de 0.01 magnitudes, e que as diferenças maiores do que esse valor são devidas a erros de nossa medida. Analisando a curva de luz de 3C279 obtida pelo programa SMARTS, apenas em 7% das observações realizadas em dias consecutivos apresentam variações superiores a 0.2 magnitudes. Ou seja, dificilmente uma diferença desta ordem entre o OPD e o SMART seria devida a uma variação intrínseca na densidade de fluxo no pequeno intervalo entre as observações.

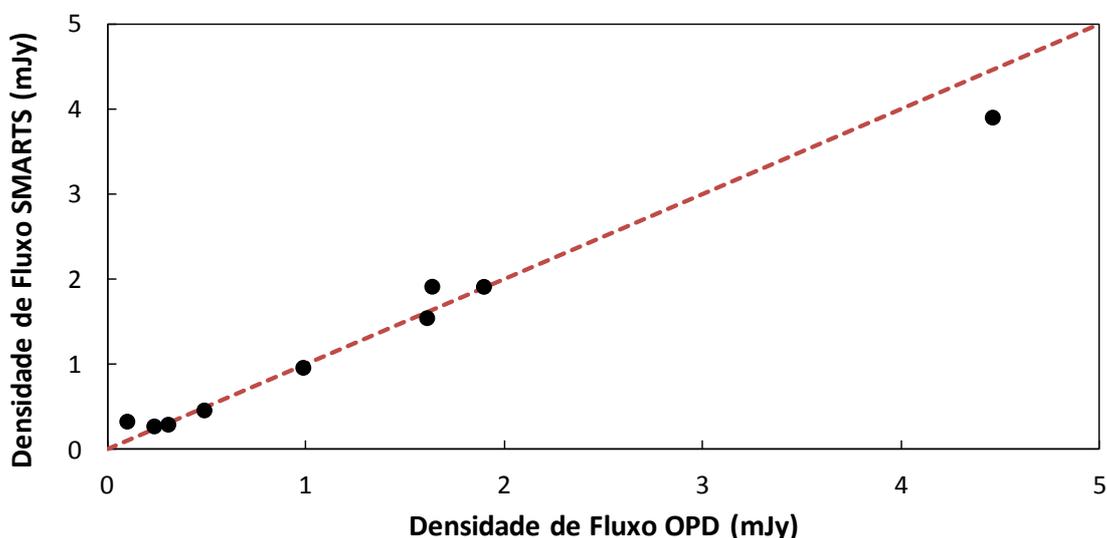


Figura 2.7: Comparação entre as densidades de fluxo obtidas pelo programa SMARTS e pelo OPD para a fonte 3C279. A linha vermelha representa o resultado esperado. Embora a barra de erro em cada ponto seja pequena, este resultado indica um erro de 20% no cálculo da densidade de fluxo de nossas observações polarimétricas.

Para o cálculo da magnitude foram utilizadas apenas as imagens com qualidade suficiente para redução polarimétrica. Primeiramente, era calculada a média da magnitude encontrada em todas as imagens, sendo escolhidas apenas as medidas de magnitude que estavam dentro de 0.5σ e então, recalculada uma nova média. O mesmo procedimento foi utilizado para as calibradoras, sendo escolhida a calibradora com o menor desvio padrão considerando o conjunto de imagens. O resultado obtido utilizando este procedimento estava próximo do obtido pelo programa SMARTS,

mesmo assim, dentro de um erro de 20% na densidade de fluxo para 3C279. Este resultado pode ser visto na figura 2.7, onde a linha vermelha tracejada indica o resultado esperado de acordo com o programa SMARTS. A densidade de fluxo é calculada em Jy, através da relação:

$$S_R = 2941 \times 10^{-0.4m_R} \quad \text{Jy} \quad (2.5)$$

onde S_R é a densidade de fluxo na banda R e m_R é a magnitude.

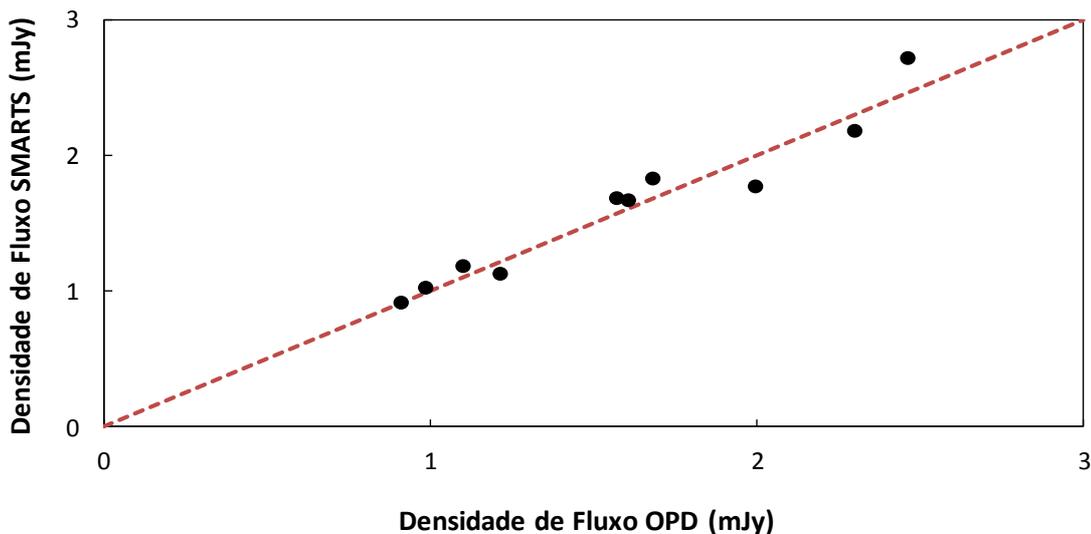


Figura 2.8: Idem a figura 4.9 para fonte 1510-089.

O mesmo procedimento foi utilizado para as observações de 1510-089. Entretanto, quando comparado os dias coincidentes com o programa SMARTS, os resultados são um pouco piores dos obtidos para 3C279. As diferenças entre as densidades de fluxo obtidas no OPD e através do SMARTS são sempre inferiores a 30% para 1510-089, e não inferiores a 20%, como obtido anteriormente. Entretanto, a variabilidade na banda R de 1510-089 é diferente da variabilidade de 3C279. Realizando para 1510-089 a mesma análise feita para 3C279 na curva de luz do SMARTS, encontra-se que a fonte apresenta uma variação de 0.2 magnitudes entre dois dias consecutivos em 20% das ocasiões. Isso quer dizer que, de fato, parte das diferenças de magnitude entre o OPD e o SMARTS pode ser atribuídas a variações intrínsecas à fonte. Dos 11 dias de observação coincidentes, 8 deles estão dentro de uma diferença de 20% na densidade de fluxo obtida pelo programa SMARTS e, apenas

em 3 deles, o erro é maior do que este intervalo. Essa proporção é quase a mesma que a obtida considerando toda a curva de luz do SMARTS e pode ser consequência da existência de uma variabilidade em escalas de tempo menores que um dia na emissão da fonte. Desse modo, consideramos a barra de erro no cálculo da densidade de fluxo como 20% do valor obtido, quando utilizado um critério rigoroso na seleção das imagens. A comparação entre os dados do SMARTS e do OPD para a fonte 1510-089 é mostrada na figura 2.8.

2.4 Observações em altas energias

O telescópio espacial Fermi foi lançado no dia 11 de junho de 2008 com o objetivo de observar em raios- γ fontes galácticas e extragalácticas. O principal instrumento do Fermi é o LAT (Large Area Telescope), um telescópio de conversão de pares que cobre uma faixa de detecção entre 0.02 e 300 GeV com um campo de visão de 2.4 steradianos. O céu completo é observado uniformemente após um período de 3 horas, o equivalente a duas órbitas completas do satélite.

O LAT é formado por um conversor e um calorímetro, sendo cada um deles compostos por 16 módulos em um arranjo 4x4. O conversor é o responsável pela produção de pares de elétron-pósitron após a incidência de fótons de raios- γ , enquanto o calorímetro é o responsável pela medida da energia incidente. Todo o telescópio tem dimensão de 1.8 x 1.8 x 0.72 metros e uma massa de 2789 Kg, sendo as dimensões escolhidas de modo que toda a conversão de pares iniciada no conversor seja detectada pelo calorímetro.

Em cada módulo, o conversor é formado por uma película de tungstênio onde ocorre a conversão dos fótons de alta energia em pares e^+e^- . Cada camada de tungstênio é intercalada com uma camada de silício, onde são detectadas as partículas carregadas. Ambas as camadas têm uma espessura de 0.4 mm, sendo o espaçamento entre elas de 0.2 mm, de modo a evitar o espalhamento múltiplo e recuperar o local onde os pares foram produzidos. Uma camada de 3 cm de espessura de um composto de Carbono serve como suporte para cada dupla de camadas tungstênio-silício. Na figura 2.9 é mostrado um esquema do conversor (Atwood et al. 2009).

O calorímetro é formado, em cada módulo, por 96 cristais de CsI(Tl), cada um de tamanho 2.7 x 2.0 x 32.6 cm. Os cristais são isolados e arranjados horizontalmente em 8 camadas com 12 cristais. Cada cristal providencia três coordenadas espaciais, sendo duas delas sua posição no arranjo e a terceira, mais precisa, determinada pela assimetria da luz após passar pelo cristal. Dessa forma, é possível um imageamento espacial do chuveiro de fótons que resulta da produção de pares do fóton incidente, sendo possível reconstruir precisamente a direção do fóton de raios- γ . Para tanto, cada cristal é ligado com fotodiodos nas suas bordas, sendo estes divididos em pequenos (cobrem a faixa de 0.1-70 GeV) e grandes (cobrem a faixa de 2-1600 MeV).

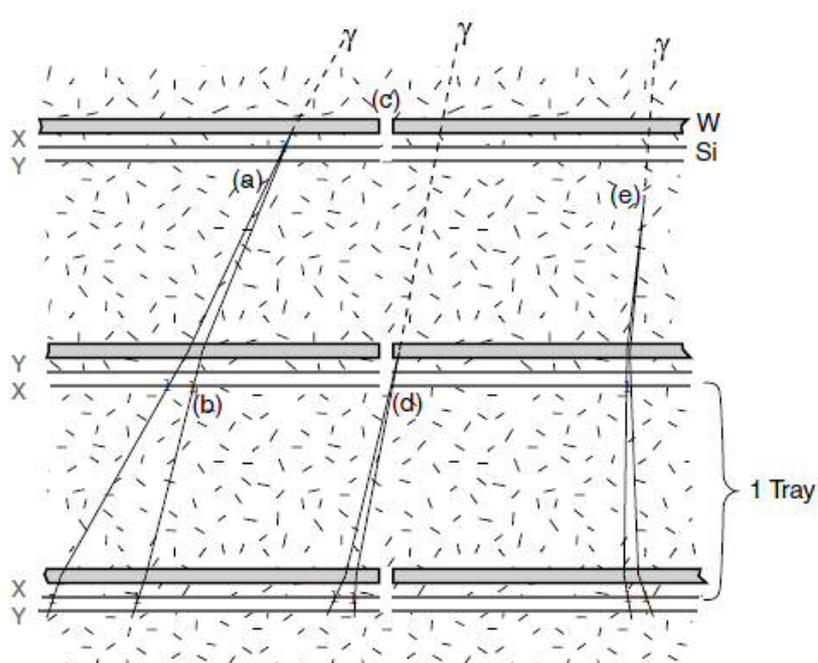


Figura 2.9: Esquema do calorímetro do LAT. A linha tracejada mostra a trajetória do fóton de raios- γ , enquanto a linha contínua mostra a trajetória dos pares produzidos pelos fótons (Atwood et al. 2009).

A densidade de fluxo em raios- γ de cada fonte medida é dada em fótons/cm²/s para cada uma das três bandas de energia disponíveis: 1 a 300 GeV, 0.3 a 1 GeV e de 0.1 a 300 GeV. Nas curvas de luz mostradas neste trabalho foi escolhida a maior banda de energia (0.1 a 300 GeV), utilizando os dados públicos presentes na *Fermi Light Curve Page*⁴, sendo utilizado um bin de 5 ou 10 dias na densidade de fluxo medida, dependendo da fonte.

⁴ http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/access/lat/msl_lc/

Capítulo 3

Monitoramento de blazares em 7 mm

Neste capítulo serão mostrados e discutidos os resultados do monitoramento em 7 mm das fontes listadas no Capítulo 2. As fontes mais intensas (densidade de fluxo superior a 2 Jy) foram observadas mensalmente e a curva de luz comparada com a curva de luz em raios- γ obtida pelo Observatório Espacial Fermi. Nas seções 3.1, 3.2, 3.3 e 3.4 serão mostrados e discutidos os dados de 3C273, 3C279, PKS 1510-089 e OJ287, respectivamente. Na seção 3.5, são mostrados os dados de PKS 0537-441, PKS 0727-115, ApLib e de OT081, sendo que as duas últimas não possuem dados simultâneos em raios- γ . Na última seção será apresentado um resumo dos resultados de SgrA*.

3.1 3C273

3C273 é um dos blazares mais brilhantes do céu em ondas de rádio e consequentemente um dos mais estudados. A fonte foi detectada pela primeira vez no terceiro catálogo de Cambridge, sendo que sua contrapartida óptica foi identificada em 1963 (Hazard et al. 1963), sendo classificada inicialmente como de origem estelar até a determinação do seu redshift ($z \sim 0.158$), que indicou uma emissão intrínseca extremamente intensa (Schmidt 1963). Desde então, a fonte vem sendo monitorada em diferentes comprimentos de onda, tendo sido observada com o radiotelescópio do Itapetinga nas frequências de 22 e 43 GHz nas últimas quatro décadas, inclusive como parte de várias campanhas de VLBI (Biretta et al. 1985; Cohen et al. 1987). Nesta seção serão descritos os resultados do monitoramento da fonte em 43 GHz, começado após a entrada em operação do Observatório Espacial Fermi.

As observações foram realizadas entre maio de 2009 e agosto de 2012 e são apresentadas na figura 3.1. A densidade de fluxo da fonte atingiu valores acima de 35

Jy no começo de 2010 e, após uma queda gradual a partir de 2011, valores abaixo de 10 Jy, em 2012. Nos anos de 2009 e 2010, quando a fonte estava mais brilhante, a variação na densidade de fluxo ocorreu em escalas de tempo da ordem de semanas, enquanto a partir de 2011, a escala de tempo da variabilidade foi da ordem de meses.

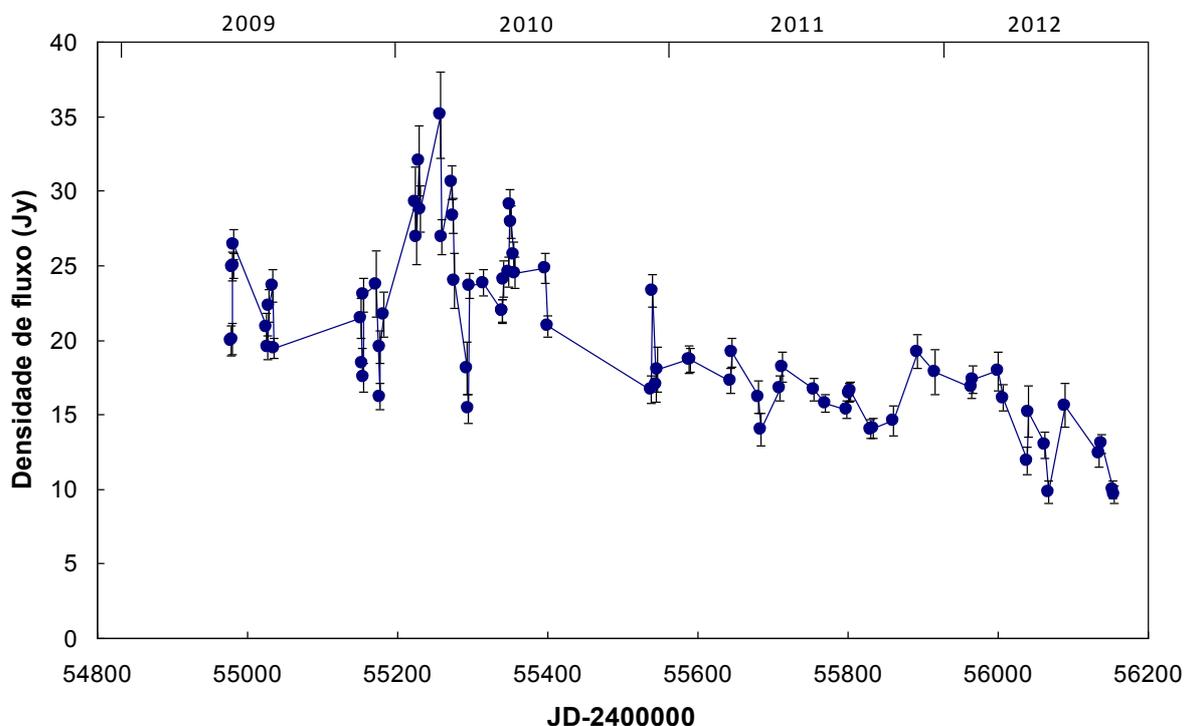


Figura 3.1: Curva de luz em 7 mm de 3C273 obtida no ROI

Durante o período em que a fonte foi monitorada em 7 mm, o observatório espacial Fermi detectou um intenso flare, que atingiu o valor máximo em setembro de 2009 (Abdo et al. 2010d). Valores típicos para o fluxo de fótons em raios- γ de 3C273 são da ordem de 3.0×10^{-7} fótons/cm²/s, tendo atingido valores de 2.5×10^{-6} durante os flares; o evento de 2009 atingiu valores acima de 10^{-5} . O principal resultado de nosso monitoramento de 3C273 foi a detecção da contrapartida em ondas de rádio deste proeminente flare em raios- γ . Em 7 mm, o aumento na emissão ocorreu entre os dias 16 de dezembro de 2009 e 20 de março de 2010, tendo atingindo o valor máximo no dia 2 de março. Durante o máximo, a densidade de fluxo de 3C273 foi 54% maior do que seu valor médio, porém bem menor que o aumento registrado em raios- γ . Na figura 3.2 é apresentada a curva de luz em 7 mm apenas no período em que foi

detectado o flare, juntamente com a curva de luz obtida pelo Fermi/LAT. As escalas de tempo foram deslocadas num valor de 170 dias, mantendo o mesmo intervalo de tempo nos eixos, de acordo com o resultado da Discreted Correlation Function (DCF, Apêndice A), apresentada na figura 3.3, onde o máximo indica ser este o tempo de atraso entre as duas curvas de luz.

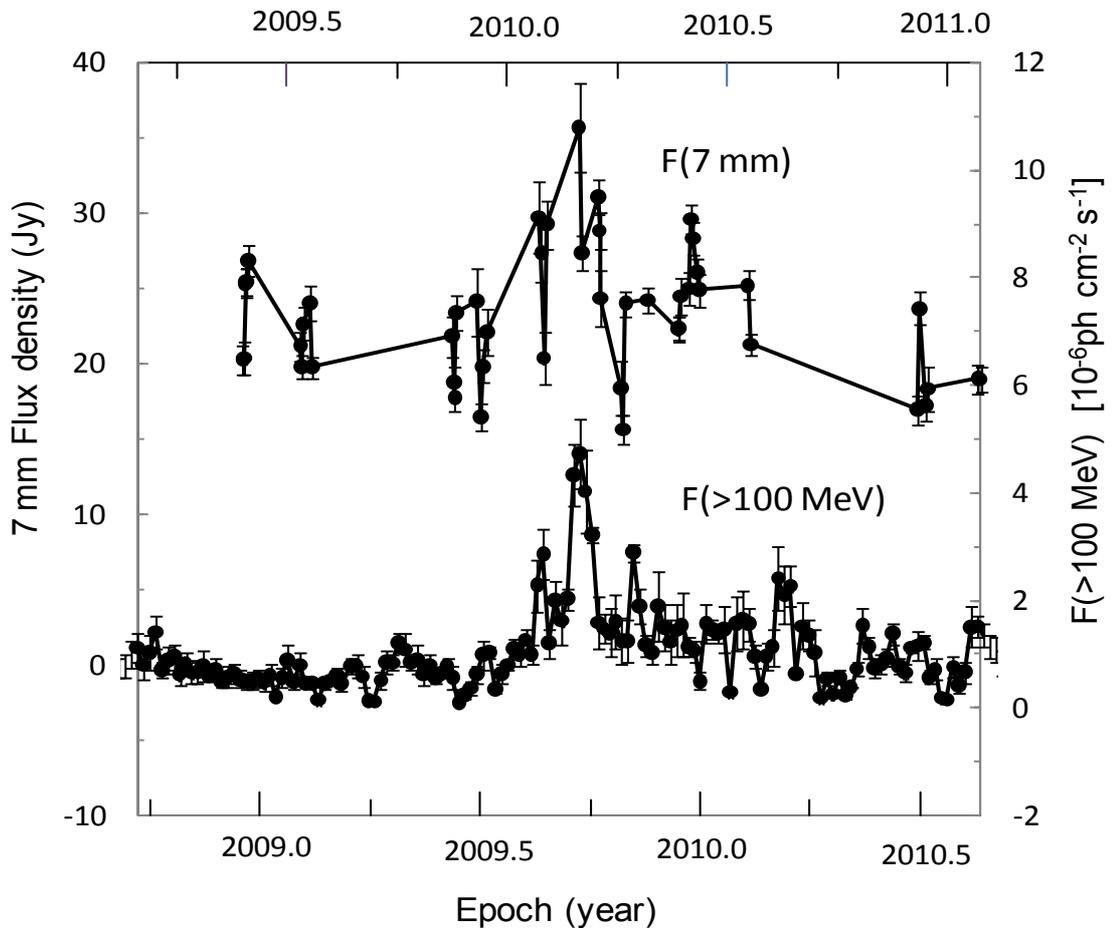


Figura 3.2: Curva de luz em 7 mm, (eixo vertical principal, eixo horizontal superior) comparada com a curva de luz binada em 5 dias na banda de 0.1 a 300 GeV.

A existência de atrasos da ordem de meses entre flares em distintas frequências já havia sido observada na emissão de 3C273. Botti & Abraham (1988) inferiram um atraso de 270 dias na emissão em 22 GHz após a ocorrência de um flare no infravermelho observado em 1983 (Clegg et al. 1983; Robson et al. 1983). O atraso de 170 dias da emissão em ondas de rádio com relação à emissão em raios- γ está dentro do intervalo de 1-8 meses encontrado por Pushkarev et al. (2010) para a

emissão dos blazares observados pelo Fermi. Este intervalo foi determinado analisando simultaneamente dados em 15 GHz de 186 fontes da amostra MOJAVE, comparando-os com os dados obtidos pelo Fermi.

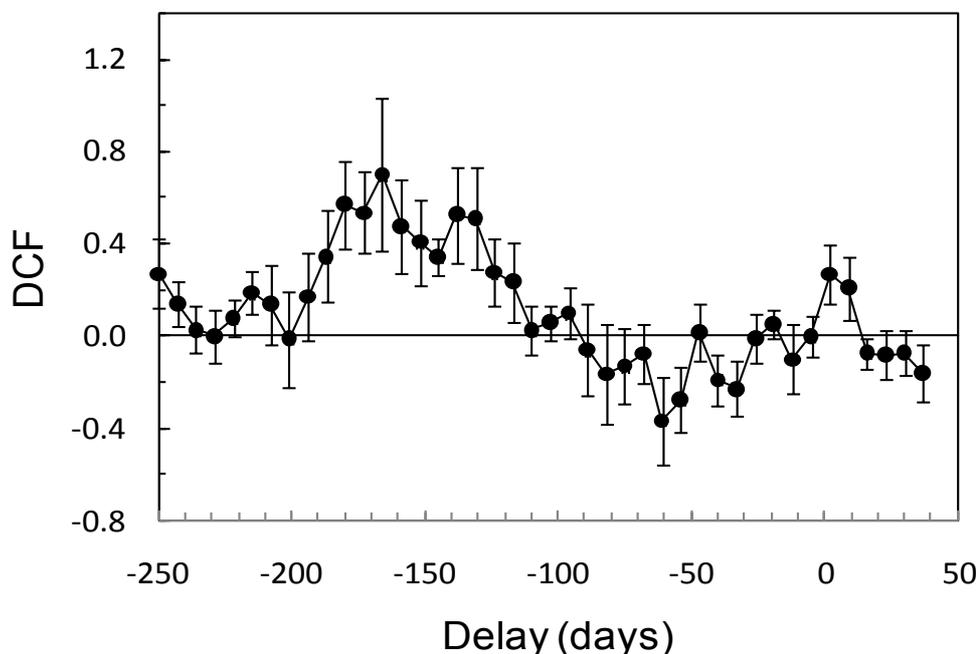


Figura 3.3: Resultado da DCF. O máximo em -170 dias indica um atraso da emissão em 7 mm com relação à emissão em raios- γ .

O atraso entre a emissão em altas energias e em ondas de rádio pode ser explicado pelo modelo de choque de Marscher & Gear (1985) descrito no Capítulo 1. De acordo com esse modelo, o aumento da emissão seria provocado por elétrons acelerados em uma onda de choque que se propaga ao longo do jato, dando origem às componentes superluminais. O atraso de 170 dias é resultado da evolução destas componentes, que passam por três fases de perdas de energia: Compton, Síncrotron e Adiabática. Durante a fase Compton, a maior parte da energia dos elétrons é perdida através do efeito Compton Inverso, sendo este o momento em que ocorre o flare em altas energias. Conforme o choque se propaga dentro do jato, o campo de fótons decresce gradativamente e a perda de energia predominante passa a ser a emissão síncrotron. Na última etapa de perda de energia, a componente se expande adiabaticamente, tornando-se opticamente fina para as frequências de rádio. É neste

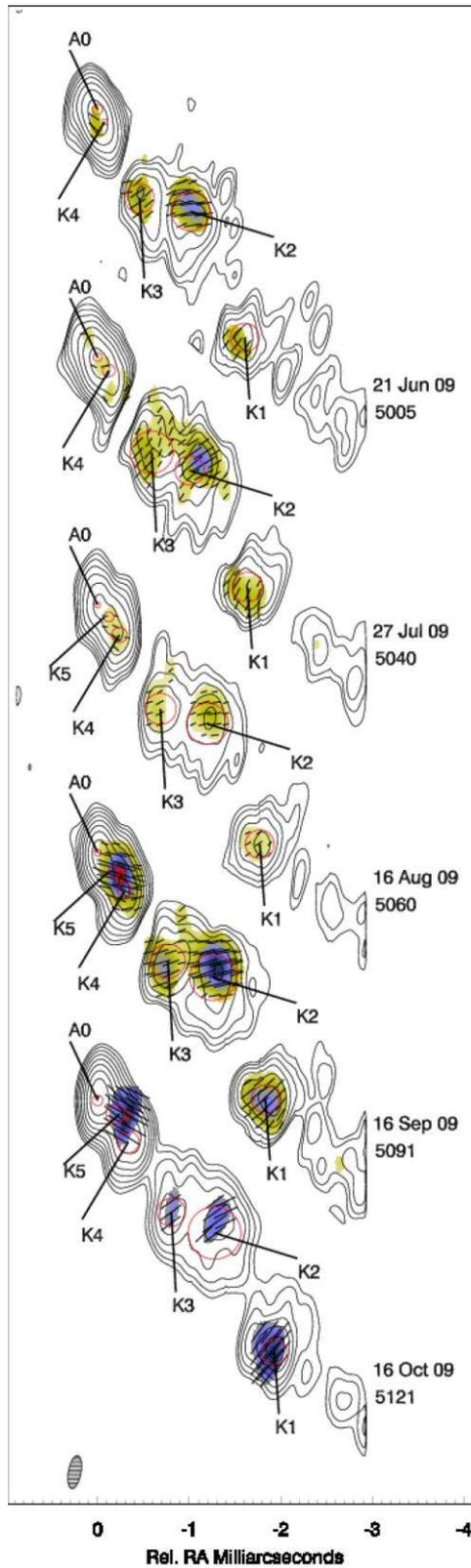


Figura 3.4: Imagens obtidas com o VLA de 3C273 em 43 GHz durante o flare ocorrido em raios- γ em setembro de 2009. Os contornos representam a intensidade total, e a cor representa a polarização. O contorno de valor mais baixo corresponde a 0.4% do pico de intensidade de 3.68 Jy/beam (Marscher et al. 2012).

momento em que ocorre o aumento na emissão em 43 GHz. De fato, imagens obtidas utilizando técnicas de VLBI revelaram a formação de pelo menos cinco componentes superluminais na estrutura do jato de 3C273 a partir de setembro de 2009, como pode ser visto na figura 3.4 (Jorstad et al. 2010; Marscher et al. 2012).

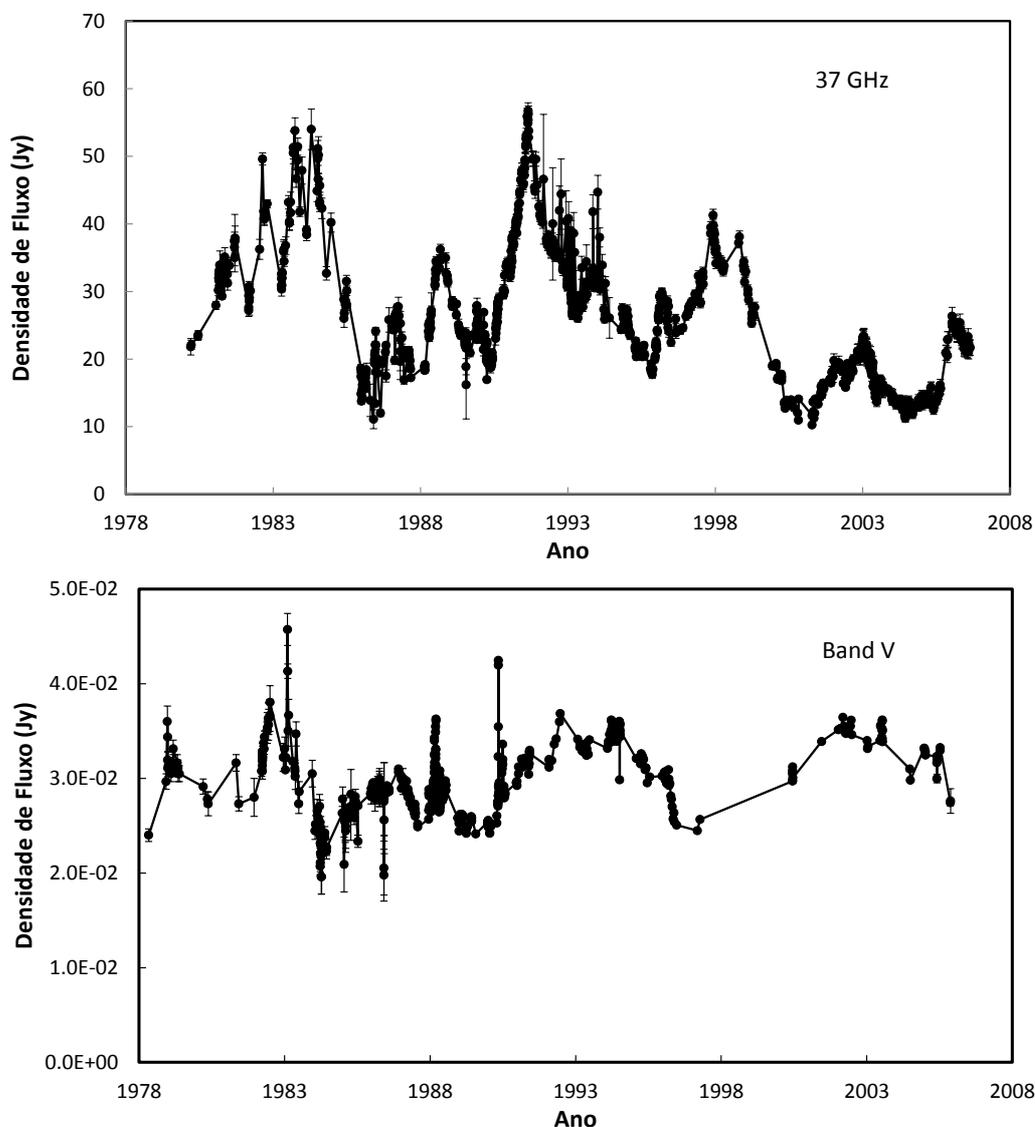


Figura 3.5: Curva de luz histórica de 3C273 em 37 GHz e na banda V (Soldi et al. 2008).

Depois do flare, a curva de luz em 7 mm apresenta um decréscimo progressivo na densidade de fluxo, até atingir valores muito baixos quando comparados com medidas anteriores reportadas na literatura. No dia 3 de maio de 2011, a densidade de fluxo foi de 14.0 ± 1.1 Jy, enquanto em maio de 2012, atingiu um mínimo de 9.8 ± 0.7 Jy. Quando comparamos a curva de luz em 43 GHz com o resultado do monitoramento do Rádio Observatório de Metsähovi em 37 GHz nos últimos 40 anos (figura 3.5, Türlér

et al. 2000; Soldi et al. 2008), verificamos que no fim de 1993 também foi detectado um intenso flare seguido de um decréscimo na curva de luz, como mostrado na figura 3.6.

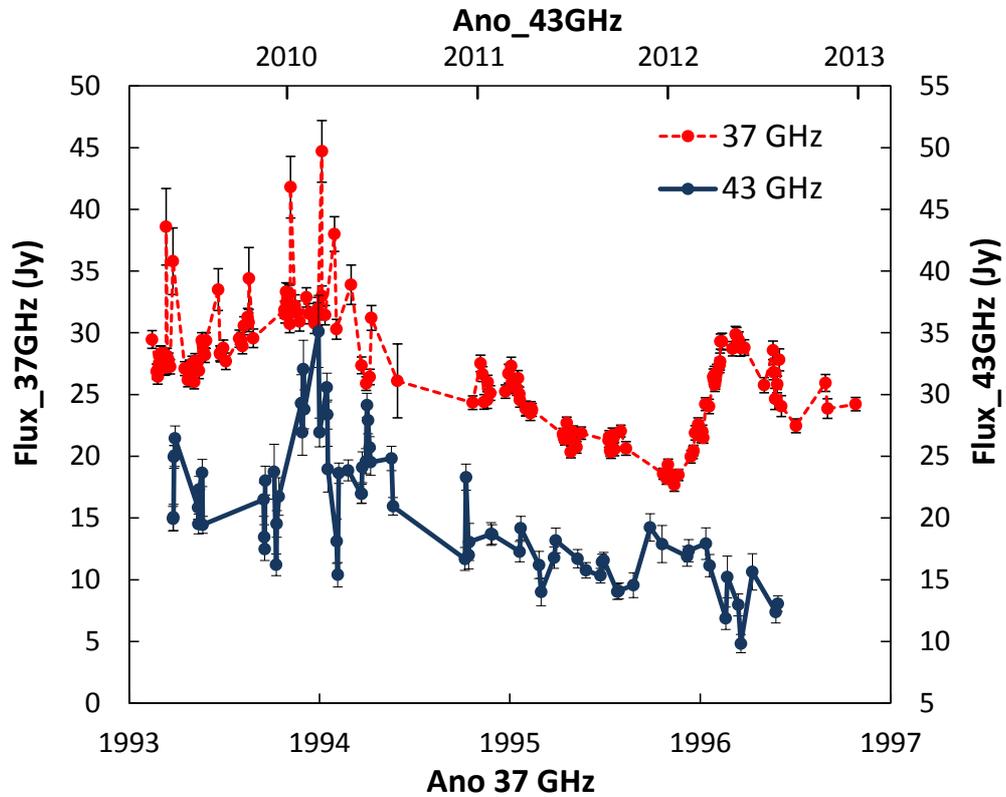


Figura 3.6: Comparação entre a curva de luz de Metsahövi em 37 GHz (eixo principal) e a curva de luz em 7 mm obtida no Rádio Observatório do Itapetinga. Os dados em 7 mm estão atrasados em 16.2 anos.

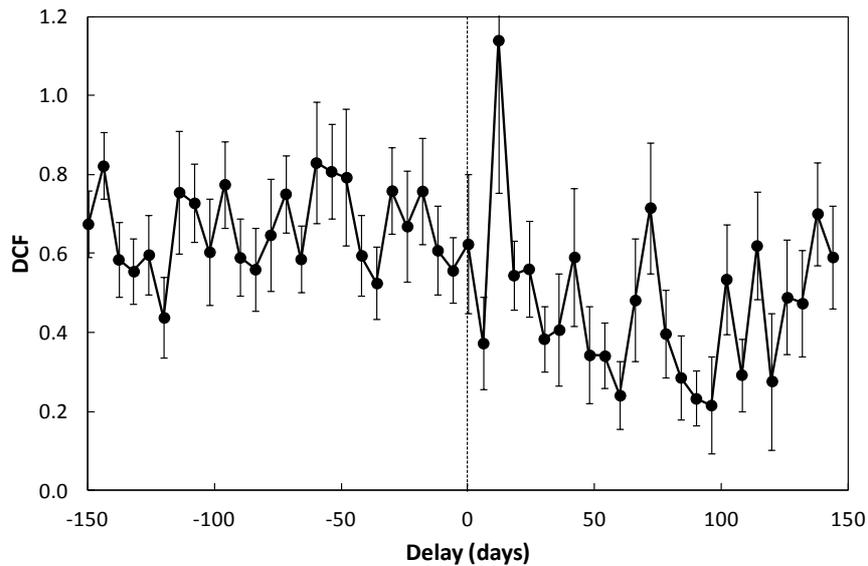


Figura 3.7: DCF calculada entre a curva de luz em 43 GHz atrasada em 16 anos e a curva de luz em 37 GHz.

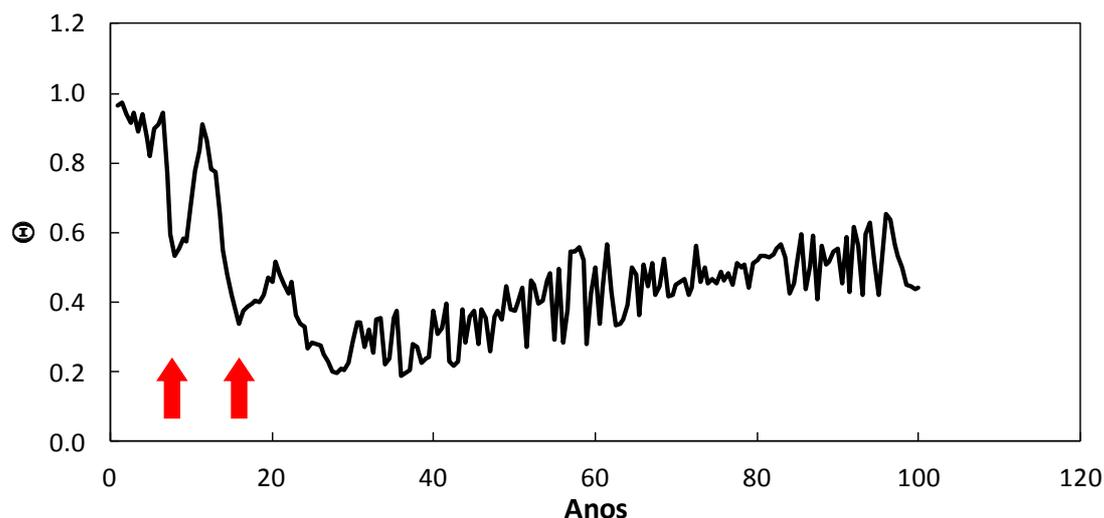


Figura 3.8: Resultado do teste de Stellingwerf utilizando divisão em 20 grupos indicando um proeminente mínimo ressonante de 8 anos e um mínimo mais profundo de 16 anos. O Valor de Θ é dado pela soma dos desvios médios quadráticos de cada um dos grupos dividido pelo desvio quadrático da amostra.

Atrasando as observações em 43 GHz realizadas entre 2009 e 2011 em 16.2 anos para comparação com o flare de 1993, e calculando a DCF entre ambas as curvas de luz (figura 3.7), é revelado um atraso entre elas, muito próximo de zero, indicando que a variabilidade em 2010 foi semelhante à de 1993, com um atraso de 16.17 anos.

Para verificar a existência de periodicidade na emissão de 3C273, realizamos três testes estatísticos que estão descritos no apêndice A: o método de Jurkevich (Jurkevich 1971), o método de Stellingwerf (Stelingwerf 1978) e a Função Estrutura para os dados em diferentes frequências obtidos pelo programa de monitoramento da Universidade de Genebra (mostrados na figura 3.5) e disponíveis na sua página web⁵. O número de grupos escolhido para os testes de Stellingwerf e Jurkevich foi de $m = 20$, sendo os resultados obtidos semelhantes para os dois testes; portanto, serão apresentando apenas os resultados do método de Stellingwerf e da função estrutura para 37 GHz, mostrados nas figuras 3.8 e 3.9, respectivamente, onde os mínimos em ambos os testes indicam periodicidade.

O resultado do método de Stellingwerf revela dois mínimos ressonantes: um evidente em 8 anos, e outro mais ruidoso, entretanto mais profundo, em 16 anos e para periodicidades acima de 20 anos o resultado do teste passa a ser dominado por

⁵ <http://isdcul3.unige.ch/3c273>

oscilações. De fato, de acordo com Kidger et al. (1992), o resultado do teste não é significativo para períodos maiores do que $1/5$ da cobertura temporal total. Como a amostra de Metsähovi foi obtida em um intervalo de 40 anos, o teste só é capaz de revelar o período de 8 anos, embora a existência de um segundo mínimo aponte para a existência de uma periodicidade de 16 anos, sendo o proeminente mínimo em 8 anos consequência de uma ressonância do período principal. O resultado da Função Estrutura favorece esta interpretação, pois o teste revela um mínimo largo, centrado em 16 anos, e não apresenta mínimo em 8 anos. De fato, como descrito no apêndice A, o método de Stellingwerf utiliza a divisão de grupos, o que permite a existência de mínimos em períodos ressonantes menores do que o período original, enquanto a Função Estrutura simplesmente calcula a média de dias em cada intervalo determinado, o que somente revelaria períodos ressoantes superiores.

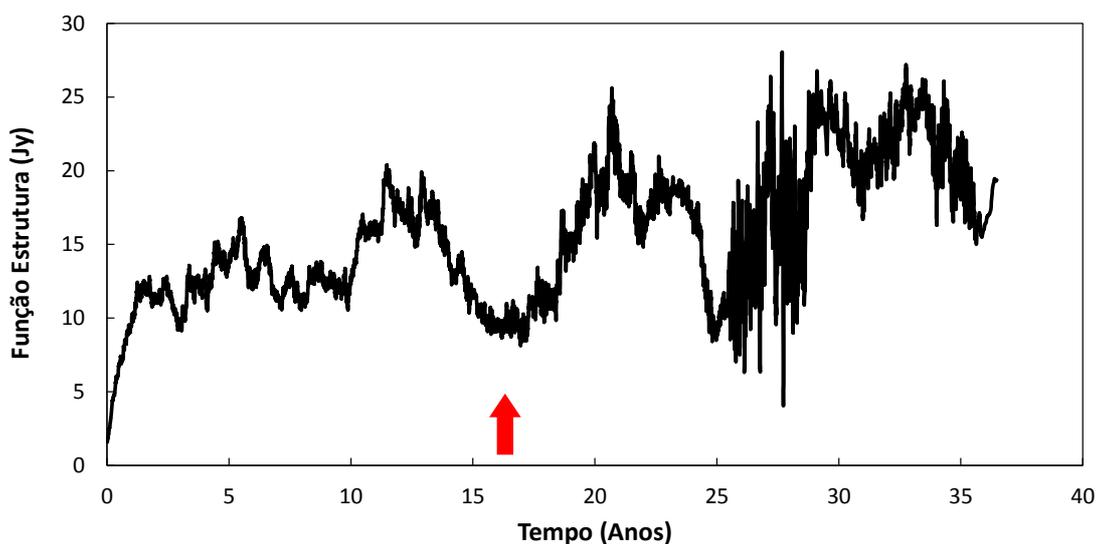


Figura 3.9: Resultado da função estrutura revelando um mínimo em 16 anos sem a presença do mínimo de 8 anos, obtido utilizando o método de Stellingwerf.

O método de Stellingwerf também foi aplicado nas curvas de luz obtidas em outros comprimentos de onda pelo programa da Universidade de Genebra, mas esta periodicidade está presente apenas na emissão em ondas de rádio em 8, 15, 22 e 37 GHz. Como discutido na introdução, observações em frequências mais altas, como no visível e em raios-X, não são capazes de separar a emissão do núcleo de outras partes do jato. Além disso, o disco de acreção também emite nestes comprimentos de onda, podendo esconder a componente periódica. O período de 16 anos coincide com o

período de precessão do jato, determinado através da evolução das componentes superluminais como discutido no capítulo 1 (Abraham & Romero 1999), além de explicar o mesmo padrão de variabilidade em épocas diferentes como mostrado na figura 3.6.

Embora a emissão do núcleo em 7 mm seja opticamente espessa e portanto, a variação na densidade de fluxo devido à variação no fator Doppler seja anulada pela dependência com o índice espectral ($S_{OBS}(\nu) \propto \delta^{p+\alpha} \approx cte$), o fator Doppler variável afeta a taxa de formação das componentes ejetadas pelo núcleo. Supondo que esta taxa seja constante no referencial da fonte, quando o jato se aproxima da linha de visada, a taxa de ejeção será maior no referencial do observador, como mostrado na figura 3.4 em que foi detectada a ejeção de 5 componentes no momento em que δ estava próximo do máximo. Isso pode modular a curva de luz em ondas de rádio, revelando a periodicidade de 16 anos mostrada nas figuras 3.8 e 3.9.

3.2 3C279

O blazar 3C279 foi o primeiro objeto no qual foram detectados movimentos superluminais (Whitney et al. 1971) e o primeiro a ser detectado em raios- γ pelo EGRET (Energetic Gamma Ray Experiment Telescope; Hartman et al. 1992, Bertsch et al. 1992). A fonte é variável em todos os comprimentos de onda, sendo as escalas de tempo de variabilidade mais curtas para frequências maiores (ex. Netzer et al. 1994). A distribuição espectral de energia é típica dos blazares e a emissão é polarizada tanto na região óptica do espectro como em ondas de rádio, o que confirma a origem síncrotron da radiação nestes comprimentos de onda (Hughes et al. 1991; Maraschi et al. 1994).

