

UNIVERSIDADE DE SÃO PAULO
INSTITUTO DE ASTRONOMIA, GEOFÍSICA E
CIÊNCIAS ATMOSFÉRICAS

Propriedades Ópticas dos Microquasares

Wilson Luiz da Costa Façanha

Orientador: Prof.º Dr. Eduardo Janot Pacheco

São Paulo – SP

2007

Livros Grátis

<http://www.livrosgratis.com.br>

Milhares de livros grátis para download.

Agradecimentos

Agradeço ao meu orientador, Eduardo Janot Pacheco, pela paciência e pelos conselhos objetivos e orientação ponderada, sem a qual não seria possível a realização desse trabalho. Agradeço também ao Laerte Andrade, Antônio Pereira e ao prof. Dr. Antônio Mário, pelas colaborações na realização do trabalho.

Agradeço á minha família pelo apoio e incentivo sempre presentes em todos os momentos.

Agradeço aos meus amigos, principalmente Eduardo Toshio, pelo companheirismo ao longo dos anos de graduação e pós-graduação.

Agradeço especialmente a Elisa Ferreira pelo amor incondicional e pela força para que eu seguisse em frente.

Finalmente agradeço ao CNPq pelo apoio financeiro que possibilitou a realização desse trabalho.

Resumo

Os microquasares são binárias de raios-X, onde uma estrela doadora (contrapartida óptica) fornece matéria a um objeto compacto (buraco negro ou estrela de nêutrons), formando um disco de acreção. Essas fontes são caracterizadas por apresentarem emissão em rádio na forma de jatos relativísticos. Os microquasares também podem ser fontes de raios- γ de altas energias.

Com o intuito de se obter características ópticas desses sistemas foram feitas observações espectroscópicas e polarimétricas no Observatório do Pico dos Dias (OPD) em julho de 2006. Os objetos observados foram: GRO J1655-40, LS 5039, Sco X-1 e SS 433.

Com as observações espectroscópicas foram determinadas as velocidades radiais de LS 5039 e Sco X-1, onde para a primeira foi encontrado um valor médio de 24 ± 8 km/s e para a segunda os resultados apresentaram uma dispersão muito grande, mas esperada. O tipo espectral obtido para LS 5039 é compatível com uma estrela O6 V ((f)) – O6.5 V ((f)).

As observações polarimétricas revelaram a existência de polarização intrínseca em ao menos três dos objetos, sendo eles: GRO J1655-40 com $P \sim 1\%$, LS 5039 com $P \sim 2\%$ e SS 433 com $P \sim 2\%$. Scorpius X-1 foi o único caso em que o grau de polarização obtido para a fonte é comparável com o grau de polarização obtido para o meio interestelar.

Em geral os resultados obtidos concordam com observações anteriores obtidas na literatura, apenas em alguns casos diferenças importantes foram encontradas, tais como a polarização intrínseca de GRO J1655-40, onde um grau de polarização $> 2\%$ havia sido relatado. Também houve discrepância entre o resultado obtido para a polarização do meio interestelar na direção de SS 433 ($< 1\%$), com os resultados anteriores ($\sim 4\%$).

Abstract

The microquasars are X-ray binaries where a donor star (optical counterpart) provides the matter to a compact object (black hole or neutron star), forming an accretion disk. These objects are also characterized by the presence of radio emission in the form of relativistic jets. The microquasars can also be the source of high energy gamma rays.

With the intention to obtain the optical features of those systems, spectroscopic and polarimetric observations were carried out in the Observatório do Pico dos Dias (OPD) in July 2006. The observed sources were: GRO J1655-40, LS5039, Sco X-1 e SS 433.

The radial velocities of LS5039 and Sco X-1 were derived from the spectroscopic observations; for the first, a mean value of 24 ± 8 km/s was obtained and for the second, the results presented a large dispersion that was however expected. The spectral type derived for LS5039 is compatible with O6 V ((f)) – O6.5 V ((f)).

The polarimetric observations revealed the existence of intrinsic polarization in at least three of the objects *viz*, GRO J655-40 with $P \sim 1\%$, LS5039 with $P \sim 2\%$ and SS 433 with $P \sim 2\%$. Scorpius X-1 was the only case where the polarization degree obtained for the source was comparable with the polarization degree of the interstellar medium.

Generally speaking, our results agree with the previous observations from the literature and only in a few cases, significant differences were found, such as the intrinsic polarization of GRO J1655-40 where a polarization degree $> 2\%$ was reported. There was also a discrepancy between the obtained result for the interstellar medium polarization in the direction of SS433 ($< 1\%$), the previous results ($\sim 4\%$).