Na parte superior da figura 3.10 é mostrada a curva de luz de 3C279 em 7 mm. A fonte foi observada entre dezembro de 2009 e junho de 2012, variando neste período de um mínimo de 10.7 ± 0.8 Jy em 7 de abril de 2010 e um máximo de 48.8 ± 2.3 Jy em 22 de dezembro de 2011. A densidade de fluxo em 7 mm teve um aumento de quase 30 Jy em 3 meses, entre setembro e dezembro de 2011, sendo que após o máximo valor, a densidade de fluxo permaneceu mais alta do que no período anterior

ao flare, chegando a atingir um segundo pico de 45.5 ± 2.3 Jy no dia 22 de abril de 2012.

O aumento da emissão de 3C279 também foi detectado na Banda R. Na figura 3.10 são mostradas as comparações com as curvas de luz em raios- γ (meio), e a obtida pelo programa SMARTS na banda R (abaixo). Como é possível ver na figura, a densidade de fluxo no óptico atingiu dois picos em 2011, o primeiro, mais intenso de 5.13 ± 0.03 mJy, ocorreu em julho, enquanto o segundo, de intensidade igual a 5.04 ± 0.02 mJy, ocorreu em dezembro. O primeiro flare na banda R é coincidente com um flare em raios- γ detectado pelo observatório especial Fermi, como mostrado na figura 3.9, enquanto o segundo pico não tem correspondência em raios- γ . Existe ainda um terceiro pico, de duração de apenas um dia, que poderia estar associado com um aumento equivalente em raios- γ dois dias depois. Devido à ausência de observações do programa SMARTS nos meses de setembro e outubro de 2011, por causa da ocultação da fonte pelo Sol, não é possível saber a duração dos outros dois flares na banda R.

Ao contrário das observações utilizando técnicas interferométricas, as observações realizadas no ROI detectam simultaneamente a emissão da fonte central e de todas as componentes do jato. Na figura 3.11 mostramos na parte superior, nossa curva de luz comparada com a do núcleo nas imagens obtidas com o VLBA, resultado do programa de monitoramento da Universidade de Boston apresentados na página web *Blazar Research at Boston University*⁶.

Na tentativa de descontar a contribuição da variabilidade da emissão do núcleo no nosso monitoramento, ajustamos uma linha de base utilizando um polinômio de terceira ordem (meio da figura), e o subtraímos da nossa curva de luz (parte inferior da figura). É possível perceber que o aumento detectado em dezembro se mantém, entretanto, a intensidade da fonte retorna ao mesmo nível que se encontrava anteriormente. Em outras palavras, a intensidade de 3C279 em 7mm após o pico de emissão detectado em dezembro de 2011 (figura 3.10) continuou elevada devido ao aumento gradual na emissão do núcleo. É possível notar que a densidade de fluxo na banda R também está aumentando independente da presença do flare.

⁶ <http://www.bu.edu/blazars/>

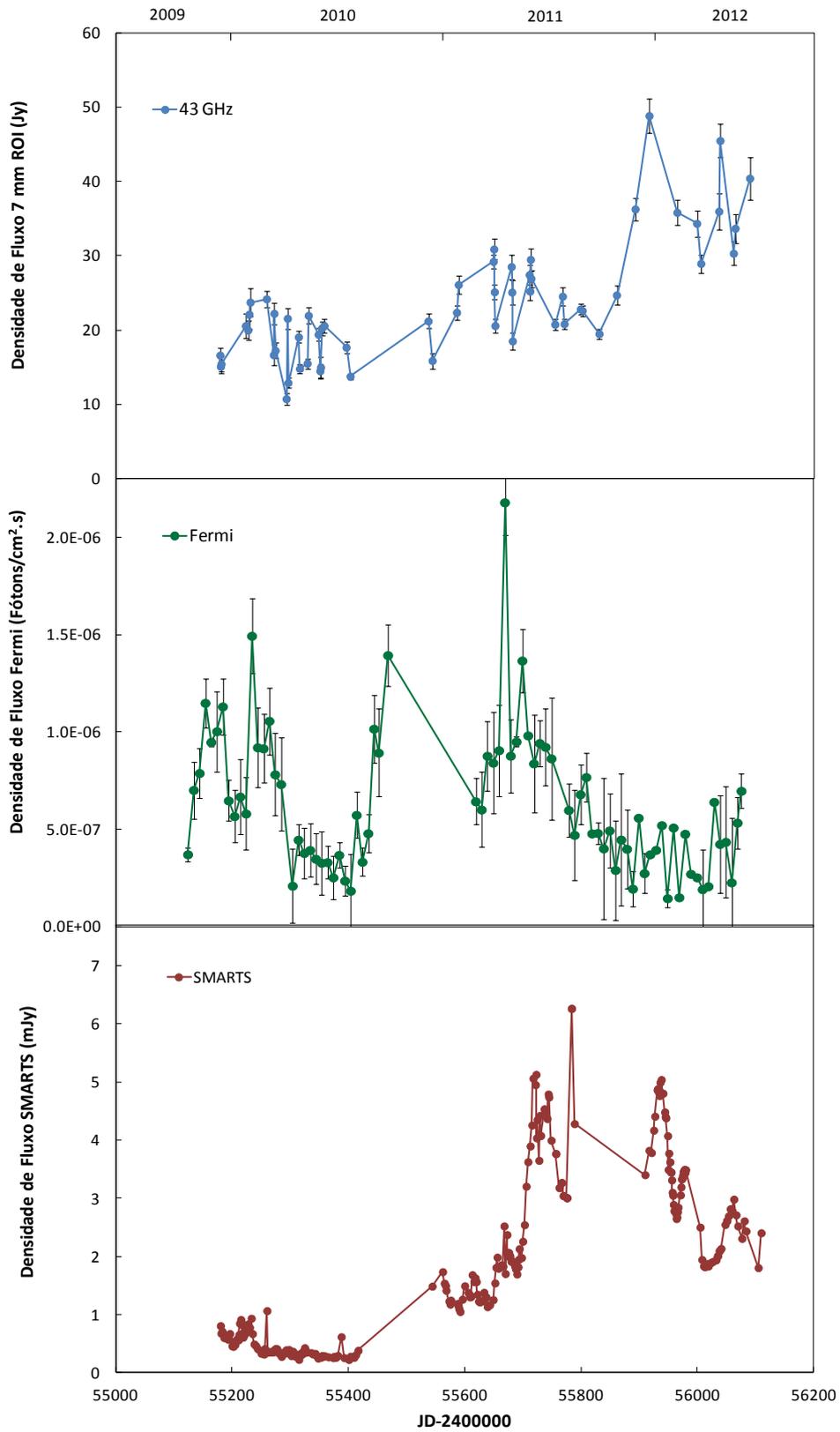


Figura 3.10 Curva de luz em 7mm obtida pelo ROI azul,acima); curva de luz em raios- γ (entre 0.1-300 GeV) obtida pelo Fermi (verde, meio), curva de luz resultante do monitoramento SMARTS (vermelho, abaixo).

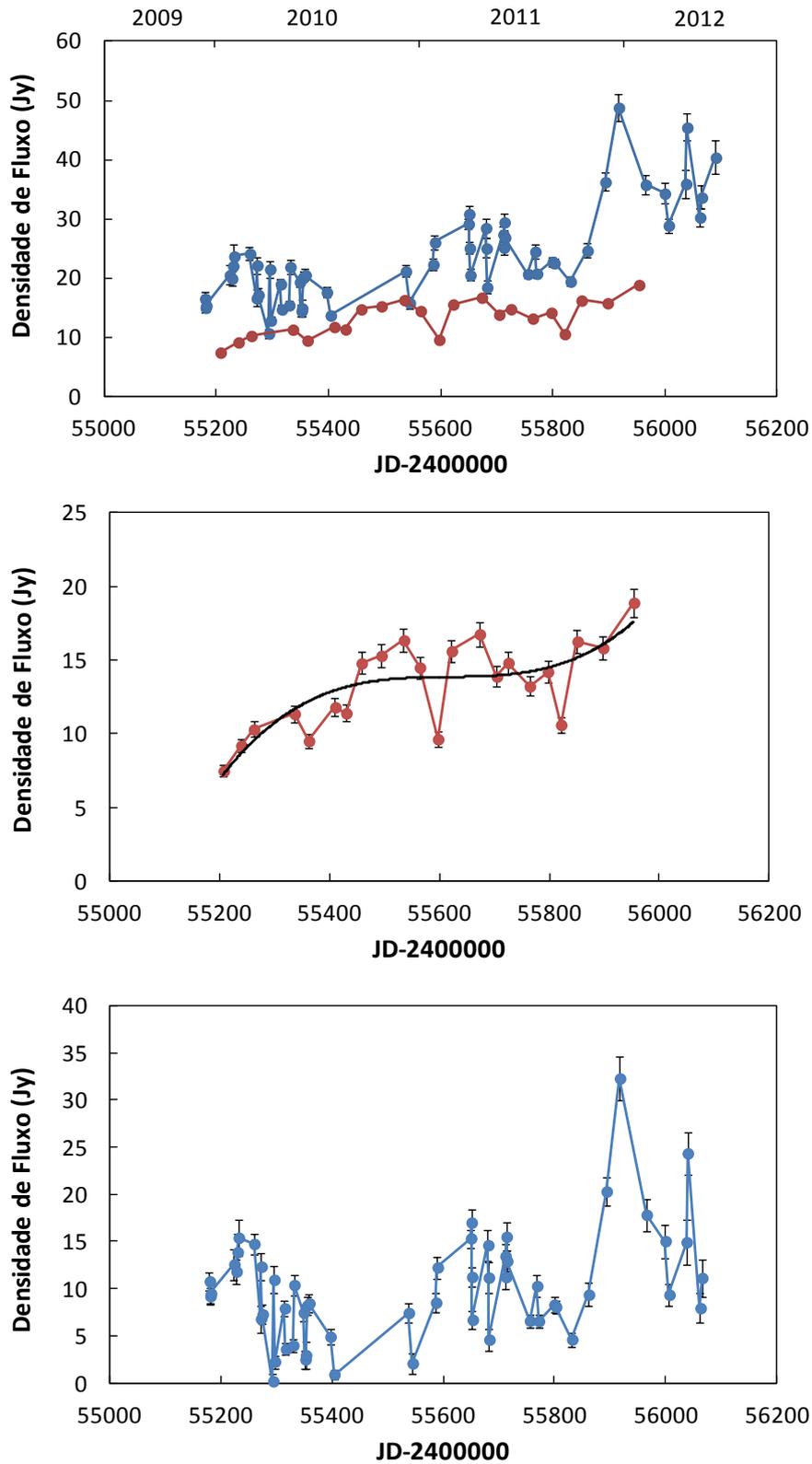


Figura 3.11: Acima: Curva de luz em 7mm observada pelo ROI (em azul) compara da com a curva de luz do núcleo observada pelo VLBA (em vermelho). Meio: polinômio de terceira ordem ajustada na curva de luz do núcleo. Em baixo: Curva de luz de 3C279 descontado o polinômio que representa a emissão do núcleo

Como visto na figura 3.11, o aumento gradativo da emissão em ondas de rádio pode ser explicado como aumento da emissão do núcleo, sendo o mesmo válido para o aumento ocorrido na banda R, mas não detectado em raios- γ . O aumento na intensidade em 7mm detectado em dezembro de 2011 pode ser associado ao flare em raios- γ com atraso de 170 dias, enquanto o aumento na emissão no dia 22 de abril de 2012 poderia ser associado ao segundo flare na banda R, sem correspondência em altas energias e com atraso de 105 dias. Este dois aumentos, teriam suas origens no jato e, assim como ocorre em 3C273, seriam descritos pelo modelo de choque desenvolvido por Marscher & Gear (1985), que explica o atraso nessa escala de tempo. De fato, atrasos de mais de 100 dias em entre a emissão na banda R e a emissão em 43 GHz em 3C279, foram detectados recentemente em monitoramentos simultâneos em diferentes comprimentos de onda realizados em 2006 e 2007 (Chatterjee et al. 2008; e Larionov et al. 2008).

Assim como em 3C273, análise das velocidades das componentes superluminais indica a existência de precessão do jato com período de 22 anos (Abraham & Carrara 1998). De acordo com este modelo, o ângulo do jato com a linha de visada seria mínimo em 2011, o que causaria um aumento na emissão do núcleo tanto em ondas de rádio como na banda R, consequência do aumento fator Doppler. De fato, como previsto pelo modelo, a densidade de fluxo do núcleo começou a subir gradativamente desde 2009.

3.3 PKS 1510-089

PKS 1510-089 é um dos blazares que apresentou a maior atividade em raios- γ desde que começaram as observações do observatório espacial Fermi. A fonte possui redshift $z = 0.361$ e devido a sua alta polarização na banda R é classificada como HPQ (High Polarization Quasar). A variabilidade em altas energias ocorre em diferentes escalas de tempo, desde menores de um dia (D'Ammando et al. 2009; Tavecchio et al. 2010) até anos (Pucella et al. 2008; Abdo et al. 2010e). Em ondas de rádio, PKS 1510-089 é o blazar que apresenta os maiores movimentos superluminais, chegando a velocidade de $45c$ (Homan et al. 2001; 2002b).

O monitoramento da fonte no ROI começou em janeiro de 2011, sendo observada mensalmente deste então; a curva de luz é apresentada na parte superior da figura 3.12. Em julho desse ano, foi detectada tanto pelo Fermi quanto pelo AGILE (Astro-rivelatore Gamma a Immagini Leggero), a ocorrência de dois flares em raios- γ (Donnarumma et al. 2011; D'Ammando & Gasparri 2011; Hauser et al. 2011), sem que houvesse contrapartidas simultâneas no óptico ou em ondas de rádio (Bachev et al. 2011; Fuhrmann et al. 2011; Beaklini et al. 2011). Na época do flare em raios- γ , a intensidade da fonte em 43 GHz não era maior do que o valor medido nos primeiros meses do monitoramento. O aumento na densidade de fluxo em 7 mm ocorreu nos meses seguintes ao flare e após um máximo de 5.3 ± 0.4 Jy em 28 de agosto de 2011, que pode ter sido a contrapartida do flare em raios- γ , a intensidade da fonte decresceu para 3.8 ± 0.4 Jy no dia 30 do mesmo mês. Após este período, a fonte começou a se tornar cada vez mais brilhante.

No mês de outubro de 2011 foram detectados dois novos flares em raios- γ ainda mais intensos do que os anteriores (Hungwe et al. 2011), ocorridos enquanto a densidade de fluxo em rádio aumentava progressivamente. Onze dias depois do máximo detectado em raios- γ , no dia 28 de outubro, a intensidade em 7mm chegou a 5.0 ± 0.5 Jy. Após uma queda para 4.7 ± 0.3 Jy no dia 7 de fevereiro, a curva de luz em 43 GHz voltou a subir até atingir o máximo de 8.3 ± 1.0 Jy no dia 23 de abril de 2012, enquanto a emissão em raios- γ apresentou vários flares, ainda mais intensos do que os anteriores, e com contrapartida na banda R detectada pelo SMARTS como pode ser visto na parte inferior da figura 3.10. Após esse aumento, a emissão em ondas de rádio começou a cair até atingir o valor de 5 Jy, medida obtida para a densidade de fluxo no último dia do nosso monitoramento, e a emissão em raios- γ retornou ao nível que se encontrava antes dos flares. O aumento na densidade de fluxo também foi detectado por Orienti et al. (2012) em 2.6, 5, 8.4, 10, 15, 22 e 32, 86 e 142 GHz, em observações realizadas entre novembro de 2010 e janeiro de 2012 e mostrada na figura 3.13, estando indicado entre as linhas tracejadas o período em que ocorreram flares em raios- γ .

Recentemente, Abdo et al. (2010e) reportaram um comportamento semelhante em observações realizadas em vários comprimentos de onda antes do

começo do monitoramento em 7 mm. Durante a ocorrência de dois flares em raios- γ no primeiro semestre de 2009 que também foram detectados na banda R, a densidade de fluxo em diferentes frequências de rádio aumentou gradativamente de 1 para 4 Jy. As observações foram realizadas em 5, 8, 15, 22, 37 e 43 GHz, utilizando as redes de VLBI e de VLBA e através do GASP (Glast-AGIL Support Program). Além do aumento em 2009, uma amplitude de variabilidade semelhante à encontrada em nossa curva de luz, porém de sentido decrescente, foi detectada durante o monitoramento de PKS 1510-089 em 37 e 22 GHz realizado no Rádio Observatório de Metsähovi entre 1990 e 2005 (Teräsanta et al 2005). Em 1990, a densidade de fluxo decresceu de quase 6 Jy até 2Jy, tendo atingido valores ainda menores no ano seguinte. Entre o fim de 1994 e metade de 1996, a fonte decresceu de 4.5 Jy até valores inferiores a 1 Jy. Em nenhum momento a emissão da fonte ultrapassou os 6 Jy nas duas frequências em que foi monitorada. Na curva de luz obtida no ROI, a densidade de fluxo da fonte aumentou progressivamente de 2 Jy para valores acima de 8 Jy entre julho de 2011 e abril de 2012 (9 meses).

De fato, como reportado por Jorstad et al. (2001), a ocorrência de flares em raios- γ está associada à ejeção de componentes superluminais. As imagens realizadas com o VLBA, resultado do programa de monitoramento de blazares da Universidade de Boston, mostram uma intensa atividade do núcleo nas épocas do flares. Na figura 3.14 comparamos o mapa obtido em junho de 2011, no momento em que ocorreram os primeiros flares em raios- γ com o de um mês antes.

Na figura 3.15 é apresentada a curva de luz do núcleo obtido em 43 GHz utilizando as imagens do VLBA entre 2008 e 2012, disponíveis na página web da Universidade de Boston. É possível notar dois picos proeminentes. O primeiro ocorreu em maio de 2009, simultâneo a um flare em raios- γ e logo antes do aumento da emissão em ondas de rádio detectado pelo GASP (Abdo et al. 2010e). O segundo pico, também é coincidente com um flare em altas energias e antecede ou aumento na densidade de fluxo na nossa curva de luz. Durante o período entre os dois picos, a fonte foi monitorada em 8.4 GHz utilizando técnicas de VLBI e a densidade de fluxo total obtida esteve entre 1.5 e 2.5 Jy (Kadota et al. 2012), ou seja, bem abaixo dos valores observados logo após os picos. A coincidência entre os picos na emissão do núcleo, que assim como os flares em raios- γ , indicam a ejeção das componentes super-

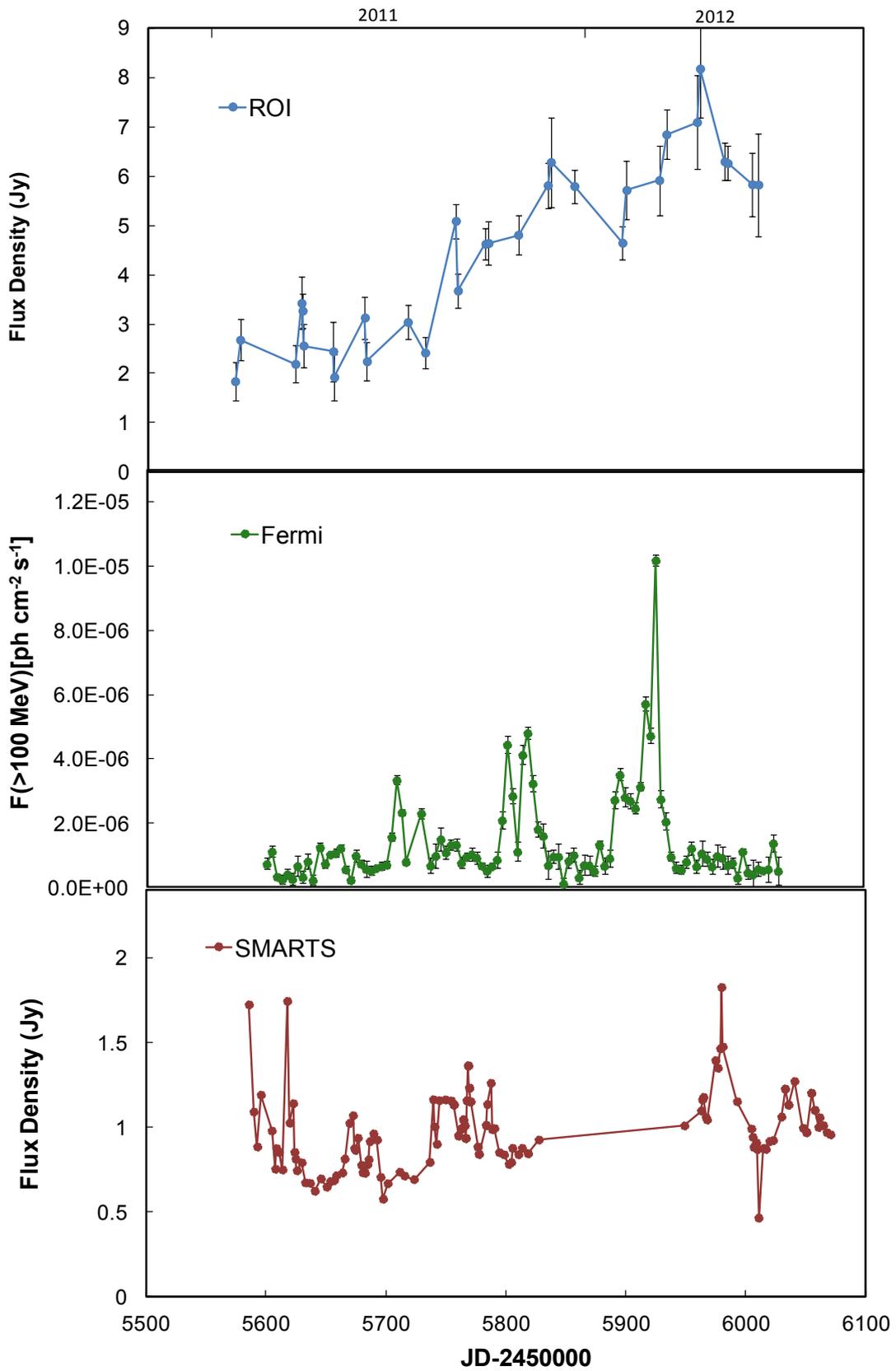


Figura 3.12: Curva de luz em 7mm (azul, acima), curva de luz obtida pelo Fermi, na banda entre 0.1-300 GeV (verde, meio) e curva de luz na banda R obtida pelo SMARTS (vermelho, abaixo). Os últimos flares detectados em raios- γ ocorreram simultaneamente com o aumento de intensidade na banda R.

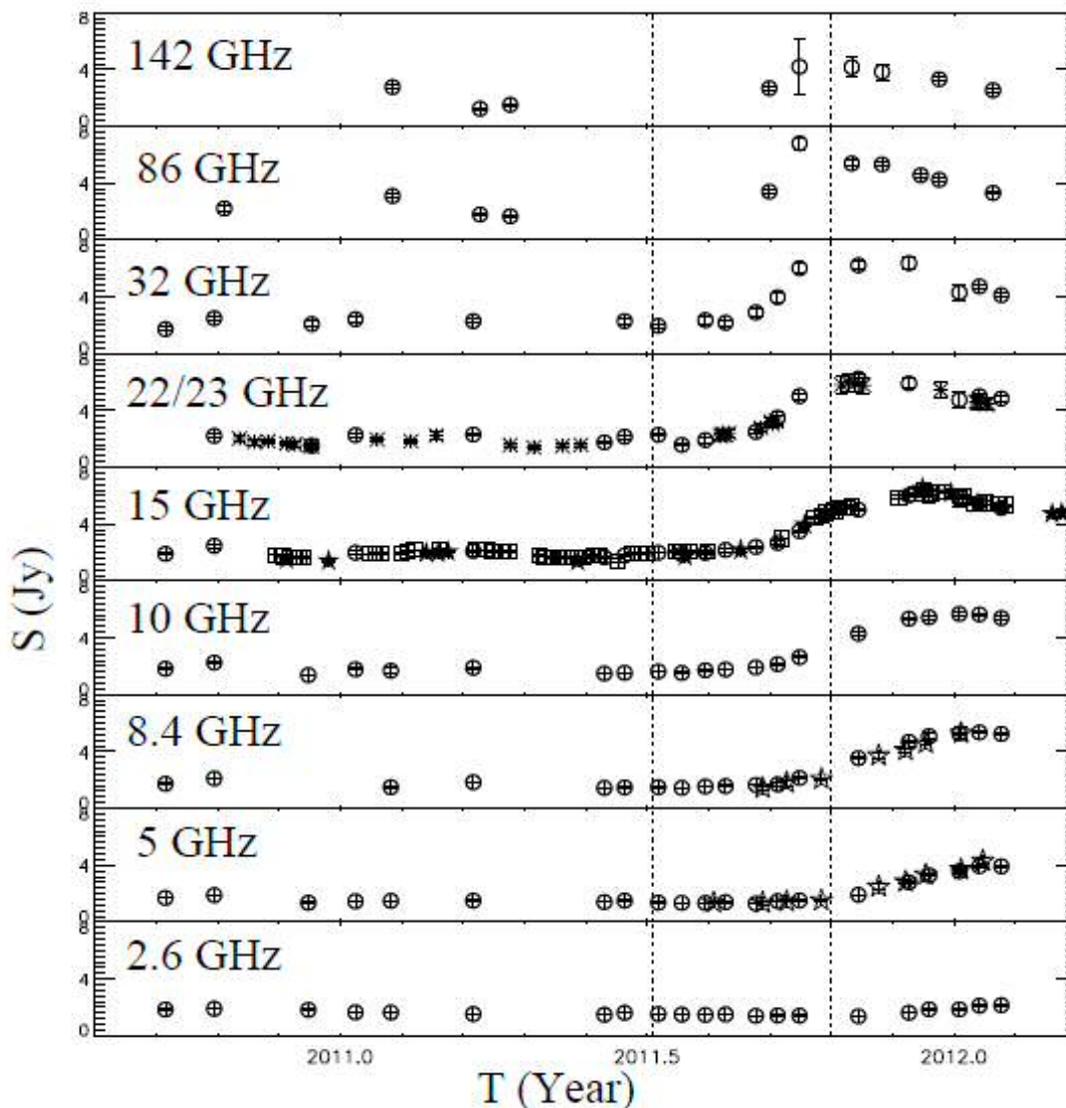


Figura 3.13: Aumento da densidade de fluxo de 1510-089 em diferentes comprimentos de onda. O intervalo entre as linhas tracejadas indicam o momento em que ocorreram os flares em raios raios- γ . Os diferentes símbolos indicam os diferentes observatórios em que foram realizadas as observações (Oriente et al. 2012).

luminais, e o momento de aumento da curva de luz de PKS 1510-089 detectados tanto pelo GASP no fim de 2009 quanto pelo nosso monitoramento no fim de 2011, estão de acordo com o quadro de sobreposição das componentes do jato para explicar o aumento na densidade de fluxo total da fonte.

O aumento gradativo da densidade de fluxo em baixas frequências simultaneamente com a ocorrência de flares em raios- γ e na banda R pode ser interpretado como consequência da superposição da emissão das componentes superluminais do jato. Conforme uma componente se movimenta ao longo do jato, o flare ocorre primeiramente nos comprimentos de onda menores e com escalas de

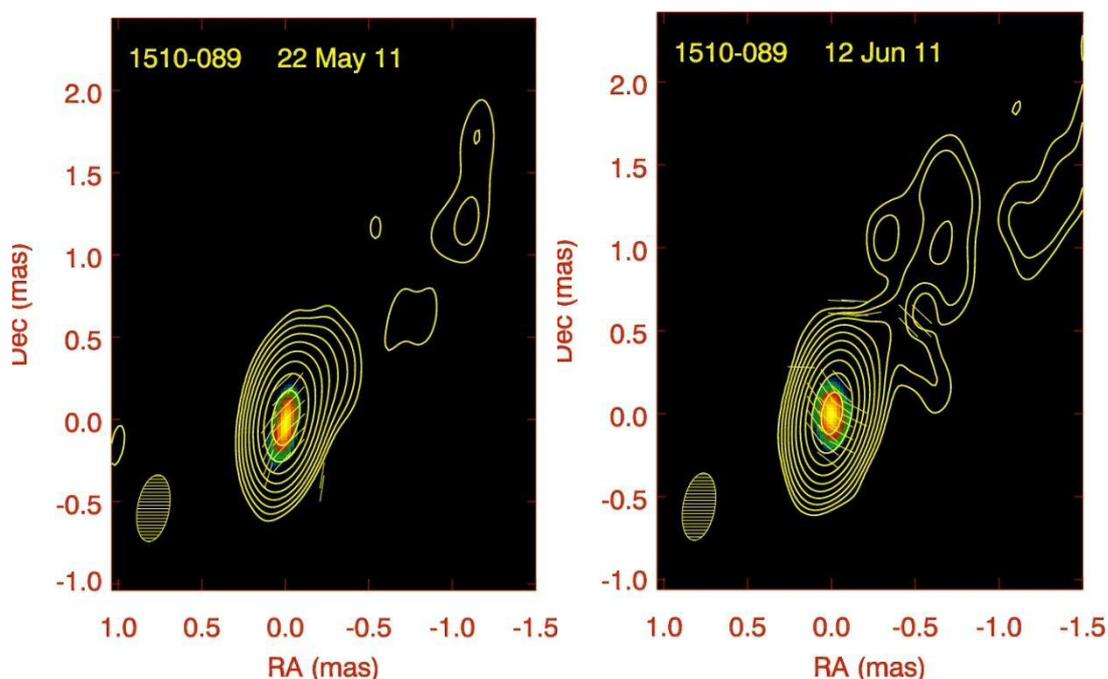


Figura 3.14: Imagens obtidas com o VLBA comparando a atividade do núcleo de PKS 1510-089 antes e no momento da ocorrência dos primeiros flares em raios- γ detectados pelo observatório espacial Fermi.

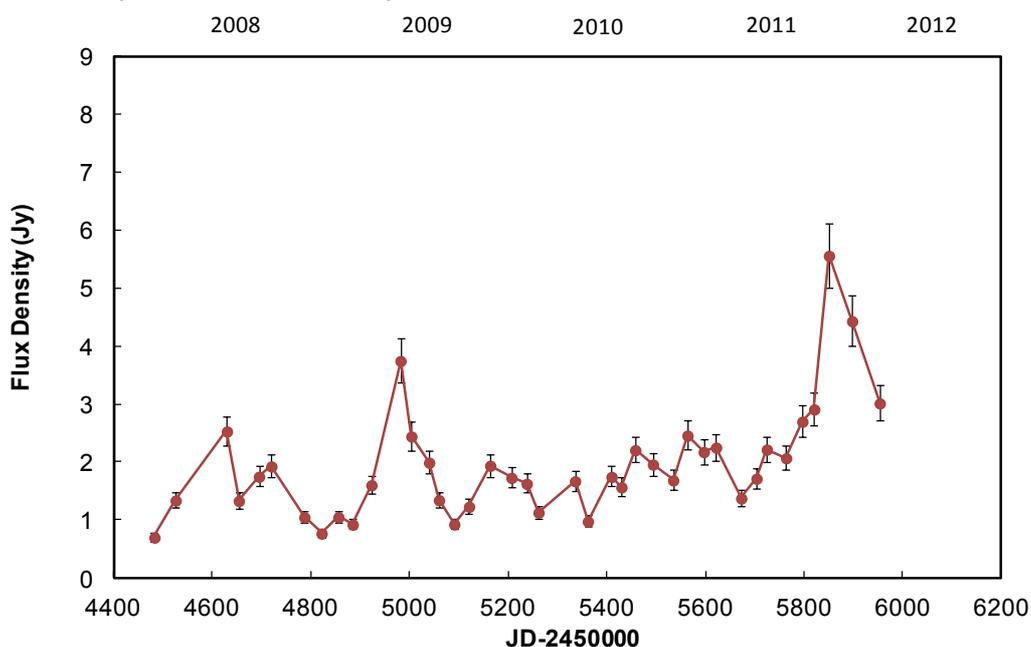


Figura 3.15: Curva de luz em 43 GHz do núcleo de PKS 1510-089 obtida pelo VLBA no projeto de monitoramento de blazares da Universidade de Boston. Os picos são coincidentes com flares em altas energias e precedem o aumento da curva de luz em ondas de rádio.

tempo curtas e posteriormente em ondas de rádio. A ejeção de duas componentes em intervalos de tempo curtos pode fazer com que o aumento da densidade de fluxo em

rádio de uma delas ocorra antes que o flare da outra tenha terminado, aumentando gradativamente a densidade de fluxo da fonte conforme as componentes são ejetadas.

3.4 OJ287

A fonte OJ287, com redshift $z = 0.306$ (Stickel et al. 1989), também é um dos blazares mais observados, tendo sido monitorado no óptico desde o final do século XIX. Sua curva de luz histórica tem uma cobertura temporal superior a 100 anos, o que permitiu a detecção de um período de 11.65 anos (Sillanpaa et al. 1988). A principal característica da variabilidade durante um ciclo é a ocorrência de dois proeminentes flares, separados por aproximadamente um ano. Os flares têm intensidades diferentes em cada ciclo, sendo o mais intenso observado nos anos 70, quando a densidade de fluxo na banda V atingiu valores acima de 55 mJy, onze vezes maior do que o valor médio (Villforth et al. 2010).

Diferentes modelos foram desenvolvidos na tentativa de explicar o comportamento observado em OJ287. De modo geral, o comportamento periódico da curva de luz é explicado pela existência de um sistema binário de buracos negros com período orbital de 11.65 anos (Sillanpaa et al. 1988; Katz 1997; Valtaoja et al. 2000; Valtonen et al. 2009), entretanto existem divergências com relação à origem dos flares. Assim como em 3C273 e 3C279, é possível através de imagens de VLBI, utilizar a posição no plano do céu e a velocidade das componentes superluminais para inferir um período de precessão para OJ287, coincidente com o ciclo de 11.65 anos da curva de luz (Abraham 2000). Entretanto, OJ287 tem um número pequeno de componentes superluminais quando comparada com as outras duas fontes, o que dificulta a determinação dos parâmetros da precessão. A precessão do jato seria consequência do torque induzido no disco de acreção do buraco negro primário pela presença do secundário quando os planos do disco e da órbita não coincidem, sendo o primeiro flare consequência do aumento do fator Doppler quando o jato se encontra com o menor ângulo com a linha de visada, enquanto o segundo seria formado pela ejeção de uma componente superluminal. De acordo com o modelo de Katz (1997), o segundo flare também poderia ser explicado como consequência de uma oscilação natural do disco conforme a precessão ocorre, não sendo detectado em outros

momentos do ciclo devido à rápida variabilidade da curva de luz. Por outro lado, o comportamento de flare duplo também pode ser explicado considerando uma órbita altamente elíptica entre os buracos negros. Neste caso, o primeiro flare seria provocado pela interação entre o buraco negro secundário e o disco de acreção do primário no momento de sua passagem pelo periastro, enquanto o segundo flare pode ser atribuído tanto a efeitos de maré no disco de acreção após a passagem do secundário (Lehto & Valtonen 1996; Sundelius et al. 1997) quanto ao momento em que a perturbação provocada no disco atinge o jato (Valtaoja et al. 2000). Entretanto, nenhum dos modelos conseguiu prever o momento do último “superflare”, ocorrido em 2005, quase um ano antes do previsto (Villforth et al. 2010).

Devido à ausência de radiotelescópios no começo do século XX, a curva histórica em ondas de rádio não possui uma cobertura temporal semelhante ao da banda R e o ciclo de 12 anos ainda não foi confirmado. Na figura 3.16 são mostrados os dados apresentados por Valtaoja et al. (2000) em 8, 14.5, 33 e 37 GHz, sendo as duas primeiras frequências são resultados de observações obtidas com o rádio telescópio de Michigan e as duas últimas, com o rádio telescópio de Metsähovi. Na figura 3.14 são mostradas apenas as observações na banda V realizadas nas épocas em que OJ297 foi monitorado em ondas de rádio. Existem poucas medidas em ondas de rádio no momento em que ocorreram os flares do ciclo de 11.64 anos, sendo que, segundo os autores, o correspondente em ondas de rádio ao primeiro flare do ciclo nunca foi detectado enquanto o segundo flare teve a correspondência detectada apenas no evento de 1994 (Villforth et al. 2010). Entretanto, é possível notar aumentos na densidade de fluxo em ondas de rádio, meses depois dos flares na banda V, em todas as ocasiões em que foram observados na mesma época. Embora estes aumentos não sejam tão proeminentes quanto os “superflares” na banda V, é possível que sejam suas correspondências em baixas energias.

Nosso monitoramento em 43 GHz, apresentado na parte superior da figura 3.17, começou em junho de 2010, sendo que a maior densidade de fluxo medida foi de 10.3 ± 0.7 Jy em janeiro de 2011. Após este período, a densidade de fluxo da fonte foi decrescendo, até atingir o valor de 3.2 ± 0.3 Jy em setembro do mesmo ano. Neste momento, foi detectado pelo Observatório Espacial Fermi um intenso flare em raios- γ

e desde então, a densidade de fluxo em 7mm começou a aumentar. A curva de luz em raios- γ é mostrada no meio da figura 3.17.

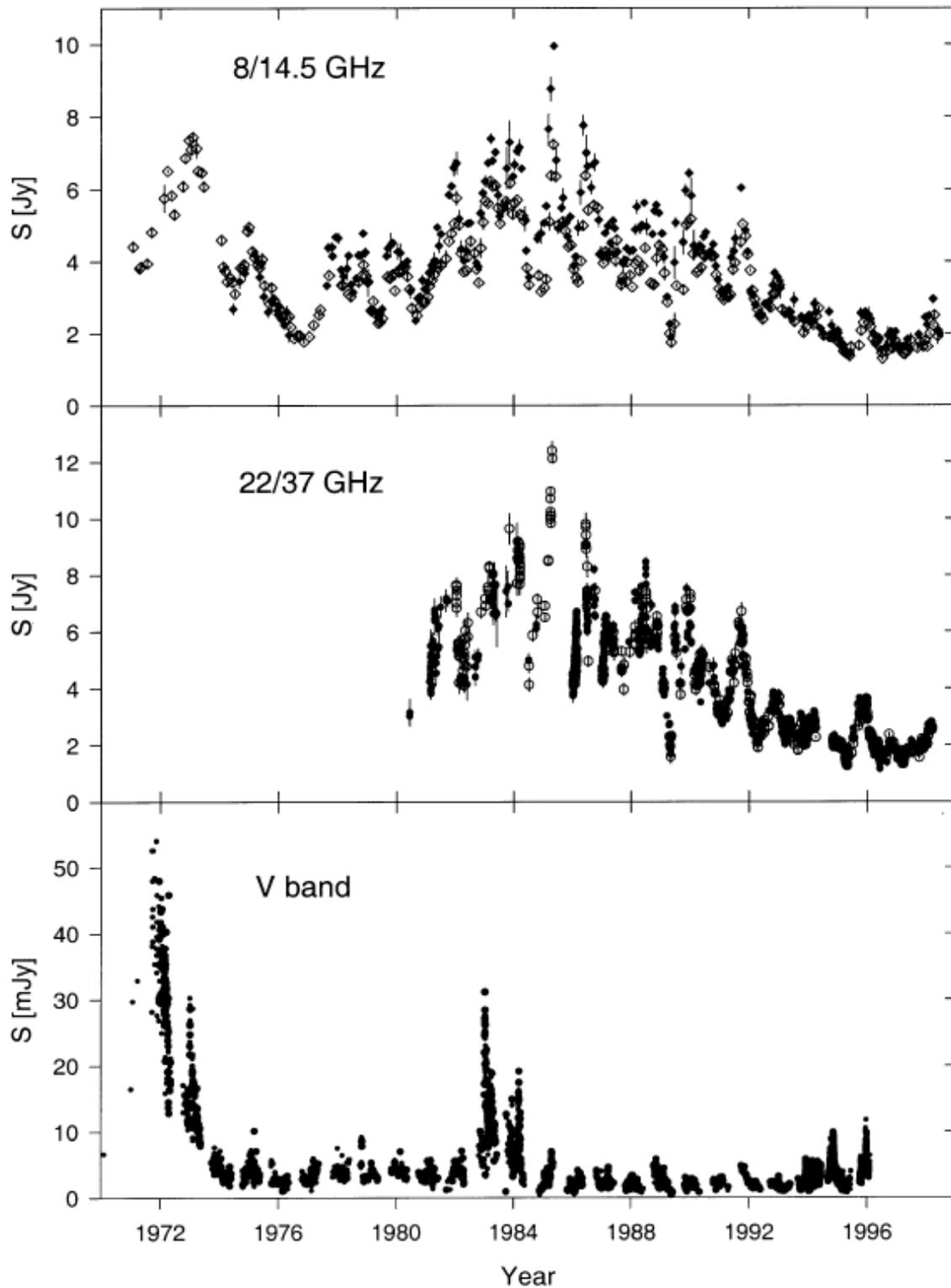


Figura 3.16: Curva de luz em ondas de rádio de OJ287 comparados com observações na banda V (Valtaoja et al. 2000).

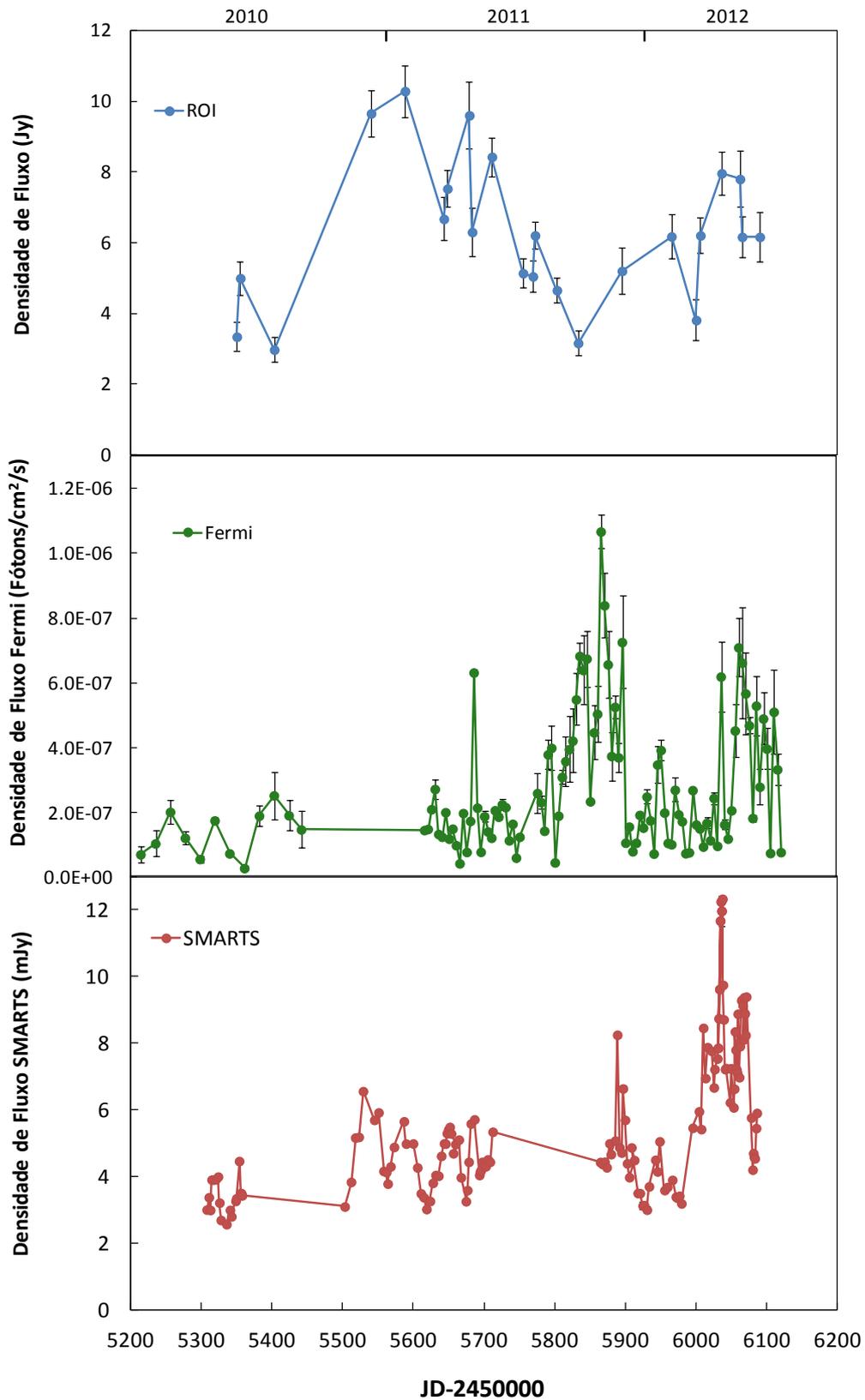


Figura 3.17: Curva de luz em 7 mm de OJ287 obtida no ROI (parte superior) comparada com a curva em raios- γ obtida pelo Observatório Espacial Fermi (meio) e a curva de luz na banda R, obtida pelo SMARTS.

Na parte inferior da figura 3.17, é mostrada a curva de luz obtida pelo programa SMARTS. Não houve observações na Banda R simultâneas ao flare ocorrido em raios- γ , entretanto, um aumento na emissão foi detectado simultaneamente com um segundo pico menos intenso, ocorrido durante o decréscimo do flare em altas energias. Em 2012, ocorreu um flare na banda R também detectado em 43 GHz, embora em ondas de rádio a densidade de fluxo do pico tenha ficado abaixo do valor de 10 Jy atingido em janeiro de 2011. Em raios- γ foi detectado um aumento de curta duração na densidade de fluxo simultaneamente ao flare na banda R.

Assim como o ocorrido na emissão de PKS 1510-089, o aumento gradual na curva de luz em 7mm de OJ287 poderia ser explicado como o resultado da superposição das componentes superluminais ejetadas no momento da detecção do flare em raios- γ . Entretanto, o pico de 10 Jy foi atingido em um momento em que não foram realizadas observações utilizando o Fermi, sendo que observações anteriores não detectaram nenhum aumento na curva de luz em altas energias. Na banda R, a fonte esteve mais intensa nesse período do que o registrado 6 meses antes, entretanto, bem menos intensa do que durante os flares de 2011 e de 2012.

Apesar da variabilidade na banda R apresentar uma característica peculiar, com a presença periódica de “superflares”, a correlação entre as variabilidades nos diferentes comprimentos de onda é semelhante ao comportamento típico dos blazares. Os flares em raios- γ ocorrem quase simultaneamente com os flares no visível, enquanto o aumento da emissão em ondas de rádio ocorre nos meses posteriores, como previsto pelo modelo de choque de Marscher & Gear (1985). Quando comparada com as outras fontes deste trabalho, a única exceção ocorre no aumento de 10 Jy em ondas de rádio, não detectado em nenhum outro comprimento de onda.

Após a recente detecção da variabilidade rápida em raios- γ , foi discutida a hipótese de que o comportamento tipo blazar da fonte estivesse associado ao buraco negro secundário, e que sua interação com o primário durante a passagem pelo periastro causasse os eventos de superflare (Neronov & Vovk 2011). De acordo com este quadro, haveria a possibilidade do comportamento de blazar da fonte ser transiente, ocorrendo apenas no momento dos superflares. Nossa curva de luz mostrou que a fonte apresenta características típicas da variabilidade dos blazares

mesmo sete anos depois da última passagem no periastro, excluindo esta possibilidade.

3.5 PKS 0537-441, PKS 0727-115, OT081 e ApLib

Nesta seção serão discutidas as curvas de luz de quatro fontes monitoradas quase mensalmente em 43 GHz no Rádio Observatório do Itapetinga: PKS 0537-441, PKS 0727-115, OT081 e ApLib. Destas fontes, o resultado da curva de luz em 7mm das duas primeiras será comparado com as respectivas curvas de luz obtidas pelo Fermi e pelo programa SMARTS, em raios- γ e na banda R, respectivamente, sendo que, devido à ausência de dados simultâneos reportados pelo Fermi, a curva de luz de ApLib será apenas comparada com o monitoramento do SMARTS, enquanto, na ausência de dados simultâneos em outros comprimentos de onda, a curva de luz de OT081 somente será apresentada em 43 GHz. Para todas as fontes serão discutidos os resultados da variabilidade observada e comparados com os resultados já reportados em campanhas de monitoramentos anteriores.

3.5.1 PKS 0537-441

Assim como OJ287, discutida na seção anterior, PKS0537-441 apresenta uma grande amplitude de variabilidade na banda R, sendo monitorada em 7 mm desde 2010. Em escalas de tempo de anos, a fonte já apresentou variabilidade maior do que 5 magnitudes (e.g. Eggen 1973; Liller 1974), sendo que, enquanto a variabilidade em OJ287 é peculiar devido à ocorrência periódica de dois superflares na banda R, a fonte PKS 0537-441 é bastante estudada em escalas de tempo curtas, devida a rápida variabilidade detectada nessa banda, com mudanças de 0.4 magnitudes em apenas 48 horas (Tanzi et al. 1986). Localizada a uma distância maior do que 3C273, 3C279 e OJ 287 ($z = 0.894$; Peterson et al. 1976), é um dos blazares de emissão intrínseca mais intensa, sendo que diferentes modelos tentaram explicar sua rápida variabilidade, utilizando cintilação interestelar (Romero et al. 1994), efeitos de microlentes gravitacionais (Romero et al. 1995; Surpi et al. 1996) e processos internos ao jato da fonte (Benford & Lesch 1998). Entretanto, monitoramento da fonte realizado em esca-

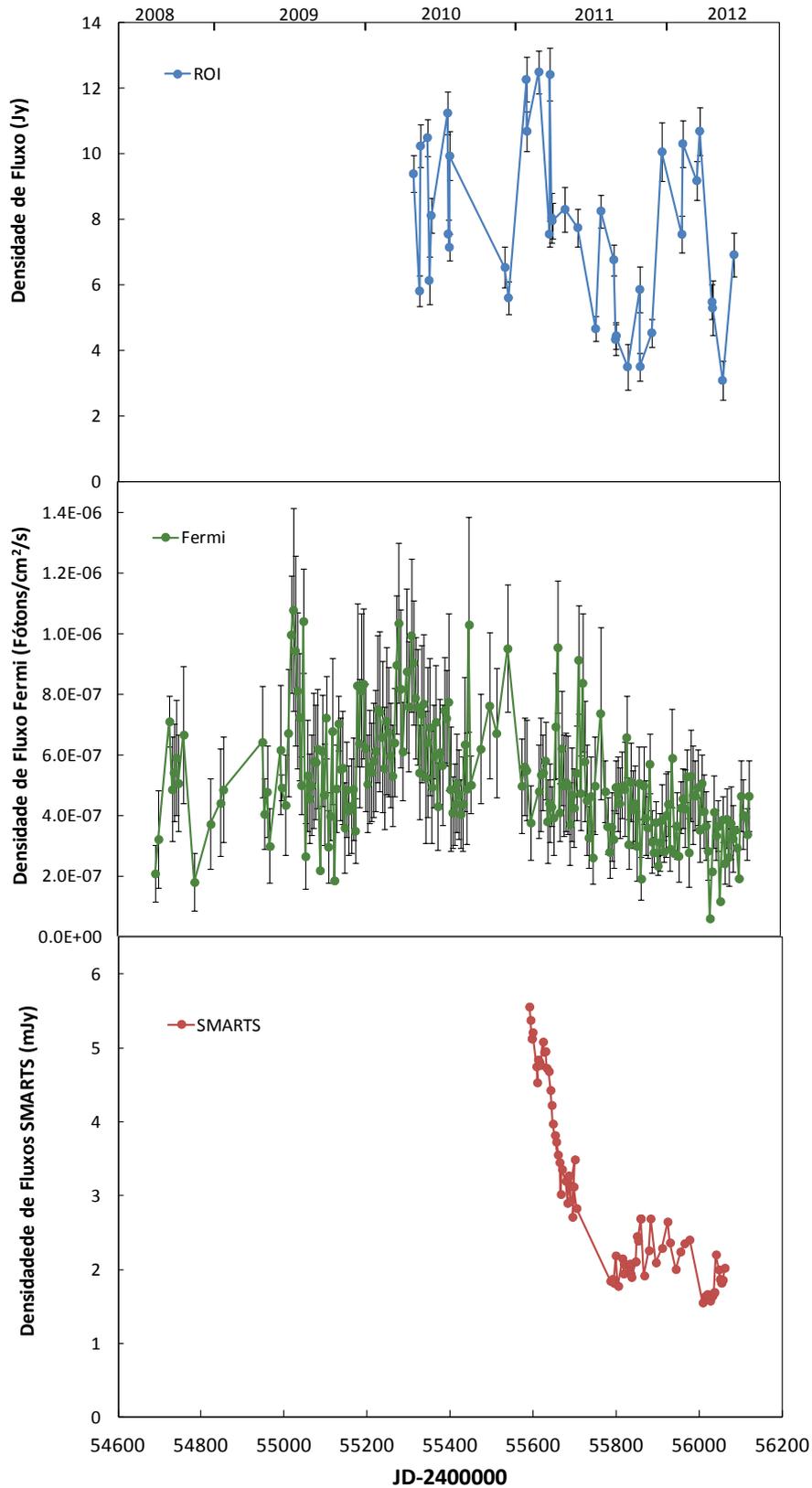


Figura 3.18: Curva de luz em 7 mm de PKS 0537-441 obtida no ROI (azul, acima) comparada com a curva em raios- γ obtida pelo Observatório Espacial Fermi (verde, meio) e a curva de luz na banda R obtida pelo SMARTS (vermelho, abaixo).

las de tempo inferiores a um dia, utilizando o telescópio de 60 cm REM (Rapid Eye Mount), detectou um comportamento espectral nas bandas VRIJHK em forma de lei de potência, o que favorece o jato como origem da rápida variabilidade (Impiobato et al. 2011).

Na figura 3.18 é mostrada a curva de luz em 7 mm obtida no ROI comparada com a curva de luz em raios- γ obtida pelo Fermi e na banda R obtida pelo SMARTS. De modo geral, a curva de luz em altas energias apresenta muitas oscilações, mas é possível identificar a existência de um flare no primeiro semestre de 2010, um pouco antes do começo do monitoramento em 7 mm. Quase um ano depois, em fevereiro de 2011, a densidade de fluxo da fonte em 7 mm atingiu o valor mais alto da curva de luz, de 12.5 ± 0.6 Jy e outro flare foi detectado no ano de 2012. Na curva de luz em raios- γ , também são detectados três flares, sendo o primeiro em 2009, entretanto, devido a problemas de amostragens em ambas as curvas de luz não é possível afirmar que o aumento em ondas de rádio ocorrido quase um ano depois seja a correspondência em baixas energias do flare em raios- γ .

O monitoramento na banda R começou depois do que em ondas de rádio e em raios- γ , quando a fonte apresentava a maior intensidade em 7 mm. Nos meses seguintes, o comportamento da variabilidade nos dois comprimentos de onda foi semelhante; a intensidade da fonte começou a diminuir progressivamente, com dois pequenos picos que aconteceram simultaneamente. Entretanto, no fim de 2011 e começo de 2012, a densidade de fluxo em ondas de rádio começou a subir, sem que houvesse contrapartida tanto na banda R quanto em raios- γ , onde, apesar das oscilações, a intensidade permaneceu constante. Curiosamente, o inverso foi detectado em 6.4 GHz em 2005, em observações realizadas com o telescópio de 30 m da Universidade da Tasmânia: a densidade de fluxo em ondas de rádio permaneceu quase constante após um intenso aumento da emissão em raios- γ (Hungwe et al. 2010).

Cabe ressaltar que, embora dois picos na banda R tenham sido detectados próximos (intervalo < 5 dias) a aumentos de intensidade ocorridos em 7mm, é possível que esta simultaneidade seja apenas coincidência. Considerando o que ocorre em outros blazares monitorados neste trabalho, são esperados atrasos da ordem de meses entre flares em altas energias e em ondas de rádio. De fato, considerando um

atraso de cerca de 10 meses em nossa curva de luz, o primeiro aumento na densidade de fluxo em 7mm estaria relacionado com o flare detectado em raios- γ no começo do nosso monitoramento, enquanto que o segundo aumento corresponderia ao flare detectado na banda R no momento em que não houve observações do Fermi. Além disso, o começo do nosso monitoramento, que apresentou densidade de fluxo elevada quando comparada com as baixas intensidades detectadas no decorrer de 2011. Poderia corresponder a um flare em raios- γ detectado 10 meses antes do começo das nossas observações. Como as curvas de luz nos 3 comprimentos de onda possuem problemas de amostragem, não é possível saber quando começaram e quando terminaram todos flares detectados. É possível que o primeiro aumento em 7mm esteja associado ao flare em raios- γ detectado 320 dias antes e que não foi detectado na banda R devido à falta de observações do programa SMARTS neste período. Por outro lado, o segundo aumento em 7mm estaria associada ao flare na banda R ocorrido em um momento em que não houve observações do Fermi. A falta de dados em todas as curvas de luz não permite identificar com certeza a correspondência entre os flares, sendo possível tanto a interpretação do atraso de 320 dias entre a emissão em ondas de rádio e a emissão em altas energias quanto a interpretação de variabilidade simultânea entre a banda R e em ondas de rádio.

3.5.2 PKS 0727-115

Assim como PKS 0537-441, o blazar PKS 0727-115 é um das fontes de mais alto redshift das que foram monitoradas neste trabalho ($z= 1.591$; Zensus et al. 2002) e devido a dificuldade de detecção tanto em ondas de rádio como na banda R, poucas observações foram reportadas. Mesmo utilizando técnicas interferométricas, seu núcleo não pode ser resolvido e pouco se sabe sobre sua distribuição espectral de energia. Durante a década de 70, a fonte foi bastante monitorada por apresentar uma alta polarização em ondas de rádio, sendo detectada uma rotação do ângulo de polarização que evoluiu constantemente com o tempo, girando 106 graus por ano, comportamento semelhante ao detectado na fonte BL Lac (Aller et al. 1981a). A rotação do ângulo de polarização ocorreu em diferentes frequências em rádio entre

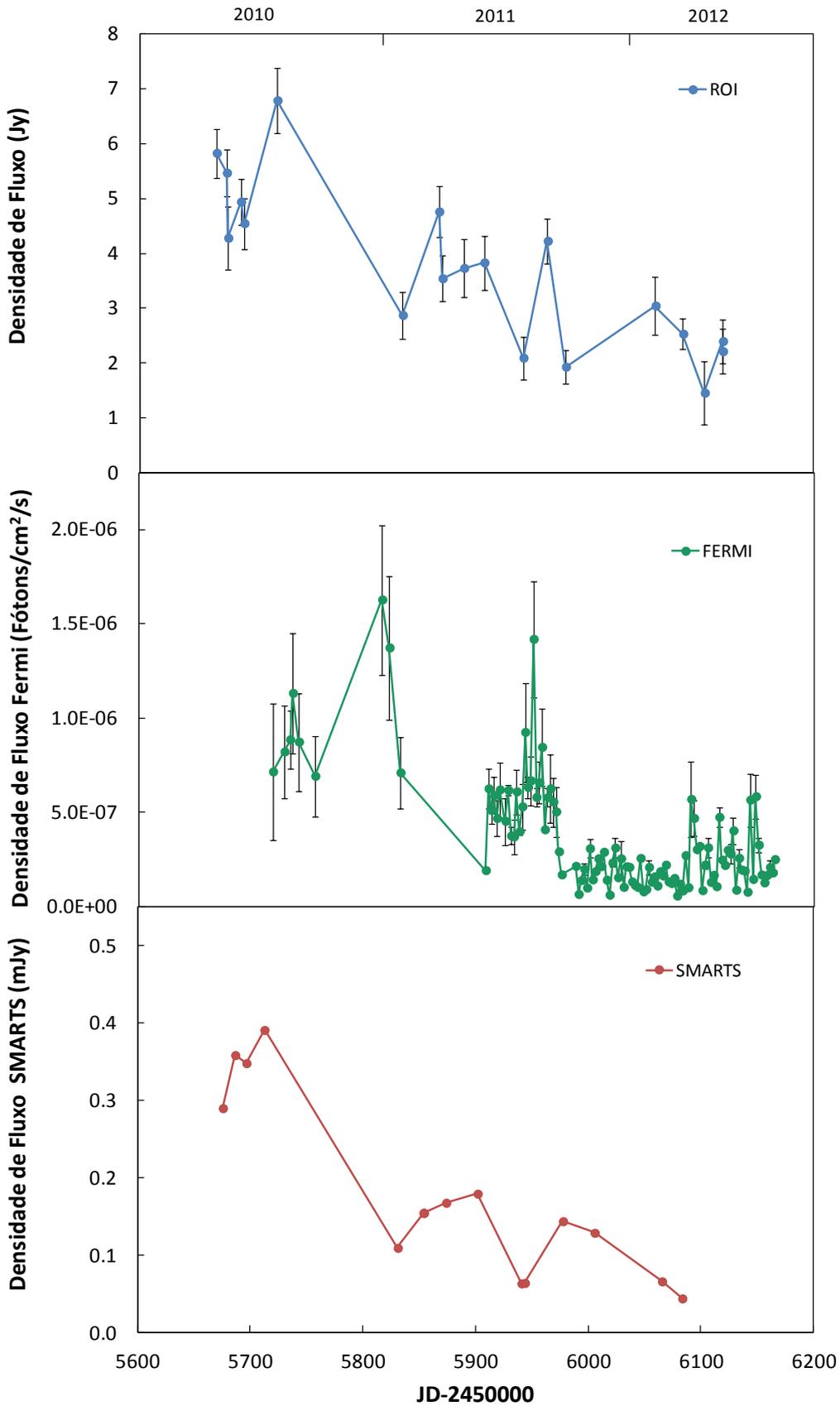


Figura 3.19: Curva de luz em 7 mm de PKS 0727-115 obtida no ROI (acima) comparada com a curva em raios- γ obtida pelo Observatório Espacial Fermi (meio) e a curva de luz obtida pelo SMARTS (abaixo).

4.8 e 14.5 GHz, mas não foi detectada em frequências mais baixas do que 2.7 GHz (O’Dea et al. 1988), enquanto a densidade de fluxo total decresceu progressivamente no período em todas as frequências em que a fonte foi monitorada, tendo caído de 5 para 2 Jy em 4.8 GHz em 2 anos no fim da década de 70 (Aller et al. 1981a, Aller et al. 1981b). Na época, a fonte ainda não havia sido identificada no óptico (para uma revisão, veja Sekia & Salker 1988).

Na figura 3.19 é mostrada a curva de luz de PKS 0727-115 obtida no ROI comparada com a curva de luz obtida pelo Fermi e pelo SMARTS. Embora não haja medidas de polarização simultâneas com nossas observações, o comportamento da variabilidade da fonte é similar ao detectado em 1977. A fonte estava intensa no começo do nosso monitoramento, tendo atingido um pico de 6 Jy no dia 27 de setembro de 2010. Após um intervalo nas observações, a intensidade caiu progressivamente até o valor de 1.5 Jy, em abril de 2012. Quando comparada com a curva de luz obtida pelo observatório espacial Fermi, é possível notar um aumento da intensidade em raios- γ simultaneamente com o valor elevado da densidade de fluxo em onda de rádio no período em que começou o nosso monitoramento.

Na banda R, a fonte começou a ser monitorada pelo programa SMARTS em abril de 2011 (figura 3.19, parte inferior), coincidente com um flare detectado em raios- γ e, após ter aumentado sua intensidade, começou a cair progressivamente, atingindo um mínimo de 0.07 mJy em maio de 2012. Ainda não foi detectado o correspondente deste flare em ondas de rádio, embora o aumento da densidade de fluxo ocorrido em setembro de 2011, quase 100 dias depois, pode indicar que o flare não foi detectado devido a problemas de amostragem.

3.5.3 OT081

Outra fonte em que também foi detectada variabilidade no ângulo de polarização em ondas de rádio (Altschuler 1980) e que também foi monitorada no nosso projeto foi OT081 ($z=0.321$; Stickel et al. 1988). A fonte foi detectada pela primeira vez em raios- γ pelo Observatório Espacial Fermi, fazendo parte do Fermi First AGN Catalogue (Abdo et al. 2009), embora, infelizmente, o resultado do

monitoramento em raios- γ não esteja disponível. O programa SMARTS também não realizou o monitoramento da fonte, tendo sido observada apenas em 3 dias na banda R. Na figura 3.20 mostramos a curva de luz em 7mm onde a variabilidade apresenta características semelhantes as da 0727-115. Após a densidade de fluxo atingir o valor de 7.9 ± 0.5 Jy , no dia 24 de março de 2011, a intensidade da fonte começou a decrescer progressivamente até atingir o valor de 2.9 ± 0.4 Jy no dia 8 de fevereiro de 2012.

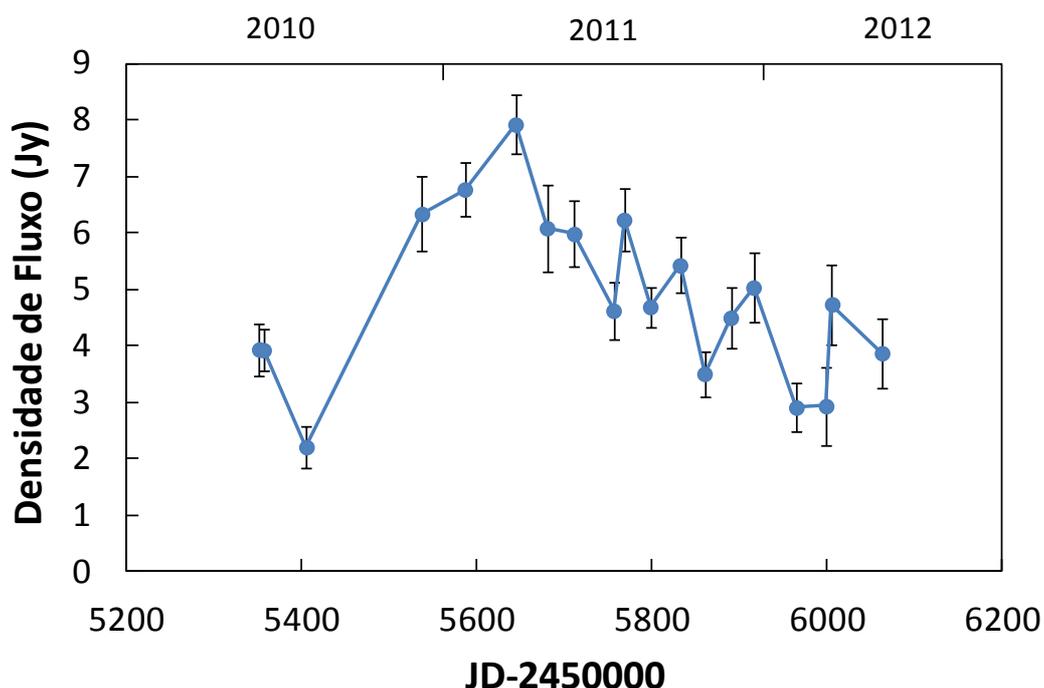


Figura 3.20: Curva de luz de OT081 em 7mm obtida utilizando o ROI.

Ao contrário de PKS 0727-115, a região central de OT081 foi observada utilizando técnicas interferométricas (Gazbuda et al. 1999, Iguchi et al. 2000). Em 1986 a densidade de fluxo da fonte atingiu 8 Jy em 8 GHz (observações realizadas no Observatório Radioastronômico da Universidade de Michigan; Wehrle et al. 1992) e, da mesma forma que o detectado agora, caiu até 2 Jy em aproximadamente um ano, chegando a atingir valores ainda mais baixos em 1990. Comportamento semelhante aconteceu na década em 1995, quando a densidade de fluxo da fonte cai de aproximadamente 7 Jy em 4.8, 8, e 14 GHz para valores menores do que 1 Jy em 1996 (Iguchi et al. 2000).

3.5.4 Ap Lib (PKS 1514-241)

Por fim, a última fonte que será apresentada nesta seção é Ap Lib ($z=0.049$, Disney et al. 1974), que também não teve a curva de luz divulgada pelo Fermi. Resultados preliminares, divulgados durante o simpósio de Astrofísica Relativística realizado nos Estados Unidos no fim de 2010, indicam uma ausência de variabilidade em raios- γ (Fortin et al. 2010). Entretanto, observações anteriores em mais altas energias realizadas com o H.E.S.S. e com o Mark 6 γ -ray telescope (Universidade de Durham), indicam que a fonte pode ter alguma variabilidade em torno do limite de detecção destes telescópios, pela alternância de dias em que a fonte era detectada e não detectada (Hartmann et al. 1999; Chadwick et al. 1999).

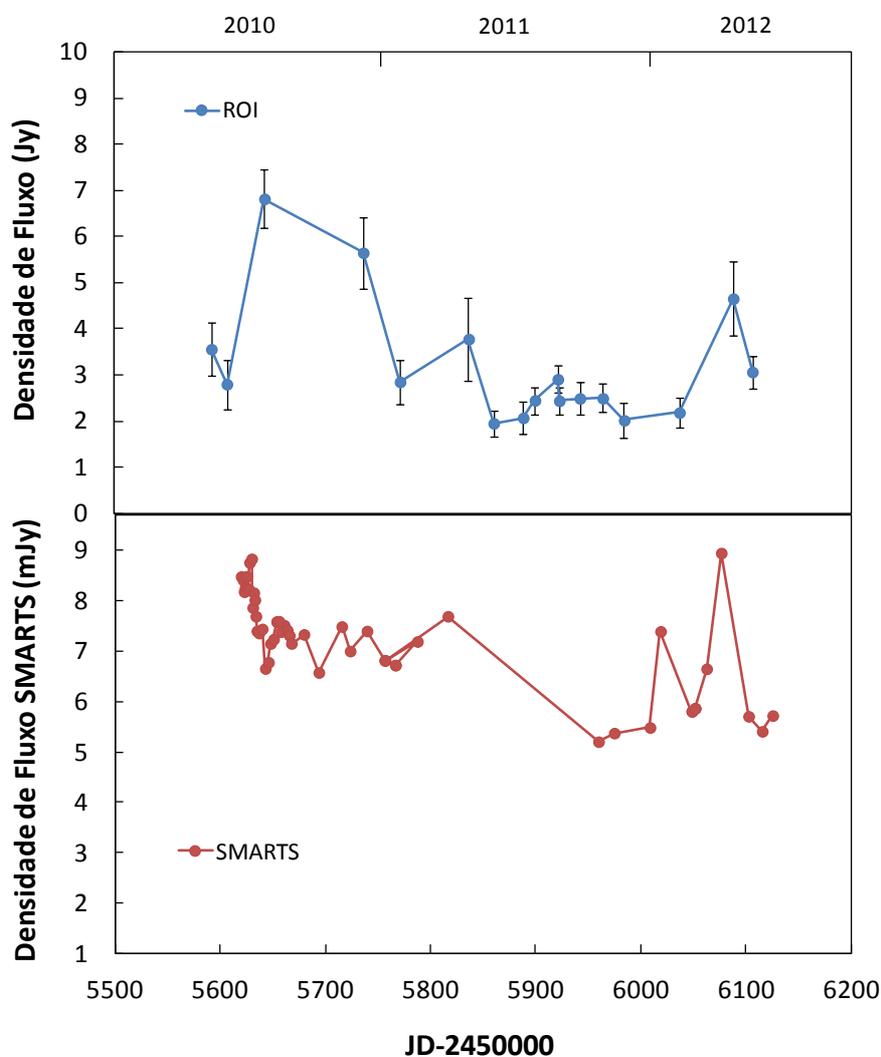


Figura 3.21: Curva de luz em 7 mm de Ap Lib obtida no ROI comparada com a curva na banda R obtida pelo programa SMARTS.

Na banda R, apesar das poucas observações realizadas pelo programa SMARTS, a variabilidade apresentou características semelhantes às de 7 mm, como mostrado na figura 3.21. O começo do monitoramento no óptico ocorre após um intenso aumento detectado na densidade de fluxo medida em 7 mm e, de fato, a intensidade da fonte na banda R diminui nos dias seguintes. Após este período, a densidade de fluxo da fonte permanece baixa e estável, tanto em 7 mm quanto no óptico, quando comparada ao restante da curva de luz, até a intensidade aumentar quase simultaneamente nos dois comprimentos de onda. O período observado pelo Fermi em que não foi detectada variabilidade ocorreu entre agosto de 2008 e setembro de 2010, sendo que o pico de 6.8 ± 0.6 Jy detectado em 7 mm ocorreu no dia 27 de julho de 2010.

3.6 SgrA*

SgrA* é a rádio fonte compacta associada ao buraco negro supermassivo (massa $\sim 4 \times 10^6 M_{\odot}$) localizado no centro da Via Láctea. Embora a fonte não seja um blazar, pois mesmo a existência de um jato ainda precisa ser confirmada, ela corresponde ao buraco negro supermassivo mais próximo e dessa forma, possui o maior horizonte de eventos aparente (veja Melia & Falcke 2001 para uma revisão). Esta característica faz de SgrA* uma fonte única para a compreensão do processo de acreção e da origem da emissão nos Núcleos Ativos de Galáxias.

Na figura 3.22 apresentamos o resultado de 6 anos de monitoramento de SgrA* em 7mm utilizando o radiotelescópio do Itapetinga, sendo que os resultados dos primeiros dois anos fizeram parte da dissertação de mestrado (Beaklini 2008). No apêndice D encontra-se o trabalho completo publicado na MNRAS (Monthly Notices of the Royal Astronomical Society). A contribuição do complexo de SgrA, que rodeia SgrA*, foi subtraído e utilizado como calibrador instantâneo, sendo as observações realizadas alternadamente com as de Sgr B2, que também foi utilizado como calibrador, como discutido no Capítulo 2. A confiabilidade das nossas detecções foi testada comparando-as com observações simultâneas utilizando técnicas interferométricas previamente reportadas (Yusef-Zadeh et al. 2006; Li et al. 2009; Fish

et al. 2011). Durante as observações, detectamos um aumento progressivo na densidade de fluxo de SgrA* a partir de 2008, assim como variabilidades em escalas de dias e intensas flutuações na curva de luz.

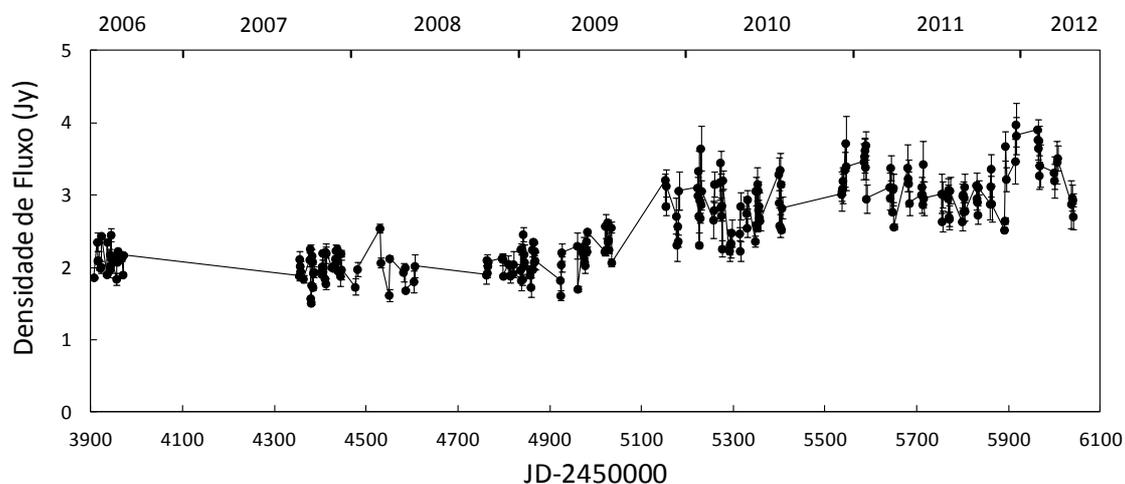


Figura 3.22: Curva de luz de SgrA* em 7mm obtida no ROI.

Nós investigamos se o aumento na densidade de fluxo é compatível com a emissão livre-livre da cauda da nuvem de gás que está sendo destruída conforme cai em direção ao buraco negro (Gillessen et al. 2012), e concluímos que o aumento é, provavelmente, intrínseco a SgrA*. Análise estatística da curva de luz usando a função de estrutura e o método de Stellingwerf revelou a existência de dois mínimos: 156 ± 10 e 220 ± 10 dias. Os mesmos testes estatísticos aplicados a curvas de luz simuladas, construídas a partir de duas funções senoidais quadráticas superpostas a um sinal aleatório reproduziram muito bem os resultados obtidos da curva de luz real, desde que os períodos utilizados fossem 57 e 156 dias. Além disso, considerando uma amostragem diária na curva de luz simulada, foi possível reproduzir a função estrutura em 2.3 GHz obtida por Falcke (1999), que revelou um período de 57 dias, enquanto a periodicidade de 106 dias encontrada por Zhao et al. (2001) poderia ser um ressonante deste período.

Capítulo 4

Resultados Polarimétricos na Banda R

Neste capítulo serão mostrados os resultados das observações obtidas na banda R utilizando a gaveta polarimétrica IAGPOL instalada no telescópio de 0.60 m do Observatório do Pico dos Dias. As fontes 3C279 e 1510-089 foram monitoradas desde 2009 até 2012, enquanto as fontes 0537-441, 0454-234, Ap Lib e 0208-512 começaram a ser observadas em 2011. Na seção 4.1, serão apresentados e discutidos os resultados do monitoramento de 1510-089, enquanto na seção 4.2 serão apresentados os resultados de 3C279. Por fim, na seção 4.3 serão mostradas as medidas obtidas para as outras fontes.

4.1 PKS 1510-089

Na figura 4.1 são apresentados o grau e o ângulo de polarização como função do tempo, para 1510-089 na banda R. O ano de 2009 foi o que apresentou maior variabilidade no grau de polarização em dias consecutivos, tendo oscilado entre 1 e 10%. No ano seguinte, a amplitude de variabilidade foi maior, sendo detectado um intenso flare, enquanto em 2011 o grau de polarização praticamente não variou, se mantendo sempre abaixo de 5%, voltando a subir acima deste valor em 2012. Com relação ao ângulo de polarização, foi detectada variabilidade em todos os anos do monitoramento, sendo que as rotações nem sempre apresentaram o mesmo sentido durante campanhas de observação diferentes, podendo ocorrer em sentido horário ou anti-horário, dependendo da época. Além disso, cabe ressaltar que, quando o intervalo entre as observações é maior do que a escala de tempo em que ocorre uma rotação superior a 180° , não é possível determinar o sentido da rotação.

Como discutido na Introdução, Marscher et al. (2010), utilizando o Observatório da Universidade do Estado de St. Petersburg, detectaram uma rotação de 720° na banda R durante a ejeção de uma componente superluminal observada em 43 GHz utilizando o VLBA, que ocorreu simultaneamente com um flare em raios- γ . As observações foram realizadas no primeiro semestre de 2009, período em que a fonte também foi monitorada na banda R no Observatório Pico dos Dias e observada nas bandas K, V e J por Sasada et al. (2011), utilizando o observatório de Higashi-Hiroshima, localizado no Japão. Existem, entretanto, divergências no método utilizado para resolver a multiplicidade de 180° na determinação do ângulo de polarização, devido à dependência de 2θ dos parâmetros de Stokes (equações 1.6 e 1.7). Sasada et al. (2011) argumentam que a soma de 180° não pode ocorrer de forma arbitrária e deveria ser evidenciada nos parâmetros de Stokes, através de variações no plano QxU .

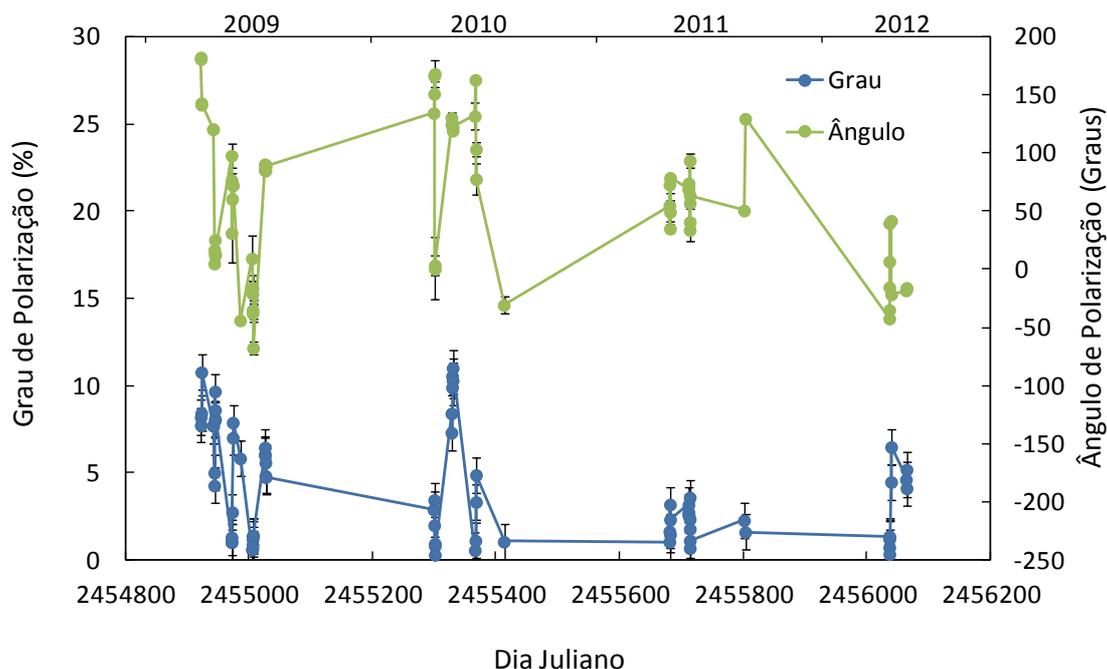


Figura 4.1: Variabilidade do grau de polarização e do ângulo de polarização de PKS 1510-089 na banda R

Para compreender como uma rotação pode ser identificada, mostramos na figura 4.2, o comportamento da variabilidade dos parâmetros de Stokes dentro do plano QxU durante uma rotação de 360° no ângulo de polarização. Desse modo é

possível procurar padrões no plano QxU semelhantes aos obtidos nas medidas dos

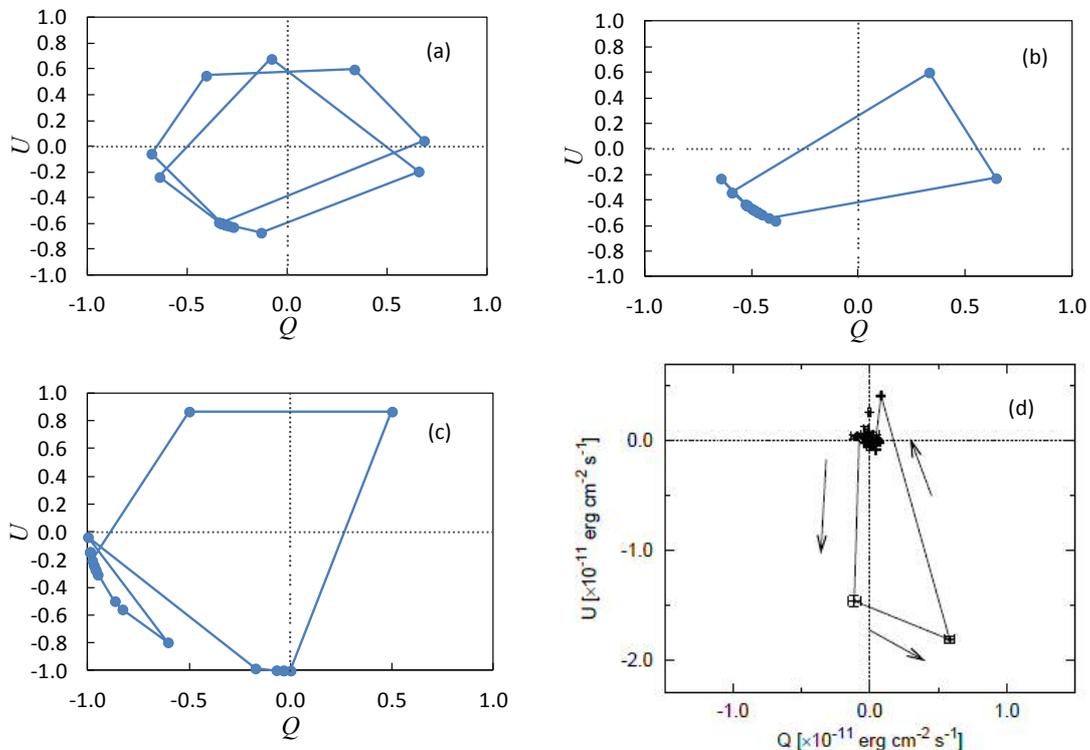


Figura 4.2. Comportamento da variabilidade no plano QxU durante uma rotação no ângulo de polarização. (a) Rotação de 360° . (b) e (c) Rotação de 180° e 360° , respectivamente, com amostragem irregular. (d) Resultado obtido por Sasada et al. (2011) indicando uma rotação de 180° no ângulo de polarização de PKS 1510-089.

parâmetros de Stokes. Na figura 4.2 mantivemos o valor de χ como constante, sendo que uma rotação de 180° no ângulo de polarização apresentaria medidas nos quatro quadrantes do gráfico QxU . Entretanto, medidas astronômicas não são igualmente espaçadas e se utilizarmos uma amostragem irregular pode se formar estruturas que não necessariamente passam por todos os quadrantes. Na figura 4.2 são apresentadas diferentes combinações de amostragens considerando rotações de 180° e de 360° ; na figura (a) é mostrada uma rotação de 360° , na (b) uma rotação de 180° enquanto na (c) é mostrada novamente uma rotação de 360° em uma amostragem com intervalos maiores. De fato, o gráfico QxU reportado por Sasada et al. (2011) e mostrado em (d) apresenta estrutura semelhante a nossas simulações. Tendo como referência a ordem

em que as medidas foram realizadas, o sentido em que ocorre a variação no plano determina se a rotação foi horária ou anti-horária.

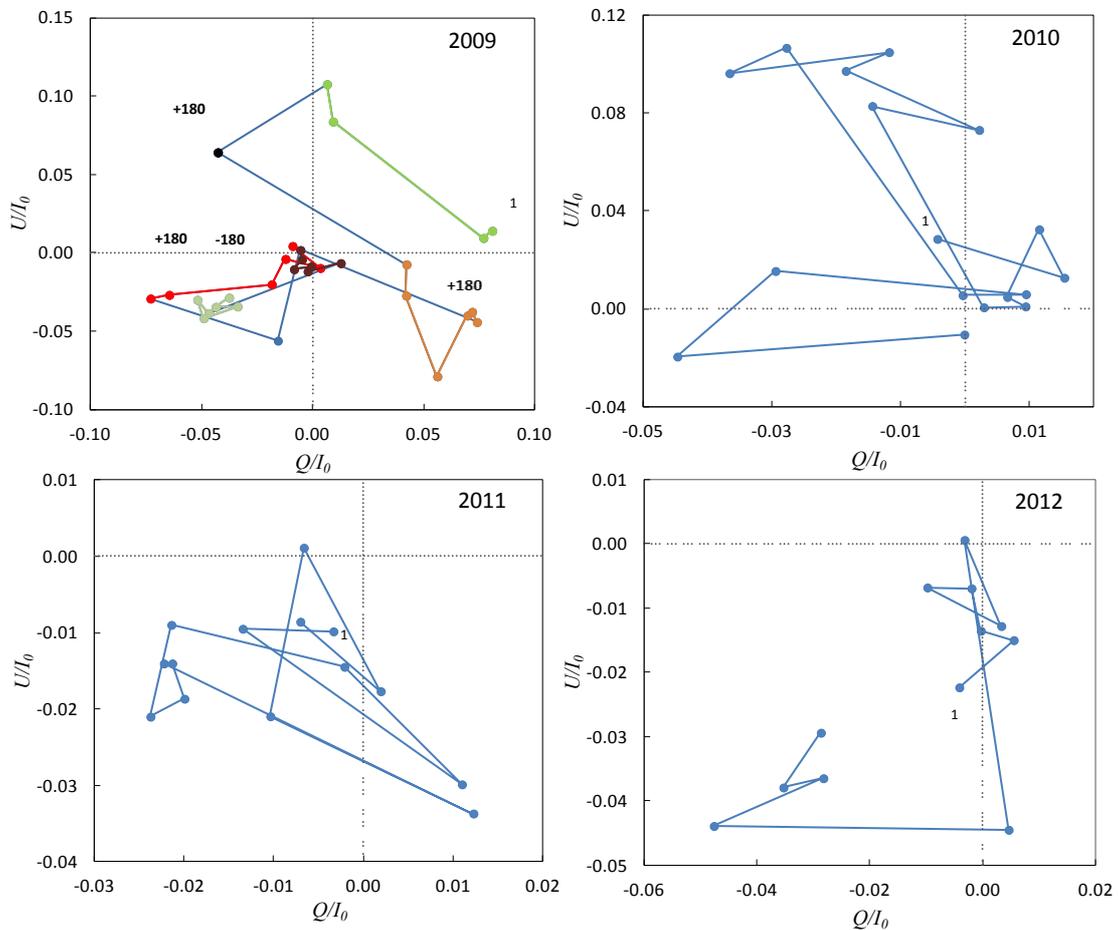


Figura 4.3: Plano $Q \times U$ dos parâmetros de Stokes para os diferentes anos de observação de 1510-089 na banda R utilizando o OPD. O número 1 indica o momento em que foi realizada a primeira observação. Nos dados de 2009, cada cor corresponde a uma época diferente de observação, estando indicado como +180 o momento em que pode ser associado a uma rotação no ângulo de rotação. O local onde está indicado por +180 e por -180 não pode ser definido o sentido da rotação.

Na figura 4.3 mostramos o gráfico do plano $Q \times U$ para os quatro anos do nosso monitoramento, sendo que, no ano de 2009, cada época de observação é representada por uma cor diferente. É possível identificar três regiões que podem ser resultados de rotação superior a 180° no ângulo de polarização no ano de 2009 e onde poderiam ser somados 180° , indicadas no gráfico pela presença do “+180”. Nos primeiros pontos, a variação no plano $Q \times U$ passou por diferentes quadrantes, sendo que as observações foram realizadas entre os dias 31 de março e 20 de abril de 2009. Em seguida, ocorreram outras duas supostas rotações sem que houvessem mudanças

de quadrante detectada do plano QxU , entre os dias 20 e 23 de abril, e entre os dias 20 de maio e 23 de junho.

Como a primeira variação entre os quadrantes ocorreu em uma escala de tempo de 20 dias, o intervalo de 30 dias em que foi detectada a terceira rotação pode não ter sido adequado para detectar esta variação, não sendo possível afirmar o sentido em que ela ocorreu. A segunda rotação, entretanto, ocorreu em um intervalo de poucos dias, e se fosse maior do que 180° , deveria ter sido detectada em todos os quadrantes. Nesses dias, entretanto, observações em raios- γ realizadas pelo Observatório Espacial Fermi, detectaram um flare em raios- γ , o que poderia justificar uma rotação superior a 180° em um escala de tempo de poucos dias. Utilizando estes três momentos para aplicar a soma de 180° , nossos dados podem reproduzir tanto os resultados de Marscher et al. (2010) quanto o de Sasada et al. (2011), dependendo apenas do sentido da terceira rotação: se no sentido anti-horário reproduz os dados do primeiro, se no sentido oposto, reproduzem os dados do segundo, como mostrado na figura 4.4.