Conteúdo

Conteúdo	5
Capítulo 1 - Introdução	7
Capítulo 2 – Aspectos Teóricos de Microquasares	10
2.1. População de Microquasares na Galáxia.....	10
2.2. Analogia entre Quasares e Microquasares	11
2.3. Efeitos Relativísticos.....	13
2.4. Disco de Acreção e Ejeção dos Jatos	16
2.5. Microquasares como Fonte de Raios- γ	19
2.6. Produção de Neutrinos em Microquasares.....	20
2.7. Seleção de Objetos	21
Capítulo 3 – Características dos Objetos Observados	23
3.1. GRO J1655-40	23
3.2. LS 5039	28
3.3. Scorpius X-1	33
3.4. SS 433	36
Capítulo 4 – Observações e Redução	39
4.1. Observações Espectroscópicas	39
4.2. Observações Polarimétricas.....	41
4.3 Redução de Dados.....	41
Capítulo 5 – Resultados e Análise de Dados	45
5.1. Espectroscopia	45
5.1.1. LS 5039	45
5.1.2. Sco X-1	50
5.2. Polarimetria	52
5.2.1. GRO J1655-40	54
5.2.2. LS 5039	60
5.2.3. Sco X-1	65
5.2.4. SS 433	68

5.2.5. Discussão dos Resultados.....	72
Capítulo 6 – Catálogo de Microquasares.....	74
6.1. Descrição da Tabela.....	74
6.2. Informações Importantes.....	75
Capítulo 7 – Conclusão e Perspectivas.....	82
Referências	85

Capítulo 1

Introdução

Microquasares são binárias de raios-X capazes de gerar jatos colimados de plasma relativístico. Essa ejeção ocorre de maneira bipolar, perpendicularmente a um disco de acreção que circunda um objeto compacto (buraco negro ou estrela de nêutrons). Os microquasares galácticos são de grande interesse para a astrofísica de altas energias, na medida em que espera-se que seu estudo possibilite a compreensão de fenômenos análogos aos observados em quasares e núcleos ativos de galáxia, pois esses objetos apresentam praticamente a mesma física de microquasares, mas numa escala muito maior. Essa semelhança foi a responsável pelo nome dado a essa categoria de fontes de raios X.

Acredita-se que os jatos relativísticos sejam os responsáveis pela emissão não-térmica de origem *synchrotron* que é detectada nesses objetos. O primeiro microquasar descoberto foi SS 433 (Margon, 1984), com jatos detectados nitidamente a uma velocidade de 0.26c e precessionando com um período de 163 dias. Por muitos anos, SS 433 foi considerado apenas um objeto curioso e único do seu tipo. Isso porque, enquanto os discos de acreção de núcleos ativos de galáxias têm forte emissão no óptico e ultravioleta com distintas linhas em emissão, buracos negros e estrelas de nêutrons geralmente são identificados pela primeira vez por sua emissão em raios-X. Por essa razão, é compreensível que tenha existido um a demora na descoberta de novas fontes estelares de jatos relativísticos até o relativamente recente desenvolvimento na astronomia de raios-X. Entre elas, SS 433 é incomum, dadas suas largas linhas de emissão no óptico e seu forte brilho no visível.

O movimento das nuvens de plasma ao longo do jato pode ser acompanhado com a auxílio da espectroscopia através de suas linhas de emissão. Essas linhas foram detectadas somente em SS 433 até agora, demonstrando a natureza bariônica dos jatos em pelo menos um caso. Utilizando-se as técnicas de interferometria é também possível acompanhar os movimentos dos jatos em imagens de alta resolução.

Estudos em múltiplos comprimentos de onda levaram em 1992 à descoberta de outros dois microquasares: 1E1740.7-2942 e GRS 1758-258 (Mirabel et al. 1992;

Rodriguez, Mirabel & Martí, 1992). Desde então, a busca e descoberta de novos sistemas desse tipo tem aumentado, levando à conclusão de que esses objetos são bem mais abundantes do que se pensava. De fato, foi sugerida a possibilidade de que todas as binárias de raios-X com emissão não térmica em rádio são na verdade microquasares, mesmo que não seja possível ver-se os jatos (Fender, 2001). Até agora, quando a emissão rádio é resolvida, ela apresenta claramente um formato alongado, o que é esperado de um jato colimado. Nesse sentido, é bem provável que a detecção de emissão em rádio seja um sinal da presença de jatos, da mesma forma que a emissão em raios-X é considerada evidência de acreção de matéria. No entanto, essa suspeita só poderá ser confirmada com uma grande melhoria na resolução e luminosidade dos interferômetros.