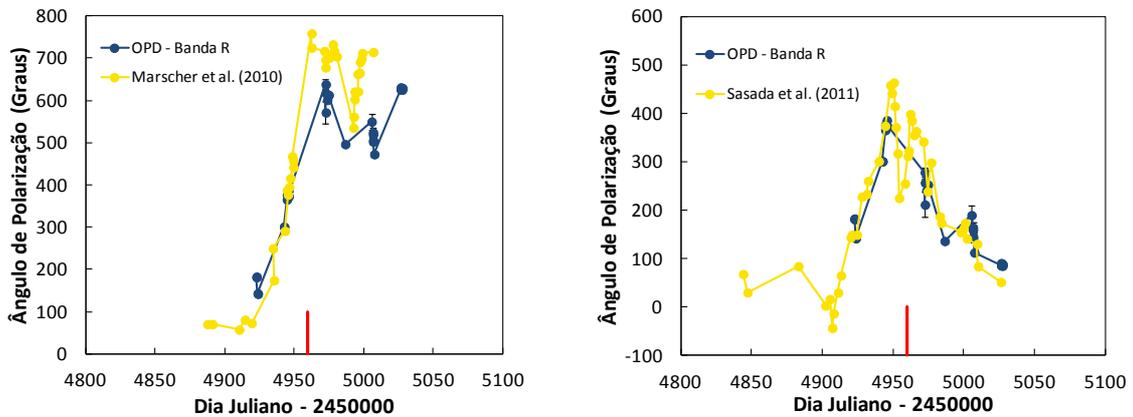


Figura 4.4: Comparação entre o ângulo de polarização obtido utilizando o Observatório do Pico dos Dias (OPD) e os resultados obtidos por Marscher et al. (2010) e Sasada et al. (2011) para a emissão de PKS 1510-089 no ano de 2009. Nossos dados podem reproduzir os dados de ambos os trabalhos dependendo do sentido da terceira rotação de 180° . A linha vermelha indica o momento da formação de uma componente superluminal, detectado utilizando o VLBA por Marscher et al. (2010).

Quando analisamos os gráficos do plano QxU de outros períodos de observação de 1510-089, apresentados na figura 4.3, verificamos que existem outras regiões que podem ser identificadas como rotações. Entretanto, esta variabilidade é aleatória, o que torna difícil a identificação de rotações no ângulo de polarização sem

outras observações coincidentes, como ocorreu no ano de 2009. Este comportamento errático, também está presente no ano de 2012, quando em apenas dois meses de observação, a posição no plano $Q \times U$ percorreu vários quadrantes.

Independente das divergências entre os trabalhos, tanto nossas observações quanto as medidas realizadas nos observatórios de St. Petersburg e de Higashi-Hiroshima, indicam uma variabilidade no ângulo de polarização antecedente a ejeção de uma componente superluminal e a um flare em raios- γ . Estas mudanças no ângulo de polarização ocorreram no momento em que o grau de polarização diminuiu de 11% até quase zero, sendo reportado por Marscher et al. (2010) um rápido aumento, superior a 30% na banda R, logo após o término da rotação. De acordo com o modelo helicoidal discutido no Capítulo 1 (Marscher et al. 2008; 2010), a rotação do ângulo de polarização ocorreria antes da formação do choque, o que explicaria o flare em raios- γ e o aumento do grau de polarização logo após o término rotação, e implicaria que o flare em altas energias seria originado a cerca de 10 pc da fonte central.

Neste trabalho propomos outra interpretação para as variações detectadas no grau e no ângulo de polarização. Elas podem ser consequência da soma de diferentes componentes polarizadas, de modo que os parâmetros de Stokes medidos (Q_{med} e U_{med}) são o resultado da soma de n componentes:

$$Q_{med} = \sum_{i=1}^n Q_i \quad \text{e} \quad U_{med} = \sum_{i=1}^n U_i. \quad (5.3)$$

sendo Q_i e U_i a contribuição de cada componente. Considerando duas componentes, com grau de polarização P_1 e P_2 , de modo que,

$$P_1 = \frac{Q_1}{I_1} \quad \text{e} \quad P_2 = \frac{Q_2}{I_2} \quad (5.4)$$

o ângulo de polarização θ observado seria dado por:

$$\text{tg}(2\theta) = \frac{U_1 + U_2}{Q_1 + Q_2} = \frac{\text{tg}2\theta_1 + \text{tg}2\theta_2 \left(\frac{P_2 I_2}{P_1 I_1} \right)}{1 + \frac{P_2 I_2}{P_1 I_1}} \quad (5.5)$$

e o grau de polarização detectada P seria dado em função da intensidade das duas componentes, estando relacionado da seguinte maneira:

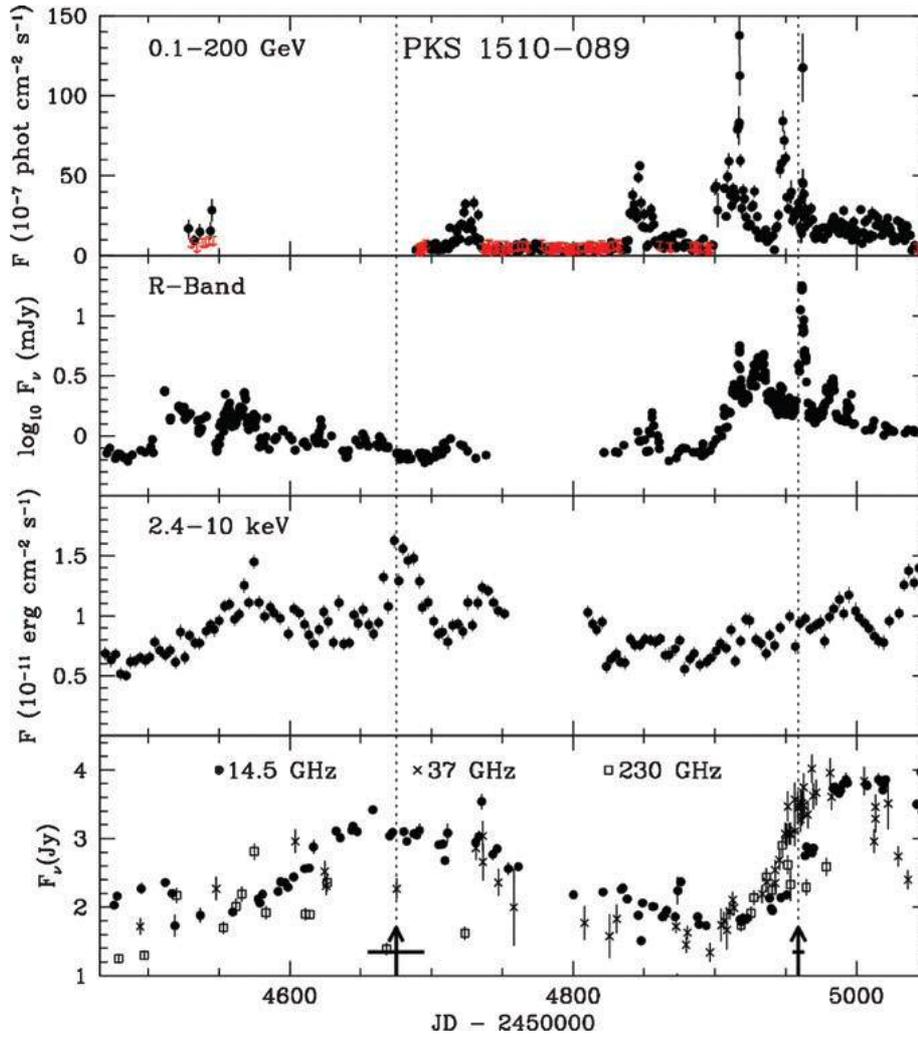


Figura 4.5: Resultado do monitoramento de 1510-089 obtido por Marscher et al. (2010) durante a rotação de 720° do ângulo de polarização. As flechas indicam o momento da ejeção de componentes no jato e as flechas vermelhas na curva em raios- γ limites superiores.

$$P = \frac{Q_1 + Q_2}{I_1 + I_2} . \tag{5.6}$$

Desse modo, caso uma das regiões de emissão aumente sua intensidade, poderia ser detectada uma variação do grau e do ângulo de polarização, como o observado no monitoramento realizado no OPD. A variabilidade no plano QxU se daria de maneira errática, dependendo da contribuição das distintas componentes para a emissão polarizada total e para o ângulo de polarização. A contribuição de uma região um pouco mais intensa de alguma dessas regiões poderia ser confundida com uma rotação, seguindo o critério adotado por Marscher et al. (2010) de somar 180° sempre

para minimizar a diferença entre observações consecutivas. No plano QxU , o comportamento resultante da variabilidade seria aleatório (*Random Walk*, Aller et al. 1981b,c), e também poderia ser confundido com uma rotação superior a 180° .

A variabilidade detectada em 2009 ocorreu próxima a dois flares na banda R acompanhados da emissão em raios- γ , é possível que cada um deles corresponda a formação de uma nova componente polarizada. Considerando que a rotação de 720° reportado por Marscher et al. (2010) não ocorreu, não seria necessária a existência de uma trajetória helicoidal antes do flare em raios- γ .

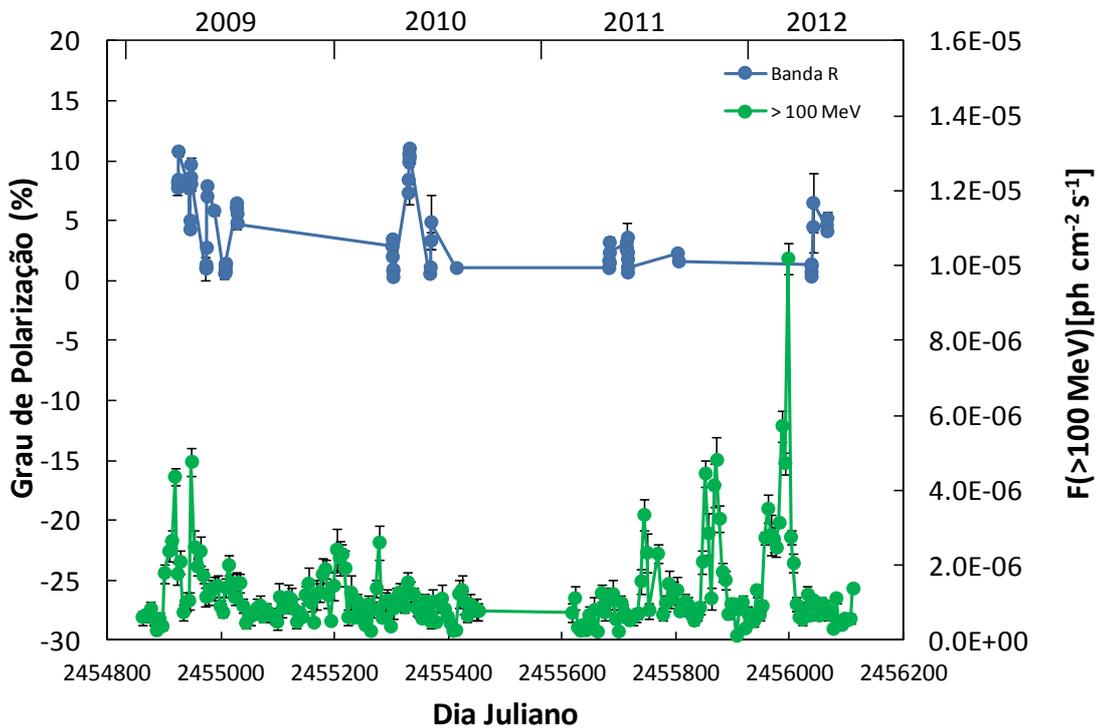


Figura 4.6: Monitoramento do grau de polarização de 1510-089 obtido no Observatório do Pico dos Dias comparada com a maior banda de energia em raios- γ , em observações realizadas pelo Observatório Espacial Fermi.

O monitoramento polarimétrico publicado por Marscher et al. (2010) foi realizado simultaneamente com observações em 37 GHz realizadas no Observatório de Metsähovi, em 14,5 GHz no Observatório Rádio Astronômico da Universidade de Michigan e em 230 GHz com o SMA (Submillimetric Array) em Mauna Kea. A densidade de fluxo em ondas de rádio começou a aumentar simultaneamente com a ocorrência de um flare em raios- γ , passando de ~ 2 para ~ 4 Jy em todas as rádio frequências em que a fonte foi monitorada, algo semelhante ao detectado em 7mm utilizando o ROI, e

pode ser evidência da ejeção de mais de uma componente. A fonte também foi monitorada raios-X (2.4-10KeV) utilizando o RXTE, mas não foram detectados aumentos na intensidade correspondentes ao flare em raios- γ . O resultado deste monitoramento obtido por Marscher et al. (2010) encontra-se na figura 4.5.

Na figura 4.6 a comparamos a variação do grau de polarização durante o nosso monitoramento, com a emissão em raios- γ detectada pelo observatório Fermi; é possível notar a existência de um intenso flare no grau de polarização ocorrido no ano de 2010 e que não possui correspondência em altas energias. Nos ano seguinte, enquanto a densidade de fluxo em 7 mm aumentou simultaneamente com a ocorrência de diversos flares em raios- γ , o grau de polarização não aumentou, embora não tenha sido realizadas observações no momento dos flares. Logo após o último flare em raios- γ , foi detectado um aumento de 5% no grau de polarização.

Tanto o nosso monitoramento, quando o resultado do monitoramento de Marscher et al. (2010), indicam que a queda do grau de polarização ocorre antes do começo do flare em raios- γ . Apesar de não haver observações polarimétricas simultâneos aos flares em raios- γ no ano de 2011, as observações anteriores também apresentaram um baixo grau de polarização.

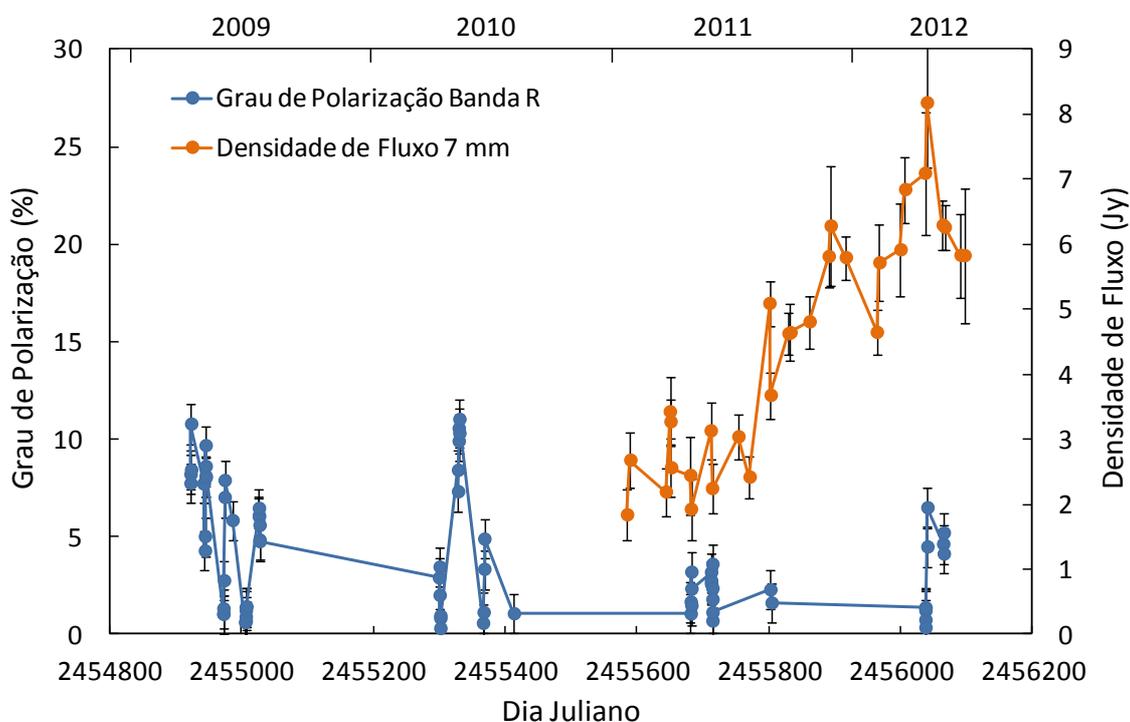


Figura 4.7: Comparação entre a variação do grau de polarização de 1510-089 obtida no Observatório Pico dos Dias (azul, eixo principal) e a densidade de fluxo em 7mm obtida utilizando o radiotelescópio do Itapetinga (laranja, eixo secundário).

Quando comparamos a variação do grau de polarização na banda R obtido no observatório Pico dos Dias com a curva de luz em 43 GHz obtida no Rádio Observatório do Itapetinga, mostrada na figura 4.7, não é possível encontrar nenhuma correlação entre as variabilidades. Entretanto, ao contrário das curvas de luz obtidas pelo observatório espacial Fermi e através do programa SMARTS, que são de resolução diária, nosso monitoramento apresenta intervalo de meses entre as observações, sendo mais crítico na banda R em que somente podem ser realizadas observações durante uma parte do ano. É necessária uma maior cobertura temporal nas nossas observações simultâneas para verificar a existência ou não de alguma correlação entre a polarização na banda R e a densidade de fluxo em ondas de Rádio.

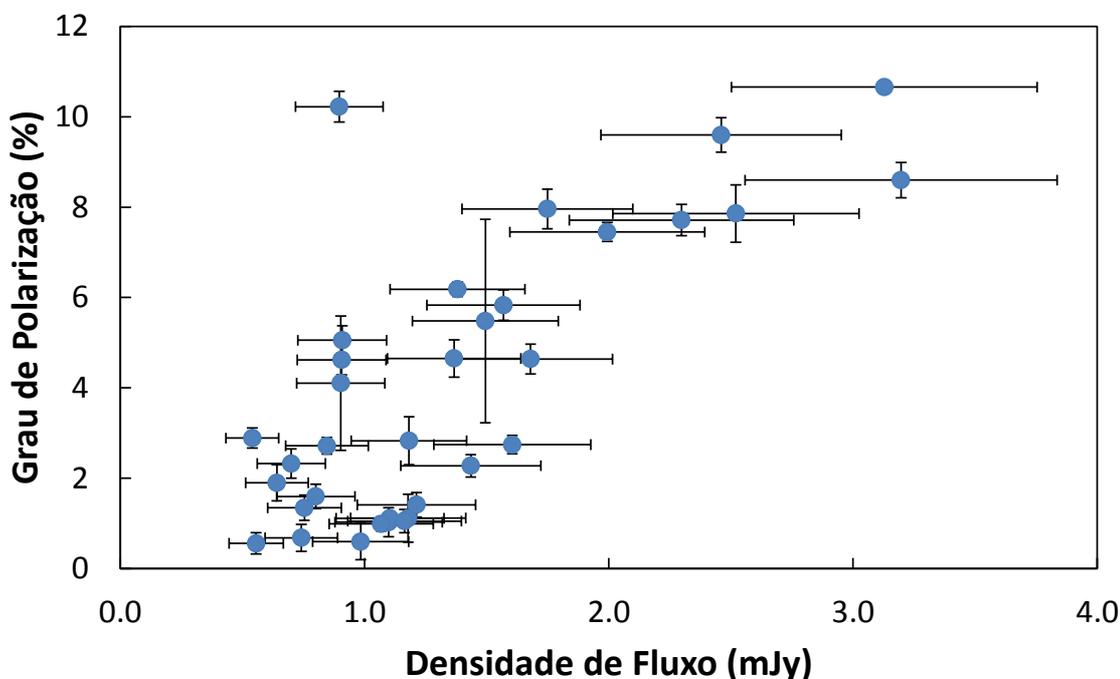


Figura 4.8: Relação entre o grau de polarização e a densidade de fluxo na banda R para 1510-089.

A maior parte das nossas observações polarimétricas na banda R de 1510-089 ocorreu antes do aumento progressivo da intensidade em 7mm discutida no capítulo 3. No período anterior ao aumento, em 2011, quando a densidade de fluxo em ondas de rádio era de 2 Jy, o grau de polarização estava baixo, próximo de 0% e não apresentava variações entre as épocas de observações, diferentemente do que ocorrera em 2009 e 2010, quando a fonte não foi observada em 7mm. Em

2012, quando a densidade de fluxo atingiu valores superiores a 6 Jy, o grau de polarização era de apenas 7%, ou seja, menor do que detectado anteriormente. Durante o monitoramento de Marscher et al. (2010) apresentado na figura 4.5, a densidade de fluxo em 37 GHz sempre esteve abaixo dos 4 Jy, mesmo quando o grau de polarização atingiu picos de 30%, valor menor do que os 8 Jy detectados neste trabalho no decorrer de 2011.

Além das medidas polarimétricas na banda R, as observações realizadas no OPD fornecem informações sobre a magnitude da fonte. Como descrito no Capítulo 2, as observações fotométricas não possuem a mesma qualidade das medidas de polarização e, por isso, a barra de erro na determinação da densidade de fluxo é 20%, maior do que o erro em programas exclusivamente fotométricos como o SMARTS. Apesar do monitoramento fotométrico no OPD ter uma resolução espacial menor do que em outras campanhas, as medidas de densidade de fluxo são determinadas simultaneamente as do grau de polarização, além de haver também observações simultâneas com medidas em 7 mm realizadas no ROI.

Na figura 4.8 é mostrada a correlação entre a densidade de fluxo na banda R e o grau de polarização. Ikejiri et al. (2011) já haviam detectado uma correlação semelhante. Esta correlação pode ser entendida tanto como o alinhamento do campo magnético na frente de choque, aumentando a polarização juntamente com a intensidade quanto com a hipótese da emissão polarizada detectada ser consequência da contribuição de diferentes regiões, onde o aumento da contribuição de uma delas aumentaria o grau de polarização e a intensidade.

4.2 3C279

Na figura 4.9 apresentamos o resultado do monitoramento polarimétrico na banda R realizado no Observatório do Pico dos Dias para 3C279. A variabilidade do grau de polarização é comparada com a do ângulo, sendo que, assim como ocorreu em 1510-089, uma variação no grau de polarização é acompanhada de uma rotação no ângulo de polarização. Em 3C279, a maior amplitude foi detectada em 2010, quando o grau de polarização variou entre 2 e 20% em poucos meses. No ano anterior, o grau de polarização tinha diminuído de 17% até valores próximos de zero, tendo retornado ao

nível anterior apenas um mês depois, enquanto em 2011 o grau de polarização aumentou gradativamente no decorrer dos meses em que realizamos observações. Em 2012, o grau de polarização caiu de 10% até zero em apenas um mês.

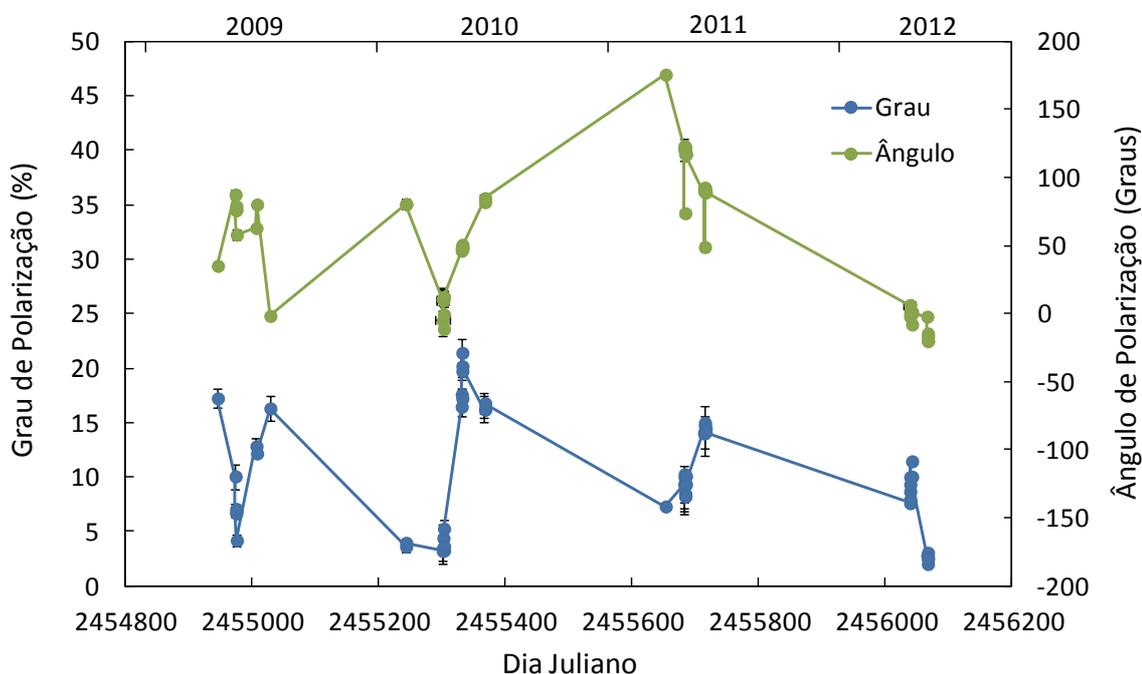


Figura 4.9: Variabilidade do grau e do ângulo de polarização de 3C279.

Na figura 4.10 é mostrado o resultado da variabilidade dos parâmetros de Stokes, onde, em todos os anos em que a fonte foi monitorada, existem indícios de rotação maiores do que 180° . Devido à característica menos errática da variabilidade, a escala de tempo de variação do ângulo de polarização parece ser mais longa que em 1510-089, sendo detectadas rotações do ângulo no plano QxU em até três quadrantes diferentes, dependendo da época da observação. No ano de 2011, além da variabilidade no plano QxU na escala de meses, foi detectada no dia 30 de abril, uma rápida mudança de quadrante no ângulo de polarização. Nesse momento, ocorreu um flare em raios- γ detectado pelo observatório espacial Fermi, cuja contrapartida em ondas de rádio também foi observada pelo Rádio Observatório do Itapetinga após 170 dias como descrito na seção 3.2. É possível que, assim como ocorreu para 1510-089, a existência de flares em altas energias simultânea a uma mudança de quadrante no plano QxU esteja associada a uma variação maior do que 180° no ângulo de polarização, causada pelo aumento da intensidade de uma nova região polarizada. O

grau de polarização na fonte aumentou durante este período, embora apresentasse valores menores do que 5% no começo do aumento da emissão em altas energias.

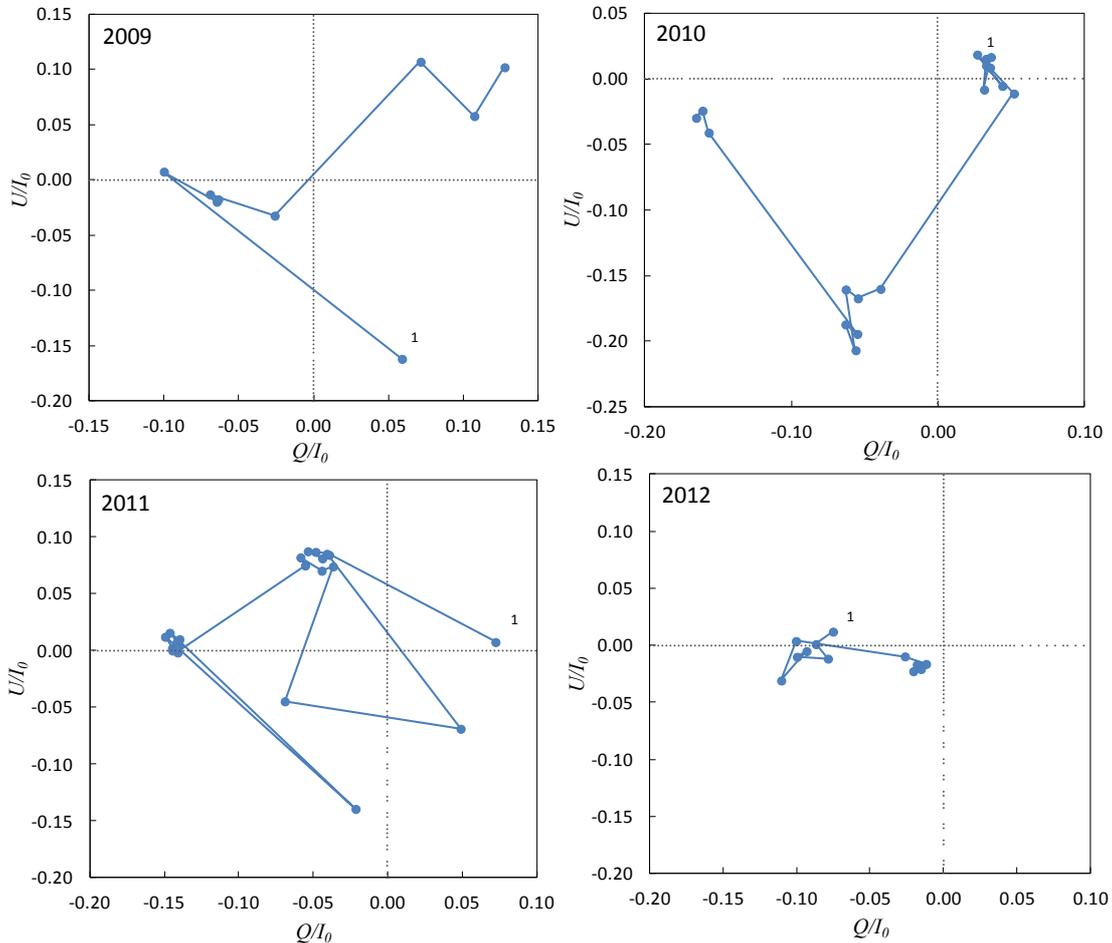


Figura 4.10: Plano $Q \times U$ dos parâmetros de Stokes para os diferentes anos de observação de 1510-089 na banda R utilizando o OPD. O número 1 indica o momento em que foi realizada a primeira observação.

Na figura 4.11 é mostrado a variação do grau de polarização na banda R com a curva de luz em raios- γ obtida pelo Fermi. No ano de 2010, assim como em 1510-089, foi detectado um flare no grau de polarização na banda R sem contrapartida em raios- γ . Em 2008, Abdo et al. (2010c) detectaram um aumento no grau de polarização na banda V logo após um aumento de intensidade da fonte em raios- γ . Em 2011, foi detectado um pequeno aumento do grau de polarização, que a partir de um mínimo inicial em 10%, atingiu um máximo de 17% no momento em que ocorreu o flare em raios- γ , cuja contrapartida em 43 GHz foi detectada meses depois utilizando o Rádio Observatório do Itapetinga como descrito no capítulo 3. Nossos resultados indicam

que podem ocorrer aumentos do grau de polarização tanto simultaneamente quanto sem a presença de um flare em altas energias. O aumento gradativo da emissão em ondas de rádio e da magnitude R, descritos na seção 3.2, não ocorre no grau de polarização. Este aumento progressivo da emissão em 7 mm tem sua origem no núcleo, enquanto a emissão em raios- γ e o grau de polarização na banda R ocorreriam durante a formação do choque nas componentes do jato.

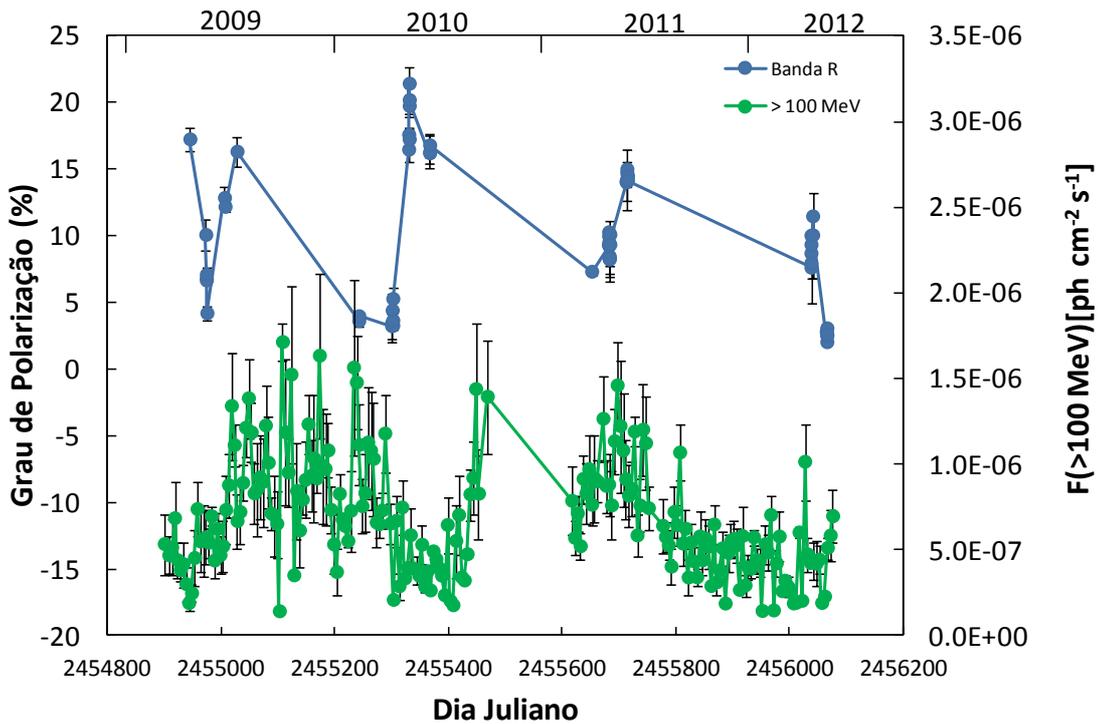


Figura 4.11: Monitoramento do grau de polarização em 3C279 realizado no Observatório do Pico dos Dias comparada com a maior banda de energia do Fermi em raios- γ .

Abdo et al. (2010c) realizaram um monitoramento simultâneo em diferentes comprimentos de ondas através do programa GASP-WEBT, em um período anterior ao começo das nossas observações. As observações na banda V também revelaram uma rotação do ângulo simultaneamente a uma variação no grau de polarização, logo após a ocorrência de um flare em raios- γ . Em ondas de rádio, as observações foram realizadas em quatro frequências diferentes: 5, 15, 27 e 230 GHz, utilizando diferentes antenas do programa GASP-WEBT. O resultado obtido, apresentado na figura 4.11, mostra que quase nenhuma variabilidade em ondas de rádio foi detectada durante a rotação do ângulo de polarização na banda V. Também não houve variações na intensidade da fonte em raios-X (2-10 keV), observadas utilizando o RXTE, enquanto a

fonte se tornou mais brilhante no ultravioleta e no infravermelho. Variabilidade no ângulo e no grau de polarização na banda V também já foram detectadas em escalas de tempo inferiores a um dia, sendo detectada uma rotação de 5 graus em um intervalo de 10 minutos (Andruchow et al. 2003).

Como discutido em Abdo et al. (2010c), tanto o ângulo quanto o grau de polarização, são dependentes do ângulo entre a direção de movimento da componente com a linha de visada no momento em que a radiação é emitida. Dessa

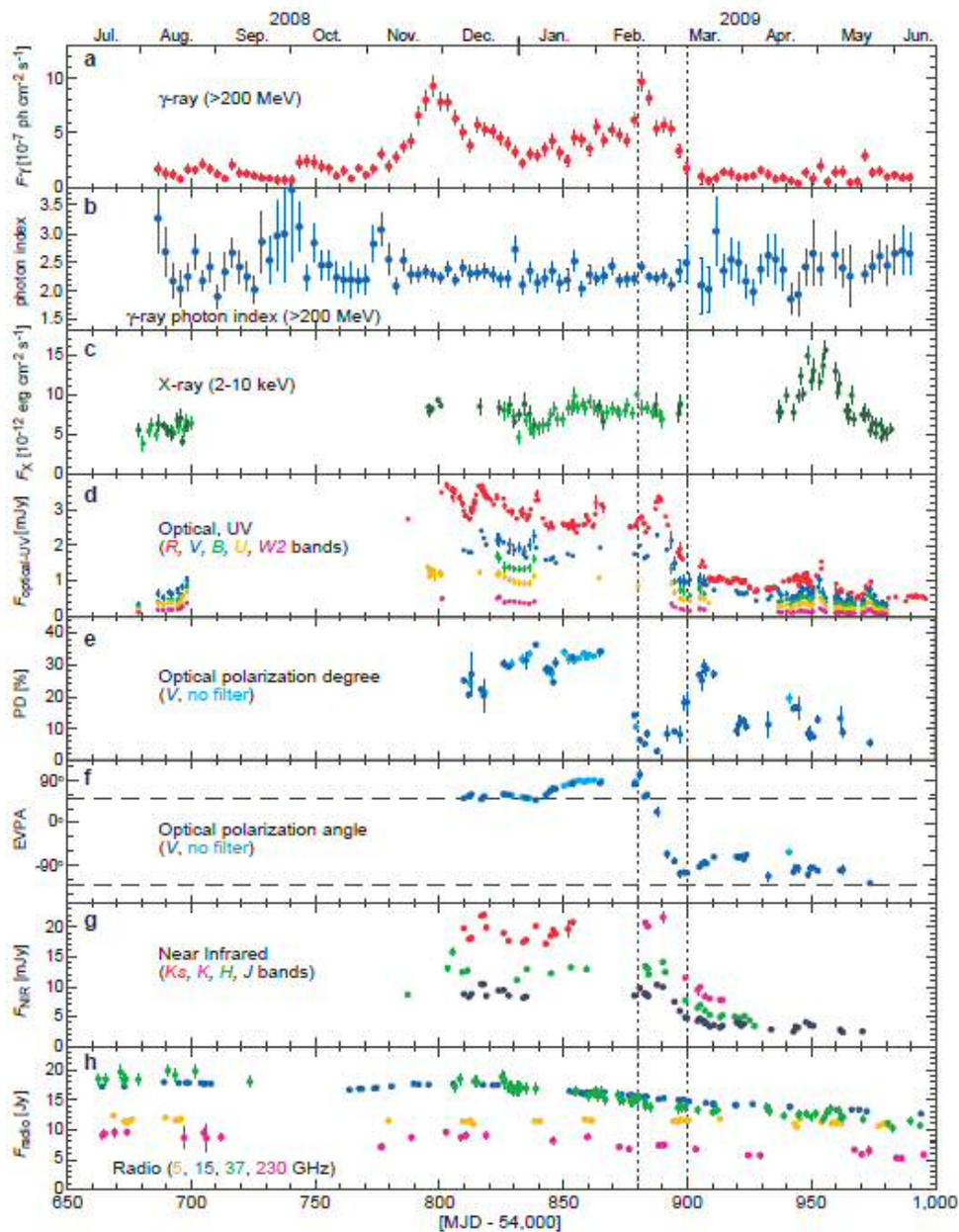


Figura 4.12: Resultado do monitoramento em diferentes comprimentos de onda de 3C279 obtidos por Abdo et al. (2010). Os pontos tracejados indica o momento em que ocorreu a rotação no ângulo de polarização na banda V.

forma, para explicar o comportamento de variabilidade simultânea, foram propostos diferentes cenários envolvendo a propagação de componentes nos jatos, como uma distribuição de campo magnético não simétrica, semelhante ao da fonte 0727-115 (Konigl & Choudhuri 1985), oscilações do jato através da linha de visada (Lyutikov et al. 2003) e o modelo de jato helicoidal descrito anteriormente (Marscher et al. 2008). Entretanto, como visto na figura na figura 4.12, diferentemente do que ocorre em 1510-089, o flare em raios- γ ocorre antes do começo do começo da rotação do ângulo de polarização e não depois, não sendo possível localizar a região de emissão em raios- γ como distante da fonte central, como ocorre no modelo helicoidal. Além destas possibilidades, a existência de mais de uma região de emissão polarizada, como proposto nas equação 5.3 a 5.6 para explicar a variabilidade na emissão polarizada de 1510-089, também poderia ser utilizada para explicar a variabilidade simultânea entre ângulo e grau de polarização detectada em 3C279.

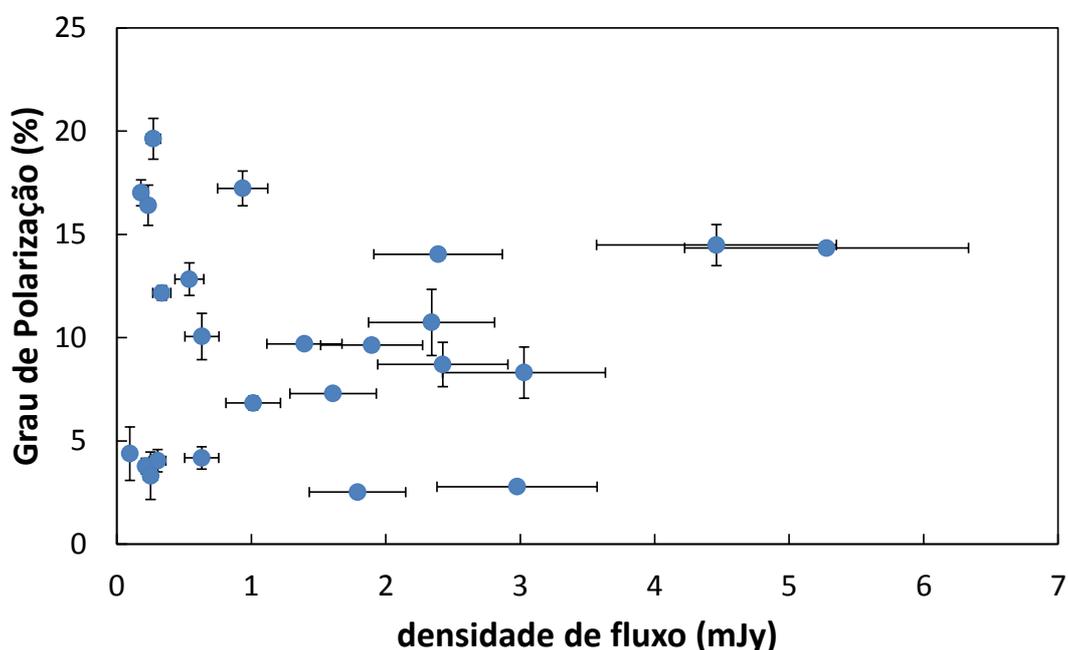


Figura 4.13: Relação entre o grau de polarização e a densidade de fluxo na banda R

Outra característica comum à emissão detectada em 1510-089 é a correlação entre o grau de polarização e o fluxo como mostrado na figura 4.13, também

encontrada por Ikejiri et al. (2011), embora o resultado de 3C279 apresenta um espalhamento maior. Parte deste espalhamento pode ser explicado se o aumento na densidade de fluxo detectado na banda R for associado com o aumento na emissão do núcleo em ondas de rádio (seção 3.2), o que não aumentaria o grau de polarização. Na figura 4.14 mostramos o aumento detectado na densidade de fluxo em 7mm comparado com a variação do grau de polarização.

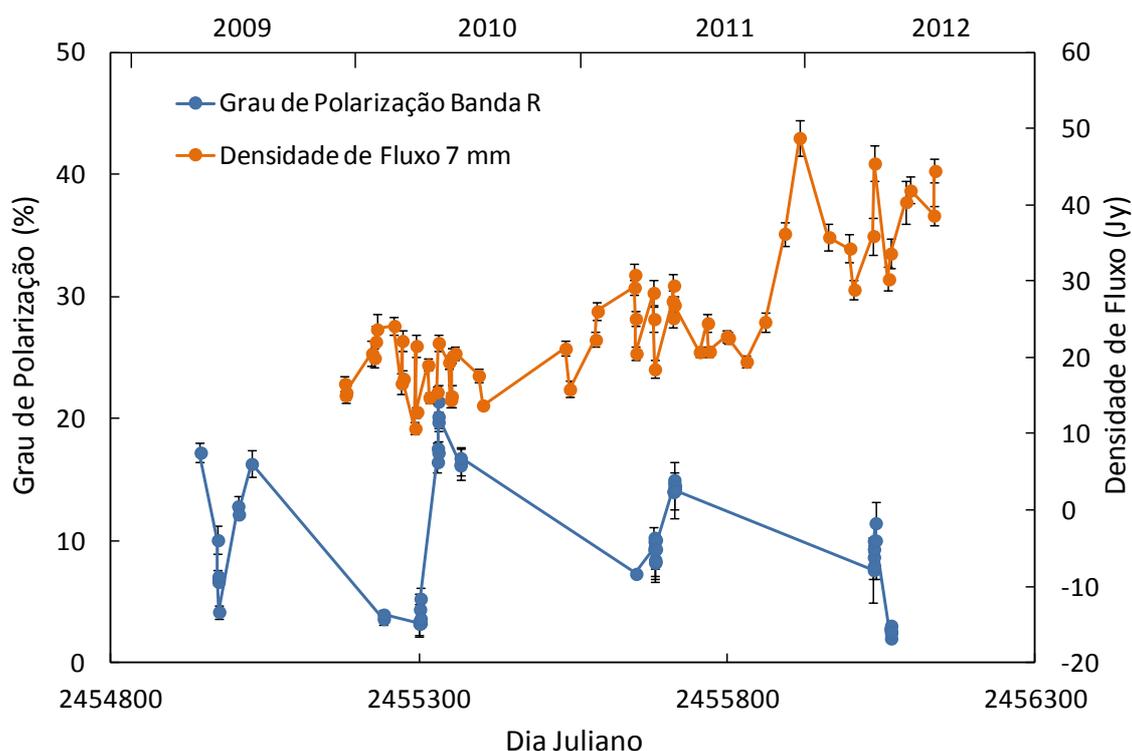


Figura 4.14: Comparação entre a variação do grau de polarização 3C279 obtida no Observatório Pico dos Dias (azul, eixo principal) e a densidade de fluxo em 7mm obtida utilizando o radiotelescópio do Itapetinga (laranja, eixo secundário).

4.3 Observações de outras fontes

Além do monitoramento polarimétrico de 3C279 e de PKS 1510-089, também foram realizadas observações das fontes Ap Lib, 0537-441, 0454-234 e 0208-512. O estudo polarimétrico destas últimas fontes começou em 2011, sendo obtidos poucos valores para realizar um estudo da variabilidade. Nesta seção, por uma questão de completude nos resultados obtidos, serão apresentadas a variação do grau de polarização nos poucos dias em que houveram observações e a relação entre o grau de polarização e a densidade de fluxo obtida para estas fontes. Nas figura 4.15 e 4.16

são apresentados os resultados obtidos para as quatro fontes. Foi detectada uma variabilidade no grau de polarização para as fontes Ap Lib, 0208512 e 0537-441.

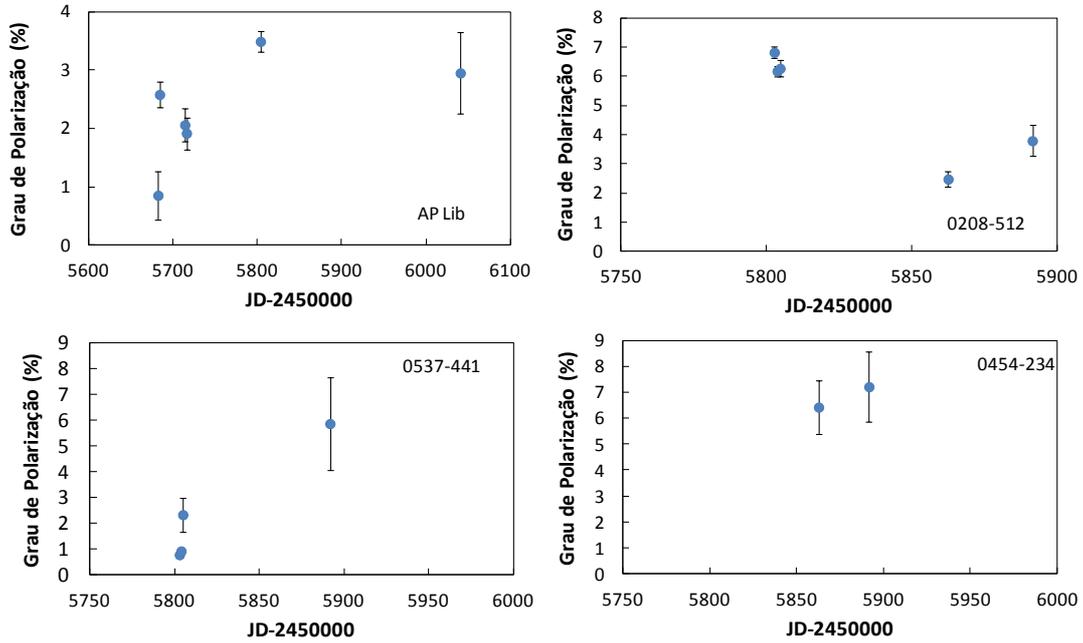


Figura 4.15: Variação do grau de polarização para Ap Lib, 0208-512, 0537-441 e 0454-234.

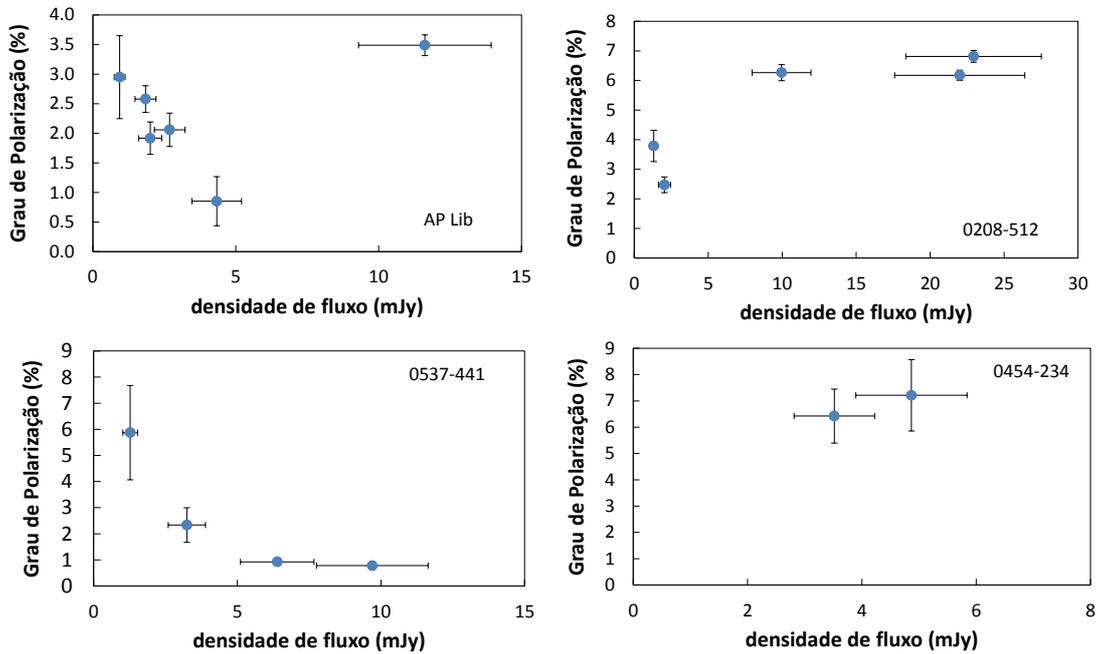


Figura 4.16: Relação entre grau de polarização e densidade de fluxo para Ap Lib, 0208-512, 0537-441 e 0454-234.

Apesar das poucas medidas, uma relação semelhante à obtida para 1510-089 e 3C279 parece ser válida para 0208-512, onde o grau de polarização aumenta

simultaneamente com a densidade de fluxo. Em Ap Lib e 0457-441 o grau de polarização diminui quando a fonte se tornou mais brilhante, enquanto em 0454-234 foram realizados apenas dois de observações. Como mostrado por Ikejiri et al. (2011) e discutido no Capítulo 1, dentre 42 blazares observados, esta relação foi encontrada em apenas 10, ou seja, na maioria das fontes uma correlação não é evidente. Logicamente, são necessárias mais observações destas fontes para verificar em quais delas existe a relação entre grau de polarização e densidade de fluxo.

Capítulo 5

Relação entre as luminosidades em ondas de radio e raios- γ

Neste capítulo será analisada a relação entre a luminosidade em raios- γ e em ondas de rádio das fontes da nossa amostra apresentadas na tabela 2.1. Para tanto, foram utilizadas as médias das observações em 43 GHz e as dos dados das curvas de luz obtidos pelo Fermi. Na seção 5.1 serão apresentadas as observações das fontes menos intensas de nossa amostra, ou das que foram monitoradas por um período inferior a um ano, enquanto na seção 5.2 será apresentada a relação entre as luminosidades em altas energias e em ondas de rádio, e na seção 5.3 serão discutidos os resultados e a influência da massa dos buracos negros na relação de luminosidades.

5.1 Amostra total utilizada e as observações em 7 mm

Além das fontes monitoradas mensalmente apresentadas no capítulo 3, foram realizadas observações de fontes menos intensas, também presentes na tabela 2.1. Para a maioria das fontes apresentadas neste capítulo, não foi possível obter informações sobre supostas correlações entre a variabilidade em ondas de rádio e em raios- γ , devido ao pouco número de observações e ao longo intervalo entre elas. Algumas fontes, como 3C453.4 (2251+153) e CTA 102, embora intensas, só começaram a ser monitoradas mensalmente no segundo semestre de 2011 e a curva de luz não possui cobertura temporal suficiente para realizar uma análise semelhante à das outras fontes monitoradas, já discutidas neste trabalho. Outras fontes como PKS 0208-512 e PKS 0332-402 estão no limite de detecção do radiotelescópio do Itapetinga, e devido à sua variabilidade, foram detectadas apenas em alguns dos dias em que foram observadas.

Na tabela 5.1 é apresentado um resumo das observações destas fontes. Na coluna "Dias" é apresentado o número de dias em que as fontes foram observadas, sendo mostrado nas colunas seguintes em quantos destes dias a fonte foi detectada e

em quantos deles a densidade de fluxo da fonte estava abaixo da capacidade de detecção do radiotelescópio, só sendo possível estabelecer um limite superior para a densidade de fluxo de 1.5 Jy (colunas "Det." e "<1.5", respectivamente). Na tabela também é mostrada a quantidade de dias em que os dados não foram utilizados devido a condições atmosféricas não adequadas ou à falta de tempo de integração suficiente para detecção (coluna "Ruins"). Não estão contabilizados os dias em que ocorreram problemas instrumentais e os dias em que a chuva e/ou a nebulosidade não permitiram que fossem realizados mais que três observações de dez minutos. Na coluna "Média" é mostrado o valor médio da densidade de fluxo, sendo os máximos e mínimos mostrados nas colunas "Max." e "Min." respectivamente. Por fim, na coluna "Dif." é mostrada a amplitude da variabilidade detectada e em "rms" o desvio quadrático médio. Todos os valores de densidade de fluxo da tabela são dados em Jansky.

Tabela 5.1: Resumo das observações das fontes apresentadas neste capítulo.

Fonte	Total	Det.	<1.5Jy	Ruins	Média	Erro	Máx.	Mín.	Dif.	rms
0202-17	3	2	0	1	3.63	1.31	4.56	2.71	1.85	0.93
0208-512	15	9	4	2	2.85	0.18	5.06	1.18	3.88	1.16
0235+164	3	3	0	0	2.02	0.16	2.34	1.71	0.64	0.22
0332-403	7	3	2	2	3.61	0.56	4.88	2.73	2.15	0.85
0402-362	5	5	0	0	3.62	0.14	4.26	2.83	1.43	0.43
0457-234	8	8	0	0	3.48	0.18	5.46	1.96	3.50	0.98
0521-365	2	2	0	0	6.26	1.00	6.97	5.56	1.41	0.71
0528+134	4	1	1	2	3.70	0.74	3.70	3.70	0.00	0.00
0805-077	3	1	2	0	2.14	0.36	2.14	2.14	0.00	0.00
1127-145	6	6	0	0	2.59	0.14	3.73	1.75	1.97	0.53
1144-379	1	1	0	0	2.67	0.30	2.67	2.67	0.00	0.00
1424-418	6	6	0	0	4.93	0.25	6.91	3.64	3.27	1.01
1502+104	1	1	0	0	3.10	0.50	3.10	3.10	0.00	0.00
1622-253	4	4	0	0	2.91	0.43	4.18	1.44	2.74	1.09
1730-130	1	1	0	0	2.69	0.30	2.69	2.69	0.00	0.00
1802-394	5	3	0	2	2.69	0.10	2.90	2.49	0.41	0.14
1830-211	5	3	0	2	4.98	0.37	5.75	4.28	1.47	0.52
1920-211	5	5	0	0	2.97	0.30	4.20	1.40	2.80	0.98
2052-47	14	11	0	3	2.83	0.06	3.81	1.79	2.02	0.42
2204-540	11	8	0	3	3.07	0.12	4.44	2.20	2.24	0.68
CTA102	8	8	0	0	3.85	0.18	5.69	2.32	3.37	1.75
3C454.3	9	9	0	0	7.70	0.24	10.70	5.29	5.41	1.34

As fontes PKS 0426-380, PKS 1244-255 e PKS 1908-201 foram observadas em duas oportunidades cada uma, mas não foram detectadas. Em ao menos um dos dias,

as observações destas fontes foram realizadas durante mais que 150 minutos, tempo suficiente para detectar densidades de fluxo acima de 1.5 Jy. As fontes 0208-512 e 0454-234 foram observadas após telegramas⁷ reportarem aumento na emissão em raios- γ , em ambos os casos, detectados pelo observatório Fermi em 2011 (Szostek et al. 2011, Hungwe et al. 2011). Além destas fontes, outras duas em que foram detectadas amplitudes de variabilidade maiores do que 3 Jy também apresentaram flares em raios- γ : CTA 102 e 3C454.3.

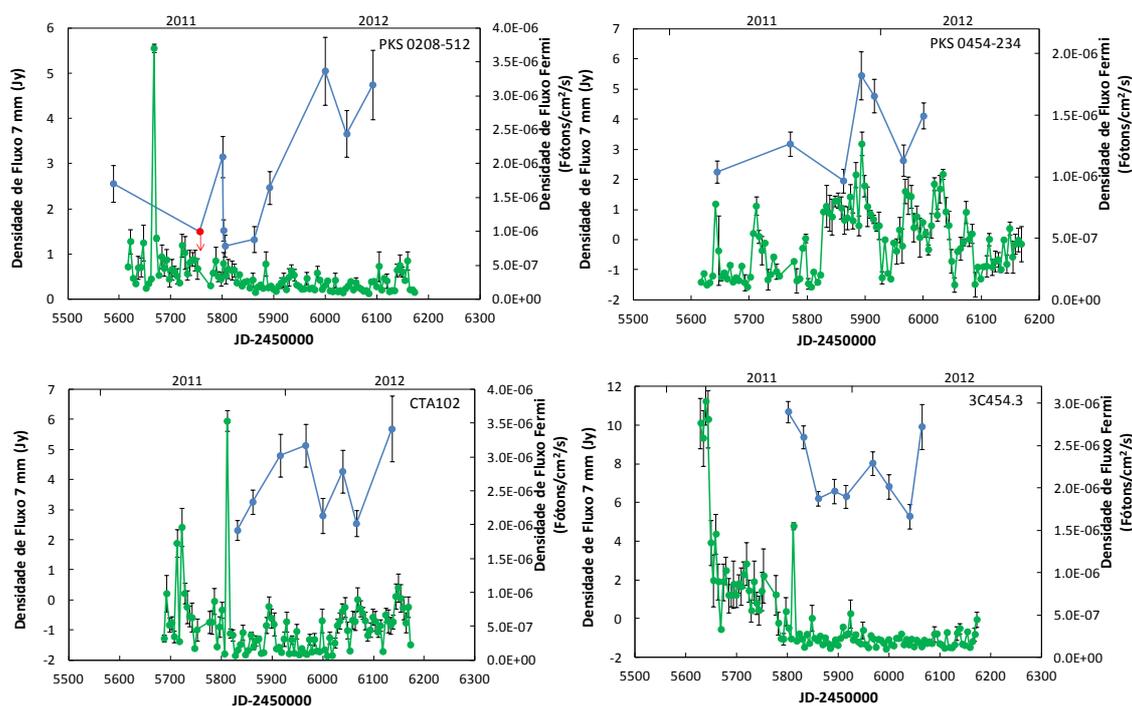


Figura 5.1: Curva de luz em 7mm (azul; eixo principal) e em raios- γ (verde; eixo secundário) para as fontes 0208-512, 0454-234, CTA102 e 3C454.3. Nas quatro fontes foram detectados flares em raios- γ seguidos, meses depois, de aumento da emissão em ondas de rádio. A seta vermelha na curva de luz de 0208-512 indica limite superior para a densidade de fluxo em 7 mm.

Na figura 5.1 são apresentadas as densidades de fluxo em 7mm destas fontes comparadas com as curvas de luz obtidas pelo Fermi/LAT entre 2011 e 2012. A fonte 0208-512 foi observada três meses após o flare detectado em raios- γ , mas não foi detectada após 150 minutos de observação, indicando que a densidade de fluxo em 43 GHz estava abaixo de 1.5 Jy, marcado por uma seta vermelha na figura. O aumento em ondas de rádio foi detectado no mês seguinte, quatro meses após o flare em altas

⁷ <http://www.astronomerstelegram.org/>

energias. A fonte 0454-234 também estava menos intensa em 7 mm quando aumentou a densidade de fluxo em raios- γ , mas o aumento em ondas de rádio ocorreu poucos dias depois, quase simultaneamente a outro flare em altas energias. No período em que a emissão em ondas de rádio aumentou, o grau de polarização na banda R caiu de 6% para 2% na emissão de 0208-512 e subiu de 0% para 5% na emissão em 0454-234. Em CTA102, o aumento na emissão em 7 mm foi detectado ~ 150 dias após um flare em raios- γ , enquanto, para 3C454.3, o aumento detectado pelo Observatório Fermi ocorreu antes do começo do nosso monitoramento, quando a densidade de fluxo da fonte em ondas de rádio já estava decrescendo. A semelhança de 3C273 e de 3C279, discutidos no capítulo 3, é possível que estes aumentos atrasados em 7 mm sejam a contrapartida em ondas de rádio dos flares em raios- γ .

5.2 Relação entre as Luminosidade em 43 GHz e em raios- γ

Embora não seja possível realizar uma análise da variabilidade na maioria das fontes discutidas na seção anterior, as medidas da densidade de fluxo em 43 GHz podem ser comparadas com as da emissão em raios- γ . Das fontes monitoradas neste projeto, apenas duas não tiveram sua curva de luz em raios- γ reportadas pelo Observatório Fermi: 0202-17 e 1802-394. Outras oito fontes (2204-54, 2052-47, 1920-211, Ap Lib, 1127-145, 1133-279, 0332-403 e OT081) não tiveram sua curva de luz divulgada na página web do Fermi, mas o resultado do monitoramento destas fontes, realizado entre 2008 e 2009, foi publicado recentemente para energias acima de 300 MeV (Abdo et al.2009). Por este motivo, a comparação com estas fontes não foi realizada em um período coincidente e, ao contrário da análise de variabilidade discutida no capítulo 3, em que foi comparada a curva de luz em 43 GHz com os dados do Fermi obtidos para energias acima de 100 MeV, a relação entre as luminosidades será investigada utilizando medidas em raios- γ acima de 300 MeV.

Uma correlação entre as luminosidades em altas energias e em ondas de rádio já foi reportada em diferentes trabalhos na literatura, como explicado no capítulo 1, mas esta será a primeira vez que esta análise é realizada em 43 GHz. Como apontado por Ghirlanda et al. (2011), uma dificuldade na busca por uma correlação entre as intensidades em raios- γ e em ondas de rádio é a variabilidade na emissão dos blazares,

principalmente considerando que as curvas de luz obtidas pelo Fermi revelam que a intensidade dos blazares em raios- γ pode mudar consideravelmente no intervalo de um dia.

As análises anteriores entre as emissões em ondas de rádio e em raios- γ foram, em sua maioria, realizadas com observações não simultâneas, utilizando as medidas do Fermi ou do EGRET e comparando-as com dados de catálogos em ondas de rádio, ou seja, as observações obtidas em épocas diferentes. Apenas Ackermann et al. (2011) realizaram uma análise simultânea com observações em 15 GHz, utilizando os primeiros meses de observação do Fermi. Do mesmo modo, utilizando as observações em 43 GHz obtidas no ROI, realizamos uma comparação simultânea entre as luminosidades considerando os primeiros anos de funcionamento do Fermi. Mesmo considerando observações simultâneas, a variabilidade nas duas frequências pode dificultar a detecção de uma suposta relação intrínseca, como pode ser visto na figura 5.1, onde é observada uma grande dispersão na relação entre as luminosidades em ondas de rádio e em raios- γ considerando todos os dias em que existem observações simultâneas para a fonte 3C279. Isso ocorre devido às diferentes escalas de tempo de variabilidade (a variação da emissão em raios- γ ocorre em escalas de tempo menores do que a variação em ondas de rádio) e a existência de atrasos entre os flares nos dois comprimentos de onda, como discutido no capítulo 3, onde a componente responsável pelo aumento em raios- γ não contribuirá para a emissão em ondas de rádio no mesmo momento.

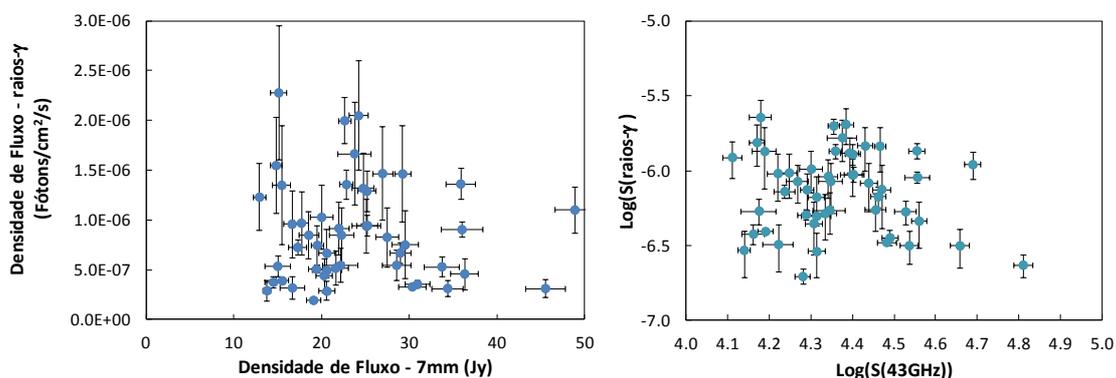


Figura 5.2: Relação entre luminosidade em raios- γ e em ondas de rádio para todos os dias de observação simultânea de 3C279 entre 2009 e 2012, em escalas linear (a esquerda) e logarítmica (a direita). A variabilidade da fonte dificulta a detecção de uma suposta correlação entre as luminosidades.

Para minimizar esta questão, utilizamos a média de toda a curva de luz em raios- γ obtida pelo Fermi/LAT. Como nossos dados em ondas de rádio não são retirados de banco de dados, o número de fontes é, obviamente, menor do que nos trabalhos anteriores, entretanto, as observações em raios- γ e em 43 GHz foram realizadas na mesma época. Além disso, como a maioria das fontes da nossa lista foi observada mais de uma vez, é possível verificar o quanto as medidas de densidade de fluxo desviam do valor médio e como isto interfere em nossos resultados. Cabe ressaltar que, mesmo utilizando escala logarítmica, onde a variabilidade é atenuada, a dispersão ainda é considerável.

Além do cálculo da média de todas as observações de uma mesma fonte, para determinar as luminosidades em ondas de rádio e em raios- γ , é necessário realizar a correção K, de modo a considerar os efeitos da expansão do universo no espectro dos blazares. A correção K é dada por:

$$S = S_{OBS} (1 + z)^{(\alpha-1)} \quad (5.1)$$

onde F_{OBS} é densidade de fluxo observada, F é a corrigida e α é o índice espectral. Como discutido na introdução, o índice espectral também é variável, principalmente durante épocas em que ocorrem variações na densidade de fluxo (Ackermann et al. 2011). Considerando os trabalhos anteriores que encontraram uma relação entre as luminosidades, o valor do índice espectral utilizado foi calculado de diferentes maneiras. Por exemplo, (Yang & Fan 2005) utilizaram um único valor para todas as fontes, considerando os valores típicos dos índices espectrais em ondas de rádio e em raios- γ . No caso, foram utilizados $\alpha = 0$ para a luminosidade em ondas de rádio e $\alpha = 1.2$ para raios- γ . Ghirlanda et al. (2011) utilizaram os valores médios dos índices espectrais nos dois comprimentos de onda considerando as fontes da amostra utilizada, enquanto Ackermann et al. (2011) consideraram o índice espectral para cada fonte, utilizando observações do NED em 2 e 8 GHz e o índice em raios- γ encontrado por Abdo et al. (2010f). Como a banda de energia de observação do Fermi é larga, o índice espectral é encontrado considerando a contagem de fótons integrada na frequência entre os limites de energia de uma dada banda (Abdo et al. 2010f).

Para realizar a correção K em ondas de rádio para as fontes da nossa amostra, foram considerados dois grupos de acordo com a distribuição espectral de energia

presente no NED. Para as fontes que possuem espectro plano em ondas de rádio, o valor do índice espectral utilizado foi zero, enquanto para as outras fontes, foram utilizadas medidas obtidas entre 80, 43, 33 e 22 GHz para encontrar o índice espectral. Para a emissão em raios- γ , foram utilizados os índices espectrais determinados para cada fonte no trabalho de Abdo et al. (2010f), sendo que, na ausência do valor para alguma fonte, foi considerado o valor médio das fontes com a mesma classificação espectral (LBL, HBL e FRSQ). Apesar do erro na determinação do índice espectral, como apontado por Pavlidou et al. (2012), a correção K não modifica consideravelmente a relação entre as luminosidades.

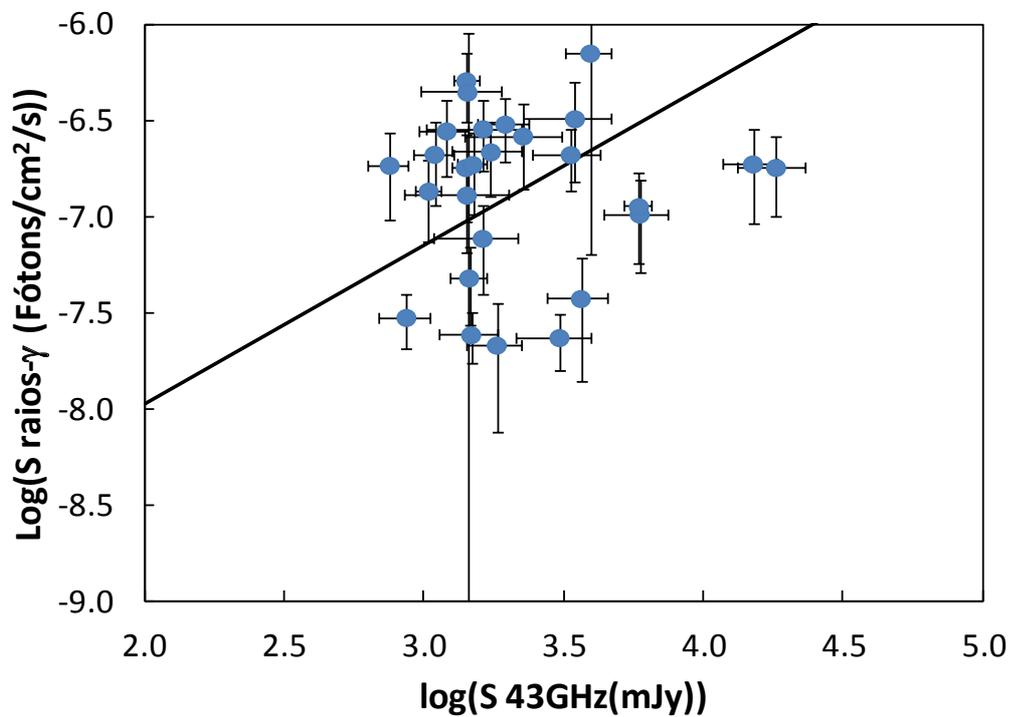


Figura 5.3: Relação entre as luminosidades em raios- γ e em 43 GHz, a linha contínua preta representa o melhor ajuste obtido por Ghirlanda et al. (2011), cuja equação é apontada no gráfico.

Na figura 5.3 é mostrada a relação entre as luminosidades utilizando as fontes de nossa amostra, sendo que as barras de erro representam o desvio médio da densidade de fluxo em toda a curva de luz. A linha preta contínua representa a relação de $L_\gamma \propto L_r^{0.80 \pm 0.04}$ encontrada por Ghirlanda et al. (2010) em 20 GHz. Na figura 5.4 é mostrado o nosso resultado sobrepostos em vermelho nos dados de Ghirlanda et al.

(2010). Tanto na figura 5.3 quanto na figura 5.4, existe um grande espalhamento de pontos ao redor da relação $L_\gamma \propto L_r^{0.80 \pm 0.04}$, também encontrada em outros trabalhos.

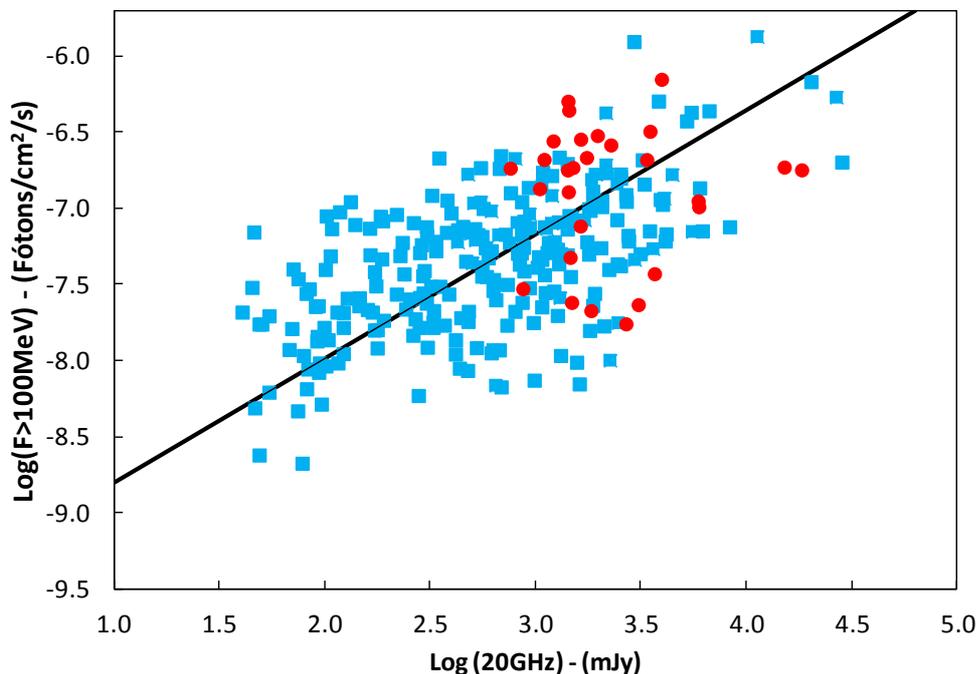


Figura 5.4: Relação entre as luminosidades em raios- γ e em 20 GHz reportada por Ghirlanda et al. (2011), onde a linha contínua preta representa o melhor ajuste, e os pontos vermelhos representam as observações realizadas em 43 GHz no ROI.

5.3 Dependência entre as luminosidades e a massa central

Como apresentado na seção 1.2, a correlação entre as luminosidades em raios- γ e ondas de rádio já foi encontrada em diversos trabalhos, desde os tempos em que os dados em altas energias eram escassos (Zhang et al. 2001; Bloom 2008). Apesar da existência desta correlação, não foi possível obter nenhum ajuste que não apresente um espalhamento considerável, mesmo realizando a comparação em diferentes bandas de energia de observação do Fermi/LAT (Ackermann et al. 2011). Esta alta dispersão não pode ser explicada por alguma suposta dependência com o redshift (Bloom 2008), e nem mesmo separando as fontes considerando um estado de alta emissão ou um estado quiescente (Zhang et al. 2001). O mesmo acontece com a nossa amostra, onde uma normalização com o redshift não é capaz de explicar o espalhamento das fontes. Como apontado por Ackermann et al. (2011) utilizando observações do Fermi com dados em 15 e 8 GHz retirados do catálogo CRATES

(Combined Radio All-Sky Targeted Eight GHz Survey; Healey et al. 2007), também não existem diferenças na relação quando os blazares são divididos de acordo com a classificação espectral proposta por Ghisellini et al. (1998), entre FRSQ, HBL e LBL. Com relação aos nossos dados, o mesmo é válido se considerarmos a nova classificação espectral proposta pelo grupo do Fermi (Abdo et al. 2010a), entre LSP, ISP e HSP, sendo os mesmos resultados obtidos independentemente da classificação.

Uma relação em forma de lei de potência entre as luminosidades pode ser explicada tanto considerando os modelos de Compton Externo, como os modelos de Synchrotron Self-Compton (Dermer et al. 1992; Bloom & Marscher 1996; Bloom 2008; Sikora et al. 2009). Como discutido por Bloom (2008), uma relação em forma de lei de potência entre as luminosidades só poderia ser encontrada se parâmetros como a profundidade óptica não fosse significativamente diferente dentro das fontes da amostra. Isso poderia explicar o espalhamento dos pontos dentro da nossa amostra; entretanto, se considerarmos a profundidade óptica da fonte em 7 mm e os espectros das fontes obtidos utilizando os dados do NED (NASA Extragalactic Database), encontramos que todas são opacas neste comprimento de onda.

Uma correlação entre as luminosidades das AGNs também foi detectada considerando a emissão em raios-X e em ondas de rádio (Merloni et al. 2003, Falcke et al. 2004). Entretanto, esta dependência entre as luminosidades considera também a dependência com a massa do buraco negro central, sendo conhecido como plano fundamental dos buracos negros (Ho et al. 2008) e dado pela expressão (Merloni et al. 2003; Heinz & Sunyaev 2003):

$$\log(L_R) = 0.6\log(L_X) + 0.78\log(M) \quad (5.1)$$

Onde L_r é a luminosidade em ondas de rádio, L_X a luminosidade em raios-X e M a massa do buraco negro central em massas solares. Na figura 5.5 é mostrado o resultado desta relação.

Em nosso trabalho, verificamos se o mesmo ocorre na relação entre raios- γ e ondas de rádio nos blazares. Entretanto, devido à intensa emissão no contínuo, que dificulta a medida da dispersão de velocidades das estrelas na galáxia hospedeira, não é possível em alguns casos, medir a massa da fonte central utilizando sua relação com a dispersão de velocidades, ou mesmo utilizando mapas de reverberação. Dessa

forma, poucos blazares da nossa amostra tem a massa da fonte central determinada, felizmente, este é o caso para as fontes mais intensas. Assim como o realizado por Falcke et al. (2004) na relação entre a luminosidade em raios-X, foi suposto uma dependência da luminosidade em raios- γ com a massa do buraco negro M , de modo que $L_\gamma \propto L_r^\xi M^\psi$, e procurados valores de ξ e ψ que melhor ajustam toda a nossa amostra. Considerando a luminosidade em raios- γ L_γ dada em fótons/cm²/s, a luminosidade em ondas de rádio L_r dada em mJy e a massa central M escrita em função da massa solar, a relação obtida pode ser escrita como:

$$\log(L_\gamma) = 0.17\log(L_r) - 0.39\log(M) - 4.52 \quad (5.2).$$

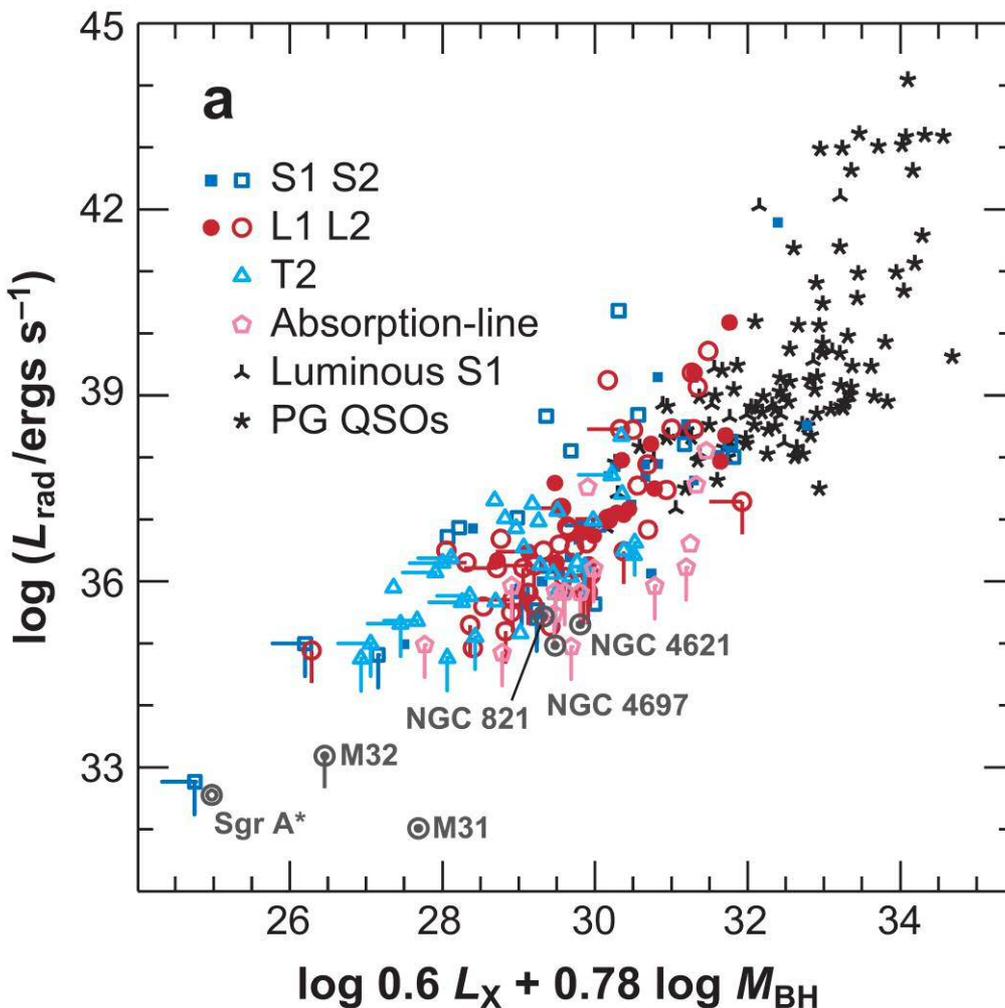


Figura 5.5: Relação entre as luminosidades em Raios-X e em ondas de rádio e a massa do buraco negro central. Os diferentes símbolos representam diferentes classes dos AGNS (Ho et al. 2008).

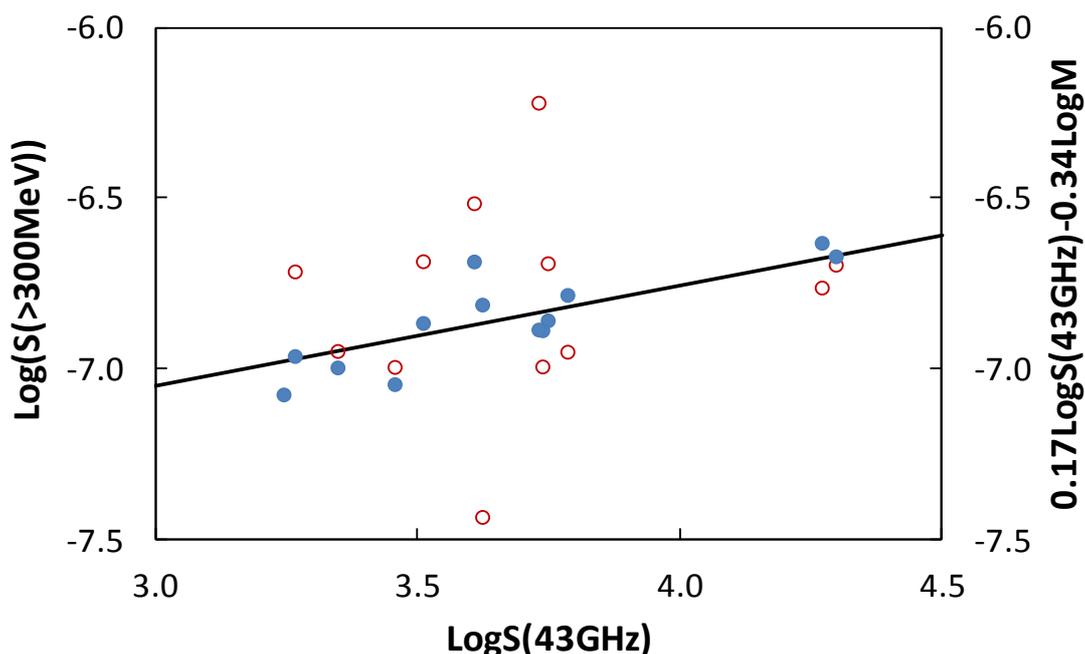


Figura 5.6: Comparação entre os valores em raios- γ obtidos pelo Fermi (em vermelho; eixo principal) e os valores previstos considerando a massa da fonte central (em azul; eixo secundário).

A diferença no gráfico de luminosidades quando considerado a massa da fonte central é mostrado na figura 5.6, onde em vermelho, no eixo principal, estão as medidas em raios- γ originais e em azul, no eixo secundário, os valores obtidos a partir da equação 5.2. Embora com uma quantidade menor de fontes, o espalhamento ao redor do melhor ajuste é menor quando considerada a dependência com a massa. Os três pontos que mais se afastam da reta correspondem as fontes OT081, 3C454.3 e 1127-111. As fontes OT081 e 1127-145 foram as únicas que não tiveram suas medidas em raios- γ e em 7 mm observadas numa mesma, o que poderia explicar o espalhamento. Com relação à fonte 3C454.3 esta diferença pode ser atribuída à variabilidade em raios- γ , desde que, considerando todas as fontes da amostra, 3C454.3 é a que apresenta maior variabilidade, sendo a fonte de maior barra de erro na figura 5.3.

Como foi mostrado na figura 5.5, o plano fundamental dos buracos negros foi obtido considerando diferentes tipos de AGNs, tanto quasares mais brilhantes quanto os de baixa luminosidade e sendo válido inclusive para SgrA*. De acordo com o

resultado obtido utilizando as fontes deste trabalho, a luminosidade em raios- γ apresenta uma dependência maior com a massa da fonte central do que com a luminosidade em ondas de rádio. A dependência de $L_\gamma \propto L_r^{0.80 \pm 0.04}$ deve-se muito mais as massas dos buracos negros dos blazares na amostra do que a emissão em 7 mm, e poderia ser a origem da dispersão de dados.

Capítulo 6

Conclusão

Neste trabalho, apresentamos as observações em 7 mm de uma lista de fontes que foram observadas pelo Observatório Espacial Fermi em raios- γ . Entre estas fontes, 3C279 e PKS 1510-089, também foram monitoradas polarimetricamente na banda R, em um trabalho de colaboração com a pesquisadora Dra. Tânia Dominici (MCT/LNA).

As observações em 7 mm foram realizadas no radiotelescópio do Itapetinga utilizando o método de varredura, cada uma com amplitude de 30' e duração de 20 segundos. Cada observação é formada por 30 varreduras, sendo o equipamento calibrado a cada 3 observações. Para as fontes pontuais, as varreduras eram realizadas em elevação e em azimute, de modo a verificar o apontamento em ambas as coordenadas. Para SgrA*, única fonte extensa monitorada em 7 mm, as observações foram realizadas em ascensão reta, sendo observada alternadamente com a fonte calibradora SgrB2 Main.

As observações polarimétricas na banda R foram realizadas no Observatório Pico dos Dias, utilizando a gaveta polarimétrica (IAGPOL) instalada no telescópio B&C (0.60 m). O pacote PCCDPACK para ambiente IRAF (Pereyra 2000) foi utilizado para a redução dos dados, sendo que as medidas das magnitudes foram comparadas com as do programa SMARTS obtidas em dias coincidentes, com a finalidade de verificar a qualidade do resultado fotométrico em imagens obtidas para fins polarimétricos. As medidas de polarização possuem erros menores do que 0.1% no valor do grau, enquanto as medidas de densidade de fluxo apresentam erro de 20% do valor obtido.

Para a fonte 3C273, o principal resultado obtido foi a detecção, com um atraso de 170 dias, da contrapartida em 7 mm de um intenso flare em raios- γ observado em setembro de 2009 (Abdo et al. 2010). O atraso de quase 6 meses entre o flare em altas energias e a emissão em ondas de rádio pode ser compreendida de acordo com o modelo de choque (Marscher & Gear 1985), em que a componente passa por três

fases de perdas de Energia: Compton, Síncrotron e Adiabática. Após o flare, a densidade de fluxo em ondas de rádio começou a decrescer continuamente, até atingir os valores mais baixos da nossa curva de luz. Comparando o padrão de variabilidade na época do flare em 43 GHz com a curva de luz histórica obtida para 3C273 em 37 GHz (Soldi et al. 2008), verificamos que a variabilidade detectada em 2010 é semelhante à detectada no final de 1993. Uma análise estatística da curva de luz histórica, utilizando os métodos da Função Estrutura e de Stellingwerf, revelaram uma periodicidade de 16 anos na emissão em ondas de rádio de 3C273. Esta periodicidade pode ser explicada pelo modelo de precessão (Abraham & Romero 1999), desenvolvido a partir de análises de imagens interferométricas.

Na fonte 3C279, foi detectado um aumento progressivo na densidade de fluxo em ondas de rádio, que pode ser atribuído a um aumento da emissão do núcleo de acordo com o detectado em imagens interferométricas utilizando o VLBA, resultado do programa de monitoramento da Universidade de Boston. O aumento da densidade de fluxo no decorrer dos anos também foi observado na banda R. Além deste aumento, também foi detectado um flare ondas de rádio, com um atraso de vários meses com relação a flares em raios- γ e na banda R detectados pelo Fermi e pelo SMARTS, respectivamente. Assim como em 3C273, o atraso pode ser explicado utilizando o modelo de choque.

Outra fonte em que foi detectado aumento na densidade de fluxo foi PKS 1510-089. Monitorada desde 2011, a fonte aumentou sua intensidade a partir do segundo semestre de 2011, quando ocorreram sucessivo flares em raios- γ detectados pelo observatório espacial Fermi. A densidade de fluxo, que inicialmente era em torno de 2 Jy, chegou a atingir valores superiores a 8 Jy, sendo que a fonte permanece brilhante até o momento. Considerando que cada flare em raios- γ está associado com a formação de uma componente no jato (Jorstad et al. 2007), o aumento pode ser atribuído uma a superposição da emissão destas diferentes componentes.

Com a relação a OJ287, a fonte começou a ser monitorada em 2010, atingindo seu máximo na curva de luz em 2011. Após um decréscimo contínuo na densidade de fluxo, a fonte voltou a aumentar a intensidade após um flare detectado em raios- γ . Outras quatro fontes foram monitoradas em 7 mm: PKS 0537-441, PKS 0727-115, OT081 e Ap Lib. Entretanto, por causa do intervalo entre as observações, não é

possível verificar a correlação com a variabilidade em raios- γ . Apenas a fonte 0537-441 apresenta uma curva de luz onde poderia haver um atraso de 10 meses com relação à emissão em raios- γ , entretanto, a falta de dados não permite identificar com certeza a correspondência entre os flares.

Além dos blazares, SgrA*, fonte associada ao buraco negro supermassivo no centro da Via Láctea (ex. Menten et al. 1997), também foi monitorada neste projeto. A fonte começou a ser observada em 2006, sendo detectado um aumento na densidade de fluxo a partir de 2009. Os resultados obtidos encontram-se no Apêndice D.

Além do monitoramento em 7 mm, as duas fontes monitoradas polarimetricamente na banda R obtiveram resultados semelhantes. Tanto em 3C279 quanto em 1510-089, foi detectada uma variabilidade no grau de polarização simultânea a do ângulo de polarização, além de uma correlação entre o grau de polarização e a magnitude, sendo mais evidente em 1510-089. Outras fontes também foram observadas, mas não o suficiente para verificar alguma correlação.

Marscher et al. (2010) e de Sasada et al. (2011) realizaram observações polarimétricas em uma época coincidente com nossas observações de 1510-089 na banda R. Ambos os trabalhos detectaram uma variabilidade no ângulo de polarização, mas divergem quanto a detecção de uma rotação de 720° reportada por Marscher et al. (2010). Nossos resultados são compatíveis com ambos os trabalhos dependendo do critério utilizado para resolver a multiplicidade de 180° no ângulo de polarização. Embora seja possível identificar três rotações superiores a 180° através da análise da variabilidade no plano QxU dos parâmetros de Stokes, esta identificação não é evidente e o comportamento poderia ser explicado considerando variações aleatórias (ex. Aller et al. 1981). A rotação de 720° detectada antes de um flare em raios- γ é o principal argumento para identificar a região de emissão em altas energias longe da fonte central. Nós sugerimos que as variações aparentemente aleatórias no grau e ângulo de polarização podem ser o resultado da superposição de dois ou mais componentes polarizadas, cujas intensidades variam com o tempo, não sendo necessário localizar a origem da emissão em raios- γ a 10 pc do buraco negro como proposto por Marscher et al. (2010).

Em 3C279, o comportamento da variabilidade no plano QxU é menos errático, sendo apenas identificada uma possível rotação no ângulo de polarização em 2011,

simultânea a um flare em raios- γ . Em 2008, Abdo et al. (2010c) também reportaram uma rotação no ângulo de polarização na banda V simultaneamente a detecção de um flare em altas energias. O aumento contínuo na magnitude na banda R detectada pelo programa SMARTS não ocorre no grau de polarização.