Microquasares mostram-se como excelentes laboratórios para os estudos de fenômeno de acreção de massa e ejeção em um campo gravitacional forte, sobre uma estrela de nêutrons ou buraco negro, com a vantagem de esses fenômenos ocorrerem em escalas de tempo muito menores do que as observadas em quasares e AGNs. Até o momento, foi possível mostrar uma conexão direta entre as instabilidades do disco de acreção e a formação dos jatos no microquasar GRS1915+105 em escalas de tempo de minutos-horas (Fender et al. 1997; Mirabel et al. 1998).

Os microquasares também aparecem como possíveis explicações para algumas das fontes não identificadas de raios gama de altas energias detectadas pelo experimento EGRET, a bordo do satélite COMPTON-GRO. Em particular, o microquasar LS 5039 é o melhor representante dessa conexão entre microquasares e as fontes EGRET (Paredes et al. 2000), mas não é um caso único. Com a descoberta dessa emissão de altas energias, esses objetos tornaram-se alvos privilegiados para as próximas gerações de telescópios Cherenkov.

O objetivo deste trabalho é obter observações espectroscópicas e polarimétricas homogêneas (utilizando o mesmo instrumento) de microquasares na região do óptico a fim de se verificar a existência de características especiais a essa classe de objetos. Esse objetivo foi bem limitado devido ao fato da quantidade de microquasares observados ser muito pequena, prejudicando qualquer chance de determinação de características que representem a classe como um todo. Ao invés disso esse trabalho se tornou um estudo particular de cada objeto observado.

Uma breve descrição dos capítulos a seguir: no Capítulo 2 será dada uma visão geral da cultura atual a respeito de microquasares, comentando sobre as analogias existentes

entre quasares e microquasares e a associação entre a acreção de matéria e a produção de jatos relativísticos. Também é apresentada uma lista de microquasares da Galáxia, com referências para as suas observações. No Capítulo 3 podem ser encontradas informações sobre os objetos que foram observados, tais como sua descoberta, características em várias regiões do espectro eletromagnético e observações realizadas. No capítulo 4 são descritas as observações realizadas nos telescópios do Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA). Também são descritos os processos de redução de dados utilizados. No Capítulo 5 é feita a análise das observações, apresentando os resultados das medidas polarimétricas e espectroscópicas, bem como uma discussão sobre os resultados. No Capítulo 6 foi contruído um catálogo de microquasares, listando os microquasares conhecidos e os candidatos a microquasares e suas características mais importantes seguido de suas referências. No Capítulo 7 são apresentadas as conclusões do trabalho e suas perspectivas para o futuro, discutindo possíveis métodos para a melhoria dos resultados.

Capítulo 2

Aspectos Teóricos dos Microquasares

Nesse capítulo será dada descrição sobre as principais características dos presentes nos microquasares, bem como uma comparação entre esses sistemas e seus parentes extragalácticos, os quasares. Será abordado aqui a conexão existente entre a presença do disco de acreção e a emissão dos jatos. Também será visto a possibilidade de os microquasares estarem associados a fontes de raios- γ e a possível emissão de neutrinos.

2.1. População de Microquasares na Galáxia

Os microquasares, definidos como binárias de raios-X com jatos relativísticos, representam um subgrupo em crescimento da população de binárias de raios-X da Galáxia. O catálogo mais recente de binárias de raios-X de alta massa (HMXBs) contém 130 fontes (Liu et al. 2000), enquanto que o catálogo de binárias de raios-X de baixa massa (LMXBs) soma 150 fontes (Liu et al. 2001). Considerando os dois catálogos juntos, obtém-se um total de 43 fontes rádio, algumas das quais mostraram serem microquasares (Ribó 2002; Ribó 2004). Recentemente foi estimado que o número total de binárias de raios-X na Galáxia, mais brilhantes do que 2×10^{34} erg.s⁻¹ é de cerca de 705, sendo esse valor distribuído como cerca de 325 LMXBs e 380 HMXBs (Grimm et al. 2002). Isso sugere um limite superior na população de microquasares na Galáxia de cerca de uma centena de sistemas. Apesar disso, hoje em dia são conhecidos apenas alguns exemplares, o que limita a obtenção de resultados gerais com uma boa estatística a respeito dessa classe de objetos.