Por fim, utilizando todas as fontes da nossa amostra, foi realizado uma comparação entre as luminosidades acima de 300 MeV e em 7 mm. O resultado apresenta uma grande dispersão ao redor da relação encontrada na literatura de $L_\gamma \propto L_r^{0.80 \pm 0.04}$ (Bloom 2008; Ghirlanda et al. 2010). O espalhamento diminui se considerada uma dependência com a massa juntamente com a relação de luminosidades. Uma dependência entre as luminosidades e a massa já foi encontrada quando considerado a relação entre a luminosidade em Raios-X e em ondas de rádio. Conhecida como plano fundamental dos buracos negros (Merloni et al. 2003, Falcke et al. 2004), a relação foi prevista por Heinz & Sunyaev (2003), sendo válida tanto para AGNs de baixa luminosidade quanto para quasares.

Os resultados obtidos neste trabalho mostram a importância de estudar fontes individuais. Os resultados da variabilidades das fontes apresentadas fornecem informações sobre a física dos jatos e a origem da emissão nos AGNs. Muitas características são comuns em diferentes fontes, caso da variação do ângulo simultaneamente com o grau de polarização na banda R, presente em 3C279 e 1510-089, e são indícios de um fenômeno comum envolvendo estas fontes. O caso de SgrA*, em que uma nuvem se aproxima do horizonte de eventos (Gillessen et al. 2012), é uma oportunidade ímpar para estudar o processo de acreção dos buracos negros, e deve ser monitorada utilizando o radiotelescópio do Itapetinga.

Uma tabela contendo o resultado das observações de todas as fontes em todos os dias é apresentada no Apêndice E, contendo tanto os resultados do monitoramento em 7mm quanto os resultados na banda R.

Referências

- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., et al. 2009, *ApJ*, 700, 597
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., et al. 2010a, *ApJ*, 722, 520
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., et al. 2010b, *VizieR Online Data Catalog*, 218, 80405
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., et al. 2010c, *Nature*, 463, 919
- Abdo, A. A., et al. 2010d, *ApJ*, 714, L73
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Agudo, I., et al. 2010e, *ApJ*, 721, 1425
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., et al. 2010f, *ApJS*, 188, 405
- Abraham, Z. 2000, *A&A*, 355, 915
- Abraham, Z., & Carrara, E. A. 1998, *ApJ*, 496, 172
- Abraham, Z., & Kokubun, F. 1992, *A&A*, 257, 831
- Abraham, Z., & Romero, G. E. 1999, *A&A*, 344, 61
- Abraham, Z., Kaufmann, P., & Botti, L. C. L. 1982, *AJ*, 87, 532
- Abraham, Z., Kaufmann, P., & de Medeiros, J. R. 1984, *AJ*, 89, 200
- Abraham, Z., Barres de Almeida, U., Dominici, T. P., & Caproni, A. 2007, *MNRAS*, 375, 171
- Ackermann, M., Ajello, M., Allafort, A., et al. 2011, *ApJ*, 741, 30
- Aller, M. F., Aller, H. D., Hughes, P. A., & Latimer, G. E. 1999, *ApJ*, 512, 601
- Aller, H. D., Hodge, P. E., & Aller, M. F. 1981a, *ApJ*, 248, L5
- Aller, H. D., Aller, M. F., & Hodge, P. E. 1981b, *AJ*, 86, 325
- Aller, H. D., Hodge, P. E., & Aller, M. F. 1981c, *BAAS*, 13, 488
- Altschuler, D. R. 1980, *AJ*, 85, 1559
- Andruchow, I., Cellone, S. A., Romero, G. E., Dominici, T. P., & Abraham, Z. 2003, *A&A*, 409, 857
- Atoyan, A. M., & Dermer, C. D. 2003, *ApJ*, 586, 79

- Atwood, W. B., Abdo, A. A., Ackermann, M., et al. 2009, *ApJ*, 697, 1071
- Bachev, R., Boeva, S., Stoyanov, K., & Semkov, E. 2011, *ATel*, 3479, 1
- Beaklini, P.P.B., Dissertação de Mestrado, 2008, IAG/USP
- Beaklini, P.P., Dominici, T.P., Abraham, Z. 2011 *ATel* , 3523, 1
- Benford, G., & Lesch, H. 1998, *MNRAS*, 301, 414
- Bertsch, D. L., Fichtel, C. E., Hartman, R. C., et al. 1992, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 24, 745
- Biretta, J. A., Cohen, M. H., Hardebeck, H. E., et al. 1985, *ApJ*, 292, L5
- Blandford, R. D., & Königl, A. 1979, *ApJ*, 232, 34
- Blazejowski, M. K., VERITAS Collaboration, & Large Multiwavelength Team 2004, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 36, 909
- Bloom, S. D. 2008, *AJ*, 136, 1533
- Bloom, S. D., & Marscher, A. P. 1996, *ApJ*, 461, 657
- Böttcher, M. 2007, *Ap&SS*, 309, 95
- Botti, L. C. L., & Abraham, Z. 1988, *AJ*, 96, 465
- Botti, L. C. L., & Abraham, Z. 1993, *MNRAS*, 264, 807
- Burbidge, G. R., & Burbidge, E. M. 1967, *San Francisco, W.H. Freeman [1967]*,
- Burkert, A., Schartmann, M., Alig, C., et al. 2012, *ApJ*, 750, 58
- Caproni, A., & Abraham, Z. 2004a, *ApJ*, 602, 625
- Caproni, A., & Abraham, Z. 2004, *MNRAS*, 349,1218
- Caproni, A., Abraham, Z., & Monteiro, H. 2012, *arXiv:1210.2286*
- Carrara, E. A., Abraham, Z., Unwin, S. C., & Zensus, J. A. 1993, *A&A*, 279, 83
- Catanese, M., Akerlof, C. W., Biller, S. D., et al. 1997, *ApJ*, 480, 562
- Chadwick, P. M., Lyons, K., McComb, T. J. L., et al. 1999, *ApJ*, 521, 547
- Chatterjee, R., Jorstad, S. G., Marscher, A. P., et al. 2008, *ApJ*, 689, 79
- Clavel, J., Altamore, A., Boksenberg, A., et al. 1987, *ApJ*, 321, 251

- Clegg, P. E., et al. 1983, *ApJ*, 273, 58
- Cohen, M. H., Zensus, J. A., Biretta, J. A., et al. 1987, *ApJ*, 315, L89
- Cotton, W. D., Counselman, C. C., III, Geller, R. B., et al. 1979, *ApJ*, 229, L115
- D'Ammando, F., Pucella, G., Raiteri, C. M., et al. 2009, *A&A*, 508, 181
- D'Ammando, F., Gasparri, D. 2011, *ATel*, 3473, 1
- de Pater, I., & Perley, R. A. 1983, *ApJ*, 273, 64
- Dermer, C. D., & Schlickeiser, R. 1993, *ApJ*, 416, 458
- Dermer, C. D., Schlickeiser, R., & Mastichiadis, A. 1992, *A&A*, 256, L27
- Disney, M. J., Peterson, B. A., & Rodgers, A. W. 1974, *ApJ*, 194, L79
- Dominici, T. P., Abraham, Z., & Galo, A. L. 2006, *A&A*, 460, 665
- Donnarumma, I., et al. 2011, *ATel*, 3470, 1
- Dondi, L., & Ghisellini, G. 1995, *MNRAS*, 273, 583
- Edelson, R. A., & Krolik, J. H. 1988, *ApJ*, 333, 646
- Eggen, O. J. 1973, *ApJ*, 186, L1
- Falcke, H. 1999, *The Central Parsecs of the Galaxy*, 186, 113
- Falcke, H., Kording, E., & Markoff, S. 2004, *A&A*, 414, 895
- Fan, J. H., Adam, G., Xie, G. Z., et al. 1998, *A&A*, 338, 27
- Fan, J.-H., Yuan, Y.-H., Liu, Y., et al. 2008, *PASJ*, 60, 707
- Fan, J. H., & Lin, R. G. 2000, *A&A*, 355, 880
- Ferland, G. J., & Netzer, H. 1983, *ApJ*, 264, 105
- Fichtel, C. E., Bertsch, D. L., Hartman, R. C., et al. 1993, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 25, 869
- Fish, V. L., Doeleman, S. S., Beaudoin, C., et al. 2011, *ApJ*, 727, L36
- Fortin, P., Fegan, S., Horan, D., et al. 2010, *25th Texas Symposium on Relativistic Astrophysics*,
- Fossati, G., Maraschi, L., Celotti, A., Comastri, A., & Ghisellini, G. 1998, *MNRAS*, 299, 433

- Fuhrmann, L., Angelakis, E., Nestoras, I., Schmidt, R., Krichbaum, T.P., Zensus, A.J. 2011, ATel, 3500, 1
- Gabuzda, D. C., Pushkarev, A. B., & Cawthorne, T. V. 1999, MNRAS, 307, 725
- Gaskell, C. M., & Peterson, B. M. 1987, ApJS, 65, 1
- Georganopoulos, M., & Kazanas, D. 2003, ApJ, 594, L27
- Ghirlanda, G., Ghisellini, G., Tavecchio, F., & Foschini, L. 2010, MNRAS, 407, 791
- Ghirlanda, G., Ghisellini, G., Tavecchio, F., Foschini, L., & Bonnoli, G. 2011, MNRAS, 413, 852
- Ghisellini, G., Celotti, A., Fossati, G., Maraschi, L., & Comastri, A. 1998, MNRAS, 301, 451
- Giommi, P., Polenta, G., L'ahteenmäki, A., et al. 2012, A&A, 541, A160
- Gillessen, S., Genzel, R., Fritz, T. K., et al. 2012, Nature, 481, 51
- González-Pérez, J. N., Kidger, M. R., & Martín-Luis, F. 2001, AJ, 122, 2055
- Halpern, J. P., & Steiner, J. E. 1983, ApJ, 269, L37
- Hamuy, M., & Maza, J. 1989, AJ, 97, 720
- Hartman, R. C., Bertsch, D. L., Fichtel, C. E., et al. 1992, NASA Conference Publication, 3137, 116
- Hartman, R. C., Bertsch, D. L., Bloom, S. D., et al. 1999, ApJS, 123, 79
- Hauser, M., Lenain, J.P., Wagner, S., Hagen, H. 2011, ATel, 3509, 1
- Hazard, C., Mackey, M. B., & Shimmins, A. J. 1963, Nature, 197, 1037
- Healey, S. E., Romani, R. W., Taylor, G. B., et al. 2007, ApJS, 171, 61
- Heckman, T. M. 1980, A&A, 87, 152
- Heinz, S., & Sunyaev, R. A. 2003, MNRAS, 343, L59
- Ho, L. C. 2008, ARA&A, 46, 475
- Homan, D. C., Ojha, R., Wardle, J. F. C., et al. 2001, apj, 549, 840
- Homan, D. C., Ojha, R., Wardle, J. F. C., et al. 2002, ApJ, 568, 99
- Homan, D. C., Wardle, J. F. C., Cheung, C. C, Roberts, D. H., & Attridge, J. M. 2002, APJ, 580, 742

- Hufnagel, B. R., & Bregman, J. N. 1992, *ApJ*, 386, 473
- Hughes, P. A., Aller, H. D., & Aller, M. F. 1991, *ApJ*, 374, 57
- Hungwe, F., Ojha, R., Kadler, M., et al. 2010, arXiv:1006.2098
- Hungwe, F., Dutka, M., & Ojha, R. 2011, *ATel*, 3694, 1
- Iguchi, S., Fujisawa, K., Kamenno, S., et al. 2000, *PASJ*, 52, 1037
- Impiombato, D., Covino, S., Treves, A., et al. 2011, *ApJS*, 192, 12
- Ikejiri, Y., Uemura, M., Sasada, M., et al. 2011, *PASJ*, 63, 639
- Jorstad, S., Marscher, A., Aller, M., & Aller, H. 2001, *Blazar Demographics and Physics*, 227, 69
- Jurkevich, I. 1971, *Ap&SS*, 13, 154
- Kaastra, J. S., & Roos, N. 1992, *A&A*, 254, 96
- Kadota, A., Fujisawa, K., Sawada-Satoh, S., Wajima, K., & Doi, A. 2012, arXiv:1205.2150
- Katz, J. I. 1997, *ApJ*, 478, 527
- Kaufmann, P. 1971, *Sol. Phys.*, 18, 340
- Kazanas, D., & Mastichiadis, A. 1999, *Astrophysical Letters and Communications*, 39, 29
- Khachikian, E. Y., & Weedman, D. W. 1974, *ApJ*, 192, 581
- Kidger, M., Takalo, L., & Sillanpaa, A. 1992, *A&A*, 264, 32
- Konigl, A., & Choudhuri, A. R. 1985, *ApJ*, 289, 188
- Kovalev, Y. Y., Aller, H. D., Aller, M. F., et al. 2009, *ApJ*, 696, L17
- Kraus, J.D. 1966, *Radio Astronomy*, McGraw-Hill
- Krawczynski, H., Hughes, S. B., Horan, D., et al. 2004, *ApJ*, 601, 151
- Kuehr, H., Pauliny-Toth, I. I. K., Witzel, A., & Schmidt, J. 1981, *AJ*, 86, 854
- Kuehr, H., Witzel, A., Pauliny-Toth, I. I. K., & Nauber, U. 1981, *A&AS*, 45, 367
- Kunneriath, D., Witzel, G., Eckart, A., et al. 2010, *A&A*, 517, A46
- Larionov, V. M., Jorstad, S. G., Marscher, A. P., et al. 2008, *A&A*, 492, 389
- Lehto, H. J., & Valtonen, M. J. 1996, *ApJ*, 460, 207 Levinson, A. 2006, *International Journal of Modern Physics A*, 21, 6015

- Li, J., Shen, Z.-Q., Miyazaki, A., et al. 2009, *ApJ*, 700, 417
- Liller, W. 1974, *ApJ*, 189, L101
- Lister, M. L. 1999, Ph.D. Thesis,
- Lister, M. L. 2001, *ApJ*, 562, 208
- Lister, M. L., Cohen, M. H., Homan, D. C., et al. 2009, *AJ*, 138, 1874
- Lyutikov, M., Pariev, V. I., & Blandford, R. D. 2003, *ApJ*, 597, 998
- Mannheim, K. 1993, *A&A*, 269, 67
- Mannheim, K., & Biermann, P. L. 1992, *A&A*, 253, L21
- Maraschi, L., Grandi, P., Urry, C. M., et al. 1994, *ApJ*, 435, L91
- Maraschi, L., Fossati, G., Tavecchio, F., et al. 1999, *ApJ*, 526, L81
- Maraschi, L., & Rovetti, F. 1994, *ApJ*, 436, 79
- Marscher, A. P., & Gear, W. K. 1985, *ApJ*, 298, 114
- 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
- Marscher, A. P., Jorstad, S. G., Agudo, I., MacDonald, N. R., & Scott, T. L. 2012, *arXiv:1204.6707*
- Mehring, D. M., Palmer, P., Goss, W. M., & Yusef-Zadeh, F. 1993, *ApJ*, 412, 684
- Melia, F., & Falcke, H. 2001, *ARA&A*, 39, 309
- Menten, K. M., Reid, M. J., Eckart, A., & Genzel, R. 1997, *ApJ*, 475, L111
- Merloni, A., Heinz, S., & di Matteo, T. 2003, *MNRAS*, 345, 1057
- Muecke, A., Pohl, M., Reich, P., et al. 1997, *A&A*, 320, 33
- Murphy, T., Sadler, E. M., Ekers, R. D., et al. 2010, *MNRAS*, 402, 2403
- Neronov, A., & Vovk, I. 2011, *MNRAS*, 412, 1389
- Netzer, H., Kazanas, D., Wills, B. J., et al. 1994, *ApJ*, 430, 191
- O’Dea, C. P., Barvainis, R., & Challis, P. M. 1988, *AJ*, 96, 435
- Orienti, M., Venturi, T., Dallacasa, D., et al. 2011, *MNRAS*, 417, 359

- Orienti, M., Koyama, S., D'Ammando, F., et al. 2012, arXiv:1210.4319
- Osterbrock, D. E. 1981, ApJ, 249, 462
- Padovani, P., Ghisellini, G., Fabian, A. C., & Celotti, A. 1993, MNRAS, 260, L21
- Padovani, P., & Giommi, P. 1995, ApJ, 444, 567
- Pavlidou, V., Richards, J. L., Max-Moerbeck, W., et al. 2012, ApJ, 751, 149
- Pearson, T. J., & Readhead, A. C. S. 1988, ApJ, 328, 114
- Pe'er, A., & Waxman, E. 2005, ApJ, 633, 1018
- Pereyra, A., Tese de Doutorado, 2000, IAG/USP
- Peterson, B. 1997, *An Introduction to Active Galactic Nuclei*, Cambridge University Press
- Peterson, B. A., Jauncey, D. L., Condon, J. J., & Wright, A. E. 1976, ApJ, 207, L5
- Peterson, B. M., Wagner, R. M., Crenshaw, D. M., et al. 1983, AJ, 88, 926
- Peterson, B. M., Meyers, K. A., Carpriotti, E. R., et al. 1985, ApJ, 292, 164
- Pucella, G., Vittorini, V., D'Ammando, F., et al. 2008, A&A, 491, L21
- Pushkarev, A. B., Kovalev, Y. Y., & Lister, M. L. 2010, ApJ, 722, L7
- Reimer, A., Böttcher, M., & Postnikov, S. 2005, ApJ, 630, 186
- Robson, E. I., et al. 1983, Nature, 305, 194
- Romero, G. E., Combi, J. A., & Colomb, F. R. 1994, A&A, 288, 731
- Romero, G. E., Surpi, G., & Vucetich, H. 1995, A&A, 301, 641
- Romero, G. E., Benaglia, P., & Combi, J. A. 1997, A&AS, 124, 307
- Saikia, D. J., & Salter, C. J. 1988, ARA&A, 26, 93
- Sambruna, R. M., Maraschi, L., & Urry, C. M. 1996, ApJ, 463, 444
- Sasada, M., Uemura, M., Fukazawa, Y., et al. 2011, PASJ, 63, 489
- Scarpa, R., & Falomo, R. 1997, A&A, 325, 109
- Schmidt, M. 1963, Nature, 197, 1040
- Seyfert, C. K. 1943, ApJ, 97, 28

- Shields, G. A. 1974, *ApJ*, 191, 309
- Sillanpaa, A., Haarala, S., Valtonen, M. J., Sundelius, B., & Byrd, G. G. 1988, *ApJ*, 325, 628
- Sikora, M., Stawarz, L., Moderski, R., Nalewajko, K., & Madejski, G. M. 2009, *ApJ*, 704, 38
- Sikora, M., & Madejski, G. 2000, *ApJ*, 534, 109
- Smith, P. S., Williams, G. G., Schmidt, G. D., Diamond-Stanic, A. M., & Means, D. L. 2007, *ApJ*, 663, 118
- Soldi, S., Türler, M., Paltani, S., et al. 2008, *A&A*, 486, 411
- Stecker, F. W., Salamon, M. H., & Malkan, M. A. 1993, *ApJ*, 410, L71
- Stecker, F. W., & Salamon, M. H. 1996, *ApJ*, 464, 600
- Steffen, W., Zensus, J. A., Krichbaum, T. P., Witzel, A., & Qian, S. J. 1995, *A&A*, 302, 335
- Stellingwerf, R. F. 1978, *ApJ*, 224, 953
- Stickel, M., Fried, J. W., & Kuehr, H. 1989, *A&AS*, 80, 103
- Sundelius, B., Wahde, M., Lehto, H. J., & Valtonen, M. J. 1997, *ApJ*, 484, 180
- Surpi, G. C., Romero, G. E., & Vucetich, H. 1996, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 32, 153
- Tanzi, E. G., Barr, P., Bouchet, P., et al. 1986, *ApJ*, 311, L13
- Tavecchio, F., Ghisellini, G., Bonnoli, G., & Ghirlanda, G. 2010, *MNRAS*, 405, L94
- Teräsranta, H., Wiren, S., Koivisto, P., Saarinen, V., & Hovatta, T. 2005, *A&A*, 440, 409
- Tosti, G., Fiorucci, M., Luciani, M., et al. 1998, *A&A*, 339, 41
- Türler, M., Courvoisier, T. J.-L., & Paltani, S. 2000, *A&A*, 361, 850
- Unwin, S. C., Cohen, M. H., Hodges, M. W., Zensus, J. A., & Biretta, J. A. 1989, *ApJ*, 340, 117
- Valtaoja, E., Teräsranta, H., Tornikoski, M., et al. 2000, *ApJ*, 531, 744
- Valtonen, M. J., Nilsson, K., Villforth, C., et al. 2009, *ApJ*, 698, 781
- Villforth, C., Nilsson, K., Østensen, R., et al. 2009, *MNRAS*, 397, 1893
- Villforth, C., Nilsson, K., Heidt, J., et al. 2010, *MNRAS*, 402, 2087

- Xie, G. Z., Li, K. H., Zhang, X., Bai, J. M., & Liu, W. W. 1999, *ApJ*, 522, 846
- Xue, Y., Yuan, F., & Cui, W. 2006, *ApJ*, 647, 194
- Wall, J. V., & Peacock, J. A. 1985, *MNRAS*, 216, 173
- Wehrle, A. E., Cohen, M. H., Unwin, S. C., et al. 1992, *ApJ*, 391, 589
- Whitney, A. R., Shapiro, I. I., Rogers, A. E. E., et al. 1971, *BAAS*, 3, 465
- Yang, J.-H., & Fan, J.-H. 2005, *Chinese J. Astron. Astrophys.*, 5, 229
- Yusef-Zadeh, F., Melia, F., & Wardle, M. 2000, *Science*, 287, 85
- Yusef-Zadeh, F., Roberts, D., Wardle, M., Heinke, C. O., & Bower, G. C. 2006, *ApJ*, 650, 189
- Zensus, J. A., Ros, E., Kellermann, K. I., et al. 2002, *AJ*, 124, 662
- Zhang, L., Cheng, K. S., & Fan, J. H. 2001, *PASJ*, 53, 207
- Zhao, J.-H., Bower, G. C., & Goss, W. M. 2001, *ApJ*, 547, L29

Apêndice A

Métodos Estatísticos

Neste apêndice serão descritos os métodos estatísticos utilizados para a análise dos dados obtidos. Na subseção A.1 será descrito o método DCF (Discreted Correlation Function), desenvolvido para analisar amostras não uniformemente espaçadas de dados de variabilidade e encontrar tempos de atraso entre diferentes curvas de luz. Na subseção A.2 serão descritos os métodos de Jurkevich e de Stellingwerf, utilizados na procura de periodicidade. Na subseção A.3 será discutido o cálculo da Função Estrutura.

A.1 Discreted Correlation Function

O método da DCF foi desenvolvido para resolver o problema de interpolação de dados na análise de correlação entre a emissão no contínuo e em linhas para os Núcleos Ativos de Galáxias (Edelson & Krolik 1988). Dessa a forma, a função de correlação é definida apenas nos tempos de atraso em que há dados medidos. Nenhum dado é criado ou interpolado.

Considerando dois conjuntos de dados, a DCF é definida comparando todos os elementos par por par. Para cada par de elementos é associado um intervalo de tempo Δt , dado pela diferença de tempo entre as medidas. A *UDCF* (Unbinned Discreted Correlation Function) é definida pela equação:

$$UDCF_{ij} = \frac{(a_i - \bar{a})(b_j - \bar{b})}{\sqrt{(\sigma_a^2 - e_a^2)(\sigma_b^2 - e_b^2)}} \quad (\text{A.1})$$

sendo a_i e b_i os elementos dos conjuntos a e b , e \bar{a} e \bar{b} suas respectivas médias. Os valores do desvio padrão são dados por σ_a e σ_b , que é uma medida do erro associado ao conjunto de dados (Edelson & Krolik 1988).

Para um determinado tempo τ , é feita a média das $UDCFs$ de todos os pares em que o valor de Δt encontra-se no intervalo de $\tau - \Delta t/2$ até $\tau + \Delta t/2$. Desse modo, quando o tempo suposto τ corresponder a uma correlação verdadeira, haverá um máximo na DCF , definida pela equação:

$$DCF(\tau) = \frac{1}{N} UDCF_{ij} \quad (A.2)$$

sendo N o número de pares em que os valores de Δt encontram-se no intervalo estabelecido. O erro padrão no cálculo da DCF será dado pela equação:

$$\sigma_{DCF}(\tau) = \frac{1}{N-1} \left\{ \sum [UDCF_{ij} - DCF(\tau)]^2 \right\}^{1/2} \quad (A.3)$$

sendo o termo $N-1$ substituído por $[(N-1)(N'-1)]^{1/2}$, onde N' é o número de pares sem correlação (Veja Edelson & Krolik 1988 para mais detalhes).

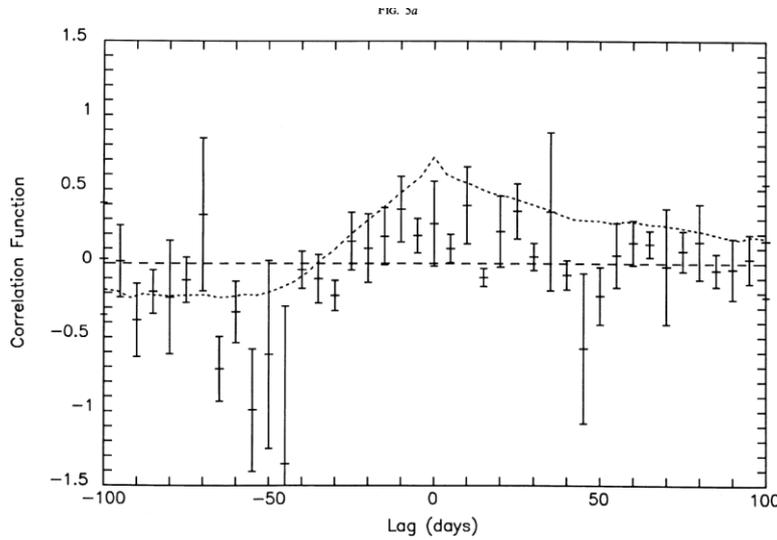


Figura A.1: Resultado da DCF para Akn 120. A linha pontilhada representa o resultado do método de interpolação (Edelson & Krolik 1988).

Na figura A.1 é mostrado o resultado da DCF para comparação entre a intensidade da linha $H\beta$ e a emissão do contínuo de Akn 120, utilizando dados retirados de Peterson et al. (1983, 1985) e Gaskell & Peterson (1987). O resultado

indica um atraso de 7 dias, representado pela posição do máximo da *DCF*. O resultado foi obtido sem nenhuma binagem ou interpolação dos dados, apenas havendo binagem na função de correlação.

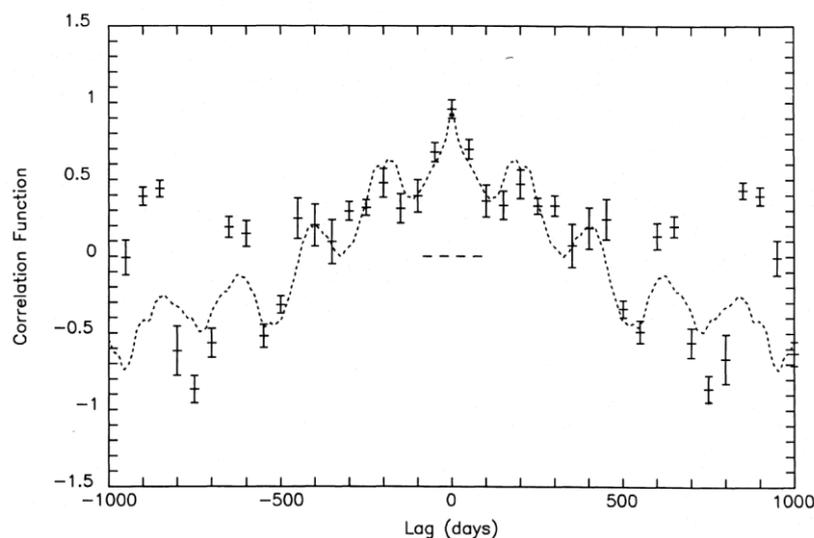


Figura A.2: Resultado da *DCF* para NGC4151 utilizando uma binagem de 50 dias. A linha pontilhada representa o resultado do método de interpolação (Edelson & Krolik 1988).

O resultado da *DCF* não mostra nenhum máximo evidente, devido aos poucos pontos existentes na curva de luz. Além disso, um atraso de 7 dias é difícil de ser encontrado em uma binagem de 5 dias, pois poucos pontos são independentes. Na figura A.2 é apresentado o resultado da *DCF* entre a emissão no contínuo e a linha C_{IV} para NGC 4151 (Clavel et al. 1987). O resultado mostra um máximo mais proeminente do que o encontrado em Akn 120 e indica que não há atraso em escalas de tempo maiores que 50 dias. Os dois resultados foram apresentados no trabalho de Edelson & Krolik (1988)

A.2 Métodos de Jurkevich e de Stellingwerf

Os métodos de Jurkevich (1971) e de Stellingwerf (1978) são semelhantes e são adequados para procurar periodicidades em séries temporais. Os dois métodos são eficientes em encontrar período em amostras onde os dados não são igualmente espaçados, como na maioria das situações astronômicas.

Em ambos os métodos, a amostra total é dividido em m grupos obedecendo ao seguinte critério:

$$\Phi_i = \frac{t_i}{T} - \left[\frac{t_i}{T} \right] \tag{A.4}$$

onde Φ_i é a fase que determina a que grupo da amostra um determinado dado pertence. O número de grupos é variável, sendo mais eficiente quanto maior o m, desde que não seja grande demais de modo que haja poucos elementos em cada grupo. O período proposto é dado por T , enquanto t_i é o tempo em que a amostra foi medida. O termo entre parênteses representa a parte inteira da fração.

Quando o período proposto T corresponde a um período da variabilidade da amostra, os grupos só terão elementos semelhantes, de modo que suas respectivas variâncias serão muito menores do que a da amostra total. Quando o período proposto não corresponde à periodicidade correta, cada grupo será organizado de maneira aleatória de modo que a soma das variâncias de todos os grupos se aproxime do valor da variância da amostra total.

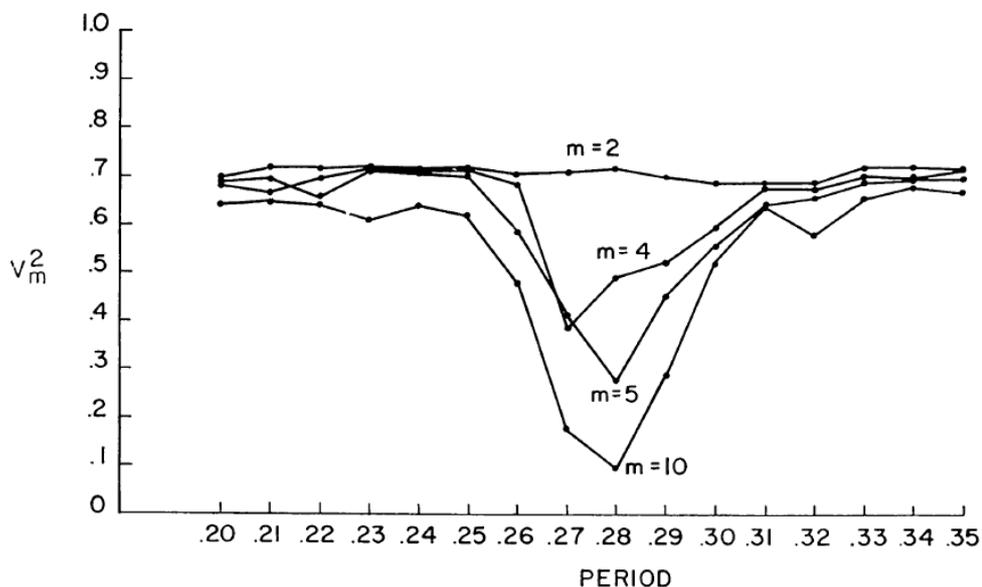


Figura A.3 Dependência do resultado do teste de Jurkevich em função do número de grupos m para um sinal periódico conhecido (Jurkevich 1971).

A diferença entre os métodos está na maneira de analisar os grupos. Enquanto o método de Jurkevich compara a soma das variâncias de cada grupo com a soma da variância total da amostra, o método de Stellingwerf compara os desvios quadráticos. Em ambos os métodos, um mínimo no valor de Θ indica a existência de periodicidade, sendo $\Theta = v/V$, onde v é a soma das variâncias dos grupos e V a variância da amostra para o método de Jurkevich, e $\Theta = dq/DQ$, onde dq é a soma dos desvios quadráticos dos grupos e DQ é o desvio quadrático de toda a amostra, para o método de Stellingwerf.

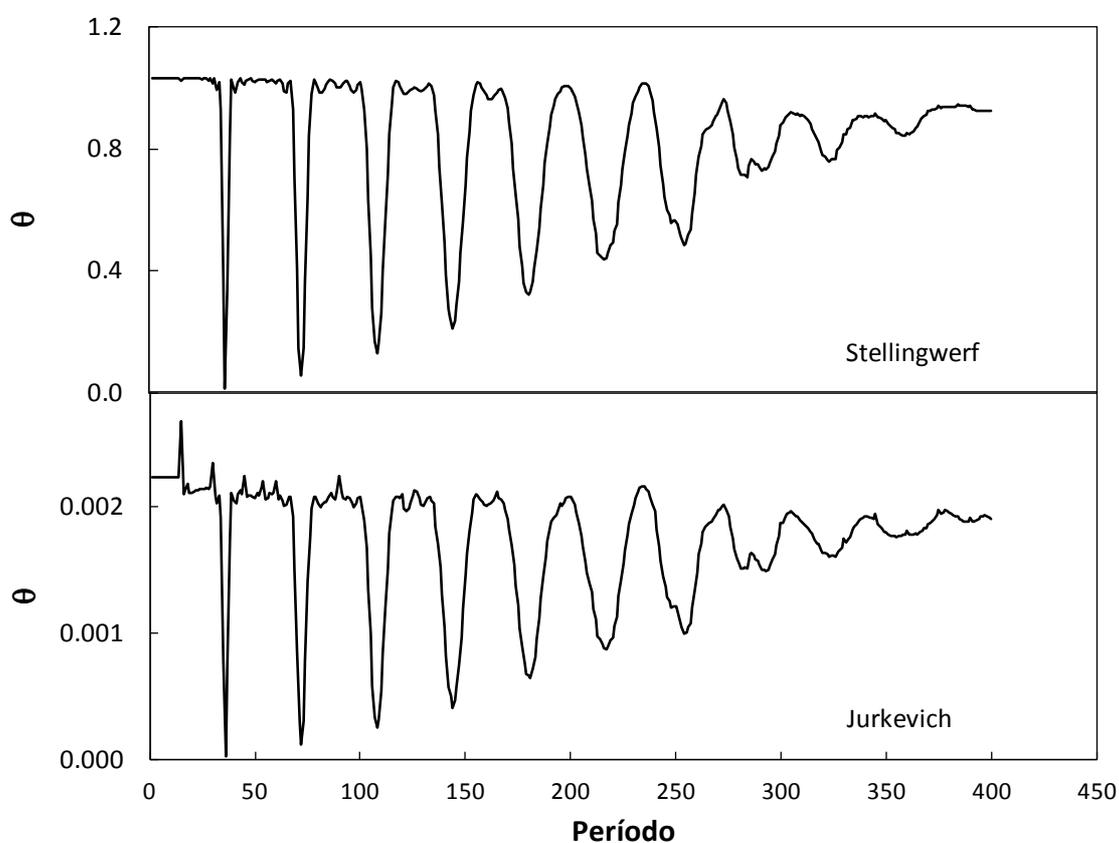


Figura A.4 Resultado dos testes de Stellingwerf (acima) e de Jurkevich (abaixo) para um sinal periódico de 36 dias.

Na figura A.3 é apresentado o resultado de um sinal periódico artificial para o método de Jurkevich em função dos diferentes valores de m . De acordo com o princípio de adição de variâncias, onde a somas de variâncias de um subgrupo de uma amostra nunca será maior que o valor da variância total da amostra, Θ para o método de Jurkevich será sempre menor do que 1, e por isso é chamado de Variância

Normalizada, designada no eixo das ordenadas da figura com V_m^2 . Para o método de Stellingwerf, não existe restrição para o valor de Θ .

Na figura A.4 são apresentados os resultados dos métodos de Stellingwerf e de Jurkevich para uma função seno de período igual a 36 dias, utilizando $m = 15$. É possível encontrar tanto o período principal, quanto os mínimos ressonantes secundários e os de ordem superior. A existência destes mínimos, entretanto, depende do tamanho da amostra em relação ao tamanho do período existente.

A.3 Função Estrutura

A função estrutura $F(\tau)$ é um método simples de calcular o quanto uma intensidade varia após um tempo τ , sendo dado por:

$$F(\tau) = \langle [I(t+\tau) - I(t)]^2 \rangle \quad (\text{A.5})$$

onde as intensidades são medidas nos tempos t e $t+\tau$. A função estrutura tem a vantagem de indicar, tanto uma possível periodicidade através dos mínimos, como a escala de tempo de variabilidade através dos máximos.

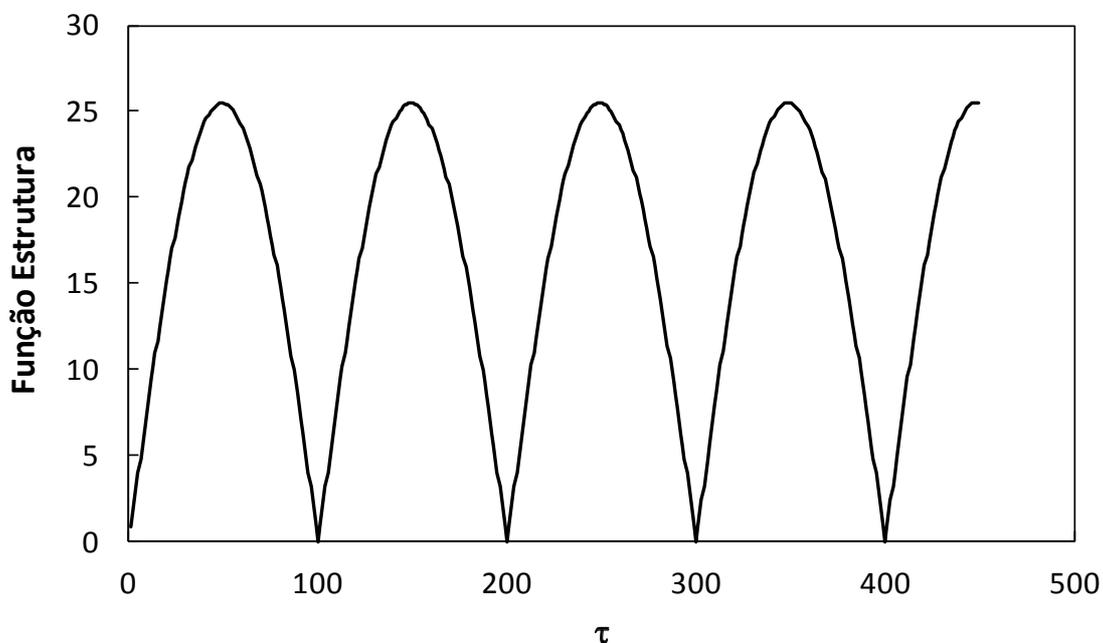


Figura A.5: Resultado da função estrutura para um sinal com periodicidade de 72 dias.

Se não houver uma escala de tempo típica de variabilidade na curva de luz, $F(\tau)$ será aleatório, e não haverá mínimos ou máximos na função estrutura. Se houver uma escala de tempo típica τ_+ de variabilidade, haverá um máximo na função estrutura quando $\tau = \tau_+$. Se houver um sinal periódico, com período T , $F(\tau)$ terá um valor mínimo quando $\tau = T$. Assim como nos métodos de Stellingwerf e de Jurkevich, os mínimos no cálculo da função estrutura indicam periodicidade. Na figura A5 é apresentado o resultado de um sinal periódico de 72 dias.

Apêndice B

Telegrama 3523

Radio observations of PKS 1510-089 at 43 GHz during July 2011

ATel #3523; [P. P. Beaklini \(IAG/USP\), T. P. Dominici \(MCT/LNA\), Z. Abraham \(IAG/USP\)](#)

on 2 Aug 2011; 00:46 UT

Credential Certification: Tania Dominici (tdominici@lna.br)

Subjects: Radio, Blazar

Referred to by ATel #: [3698](#), [3799](#)

PKS 1510-089 has been monitored at 43 GHz since the beginning of the year with its 13.7 m Itapetinga Radio telescope in Atibaia, SP, Brazil. We reported here the behavior of the source at this frequency during the epochs of the two gamma-ray flares observed during July 2011, by AGILE and Fermi instruments (ATel #[3470](#), ATel #[3473](#) and ATel #[3509](#)).

The first one occurred near July 4. Bachev et al. (ATel #[3479](#)) reported that no optical variability was found about two days after the gamma-ray flare and, probably, there was no optical counterpart. However, at radio frequencies, Fuhrmann et al. (ATel #[3500](#)) showed that, according with their observations around July 8, PKS 1510-089 was brighter at 2.6, 15 and 23 GHz in comparison with the flux densities measured during June 2011. We observed the source on July 12 and registered a flux density of $F(43 \text{ GHz}) = 3.42 \pm 0.39 \text{ Jy}$. On June 2, $F(43 \text{ GHz}) = 2.13 \pm 0.41 \text{ Jy}$. Therefore, we also found an increase of flux density at 43 GHz around the first flare of July.

An increase of the optical flux between July 24 and 26 was communicated by Hauser et al. (ATel #[3509](#)) and their preliminary analysis of Fermi/LAT public data indicated the possibility of a second gamma-ray flare. We observed PKS 1510-089 on 27 July and obtained $F(43 \text{ GHz}) = 2.76 \pm 0.36 \text{ Jy}$. Within the errors, the blazar was in the same level observed on July 12.

Comparing the behavior of the source since the beginning of the year, we can say that the variability at 43 GHz observed during the month of July, when the gamma-ray flares occurred, was not different from the variability observed at other epochs during 2011. The mean flux density at 43 GHz measured during the monitoring campaign of 2011 until now is $2.79 \pm 0.13 \text{ Jy}$.

Apêndice C

Telegrama 3799

Detection of an increase in the flux density at 43 GHz from blazar PKS 1510-089 since August, 2011

ATel #3799; [P. P. Beaklini \(IAG/USP\), Z. Abraham \(IAG/USP\), T. P. Dominici \(MCTI/LNA\)](#)

on 8 Dec 2011; 23:43 UT

Credential Certification: Tania Dominici (tdominici@lna.br)

Subjects: Radio, AGN, Blazar

We have been performing monthly observations of PKS1510-089 at 43 GHz since 2011 January, using the Itapetinga Radio telescope (13.7 m antenna installed at Atibaia, Brazil). We already reported the variability behavior during the July gamma ray flare (ATel #[3523](#), following the communication from Atel #[3470](#) and Atel #[3473](#),). In the occasion, the blazar was relatively bright at 43 GHz, but we concluded that the source behavior was not different from the observed since the beginning of the year (Atel #[3523](#)).

After July, PKS 1510-089 reached an even higher flux density at gamma-ray frequencies, as detected by Fermi/LAT (Atel #[3694](#)). The high energy activity was followed by a high flux increase at radio frequencies, as reported by Nestoras et al. and Orienti et al. (Atel#[3698](#), Atel #[3775](#), respectively). Nestoras et al. also pointed out the occurrence of many short term sub-flares superposed on the long term variations (Atel #[3698](#))

Our data show the detection of a progressively increase in the flux density at 43 GHz during the second semester of 2011. After a maximal in August 28 of 5.34 ± 0.44 Jy, the source decreased to 3.85 ± 0.40 Jy in August 30, until start to become brighter. In September, the source density flux was 4.84 ± 0.39 Jy on the day 26 and 4.87 ± 0.51 Jy on the day 29. In October 28, the value was 5.04 ± 0.46 Jy and in November 26 it was 6.09 ± 0.56 Jy. At last, after 3 days, the flux density reached 6.59 ± 0.99 Jy.

During the first semester of 2011, the source never was detected with flux densities larger than 4 Jy at 43 GHz. The radio activity started to increase after the beginning of the gamma ray flares. We will continue the monitoring of PKS 1510-089 and we encourage further multifrequency observations of this source.

Apêndice D

Emissão de SgrA* em 7mm: Variabilidade e Periodicidade

Neste apêndice é apresentado o trabalho aceito na MNRAS (*Monthly Notes of Royal Astronomic Society*), citado na seção 3.5. O trabalho é resultado de um monitoramento de 6 anos, realizado entre junho de 2006 e abril de 2012.

SgrA* emission at 7mm: variability and periodicity

Pedro Paulo B. Beaklini¹

Zulema Abraham¹

¹*Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo.
Rua do Matão 1226, 05508-090, São Paulo/SP, Brazil.*

Released 2011 Xxxxx XX

ABSTRACT

We present the result of 6 years monitoring of SgrA*, radio source associated to the supermassive black hole at the centre of the Milky Way. Single dish observations were performed with the Itapetinga radio telescope at 7 mm, and the contribution of the SgrA complex that surrounds SgrA* was subtracted and used as instantaneous calibrator. The observations were alternated every 10 min with those of the HII region SrgB2, which was also used as a calibrator. The reliability of the detections was tested comparing them with simultaneous observations using interferometric techniques. During the observing period we detected a continuous increase in the SgrA* flux density starting in 2008, as well as variability in timescales of days and strong intraday fluctuations. We investigated if the continuous increase in flux density is compatible with free-free emission from the tail of the disrupted compact cloud that is falling towards SgrA* and concluded that the increase is most probably intrinsic to SgrA*. Statistical analysis of the light curve using Stellingwerf and Structure Function methods revealed the existence of two minima, 156 ± 10 and 220 ± 10 days. The same statistical tests applied to a simulated light curve constructed from two quadratic sinusoidal functions superimposed to random variability reproduced very well the results obtained with the real light curve, if the periods were 57 and 156 days. Moreover, when a daily sampling was used in the simulated light curve, it was possible to reproduce the 2.3 GHz structure function obtained by Falcke in 1999, which revealed the 57 days period, while the 106 periodicity found by Zhao et al in 2001 could be a resonance of this period.