Baseado nos catálogos mencionados (Liu et al. 2000; Liu et al. 2001) construímos uma tabela listando os microquasares conhecidos (e candidatos a microquasares) (ver Capítulo 6. “Catálogo de Microquasares”).

Existem então, alguns objetos considerados candidatos a microquasares (p. ex. XTE J1118+480) , pois sua emissão em rádio ainda não foi identificada claramente como sendo um jato relativístico, mas sua existência é inferida teoricamente e suportada

por outras indicações.

Além de SS 433, outros objetos incluídos na tabela já eram famosos antes de mesmo do conceito de microquasar aparecer. Scorpius X-1 foi a primeira fonte puntiforme extrasolar a ser detectada (Giacconi et al. 1962). Nessa lista encontra-se também Cygnus X-1, o primeiro sistema binário onde evidência dinâmica de um buraco negro foi obtida (Bolton 1972; Gies & Bolton 1982). A tabela também contém as únicas quatro fontes superluminais da Galáxia, a saber, GRS 1915+105, GRO J1655-40, XTE J1748-288 e V4641 Sgr.

2.2. Analogia entre Quasares e Microquasares

A analogia entre quasares e microquasares não se limita apenas a uma semelhança morfológica. Muitas evidências indicam que a física relacionada aos processos observados em ambos sistemas é a mesma, ou ao menos muito parecida. A grande diferença entre os dois casos seria a ordem de grandeza dos parâmetros mais significantes de cada objeto, em especial a massa do objeto compacto, que tem um papel importante na determinação das escalas dos fenômenos físicos ocorrendo em cada fonte. Por exemplo, a luminosidade observada em ambos os casos resulta da acreção de matéria no objeto compacto. Acredita-se que no núcleo dos quasares encontrem-se buracos negros super-massivos de $M \sim 10^7 - 10^9 M_{\odot}$. O buraco negro em um microquasar é de origem estelar, contando com apenas algumas massas solares. Uma porção da energia cinética liberada por unidade de tempo pela matéria acretada ao buraco negro será irradiada. Uma estimativa simples para a luminosidade pode ser obtida com:

$$L \cong \frac{1}{2} \dot{M} V^2 = \frac{GM\dot{M}}{R} \quad (2.1)$$

Onde G é a constante universal da gravitação, R é o raio do objeto compacto, \dot{M} é a taxa de acreção de matéria e $V = (2GM/R)^{1/2}$ é a velocidade de queda livre. Fazendo R igual a $R_s = 2GM/c^2$ (o raio de Schwarzschild) para um buraco negro, tem-se:

$$L \cong \frac{1}{2} \dot{M} c^2 \quad (2.2)$$

Em outras palavras, a acreção de massa sobre um objeto compacto é uma fonte de energia muito eficiente. Uma fração significativa da energia de repouso da matéria acretada pode ser convertida em radiação. Na prática essa fração é, provavelmente, perto de 10% ao invés do fator $\frac{1}{2}$ dos cálculos simplistas.

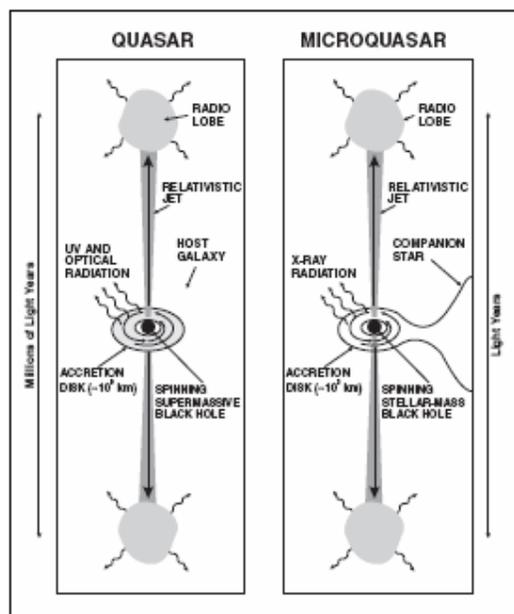


Figura 2.1. Comparativo entre Quasares e Microquasares, mostrando suas analogias apesar da grande diferença na ordem de magnitude dos parâmetros físicos envolvidos (Mirabel et al. 1998).