Key words: Radio continuum: general — Galaxy: centre

1 INTRODUCTION

SgrA* is a compact radio source, with radius smaller than 1 AU, which is associated to the $4 \times 10^6 M_{\odot}$ supermassive black hole localized in the centre of the Milky Way (Eckart & Genzel 1996; Menten et al. 1997; Schödel et al. 2002; Eisenhauer et al. 2003; Gillessen et al. 2009). Its mass and distance make the event horizon of SgrA* the largest angular size of all known black hole candidates. It is a sub-Eddington source, with bolometric luminosity 10^{-10} times its Eddington luminosity (see Melia & Falcke (2001), for a review). Recently, Gillessen et al. (2012) detected a gas cloud that is approaching SgrA* in a highly eccentric Keplerian orbit. The mass of the cloud has been estimated as three earth masses and will reach the black hole in the middle of 2013, during pericentre passage. The cloud is being elongated along the orbital path as a consequence of tidal disruption and will finally disintegrate into small clumps.

SgrA* has been observed since the discovery of the radio source by Balick & Brown (1974) and its emission presents variability at all wavelengths, with time scales that can be

just a few hours in the infrared (Genzel et al. 2003; Ghez et al. 2004; Meyer et al. 2008; Do et al. 2009) and X-rays (Baganoff et al. 2001, 2003), or days and months at radio frequencies (Zhao et al. 1992; Duschl & Lesch 1994; Herrnstein et al. 2004). Intra day variability (IDV) have been detected at radio wavelengths: 0.35, 0.7 and 1.3 cm (Yusef-Zadeh et al. 2006; Li et al. 2009).

The first report of periodic behaviour in SgrA* radio emission was made by Falcke (1999), who found a 57 day periodicity analysing the structure function of the 2.3 GHz light curve obtained with the Green Bank Interferometer (GBI). At that time SgrA* was also monitored at 8.3 GHz, but no periodicity was found at this frequency. At smaller wavelengths, analyses of Very Large Array (VLA) observations at 3.6, 2.0 and 1.3 cm lasting 20 years, detected a 106 day cycle in the SgrA* emission (Zhao et al. 2001). In this work the period was determined using the Fourier Method and the mean profile of the 106 day cycle was obtained after 13 cycles. The periodic behaviour was more evident at 1.3 cm, and there was an increase of variability amplitude

with frequency. The 57 and 106 days periods are resonant but after the first detection, no other observation was able to confirm them, at these or other radio frequencies. Herstein et al. (2004) also used the VLA to study the long term radio variability of SgrA* at 2.0, 1.3 and 0.7 cm on a 3.3 year campaign. They confirmed the increase of variability amplitude with frequency, but the observations did not have sufficient temporal coverage to detect periodicity.

Several models have been invoked to explain the spectral energy distribution of SgrA*, as the quasi-Bondi-Hoyle accretion (Melia 1992, 1994; Coker et al. 1999; Mościbrodzka et al. 2006; Cuadra et al. 2006), disks (Narayan et al. 1998; Yuan et al. 2003) and jets (Falcke & Markoff 2000; Markoff et al. 2007). Two models must be mentioned that try to explain the short timescale variability: the Plasmon model (van der Laan 1966; Yusef-Zadeh et al. 2006, 2008) and the Hot Spot model (Broderick & Loeb 2005, 2006), while the longer timescale variability can be modelled using the jet and/or disk models. As only one model was not sufficient to explain all the observational characteristics of the SgrA* emission, symbiotic models were proposed, as the jet-disk models (Yuan et al. 2002; Kuncic & Bicknell 2004, 2007; Jolley & Kuncic 2008) and the halo model (Prescher & Melia 2005). Macquart & Bower (2006) even proposed electron scattering as an extrinsic origin to explain part of the variability at radio wavelengths.

In an attempt to understand the emission of the innermost accretion flow, recent VLBI observations at 1.3 mm inferred $37\mu\text{as}$ for the size of the black hole shadow (Doeleman et al. 2008). VLBI observations at shorter wavelengths do not suffer the influence of interstellar scattering and could be used to detect the event horizon and the structure of its surrounding region (Falcke et al. 2000). However, the emission mechanisms and the variability at centimetre and millimetre wavelengths will only be understood through monitoring programs.

In this paper we present single dish monitoring of the 7 mm emission of SgrA* during the last six years. In Section 2 we describe the observations and the method of data reduction, in Section 3 we show the light curve and discuss variability and periodicity. Finally we present our conclusion in Section 4.

2 OBSERVATIONS

The 7 mm observations were performed between 2006 and 2012 with the 13.7 m radome enclosed Itapetinga radio telescope, localized in São Paulo, Brazil. At this wavelength, the antenna half power beam width (HPBW) is 2.2 arc min and the radome transmission is 0.68. The receiver, a room temperature K-band mixer, has a 1-GHz double side band, with a ~ 700 K of noise temperature. The calibration was made with a noise source of known temperature and a room temperature load, which take into account the atmospheric and radome attenuation (Abraham & Kokubun 1992). Virgo A, which has a flux density of 11 Jy at 7 mm, was used as the primary flux calibrator.

The method of observation was scans in right ascension, with 30 arcmin amplitude and 20 s duration. Only 24 arcmin were effectively utilized, the rest was lost during the inversion of the scan direction. During each scan

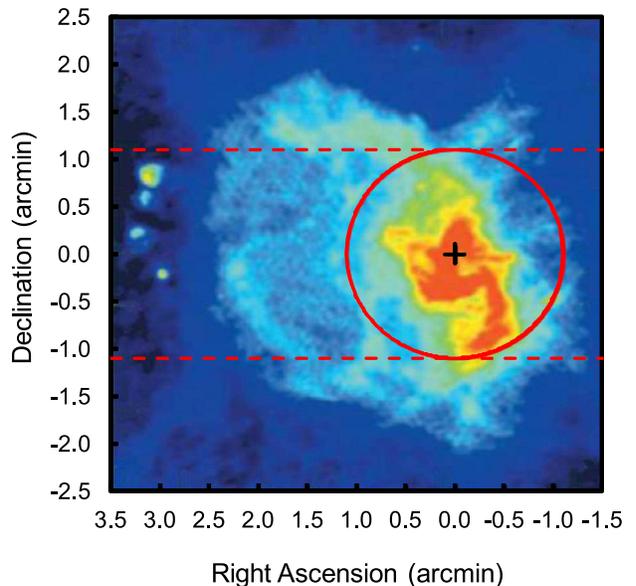


Figure 1. Map of the Galactic centre ($5' \times 5'$) at 6 cm (Yusef-Zadeh et al. 2000), indicating the the beam size of the Itapetinga radio telescope (red circle) and the scan direction (pointed red lines). The position of SgrA* is indicate by a black cross.

81 equally spaced data values, with integration time of 1/6 s, were obtained. Each observation consisted of the average of 30 scans, preceded by a calibration; during an observing day, between 7 and 14 observations were obtained and averaged, always when the source was in elevation above 30° and below 75° . The observations of SgrA* were alternated with similar observation of the HII region SgrB2, which was used as a quasi-simultaneous secondary calibrator.

The main problem in the detection of radio variability from SgrA* with single dish observation is the contribution of the continuum emission from the region surrounding this point source. As we show in Fig. 1, one scan with 24 arcmin amplitude and 2.2 arc min HPBW, detects not only SgrA* but part of the continuum complex SgrA. Since only SgrA* emission is variable, we used SgrA as an instantaneous calibrator, and as a result increased the variability detection capacity of our observations. To check the accuracy of this calibration and obtain a realistic value of the errors involved in the flux determination, we used a second calibrator: the strong HII region SgrB2 Main.

In order to separate the contribution of SgrA* from the surrounding SgrA emission, we first averaged all the observations from the year 2007, and adjusted three gaussians to the data: a point source with HPBW equal to the beam size (2.2 arc min), with two free parameters (peak flux density and central position) representing the average flux density of SgrA* during this period, and two other gaussians with completely free parameters. The result of the best fitting is presented in Table 1; in Fig. 2, we show the averaged data (dots), the adjusted gaussians and the residuals (observations minus model). The blue and the navy coloured regions in Fig. 1 are represented in Fig. 2 by the two strongest gaussians; the adjusted HPBWs match very well their angular sizes. The emission of SgrA* is represented by the smaller gaussian.

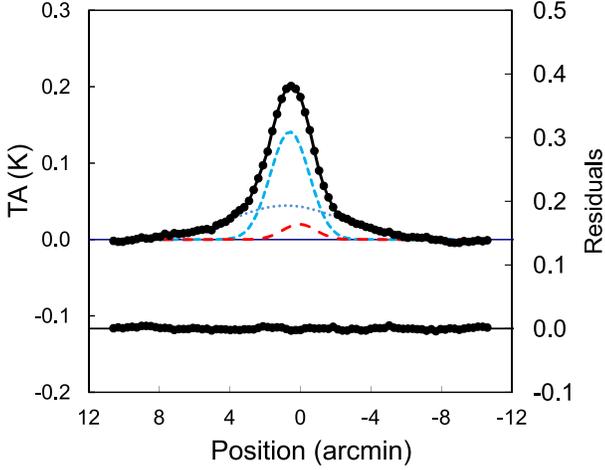


Figure 2. Averaged 7 mm observations (points) during 2007. The pointed and small broken lines represent the gaussian model for the SgrA complex while the large broken line represent the Gaussian contribution of SgrA*. The full line is the sum of the three component model.

Table 1. Parameters the Gaussian models of SgrA*, SgrA complex and SgrB2.

Source	Intensity (K)	HPBW (')	x_0 (')
SgrA*	0.020	2.2	0.06
SgrA (gaussian1)	0.141	2.59	0.59
SgrA(gaussian2)	0.044	7.30	0.80
SgrB2 (gaussian1)	0.167	2.52	0.00
SgrB2 (gaussian2)	0.015	8.45	0.85

During the data reduction process, we also adjusted three gaussians to the observations, with the HPBW of each of them given in Table 1, maintaining constant their relative positions as well as the relative intensities of the two gaussians that represent the contribution of the SgrA complex. The free parameters were the position and intensity of the strongest gaussian, and the intensity of SgrA*. The flux density of SgrA*, calibrated with the SgrA complex, was obtained by dividing its observed flux density by the ratio of the flux densities of the strongest component of the SgrA complex and of its 2007 average value.

The observations of SgrB2 Main, the quasi-instantaneous calibrator, were made with the same method as those of SgrA*, i.e. scans in right ascension with 30 arcmin amplitude and 20 s duration. The observations were made alternately with those of SgrA* and with the same integration time. As for SgrA, two gaussians were fitted to the averaged observations obtained in 2007, their parameters are presented in the last two rows of Table 2.

The flux density of SgrA* was also calibrated using the strongest component of SgrB2 Main and the difference of the results of the two calibrations was taken as the measurement error.

Table 2. Observations days of SgrA* in 2006

Date	JD-2450000	Flux Density (Jy)	Error (Jy)
21-06-2006	3907.5	1.86	0.01
28-06-2006	3914.5	2.35	0.13
29-06-2006	3915.5	2.09	0.04
30-06-2006	3916.5	2.10	0.12
04-07-2006	3921.5	1.99	0.00
05-07-2006	3922.5	2.01	0.08
06-07-2006	3923.5	2.44	0.02
18-07-2006	3935.5	1.90	0.01
19-07-2006	3936.5	2.35	0.02
24-07-2006	3941.5	1.96	0.10
25-07-2006	3942.5	2.18	0.07
26-07-2006	3943.5	2.03	0.04
27-07-2006	3944.5	2.45	0.08
28-07-2006	3945.5	2.13	0.08
09-08-2006	3956.5	1.84	0.08
10-08-2006	3957.5	2.14	0.08
11-08-2006	3958.5	2.08	0.02
12-08-2006	3959.5	2.23	0.00
16-08-2006	3963.5	2.11	0.03
21-08-2006	3968.5	2.14	0.05
23-08-2006	3970.5	1.90	0.02

3 RESULTS AND DISCUSSION

Although interferometric observations provide flux density measurements with better error bars due to the higher angular resolution, single dish light curves can have better temporal resolution for variability studies, as a consequence of more available observation time. This is particularly important for SgrA*, because the previously detected periodicities are of monthly timescale and so, they need long time monitoring to be confirmed. Also, the large day-to-day variability at 22, 43 and 86 GHz, recently reported by Lu et al. (2011), needs a sequence of observations in consecutive days to be detected. This is the first time that SgrA* variability is studied using single dish observations and again, this was only possible because we used the emission of the SgrA complex as a simultaneous calibrator, as discussed in section 2. In Table 2 we show the values of the flux density for the first year of our monitoring. The values for the complete light curve are presented in the online version.

3.1 Variability

The results of six years monitoring of SgrA* at 7 mm are presented in Fig. 3. We detected an increase in the emission

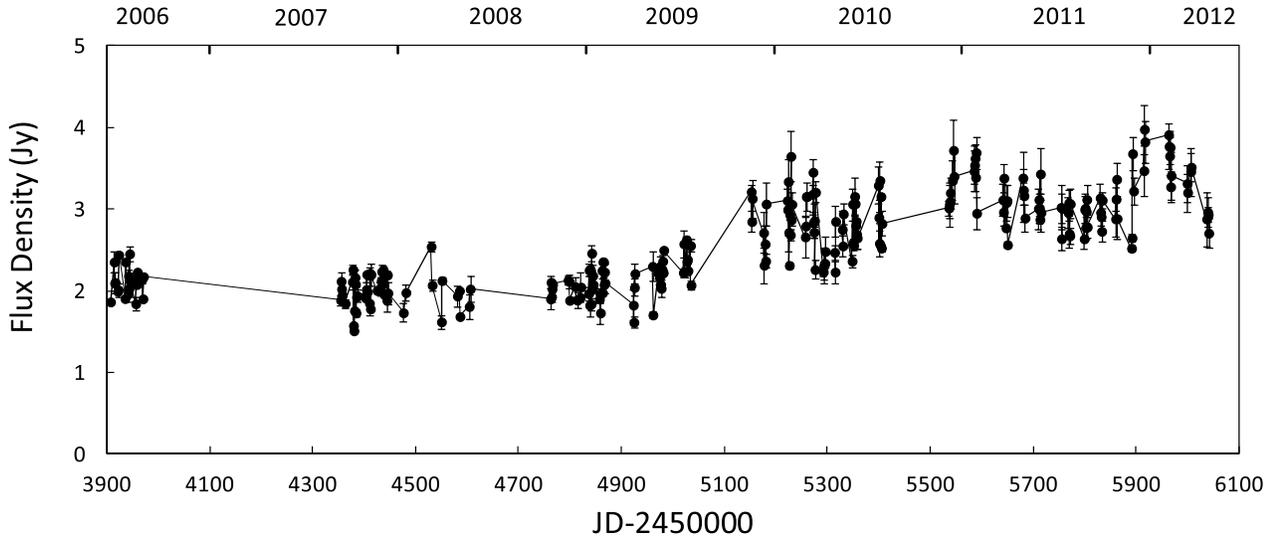


Figure 3. 7 mm light curve of SgrA*. The error bars represent the differences obtained using the two calibrators, SgrA complex and SgrB2 main

after the first semester of 2009; between 2007-2009 the average emission was 2.1 ± 0.2 Jy, while it was 2.8 ± 0.2 Jy in 2010 and 3.1 ± 0.2 Jy in 2011. At the same time there was an increase in the amplitude of the variability, which had an average value of 1.1 Jy in 2007-2009 (low phase) and 2.1 Jy afterwards (high phase). The maximum flux density in our light curve was 4 Jy, value never reached at 7 mm, although Yusef-Zadeh et al. (2011) detected 3 Jy with the VLA before the beginning of our observations.

Coincidence in flux density during quasi-simultaneous observations with interferometric techniques, at the same frequency, shows the reliability of our results. In fact, Yusef-Zadeh et al. (2006), using the VLA for rapid variability studies, reported a 43 GHz flux density of 1.70 ± 0.10 Jy on 2006 July 17, while we found 1.90 ± 0.01 Jy on July 18. At other frequencies, Fish et al. (2011) found a flux density of 2.07 ± 0.15 Jy at 1.3 cm on 2009 April 5, while for this day we found 2.21 ± 0.13 Jy at 7 mm. Finally, we have 4 days data coincident with ATCA 3 mm observations (Li et al. 2009), which show the same variability pattern, as can be seen in Fig. 4. This is the first time that correlation between variability at these two radio frequencies is detected in SgrA*. The ATCA observations also revealed the existence of IDVs on 2006 August 13. When we looked at our data in a 10 min timescale, we found during the same day a dispersion higher than average; unfortunately, the large error bars of the observations for short integration times makes it difficult to detected these events without simultaneous interferometric observations.

In our single dish light curve we have 183 observations in consecutive days. We found day-to-day flux density variations larger than 0.5 Jy in 23 of them, only four times during the low state. In 6 opportunities, the day-to-day variations were even larger than 0.75 Jy. Similar variability was detected in 2007 at 43 GHz using VLBI observations, when SgrA* emission showed changes in flux density of 0.5 Jy

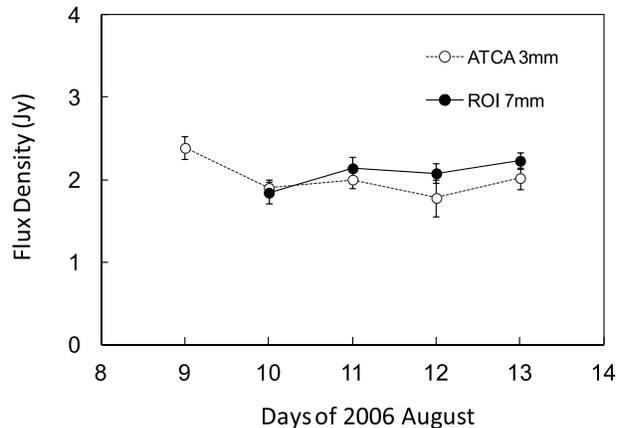


Figure 4. ATCA and Itapetinga simultaneous observations of SgrA*.

that coincided with two NIR flares (Kunneriath et al. 2010; Lu et al. 2011). Unfortunately, there are no infrared data for the epochs at which we detected strong daily variability. On the other hand, there are 45 consecutive days in which the flux density variation was smaller than our error bars. These events were present both before and after the rise in the light curve, being 16 detected before 2009 December.

In our monitoring program, we have 5 epochs with more than six consecutive days of observation, they are shown in Fig. 5. Day-to-day variability is present in some of them; the largest occurred in 2010 January, when the flux density changed from a minimum of 1.9 ± 0.2 Jy in January 29 to a maximum of 3.7 ± 0.3 Jy after 4 days. This happened at the beginning of the high phase in the light curve. Four months later, in 2010 June, the flux density slowly decreased from 3.2 ± 0.2 Jy to 2.6 ± 0.1 Jy during days 6 and 12.

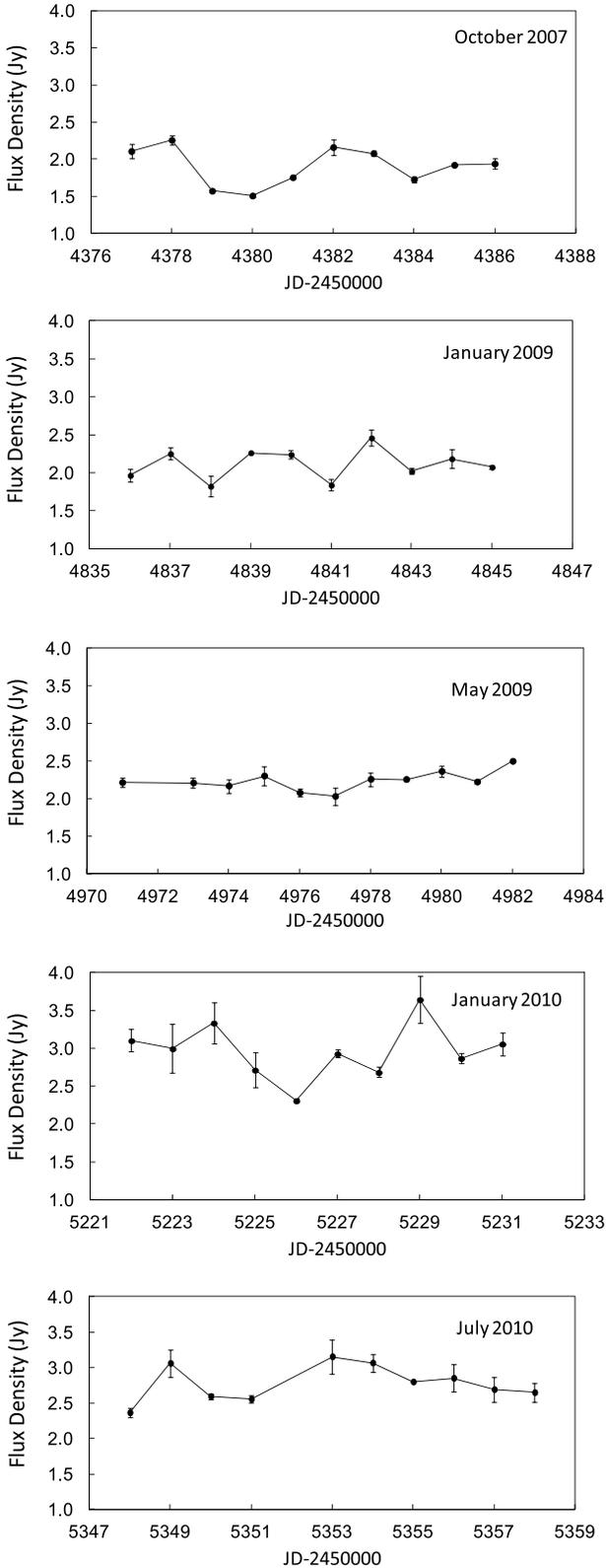


Figure 5. Light curve of SgrA* for five epochs with observations in more than six consecutive days.

The increase in the 7 mm flux density during the last years was also observed at other wavelengths. The RXTE (1.5-12) keV ASM light curve (Rossi X-Ray Time Explorer, All Sky Monitor¹) shows an increase in the SgrA* flux density by a factor of 2.5 relative to its average value before 2010. SgrA* was never so intense at X-ray since the beginning of the ASM program. In the infrared, the K band intensity also showed an increase that started in 2008, after an intense flare detected in August 5 by the Very Large Telescope (Dodds-Eden et al. 2011).

We were able to determine the spectral index α ($S_\nu \propto \nu^\alpha$) between the 7 mm and H-band flux densities in two simultaneous observations. In 2006 June 24 and 27, the H-band flux densities were 4 and 7 mJy, respectively, (Bremer et al. 2011) while the 7 mm flux densities were 1.96 ± 0.01 and 2.45 ± 0.05 Jy respectively; between those days there was a monotonous rise in flux at 7mm. The IR-radio spectral index was -0.7 for both coincident days, which is compatible with the IR spectral index of -0.6 ± 0.2 found by Hornstein et al. (2007). This coincidence favours the idea that the emission could be produced by the the same non-thermal electron distribution (Yuan et al. 2003). We have also 7 mm and K-band simultaneous observations on 2006 June 21, which gave a spectral index of -1.1.

3.2 Periodicity

As it was already mentioned, two periods were previously reported in the SgrA* radio emission: 106 days, determined from 20 years of VLA observations at 22 GHz (Zhao et al. 2001), and 57 days found after 600 days of observations with the GBI at 2.3 GHz (Falcke 1999). Our data set is not so long as the VLA database, but has better temporal resolution, while it is longer than the GBI monitoring but with worse temporal resolution. In other words, our light curve is irregularly sampled but without long gaps, which allows a more reliable statistical analysis.

To check the existence of possible periodicities we used the Structure Function Analysis and the Stellingwerf method. The intensity of the structure function (hereafter SF) is defined as $D(\tau) = \langle [I(t + \tau) - I(t)]^2 \rangle$. This is a simple method to verify how much the intensity I varies after a time delay τ . If there is no characteristic timescale in the light curve, D will have a random value for each τ , and so there will be no maxima or minima in the structure function. Instead, if there is a typical timescale τ^+ in the light curve, D will be large when $\tau = \tau^+$ and appear as a maximum in the SF. This method is also useful to find periodicity, because if there is a period P , D will have a low value when τ is equal to an integer number of periods, and this will result in minima in the SF.

The Stellingwerf method (Stellingwerf 1978) is used to find periodicity in an irregularly sampled series. The test divides the sample in m groups following the phase criterion:

$$\phi_i = \frac{t_i}{P} - \left[\frac{t_i}{P} \right] \quad (1)$$

where ϕ_i is the phase, t_i is the observation time and P is the guessed period. The brackets correspond to the integer

¹ <http://xte.mit.edu/ASMJc.html>

part of the fraction. Each observation day of the sample has a value for the phase and it is grouped with other days with similar phases. The variable θ is defined as the ratio between the sum of the mean square deviation of the fluxes in each group, and the mean square deviation of the complete sample. If P did not correspond to the real period, θ will be close to 1. If P is indeed the period in the signal, there will be in the same group days with similar flux densities, and so, the sum of the group mean square deviation will be smaller than that of the complete sample. The number of groups is a free parameter, but higher values of m provide deeper minima in the θ vs. P curve. However, m can not be too large, because we need a sufficient number of elements in each group to obtain a reliable statistics. We used $m = 30$ for all tests in this work.

First, we applied both tests to the original light curve; the results are shown in Fig. 6 (a) and (b). Then, we applied the tests to the data after removing a third-order polynomial to discount the slow time variation; the results shown in Fig. 6 (c) and (d). This last procedure is similar to that used by Zhao et al. (2001).

In both cases we found several maxima and minima. To verify their significance and check if they are not consequence of sampling problems, we constructed an artificial light curve using random values for the flux density but with the same variability amplitude, for the days in which SgrA* was observed. The results of the statistical tests applied to this light curve are presented in Fig. 7. The range of the oscillations in the SF function lies between -0.23 and $+0.43$ of its mean value, which corresponds to 2.5 and 4.0σ , respectively. We used these values to limit the significance of the maxima and minima in Fig. 6 (c), shown as red dashed lines. The only minimum deeper than this limit corresponds to 156 ± 10 days, but marginal minima are present at the resonant 320 ± 10 days period, and at 220 ± 10 days, which could be resonant with the 106 day cycle reported by Zhao et al. (2001).

The significance of the Stellingwerf method results can be computed through the F-Test, developed by Kidger et al. (1992):

$$f = \frac{1 - \Theta}{\Theta}, \quad (2)$$

where $f > 0.5$ indicates strong periodicity and $f < 0.25$, the absence or weak periodicity. In fact, the f test applied to the random light curve results shows always $f < 0.15$. This value is represented as the red dashed line in Fig. 6 (d). We can see wide 156 and 320 days minima which seem to be significant ($f = 0.27$), as well as several other very narrow minima, which we interpret as fluctuations. As discussed in Kidger et al. (1992), the Stellingwerf method can not reveal periods in a sampling smaller than six times the proposed period. In our light curve, this means periods longer than 350 days.

We conclude from the Structure Function and the Stellingwerf method that are two possible periods: 156 ± 10 and 220 ± 10 days that do not coincide with any of those previously reported: 57 days (Falcke 1999) at 2.3 GHz and 106 days (Zhao et al. 2001) at 22 GHz. However, we speculated if the existence of two beating periods could be the reason for the different results obtained by different authors. To check this hypothesis, we constructed artificial light curves

as combination of two sine square functions, leaving their relative amplitudes as a free parameter and adding a random signal with amplitude similar to that of the periodic functions. We tried all possible combinations of 57, 106, 156, 212, 220 periods. We used 212 days because it is exactly a resonance of the 106 day cycle. Two combinations reproduced our statistical results: 156 and 212 days, and the 57 and 156 days; the amplitudes of the 156 days periodic sine square functions were 1.2 and 1.5 times larger than that of the 57 and 212 days periodic signals, respectively. The statistical tests are compared in Fig. 8. The 156 days minimum was not found by any combination of other periods, and the result of using 220 or 212 days period are very similar.

The minimum that would correspond to the 57 days period did not appear in any of the combinations, even if this period was used in the input data. We believe that this could be a consequence of not having enough temporal resolution added to the existence of large amplitude short timescale fluctuations. Therefore, we repeated our calculations using our simulated light curve for the 57 and 156 days periods with daily data points, and in fact, the presence of the 57 days minimum can be seen in Fig. 9. It is important to notice that the SF of the simulated light curve is in very good agreement with the SF found by Falcke (1999) for the 2.3 GHz data and that the larger amplitude of the second peak seen in both SFs is a consequence of the existence of these two periodicities. This was not the case when the combination of 156 and 212 days periodic signals were used, even with daily resolution.

In other words, only the combination of 57 and 156 days reproduce both our statistical tests and Falcke's. To verify the range of possible periods around 57 days that can still reproduce Fig. 8, we repeated the tests combining the 156 day period with different periods between 51 and 61 days. If the second period is smaller than 55, there is no minimum in the SF around 220 days. Otherwise, if the second period is larger than 59 days, the minimum in 156 days is not deep enough. This indicates that a periodic signal of 57 ± 2 days mixed with other of 156 days can reproduce the 156 ± 10 and 220 ± 10 minima revealed by our statistical tests.

Considering the existence of the 57 ± 2 period, we can interpret the 106 day cycle reported by Zhao et al. (2001) as a resonance of that period. To check this hypothesis we modulated our light curve with a 106 day period, and compared the result with that of Zhao et al. (2001). We found a similar pattern for both cycles, but without the two large peaks on days 75 and 100 present in the 13 mm cycle. The peaks can be due to the low number of observation days in the VLA light curve.

Finally, we must mention that no periodicity was reported by Macquart & Bower (2006) for the VLA data obtained by Herrnstein et al. (2004). To understand that we calculated the SF for these data and we did not find any periodicity either. Again, the reason is that the VLA light curve has not enough time coverage to detect monthly periodicities.

3.3 The infalling ionized gas cloud

As presented in subsection 3.1, variability of SgrA* was detected at 7 mm in timescales of days and years. The latter consisted of a continuous increase in flux density that

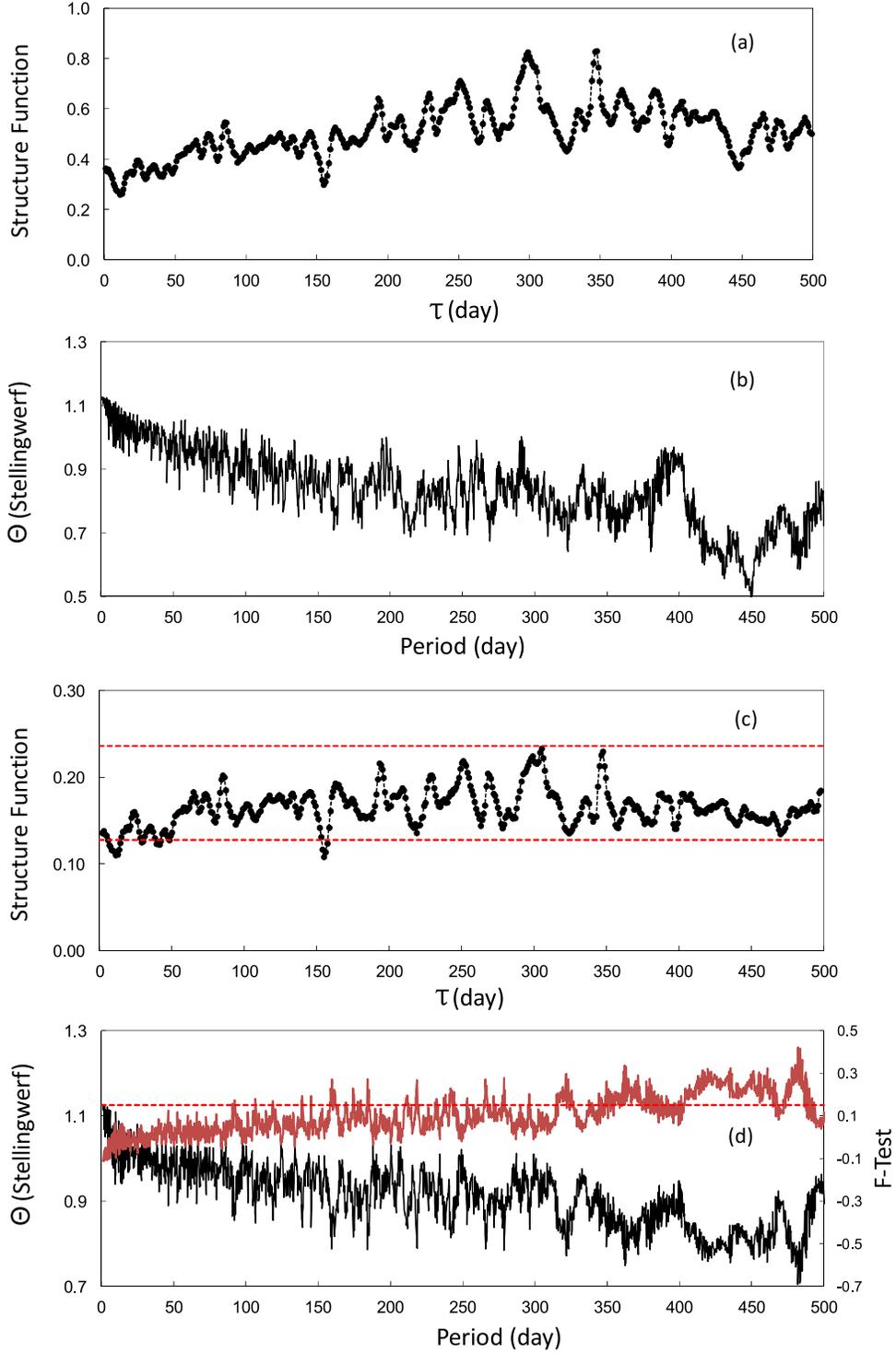


Figure 6. Statistical results for SgrA* 7 mm light curve: (a) and (b) SF and Stellingwerf results for the original light curve; (c) SF and (d) Stellingwerf and F-test results (in red) after a third-order polynomial was removed from the light curve. The red dashed lines represent the significance limit.

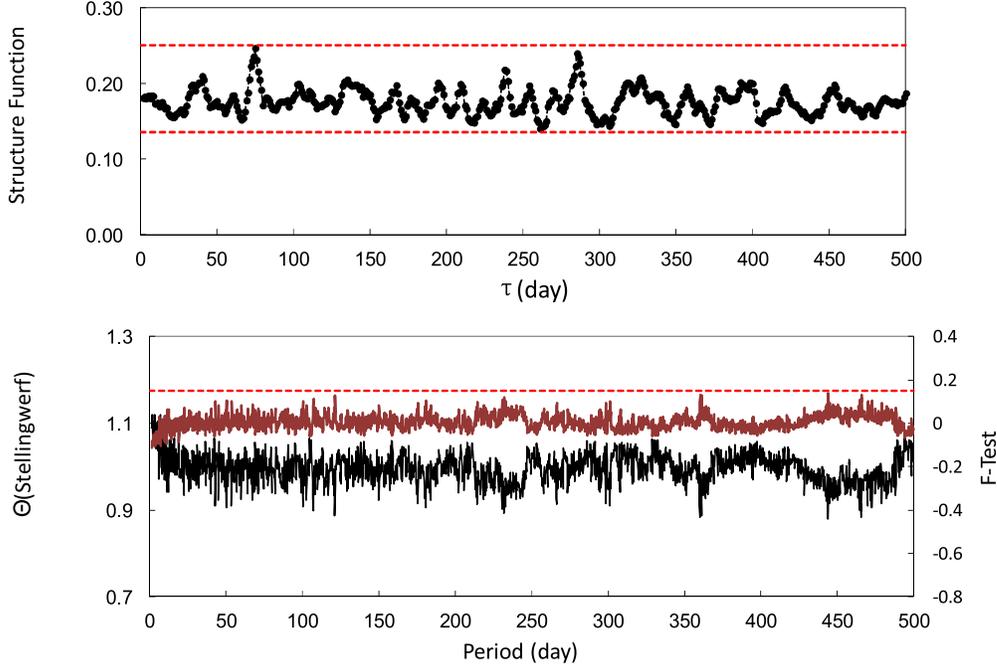


Figure 7. Statistical results for a random signal in the same days as those of our light curve. For the SF, the red dashed lines represent the extremes of the oscillations; for the Stellingwerf method the F-test function is included (in red), the dashed red line is the maximum value of this function

started in 2008, as can be seen in Fig.11, where the radio data are averaged in 60 days bins. Coincidentally, Gillessen et al. (2012) detected a dense gas cloud that is moving in the direction of SgrA* in a highly eccentric orbit and will reach its minimum approach in 2013.5. The almost spherical cloud of 15 mas (2×10^{15} cm) observed in Br γ in 2008, is being tidally disrupted and in 2011 presented a tail elongated in the orbital direction of about 200 mas.

To investigate if the increase in the 7 mm flux density between 2008 and 2011 could be the result of the appearance of the disrupted tail, we calculated the flux density of an ionized optically thick cloud of temperature T that subtends a solid angle $\Omega = \pi\theta^2$:

$$S_\lambda = \frac{2kT}{\lambda^2} \Omega \quad (3)$$

where S_λ is the flux density at wavelength λ , and k is the Boltzmann constant.

Assuming $T = 10^4$ K and $\theta = 150$ mas, the size of the observed tail, we obtain $S_{7\text{mm}} = 1$ Jy, in agreement with our observations. We could assume then that the increase in the observed 7 mm flux density between 2008 and 2011 corresponded to an increase in the solid angle Ω . This increase seemed to stop around 2011, which could be interpreted as the cloud becoming optically thin at that epoch. Assuming the optical depth $\tau_{7\text{mm}} = 1$, we can calculate the emission measure $EM = n_H^2 L$ of the cloud from:

$$\tau_\lambda = 2 \times 10^{-23} n_H^2 L \frac{\lambda^2}{T^{3/2}} g_{ff} \quad (4)$$

For $T = 10^4$ K, the Gaunt factor is $g_{ff} \sim 7$, and $EM = 1.4 \times 10^{28} \text{ cm}^{-5}$.

If we assume a density of 10^7 cm^{-3} for the cloud, as obtained from numerical simulations of the evolution of a disrupted cloud (Burkert et al. 2012), we obtained a length $L = 1.4 \times 10^{14}$ along the line of sight, showing that the tail in the orbital plane could be formed by a thin layer of gas.

If the 7 mm radio emission is due to free-free emission, we should expect a corresponding flux density in the IR, given by

$$S_\lambda = 5.4 \times 10^{-16} T^{-0.5} g_{ff}(\lambda, T) \Omega EM \exp\left(\frac{-hc}{\lambda kT}\right) \text{ Jy.} \quad (5)$$

For the IR, $g_{ff}(\lambda, T) \sim 1$; resulting for the K_s band a flux density of $S_{K_s} \sim 0.057$ Jy. Although this value is much higher than any flux density detected in the SgrA* region, it must be noticed that it corresponds to an extended emission, therefore the signal should be diluted in an area of $150 \times 150 \text{ mas}^2$, which represents the size of the tail. Considering a pixel size of 13 or 27 mas per pixel, typical of the VLT data (Dodds-Eden et al. 2011; Gillessen et al. 2012) we obtain 0.43 and 1.8 mJy per pixel, which could have been overlooked in the data.

However, the increase in the amplitude of the fluctuations in timescales of days simultaneously with the increase in the total flux density that started around 2009, favours the hypothesis that is intrinsic to SgrA*. In fact, this relation between rms fluctuations and flux density was already detected in active galaxies and X-ray binaries at X-rays (Uttley & McHardy 2001) and optical wavelengths (Gandhi 2009) when they are in a luminous phase, which lead Heil et al. (2012) to claim that this can be an overall propriety of the accretion flow in compact sources. In the case of SgrA*, the

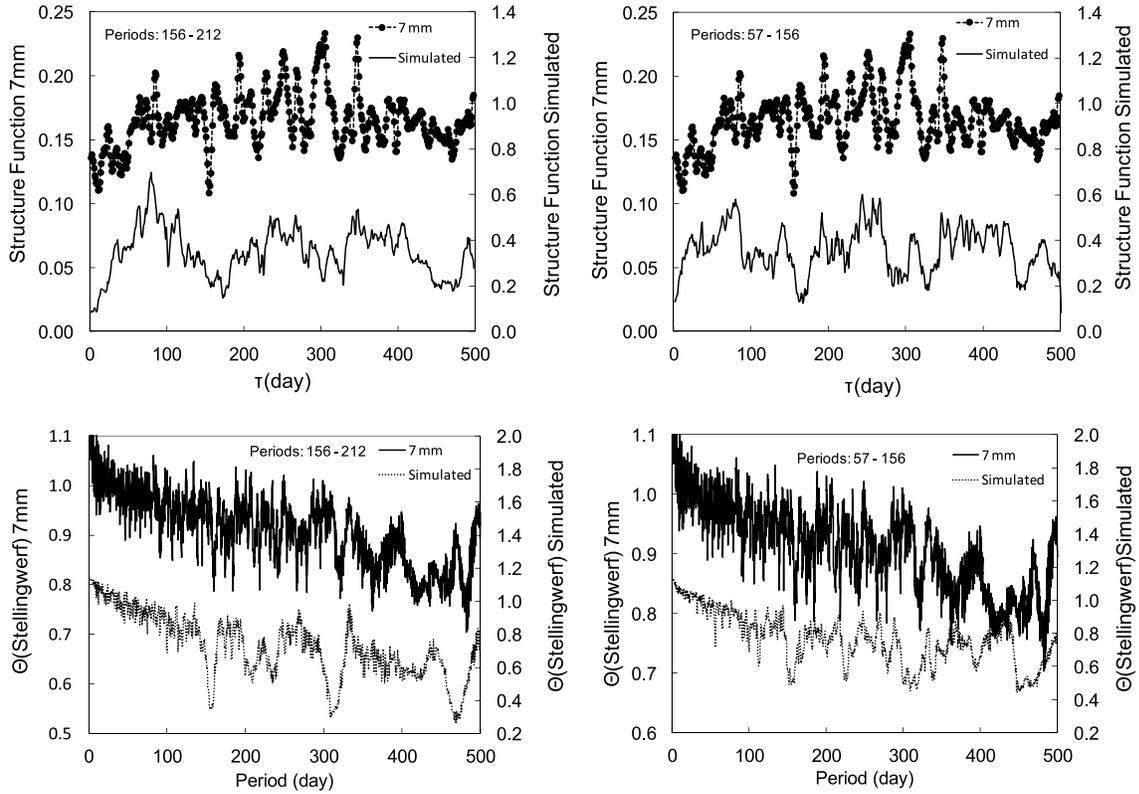


Figure 8. Comparison between the statistic results for the real (upper) and simulated (lower) light curves, for two different period combinations: 156 and 212 days (left) and 57-156 days (right). Top: Structure Function intensity, bottom: Stellingwerf method.

increase in the accretion rate could be related to the influence of the infalling cloud or to the winds of faint stars during their periastron passage (Loeb 2004), as those reported by Dodds-Eden et al. (2011).

4 CONCLUSION

In this paper we presented the results of single dish monitoring of SgrA* at 7 mm during a six year period. Great care was taken to separate the contribution of SgrA* from the surrounding emission, the latter used, together with the HII region SgrB2, as an instantaneous calibrator. The reliability of our results was verified by comparing them with interferometric observations at coincident epochs.

During the observing campaign, several epochs with consecutive day observations allowed the study of variability in daily as well as longer timescales. The resulting light curve shows a slow variation in a timescale of years, a random component with shorter timescale and a day-to-day variability with large amplitude variations between two consecutive days.

We summarize the variability result as follow:

- (i) SgrA* emission at 7mm has been growing up through the years since 2008, this behaviour coincides with an increase in X-ray emission, and there is also some evidence of high activity in the infrared stating at the beginning of 2009.
- (ii) SgrA* light curve presented episodes of high

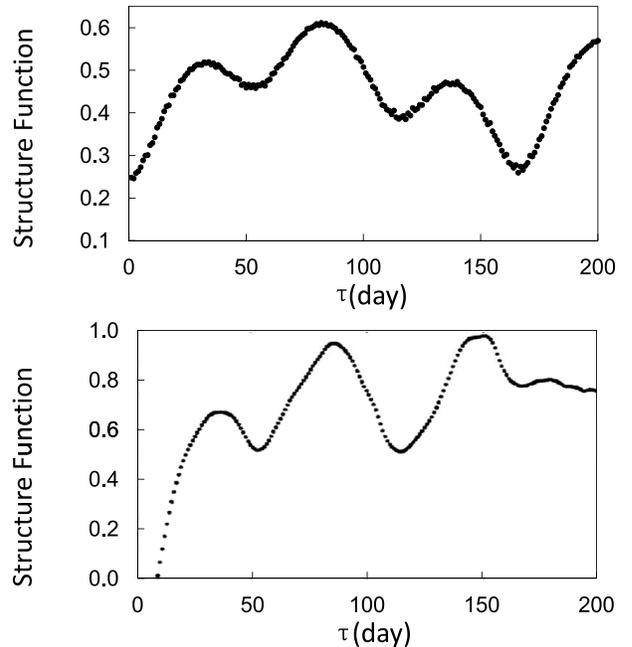


Figure 9. Top: SF results for the simulated two period light curve (57 and 156 days) with daily time resolution. Bottom: the SF results obtained by Falcke (1999) for the GBI monitoring at 2.3 GHz. The SF of the Falcke (1999) data are normalized by the highest peak.

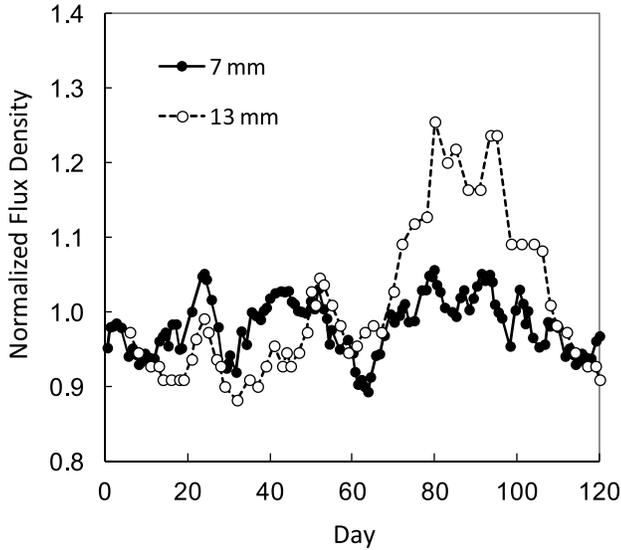


Figure 10. 106 day modulation of the 7 and the 13 mm light curves

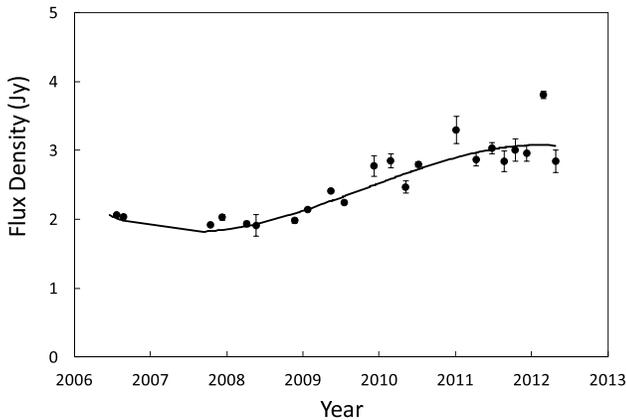


Figure 11. 7mm light curve with 60 days binning and the third order polynomial removed from the light curve (continue line)

amplitude day-to-day variability that were more common in the high phase;

(iii) The variability at 7 mm showed the same pattern than that at 3 mm during four coincident days in 2006;

(iv) Simultaneous 7 mm and IR data reveals that the radio-IR spectral index is similar to the IR spectral index, suggesting that the emission at that epoch was probably produced by the same electron population;

We investigate the possibility that the increase at 7 mm flux density that started in 2008 could be related to the appearance of a $\text{Br}\gamma$ emitting gaseous tail of tidally disrupted material, arising from the compact gas cloud that is falling towards SgrA* in a highly eccentric orbit (Gillessen et al. 2012). Even though it is possible to explain the 7 mm flux density increase as free-free emission from such a cloud, the predicted IR emission was not observed. However, the increase of the fluctuations together with the flux density at 7 mm, favours the intrinsic origin of this extra emission

and is compatible with the rms/flux relation found in other compact sources (Uttley & McHardy 2001).

In search for periodicity, the light curve was statistically analysed using the structure function and the Stellingwerf method. The result can be summarized as follows:

(i) The statistical tests realized in this work revealed the existence of two minima: 156 ± 10 and 220 ± 10 days, but did not show any minima related to the 57 or 106 day periods reported by Falcke (1999) and Zhao et al. (2001). To test the reliability of our results we constructed an artificial light curve with random signals in the same observation days; no periodicity was found, showing that the existence of periodicity was not due to sampling effects.

(ii) We investigate if the divergence between the detected periods can be a consequence of the existence of two periodic signals. For that we simulated a light curve, as a combination of two quadratic sinusoidal functions, with data at the same observation days as those of our light curve, and verified which periods and relative amplitudes better reproduced our statistical results. We concluded that two combinations of periods can explain our statistical results: 156 plus 212 days, and 57 plus 156 days. The amplitudes of the 156 days periodic functions were 1.2 and 1.5 times larger than that of the 57 and 212 days periodic signals, respectively.

(iii) To test the influence of sampling in the detected periodicity, we constructed a simulated light curve for the 57 and 156 days periods with daily data points, using the same relative amplitudes as in the previous best test. The result of the structure function was in very good agreement with that found by Falcke (1999) for 2.3 GHz, which revealed the 57 day periodicity.

(iv) We also modulated our light curve with a 106 day period, to compare it with Zhao et al. (2001) results at 13 mm. The modulated light curves shows a similar pattern but without the two large peaks on days 75 and 100 of the cycle. This similarity can be explained as a consequence of a resonance of the 57 day period.

We conclude that two periodic signals added to a random component can reproduce statistical results similar to what it was obtained for the SgrA* emission. The combination of 156 ± 10 and 57 ± 2 day periodicity is what better explains our results. If real, these two periods may be explained by precession and/or nutation of an accretion disk. The precessing disk in SgrA* could be consequence of the the Bardeen-Peterson effect (Bardeen & Petterson 1975), as discussed by Liu & Melia (2002). In fact, this process can lead to a hundred day period in the SgrA* radio emission (Caproni et al. 2004; Rockefeller et al. 2005).

ACKNOWLEDGMENTS

This work was partially supported by the Brazilian research agencies FAPESP and CNPq. We thank Paulo Penteado and Graziela Keller Rodrigues for useful comments about computational and statistics methods.

REFERENCES

Abraham, Z., & Kokubun, F. 1992, *A&A*, 257, 831

- Baganoff, F. K., Bautz, M. W., Brandt, W. N., et al. 2001, *Nature*, 413, 45
- Baganoff, F. K., Maeda, Y., Morris, M., et al. 2003, *ApJ*, 591, 891
- Balick, B., & Brown, R. L. 1974, *ApJ*, 194, 265
- Bremer, M., Witzel, G., Eckart, A., et al. 2011, *A&A*, 532, A26
- Bardeen, J. M., & Petterson, J. A. 1975, *ApJ*, 195, L65
- Broderick, A. E., & Loeb, A. 2005, *MNRAS*, 363, 353
- Broderick, A. E., & Loeb, A. 2006, *MNRAS*, 367, 905
- Burkert, A., Scharfmann, M., Alig, C., et al. 2012, *ApJ*, 750, 58
- Caproni, A., Mosquera Cuesta, H. J., & Abraham, Z. 2004, *ApJ*, 616, L99
- Coker, R., Melia, F., & Falcke, H. 1999, *ApJ*, 523, 642
- Cuadra, J., Nayakshin, S., Springel, V., & Di Matteo, T. 2006, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, 26, 139
- Do, T., Ghez, A. M., Morris, M. R., et al. 2009, *ApJ*, 691, 1021
- Dodds-Eden, K., Gillessen, S., Fritz, T. K., et al. 2011, *ApJ*, 728, 37
- Doeleman, S. S., Weintraub, J., Rogers, A. E. E., et al. 2008, *Nature*, 455, 78
- Duschl, W. J., & Lesch, H. 1994, *A&A*, 286, 431
- Eckart, A., & Genzel, R. 1996, *Nature*, 383, 415
- Edelson, R. A., & Krolik, J. H. 1988, *ApJ*, 333, 646
- Eisenhauer, F., Schödel, R., Genzel, R., et al. 2003, *ApJ*, 597, L121
- Falcke, H. 1999, *The Central Parsecs of the Galaxy*, 186, 113
- Falcke, H., & Markoff, S. 2000, *A&A*, 362, 113
- Falcke, H., Melia, F., & Agol, E. 2000, *ApJ*, 528, L13
- Fish, V. L., Doeleman, S. S., Beaudoin, C., et al. 2011, *ApJ*, 727, L36
- Gandhi, P. 2009, *ApJ*, 697, L167
- Genzel, R., Schödel, R., Ott, T., et al. 2003, *Nature*, 425, 934
- Ghez, A. M., Wright, S. A., Matthews, K., et al. 2004, *ApJ*, 601, L159
- Gillessen, S., Eisenhauer, F., Trippe, S., et al. 2009, *ApJ*, 692, 1075
- Gillessen, S., Genzel, R., Fritz, T. K., et al. 2012, *Nature*, 481, 51
- Heil, L. M., Vaughan, S., & Uttley, P. 2012, *MNRAS*, 422, 2620
- Herrnstein, R. M., Zhao, J.-H., Bower, G. C., & Goss, W. M. 2004, *AJ*, 127, 3399
- Hornstein, S. D., Matthews, K., Ghez, A. M., et al. 2007, *ApJ*, 667, 900
- Jolley, E. J. D., & Kuncic, Z. 2008, *ApJ*, 676, 351
- Kidger, M., Takalo, L., & Sillanpaa, A. 1992, *A&A*, 264, 32
- Kuncic, Z., & Bicknell, G. V. 2004, *ApJ*, 616, 669
- Kuncic, Z., & Bicknell, G. V. 2007, *Ap&SS*, 311, 127
- Kunneriath, D., Witzel, G., Eckart, A., et al. 2010, *A&A*, 517, A46
- Li, J., Shen, Z.-Q., Miyazaki, A., et al. 2009, *ApJ*, 700, 417
- Liu, S., & Melia, F. 2002, *ApJ*, 573, L23
- Loeb, A. 2004, *MNRAS*, 350, 725
- Lu, R.-S., Krichbaum, T. P., Eckart, A., et al. 2008, *Journal of Physics Conference Series*, 131, 012059
- Lu, R.-S., Krichbaum, T. P., Eckart, A., et al. 2011, *A&A*, 525, A76
- Macquart, J.-P., & Bower, G. C. 2006, *ApJ*, 641, 302
- Markoff, S., Bower, G. C., & Falcke, H. 2007, *MNRAS*, 379, 1519
- Melia, F. 1992, *ApJ*, 387, L25
- Melia, F. 1994, *ApJ*, 426, 577
- Melia, F., & Falcke, H. 2001, *ARA&A*, 39, 309
- Melo, I., Tomášik, B., Torrieri, G., et al. 2009, *Phys. Rev. C*, 80, 024904
- Menten, K. M., Reid, M. J., Eckart, A., & Genzel, R. 1997, *ApJ*, 475, L111
- Meyer, L., Do, T., Ghez, A., et al. 2008, *ApJ*, 688, L17
- Mościbrodzka, M., Das, T. K., & Czerny, B. 2006, *MNRAS*, 370, 219
- Narayan, R., Mahadevan, R., Grindlay, J. E., Popham, R. G., & Gammie, C. 1998, *ApJ*, 492, 554
- Prescher, M., & Melia, F. 2005, *ApJ*, 632, 1048
- Rockefeller, G., Fryer, C. L., & Melia, F. 2005, *ApJ*, 635, 336
- Schödel, R., Ott, T., Genzel, R., et al. 2002, *Nature*, 419, 694
- Stellingwerf, R. F. 1978, *ApJ*, 224, 953
- Uttley, P., & McHardy, I. M. 2001, *MNRAS*, 323, L26
- van der Laan, H. 1966, *Nature*, 211, 1131
- Yuan, F., Quataert, E., & Narayan, R. 2003, *ApJ*, 598, 301
- Yuan, F., Markoff, S., & Falcke, H. 2002, *A&A*, 383, 854
- Yusef-Zadeh, F., Melia, F., & Wardle, M. 2000, *Science*, 287, 85
- Yusef-Zadeh, F., Roberts, D., Wardle, M., Heinke, C. O., & Bower, G. C. 2006, *ApJ*, 650, 189
- Yusef-Zadeh, F., Wardle, M., Heinke, C., et al. 2008, *ApJ*, 682, 361
- Yusef-Zadeh, F., Wardle, M., Miller -Jones, J. C. A., et al. 2011, *ApJ*, 729, 44
- Zhao, J.-H., Bower, G. C., & Goss, W. M. 2001, *ApJ*, 547, L29
- Zhao, J.-H., Goss, W. M., Lo, K.-Y., & Ekers, R. D. 1992, *Relationships Between Active Galactic Nuclei and Starburst Galaxies*, 31, 295

Apêndice E

Tabela das observações

Tabela E.1: Resultado das observações em 7 mm.

Fonte	Dia	JD-2450000	Densidade de Fluxo (Jy)	Erro (Jy)
SgrA*	21/06/2006	3907	1.86	0.01
SgrA*	28/06/2006	3914	2.35	0.13
SgrA*	29/06/2006	3915	2.09	0.04
SgrA*	30/06/2006	3916	2.10	0.12
SgrA*	04/07/2006	3921	1.99	0.00
SgrA*	05/07/2006	3922	2.01	0.08
SgrA*	06/07/2006	3923	2.44	0.02
SgrA*	18/07/2006	3935	1.90	0.01
SgrA*	19/07/2006	3936	2.35	0.02
SgrA*	24/07/2006	3941	1.96	0.10
SgrA*	25/07/2006	3942	2.18	0.07
SgrA*	26/07/2006	3943	2.03	0.04
SgrA*	27/07/2006	3944	2.45	0.08
SgrA*	28/07/2006	3945	2.13	0.08
SgrA*	09/08/2006	3956	1.84	0.08
SgrA*	10/08/2006	3957	2.14	0.08
SgrA*	11/08/2006	3958	2.08	0.02
SgrA*	12/08/2006	3959	2.23	0.00
SgrA*	16/08/2006	3963	2.11	0.03
SgrA*	21/08/2006	3968	2.14	0.05
SgrA*	23/08/2006	3970	1.90	0.02
SgrA*	24/08/2006	3971	2.17	0.03
SgrA*	11/09/2007	4354	1.89	0.06
SgrA*	12/09/2007	4355	2.37	0.04
SgrA*	13/09/2007	4356	2.02	0.08
SgrA*	14/09/2007	4357	1.95	0.07
SgrA*	20/09/2007	4363	1.84	0.05
SgrA*	04/10/2007	4377	2.11	0.10
SgrA*	05/10/2007	4378	2.26	0.06
SgrA*	06/10/2007	4379	1.57	0.00
SgrA*	07/10/2007	4380	1.51	0.02
SgrA*	08/10/2007	4381	1.76	0.01
SgrA*	09/10/2007	4382	2.16	0.10
SgrA*	10/10/2007	4383	2.08	0.03

Fonte	Dia	JD-2450000	Densidade de Fluxo (Jy)	Erro (Jy)
SgrA*	11/10/2007	4384	1.73	0.04
SgrA*	12/10/2007	4385	1.92	0.01
SgrA*	13/10/2007	4386	1.94	0.07
SgrA*	29/10/2007	4402	1.94	0.00
SgrA*	30/10/2007	4403	1.91	0.02
SgrA*	31/10/2007	4404	2.02	0.09
SgrA*	01/11/2007	4405	2.20	0.02
SgrA*	02/11/2007	4406	1.99	0.04
SgrA*	06/11/2007	4410	1.85	0.02
SgrA*	07/11/2007	4411	2.22	0.08
SgrA*	08/11/2007	4412	1.78	0.07
SgrA*	09/11/2007	4413	2.20	0.14
SgrA*	21/11/2007	4425	2.00	0.01
SgrA*	22/11/2007	4426	2.01	0.03
SgrA*	27/11/2007	4431	2.03	0.07
SgrA*	28/11/2007	4432	2.00	0.06
SgrA*	29/11/2007	4433	2.12	0.05
SgrA*	30/11/2007	4434	2.23	0.08
SgrA*	03/12/2007	4437	2.25	0.05
SgrA*	04/12/2007	4438	2.09	0.07
SgrA*	05/12/2007	4439	1.95	0.03
SgrA*	10/12/2007	4444	1.88	0.13
SgrA*	11/12/2007	4445	2.19	0.04
SgrA*	12/12/2007	4446	1.97	0.13
SgrA*	11/01/2008	4476	1.73	0.11
SgrA*	16/01/2008	4481	1.98	0.10
SgrA*	05/03/2008	4530	2.54	0.06
SgrA*	07/03/2007	4532	2.07	0.06
SgrA*	25/03/2007	4550	1.62	0.08
SgrA*	26/03/2007	4551	2.12	0.03
SgrA*	25/04/2007	4581	1.94	0.13
SgrA*	29/04/2007	4585	2.00	0.02
SgrA*	30/04/2007	4586	1.68	0.02
SgrA*	18/05/2008	4604	1.81	0.15
SgrA*	20/05/2008	4606	2.02	0.15
SgrA*	23/10/2008	4762	1.90	0.13
SgrA*	24/10/2008	4763	2.10	0.08
SgrA*	25/10/2008	4764	1.93	0.06
SgrA*	26/10/2008	4765	2.02	0.02
SgrA*	27/10/2008	4766	2.08	0.01
SgrA*	26/11/2008	4796	2.13	0.06
SgrA*	28/11/2008	4798	2.12	0.08
SgrA*	29/11/2008	4799	1.88	0.01
SgrA*	10/12/2008	4810	2.05	0.12
SgrA*	14/12/2008	4814	1.89	0.10

Fonte	Dia	JD-2450000	Densidade de Fluxo (Jy)	Erro (Jy)
SgrA*	20/12/2008	4820	1.92	0.02
SgrA*	21/12/2008	4821	2.05	0.18
SgrA*	05/01/2009	4836	1.97	0.09
SgrA*	06/01/2009	4837	2.25	0.07
SgrA*	07/01/2009	4838	1.82	0.13
SgrA*	08/01/2009	4839	2.26	0.00
SgrA*	09/01/2009	4840	2.24	0.05
SgrA*	10/01/2009	4841	1.84	0.07
SgrA*	11/01/2009	4842	2.46	0.10
SgrA*	12/01/2009	4843	2.02	0.04
SgrA*	13/01/2009	4844	2.18	0.13
SgrA*	14/01/2009	4855	2.07	0.02
SgrA*	26/01/2009	4857	1.90	0.05
SgrA*	27/01/2009	4858	1.97	0.07
SgrA*	28/01/2009	4859	1.73	0.14
SgrA*	31/01/2009	4862	2.25	0.09
SgrA*	01/02/2009	4863	1.97	0.00
SgrA*	02/02/2009	4864	2.36	0.01
SgrA*	03/02/2009	4865	2.35	0.02
SgrA*	04/02/2009	4866	2.08	0.09
SgrA*	05/02/2009	4867	2.23	0.10
SgrA*	06/02/2009	4868	2.09	0.12
SgrA*	02/04/2009	4923	1.82	0.19
SgrA*	03/04/2009	4924	1.61	0.07
SgrA*	04/04/2009	4925	2.04	0.11
SgrA*	05/04/2009	4926	2.21	0.12
SgrA*	09/05/2009	4960	2.30	0.18
SgrA*	10/05/2009	4961	1.70	0.04
SgrA*	20/05/2009	4971	2.21	0.06
SgrA*	22/05/2009	4973	2.21	0.07
SgrA*	23/05/2009	4974	2.17	0.09
SgrA*	24/05/2009	4975	2.30	0.13
SgrA*	25/05/2009	4976	2.08	0.05
SgrA*	26/05/2009	4977	2.03	0.11
SgrA*	27/05/2009	4978	2.26	0.09
SgrA*	28/05/2009	4979	2.25	0.03
SgrA*	29/05/2009	4980	2.36	0.07
SgrA*	30/05/2009	4981	2.22	0.02
SgrA*	31/05/2009	4982	2.50	0.00
SgrA*	01/06/2009	4983	1.53	0.06
SgrA*	08/07/2009	5020	2.22	0.06
SgrA*	09/07/2009	5021	2.57	0.17
SgrA*	10/07/2009	5022	2.23	0.06
SgrA*	14/07/2009	5026	2.63	0.03
SgrA*	15/07/2009	5027	2.36	0.02

Fonte	Dia	JD-2450000	Densidade de Fluxo (Jy)	Erro (Jy)
SgrA*	16/07/2009	5028	2.38	0.18
SgrA*	17/07/2009	5029	2.25	0.00
SgrA*	22/07/2009	5034	2.55	0.07
SgrA*	23/07/2009	5035	2.07	0.06
SgrA*	17/11/2009	5152	3.21	0.08
SgrA*	18/11/2009	5153	2.85	0.13
SgrA*	19/11/2009	5154	3.13	0.23
SgrA*	11/12/2009	5176	2.71	0.25
SgrA*	12/12/2009	5177	1.94	0.24
SgrA*	14/12/2009	5179	2.57	0.23
SgrA*	15/12/2009	5180	2.36	0.08
SgrA*	16/12/2009	5181	3.06	0.26
SgrA*	26/01/2010	5222	3.10	0.15
SgrA*	27/01/2010	5223	2.57	0.33
SgrA*	28/01/2010	5224	2.59	0.23
SgrA*	29/01/2010	5225	1.90	0.21
SgrA*	30/01/2010	5226	2.31	0.03
SgrA*	31/01/2010	5227	2.93	0.05
SgrA*	01/02/2010	5228	2.68	0.07
SgrA*	02/02/2010	5229	3.65	0.31
SgrA*	03/02/2010	5230	2.87	0.07
SgrA*	04/02/2010	5231	3.06	0.15
SgrA*	02/03/2010	5257	3.14	0.38
SgrA*	03/03/2010	5258	2.79	0.12
SgrA*	04/03/2010	5259	3.15	0.17
SgrA*	05/03/2010	5260	3.15	0.03
SgrA*	16/03/2010	5271	3.18	0.25
SgrA*	17/03/2010	5272	3.45	0.15
SgrA*	18/03/2010	5273	2.84	0.12
SgrA*	19/03/2010	5274	2.72	0.07
SgrA*	20/03/2010	5275	2.86	0.22
SgrA*	21/03/2010	5276	2.26	0.12
SgrA*	22/03/2010	5277	3.21	0.13
SgrA*	06/04/2010	5292	2.48	0.46
SgrA*	07/04/2010	5293	2.30	0.22
SgrA*	08/04/2010	5294	2.33	0.19
SgrA*	09/04/2010	5295	2.34	0.03
SgrA*	10/04/2010	5296	2.48	0.19
SgrA*	28/04/2010	5314	2.47	0.09
SgrA*	29/04/2010	5315	2.23	0.13
SgrA*	30/04/2010	5316	2.91	0.23
SgrA*	13/05/2010	5329	2.75	0.23
SgrA*	14/05/2010	5330	2.55	0.13
SgrA*	15/05/2010	5331	2.94	0.13
SgrA*	01/06/2010	5348	2.36	0.07

Fonte	Dia	JD-2450000	Densidade de Fluxo (Jy)	Erro (Jy)
SgrA*	02/06/2010	5349	3.06	0.20
SgrA*	03/06/2010	5350	2.59	0.04
SgrA*	04/06/2010	5351	2.55	0.06
SgrA*	06/06/2010	5353	3.15	0.24
SgrA*	07/06/2010	5354	3.07	0.13
SgrA*	08/06/2010	5355	2.80	0.00
SgrA*	09/06/2010	5356	2.85	0.19
SgrA*	10/06/2010	5357	2.69	0.18
SgrA*	11/06/2010	5358	2.65	0.14
SgrA*	22/07/2010	5399	3.29	0.22
SgrA*	23/07/2010	5400	2.90	0.06
SgrA*	24/07/2010	5401	2.58	0.16
SgrA*	25/07/2010	5402	3.35	0.23
SgrA*	26/07/2010	5403	2.56	0.03
SgrA*	27/07/2010	5404	3.15	0.04
SgrA*	28/07/2010	5405	2.52	0.04
SgrA*	29/07/2010	5406	2.82	0.15
SgrA*	06/12/2010	5536	3.01	0.09
SgrA*	07/12/2010	5537	3.06	0.27
SgrA*	08/12/2010	5538	3.09	0.20
SgrA*	09/12/2010	5539	3.20	0.19
SgrA*	13/12/2010	5543	3.35	0.24
SgrA*	15/12/2010	5545	3.72	0.37
SgrA*	16/12/2010	5546	3.40	0.32
SgrA*	24/01/2011	5585	3.40	0.26
SgrA*	25/01/2011	5586	3.54	0.23
SgrA*	26/01/2011	5587	3.62	0.18
SgrA*	27/01/2011	5588	3.39	0.17
SgrA*	28/01/2011	5589	3.69	0.20
SgrA*	29/01/2011	5590	2.95	0.19
SgrA*	23/03/2011	5641	3.11	0.20
SgrA*	24/03/2011	5642	2.96	0.17
SgrA*	25/03/2011	5643	3.38	0.17
SgrA*	29/03/2011	5647	2.77	0.03
SgrA*	30/03/2011	5648	3.08	0.22
SgrA*	31/03/2011	5649	3.10	0.20
SgrA*	01/04/2011	5650	2.56	0.03
SgrA*	29/04/2011	5680	3.38	0.33
SgrA*	30/04/2011	5681	3.49	0.29
SgrA*	01/05/2011	5682	3.16	0.32
SgrA*	03/05/2011	5684	2.89	0.17
SgrA*	29/05/2011	5710	3.01	0.25
SgrA*	30/05/2011	5711	3.12	0.01
SgrA*	31/05/2011	5712	3.01	0.18
SgrA*	01/06/2011	5713	2.87	0.05

Fonte	Dia	JD-2450000	Densidade de Fluxo (Jy)	Erro (Jy)
SgrA*	02/06/2011	5714	3.43	0.31
SgrA*	03/06/2011	5715	2.96	0.24
SgrA*	12/07/2011	5754	3.02	0.27
SgrA*	13/07/2011	5755	2.64	0.14
SgrA*	14/07/2011	5756	3.01	0.18
SgrA*	26/07/2011	5768	2.96	0.19
SgrA*	27/07/2011	5769	3.08	0.15
SgrA*	28/07/2011	5770	2.70	0.17
SgrA*	29/07/2011	5771	2.67	0.10
SgrA*	30/07/2011	5772	3.06	0.18
3C273	27/05/2009	4978	19.00	0.99
3C273	28/05/2009	4979	20.05	1.06
3C273	29/05/2009	4980	24.95	0.92
3C273	30/05/2009	4981	25.02	0.84
3C273	31/05/2009	4982	26.45	1.01
3C273	14/07/2009	5026	20.85	0.95
3C273	15/07/2009	5027	19.51	0.80
3C273	16/07/2009	5028	22.30	1.07
3C273	21/07/2009	5034	23.65	1.11
3C273	22/07/2009	5035	19.45	0.69
3C273	17/11/2009	5152	21.49	1.35
3C273	18/11/2009	5153	18.45	1.00
3C273	19/11/2009	5154	17.49	0.94
3C273	20/11/2009	5155	23.03	1.16
3C273	07/12/2009	5172	23.74	2.22
3C273	11/12/2009	5176	16.21	0.88
3C273	12/12/2009	5177	19.52	1.08
3C273	16/12/2009	5181	21.74	1.53
3C273	28/01/2010	5224	29.28	2.33
3C273	30/01/2010	5226	26.94	1.85
3C273	01/02/2010	5228	32.05	2.34
3C273	03/02/2010	5230	28.80	1.57
3C273	02/03/2010	5257	35.11	2.92
3C273	04/03/2010	5259	26.93	1.17
3C273	18/03/2010	5273	30.57	1.16
3C273	19/03/2010	5274	28.37	1.17
3C273	20/03/2010	5275	23.95	1.85
3C273	06/04/2010	5292	18.12	1.80
3C273	08/04/2010	5294	15.39	0.98
3C273	10/04/2010	5296	23.63	0.83
3C273	28/04/2010	5314	23.86	0.84
3C273	30/04/2010	5339	21.95	0.79
3C273	13/05/2010	5340	21.96	0.76
3C273	15/05/2010	5341	24.11	1.25
3C273	01/06/2010	5348	24.59	1.02

Fonte	Dia	JD-2450000	Densidade de Fluxo (Jy)	Erro (Jy)
3C273	03/06/2010	5350	29.13	0.98
3C273	05/06/2010	5352	27.91	1.09
3C273	08/06/2010	5355	25.70	0.88
3C273	10/06/2010	5357	24.52	1.06
3C273	20/07/2010	5397	24.82	0.98
3C273	23/07/2010	5400	20.95	0.72
3C273	08/12/2010	5538	16.67	0.93
3C273	10/12/2010	5540	23.30	1.06
3C273	15/12/2010	5545	16.99	1.10
3C273	16/12/2010	5546	18.05	1.50
3C273	27/01/2011	5588	18.70	0.92
3C273	29/01/2011	5590	18.66	0.80
3C273	23/03/2011	5643	17.27	0.83
3C273	25/03/2011	5645	19.18	0.96
3C273	29/04/2011	5680	16.19	1.10
3C273	03/05/2011	5684	14.00	1.11
3C273	28/05/2011	5709	16.78	0.87
3C273	31/05/2011	5712	18.17	1.00
3C273	12/07/2011	5754	16.70	0.75
3C273	28/07/2011	5770	15.76	0.62
3C273	25/08/2011	5798	15.33	0.60
3C273	28/08/2011	5801	16.44	0.63
3C273	31/08/2011	5804	16.57	0.64
3C273	26/09/2011	5830	14.03	0.64
3C273	29/09/2011	5833	14.10	0.64
3C273	27/10/2011	5861	14.56	1.00
3C273	28/11/2011	5893	19.23	1.11
3C273	21/12/2011	5916	17.88	1.50
3C273	07/02/2012	5964	16.89	0.80
3C273	10/02/2012	5967	17.35	0.89
3C273	14/03/2012	6000	11.72	1.03
3C273	21/03/2012	6007	16.14	0.90
3C273	21/04/2012	6038	8.93	0.77
3C273	24/04/2012	6041	12.02	1.42
3C273	15/05/2012	6062	12.96	0.89
3C273	20/05/2012	6067	9.83	0.74
3C273	11/06/2012	6089	15.63	1.47
3C273	26/07/2012	6134	12.38	0.87
3C273	30/07/2012	6138	13.06	0.64
3C279	14/12/2009	5179	16.59	0.99
3C279	15/12/2009	5180	15.07	0.92
3C279	16/12/2009	5181	15.42	1.01
3C279	27/01/2010	5223	20.56	1.64
3C279	31/01/2010	5227	19.97	1.27
3C279	02/02/2010	5229	22.11	1.97

Fonte	Dia	JD-2450000	Densidade de Fluxo (Jy)	Erro (Jy)
3C279	04/02/2010	5231	23.72	1.92
3C279	04/03/2010	5259	24.17	1.11
3C279	16/03/2010	5271	16.64	1.41
3C279	17/03/2010	5272	22.22	1.42
3C279	19/03/2010	5274	17.23	1.03
3C279	07/04/2010	5293	10.73	0.77
3C279	09/04/2010	5295	21.55	1.43
3C279	10/04/2010	5296	12.89	0.67
3C279	28/04/2010	5314	19.05	0.79
3C279	30/04/2010	5316	14.78	0.64
3C279	13/05/2010	5329	15.49	0.69
3C279	15/05/2010	5331	21.94	1.12
3C279	01/06/2010	5348	19.39	0.89
3C279	04/06/2010	5351	14.48	0.94
3C279	05/06/2010	5352	14.96	1.45
3C279	07/06/2010	5354	20.25	0.92
3C279	11/06/2010	5358	20.57	0.94
3C279	19/07/2010	5396	17.66	0.79
3C279	26/07/2010	5403	13.76	0.44
3C279	07/12/2010	5537	21.20	0.98
3C279	14/12/2010	5544	15.86	1.05
3C279	25/01/2011	5586	22.35	0.98
3C279	28/01/2011	5589	26.09	1.18
3C279	29/03/2011	5649	29.20	0.95
3C279	30/03/2011	5650	30.87	1.39
3C279	31/03/2011	5651	25.11	1.01
3C279	01/04/2011	5652	20.57	0.92
3C279	29/04/2011	5680	28.51	1.64
3C279	30/04/2011	5681	25.07	1.63
3C279	01/05/2011	5682	18.50	1.12
3C279	30/05/2011	5711	27.42	1.31
3C279	31/05/2011	5712	25.20	1.20
3C279	01/06/2011	5713	29.48	1.51
3C279	02/06/2011	5714	26.91	1.13
3C279	13/07/2011	5755	20.75	0.68
3C279	26/07/2011	5768	24.53	1.18
3C279	29/07/2011	5771	20.81	0.65
3C279	26/08/2011	5799	22.81	0.78
3C279	29/08/2011	5802	22.60	0.72
3C279	27/09/2011	5831	19.48	0.71
3C279	27/10/2011	5861	24.69	1.24
3C279	28/11/2011	5893	36.26	1.55
3C279	22/12/2011	5917	48.82	2.27
3C279	08/02/2012	5965	35.81	1.68
3C279	13/03/2012	5999	34.33	1.77

Fonte	Dia	JD-2450000	Densidade de Fluxo (Jy)	Erro (Jy)
3C279	20/03/2012	6006	28.93	1.22
3C279	20/04/2012	6037	35.96	2.42
3C279	22/04/2012	6039	45.48	2.29
3C279	15/05/2012	6062	30.30	1.58
3C279	18/05/2012	6065	33.67	1.97
3C279	12/06/2012	6090	40.41	2.85
3C279	19/06/2012	6097	41.93	1.77
3C279	27/07/2012	6135	38.64	1.27
3C279	29/07/2012	6137	44.50	1.51
1510-089	24/01/2011	5585	1.93	0.41
1510-089	29/01/2011	5590	2.81	0.33
1510-089	24/03/2011	5644	2.30	0.38
1510-089	30/03/2011	5650	3.60	0.53
1510-089	31/03/2011	5651	3.43	0.34
1510-089	01/04/2011	5652	2.69	0.37
1510-089	30/04/2011	5681	2.57	0.65
1510-089	01/05/2011	5682	2.02	0.39
1510-089	31/05/2011	5712	3.29	0.39
1510-089	02/06/2011	5714	2.36	0.39
1510-089	12/07/2011	5754	3.19	0.29
1510-089	27/07/2011	5771	2.54	0.27
1510-089	28/08/2011	5801	5.35	0.30
1510-089	30/08/2011	5803	3.86	0.34
1510-089	26/09/2011	5830	4.86	0.30
1510-089	29/09/2011	5833	4.87	0.38
1510-089	28/10/2011	5862	5.05	0.44
1510-089	26/11/2011	5891	6.11	0.38
1510-089	29/11/2011	5894	6.60	0.86
1510-089	22/12/2011	5917	6.09	0.53
1510-089	07/02/2012	5964	4.88	0.47
1510-089	11/02/2012	5968	6.00	0.54
1510-089	14/03/2012	6000	6.21	0.79
1510-089	21/03/2012	6007	7.19	0.70
1510-089	20/04/2012	6037	7.45	0.76
1510-089	23/04/2012	6040	8.59	1.08
1510-089	17/05/2012	6064	6.61	0.71
1510-089	20/05/2012	6067	6.58	0.45
1510-089	13/06/2012	6091	6.13	0.93
1510-089	20/06/2012	6097	6.12	1.16
OJ287	03/06/2010	5350	3.34	0.41
OJ287	08/06/2010	5355	5.00	0.48
OJ287	26/07/2010	5403	2.97	0.36
OJ287	10/12/2010	5540	9.66	0.65
OJ287	27/01/2011	5588	10.29	0.73
OJ287	23/03/2011	5643	6.68	0.61

Fonte	Dia	JD-2450000	Densidade de Fluxo (Jy)	Erro (Jy)
OJ287	28/03/2011	5648	7.53	0.52
OJ287	28/04/2011	5679	9.61	0.95
OJ287	02/05/2011	5683	6.30	0.68
OJ287	30/05/2011	5711	8.43	0.55
OJ287	13/07/2011	5755	5.14	0.41
OJ287	27/07/2011	5769	5.05	0.45
OJ287	30/07/2011	5772	6.21	0.38
OJ287	30/08/2011	5803	4.66	0.36
OJ287	29/09/2011	5833	3.16	0.34
OJ287	30/11/2011	5895	5.20	0.65
OJ287	08/02/2012	5965	6.18	0.62
OJ287	14/03/2012	6000	3.81	0.58
OJ287	20/03/2012	6006	6.21	0.51
OJ287	19/04/2012	6036	7.97	0.61
OJ287	15/05/2012	6062	7.81	0.80
OJ287	18/05/2012	6065	6.17	0.58
OJ287	12/06/2012	6090	6.17	0.69
0537-441	28/04/2010	5314	9.40	0.56
0537-441	13/05/2010	5329	5.82	0.47
0537-441	15/05/2010	5331	10.24	0.65
0537-441	01/06/2010	5348	10.50	0.56
0537-441	05/06/2010	5352	6.14	0.72
0537-441	10/06/2010	5357	8.12	0.52
0537-441	19/07/2010	5397	11.25	0.65
0537-441	20/07/2010	5398	7.56	0.42
0537-441	23/07/2010	5401	7.15	0.41
0537-441	25/07/2010	5402	9.94	0.74
0537-441	06/12/2010	5536	6.54	0.62
0537-441	14/12/2010	5544	5.61	0.49
0537-441	26/01/2011	5587	12.27	0.69
0537-441	28/01/2011	5589	10.69	0.61
0537-441	25/02/2011	5618	12.50	0.66
0537-441	23/03/2011	5643	7.55	0.40
0537-441	25/03/2011	5645	12.43	0.80
0537-441	29/03/2011	5649	8.05	0.76
0537-441	30/03/2011	5650	7.96	0.55
0537-441	30/04/2011	5681	8.31	0.67
0537-441	31/05/2011	5712	7.75	0.57
0537-441	13/07/2011	5755	4.67	0.38
0537-441	25/07/2011	5768	8.26	0.50
0537-441	26/08/2011	5799	6.77	0.47
0537-441	30/08/2011	5803	4.34	0.48
0537-441	01/09/2011	5805	4.45	0.40
0537-441	28/09/2011	5832	3.50	0.69
0537-441	28/10/2011	5862	5.86	0.69

Fonte	Dia	JD-2450000	Densidade de Fluxo (Jy)	Erro (Jy)
0537-441	29/10/2011	5863	3.51	0.42
0537-441	26/11/2011	5891	4.54	0.43
0537-441	21/12/2011	5916	10.06	0.89
0537-441	07/02/2012	5964	7.55	0.58
0537-441	09/02/2012	5966	10.31	0.72
0537-441	14/03/2012	6000	9.19	0.58
0537-441	21/03/2012	6007	10.70	0.72
0537-441	20/04/2012	6037	5.48	0.54
0537-441	21/04/2012	6038	5.30	0.83
0537-441	15/05/2012	6062	3.09	0.60
0537-441	12/06/2012	6090	6.92	0.67
0202-17	10/12/2010	5540	2.71	0.40
0202-17	25/01/2011	5586	4.56	0.60
0202-17	22/03/2011	5642	1.18	0.34
0208-512	27/01/2011	5588	2.56	0.41
0208-512	27/08/2011	5800	3.15	0.46
0208-512	29/08/2011	5802	1.52	0.24
0208-512	01/09/2011	5805	1.18	0.25
0208-512	27/10/2011	5861	1.32	0.29
0208-512	26/11/2011	5891	2.47	0.36
0208-512	13/03/2012	5999	5.06	0.75
0208-512	24/04/2012	6041	3.66	0.52
0208-512	13/06/2012	6091	4.75	0.78
0235+164	30/08/2011	5803	2.34	0.32
0235+164	29/10/2011	5863	1.71	0.28
0235+164	29/11/2011	5894	2.01	0.36
0332-403	06/06/2010	5353	3.22	0.36
0332-403	08/12/2010	5538	4.88	0.56
0332-403	25/03/2011	5645	2.73	0.47
0402-362	30/09/2011	5834	3.49	0.34
0402-362	27/10/2011	5861	4.06	0.55
0402-362	30/11/2011	5895	4.26	0.58
0402-362	09/02/2012	5966	3.46	0.42
0402-362	19/06/2012	6097	2.83	0.36
0457-234	16/05/2010	5332	3.46	0.45
0457-234	24/03/2011	5644	2.25	0.37
0457-234	28/07/2011	5770	3.18	0.40
0457-234	28/10/2011	5862	1.96	0.39
0457-234	28/11/2011	5893	5.46	0.79
0457-234	20/12/2011	5915	4.77	0.55
0457-234	08/02/2012	5965	2.63	0.52
0457-234	14/03/2012	6000	4.11	0.43
0521-365	28/08/2011	5801	5.56	0.39
0521-365	08/02/2012	5965	6.97	0.68
0528+134	16/12/2010	5546	3.70	0.74

Fonte	Dia	JD-2450000	Densidade de Fluxo (Jy)	Erro (Jy)
0727-115	28/04/2010	5314	5.83	0.45
0727-115	13/05/2010	5329	5.47	0.43
0727-115	15/05/2010	5331	4.28	0.58
0727-115	03/06/2010	5350	4.94	0.42
0727-115	08/06/2010	5355	4.55	0.47
0727-115	27/07/2010	5404	6.79	0.60
0727-115	29/01/2011	5590	2.87	0.43
0727-115	24/03/2011	5644	4.76	0.47
0727-115	29/03/2011	5649	3.54	0.42
0727-115	30/04/2011	5681	3.73	0.53
0727-115	30/05/2011	5711	3.83	0.49
0727-115	27/07/2011	5769	2.09	0.39
0727-115	01/09/2011	5805	4.23	0.41
0727-115	28/09/2011	5832	1.93	0.31
0727-115	08/02/2012	5965	3.05	0.52
0727-115	20/03/2012	6006	2.53	0.28
0727-115	21/04/2012	6038	1.46	0.57
0727-115	18/05/2012	6065	2.40	0.40
0727-115	18/05/2012	6065	2.21	0.41
0805-077	30/09/2011	5834	2.14	0.36
1127-145	04/06/2010	5351	3.73	0.38
1127-145	08/06/2010	5355	1.75	0.47
1127-145	27/07/2010	5404	2.80	0.55
1127-145	29/01/2011	5590	1.96	0.41
1127-145	30/05/2011	5711	2.84	0.35
1127-145	25/07/2011	5767	2.45	0.35
1144-379	17/09/2012	6187	2.67	0.30
1424-418	25/08/2011	5798	4.37	0.35
1424-418	27/09/2011	5831	5.15	0.44
1424-418	29/10/2011	5863	3.64	0.38
1424-418	28/11/2011	5893	3.76	0.56
1424-418	22/04/2012	6039	6.91	1.16
1424-418	18/05/2012	6065	5.78	0.52
1502+104	30/08/2011	5803	3.10	0.50
1514-241	16/05/2010	5332	3.56	0.57
1514-241	06/06/2010	5353	2.80	0.53
1514-241	27/07/2010	5404	6.82	0.64
1514-241	08/12/2010	5538	5.65	0.78
1514-241	27/01/2011	5588	2.85	0.48
1514-241	30/04/2011	5681	3.78	0.89
1514-241	03/06/2011	5715	1.95	0.27
1514-241	13/07/2011	5755	2.07	0.36
1514-241	29/07/2011	5771	2.45	0.30
1514-241	29/08/2011	5802	2.91	0.29
1514-241	31/08/2011	5804	2.44	0.30

Fonte	Dia	JD-2450000	Densidade de Fluxo (Jy)	Erro (Jy)
1514-241	28/09/2011	5832	2.49	0.34
1514-241	29/10/2011	5863	2.49	0.31
1514-241	27/11/2011	5892	2.02	0.38
1514-241	10/02/2012	5967	2.19	0.31
1514-241	23/04/2012	6040	4.65	0.81
1514-241	19/05/2012	6066	3.07	0.35
1514-241	28/07/2012	6136	3.53	0.52
1622-253	07/06/2010	5354	4.18	0.47
1622-253	29/07/2010	5406	2.20	0.43
1622-253	30/11/2011	5895	3.82	0.60
1622-253	27/08/2011	5800	1.44	0.26
1730-130	27/08/2011	5800	2.69	0.30
OT081	04/06/2010	5351	3.93	0.46
OT081	09/06/2010	5356	3.92	0.37
OT081	28/07/2010	5405	2.21	0.38
OT081	07/12/2010	5537	6.34	0.65
OT081	25/01/2011	5586	6.77	0.47
OT081	24/03/2011	5644	7.92	0.52
OT081	29/04/2011	5680	6.08	0.78
OT081	30/05/2011	5711	5.98	0.58
OT081	14/07/2011	5756	4.62	0.50
OT081	26/07/2011	5768	6.23	0.54
OT081	25/08/2011	5798	4.69	0.36
OT081	28/09/2011	5832	5.43	0.49
OT081	26/10/2011	5860	3.50	0.39
OT081	25/11/2011	5890	4.50	0.55
OT081	21/12/2011	5916	5.03	0.61
OT081	08/02/2012	5965	2.91	0.43
OT081	13/03/2012	5999	2.93	0.68
OT081	20/03/2012	6006	4.73	0.70
OT081	16/05/2012	6063	3.87	0.61
1802-394	27/07/2011	5769	2.90	0.44
1802-394	26/08/2011	5799	2.49	0.40
1802-394	28/10/2011	5862	2.67	0.34
1830-211	16/05/2010	5332	4.28	0.71
1830-211	30/09/2011	5834	5.75	0.38
1830-211	29/11/2011	5894	4.89	0.64
1920-211	02/06/2010	5349	2.58	0.39
1920-211	08/06/2010	5355	4.18	0.52
1920-211	27/07/2010	5404	4.20	0.62
1920-211	28/01/2011	5589	2.47	0.39
1920-211	27/07/2011	5769	1.40	0.27
2052-47	06/06/2010	5353	3.29	0.60
2052-47	23/07/2010	5400	3.01	0.58
2052-47	06/12/2010	5536	2.70	0.43

Fonte	Dia	JD-2450000	Densidade de Fluxo (Jy)	Erro (Jy)
2052-47	24/01/2011	5585	2.93	0.45
2052-47	26/02/2011	5618	2.18	0.50
2052-47	25/03/2011	5645	2.33	0.44
2052-47	30/09/2011	5834	1.79	0.36
2052-47	29/11/2011	5894	2.86	0.39
2052-47	08/02/2012	5965	3.15	0.45
2052-47	21/03/2012	6007	3.81	0.63
2052-47	24/04/2012	6041	3.03	0.55
2204-540	28/03/2011	5648	2.60	0.38
2204-540	03/05/2011	5684	2.78	0.65
2204-540	29/09/2011	5833	2.49	0.41
2204-540	29/10/2011	5863	2.20	0.37
2204-540	28/11/2011	5893	3.33	0.55
2204-540	06/02/2012	5963	4.18	0.49
2204-540	20/03/2012	6006	2.57	0.35
2204-540	20/05/2012	6067	4.44	0.53
CTA102	28/09/2011	5832	2.32	0.34
CTA102	28/10/2011	5862	3.26	0.40
CTA102	21/12/2011	5916	4.80	0.71
CTA102	09/02/2012	5966	5.14	0.72
CTA102	14/03/2012	6000	2.80	0.58
CTA102	22/04/2012	6039	4.27	0.70
CTA102	19/05/2012	6066	2.54	0.44
CTA102	28/07/2012	6136	5.69	1.09
2251+158	28/08/2011	5801	10.70	0.54
2251+158	27/09/2011	5831	9.38	0.59
2251+158	26/10/2011	5860	6.21	0.39
2251+158	27/11/2011	5892	6.59	0.63
2251+158	20/12/2011	5915	6.31	0.58
2251+158	10/02/2012	5967	8.04	0.62
2251+158	13/03/2012	5999	6.83	0.64
2251+158	23/04/2012	6040	5.29	0.64
2251+158	17/05/2012	6064	9.92	1.15