As luminosidades observadas chegam a valores $L \sim 10^{47} \text{ erg s}^{-1}$ em quasares e $L \sim 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$ em microquasares. As taxas de acreção correspondentes são $\dot{M} \sim 10 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ e $\dot{M} \sim 10^{-9} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, respectivamente. A matéria capturada provém de uma galáxia hospedeira no caso de quasares e de uma estrela companheira no caso de microquasares.

A acreção de matéria em objetos compactos não se dá de forma direta. O momento angular orbital da matéria faz com que ela circunde ao redor do objeto compacto, formando o que é conhecido como o disco de acreção. A matéria no disco perde momento angular gradativamente e “cai” em direção ao buraco negro em uma órbita aproximadamente espiral. A perda de momento angular ocorre através de dissipação

viscosa, o que leva ao aquecimento do disco. A temperatura de corpo negro alcançada na última órbita estável ao redor do objeto compacto, acretando no limite de Eddington (Margon 1984) é dada por:

$$T \sim 2 \times 10^7 M^{-1/4} \quad (2.3)$$

Onde T é dada em Kelvins e M em M_{\odot} (Rees 1984). As temperaturas resultantes são da ordem de 10^5 K para quasares e 10^7 K para microquasares. A primeira temperatura corresponde a uma faixa de radiação entre o óptico e o ultravioleta, enquanto que no segundo caso a temperatura é típica de raios-X. É por essa razão que os quasares (extragalácticos) foram descobertos muito antes do microquasares. Para que fossem descobertas essas últimas fontes luminosas em raios-X, foi necessário o desenvolvimento da tecnologia espacial, de modo que os telescópios de raios-X pudessem ser montados em satélites.

Outra importante característica dos microquasares é sua forte variabilidade em curtas escalas de tempo. Adotando o raio de Schwarzschild como a dimensão característica das regiões mais quentes do disco de acreção, pode-se escrever essa escala de tempo como $\tau \propto R_s/c \propto M$, proporcional à massa do objeto compacto. Portanto, os fenômenos de acreção de matéria e ejeção dos jatos vão ocorrer muito mais rapidamente em microquasares do que em quasares, pois a massa do buraco negro é de 6 a 8 ordens de magnitude menor em microquasares. Em termos práticos eventos que podem ser observados em questão de minutos em microquasares demorariam décadas, séculos ou até milênios em quasares.

2.3. Efeitos Relativísticos

Devido às altas velocidades envolvidas nos eventos de emissão dos jatos em microquasares, os efeitos previstos pela Teoria Especial da Relatividade devem ser considerados ao se analisar os dados observados para esses jatos. A presença de movimentos superluminais juntamente com a diferença no brilho aparente entre o jato que se aproxima e o jato que se afasta são alguns dos efeitos que precisam de atenção especial.

Movimentos Superluminais

Trata-se de fenômenos interessantes que ocorrem nos quasares e microquasares, esses conhecidos como “movimentos superluminais”, onde podem ser encontradas velocidades aparentemente maiores que a velocidade da luz. Nos quasares, foram observadas velocidades dez ou mais vezes maiores que a velocidade da luz, o que contraria a teoria da relatividade. No caso de microquasares apenas quatro fontes apresentaram movimentos superluminais. O primeiro a ser descoberto ocorreu na fonte transiente de raios-X GRS 1915+105. As outras fontes descobertas foram GRO J1655-40, XTE J1748-288 e V4641 Sgr.

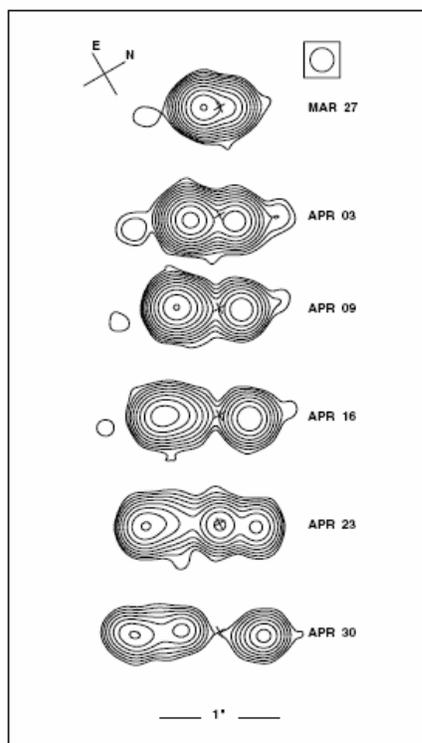


Figura 2.2. Jatos relativísticos emitidos por GRS 1915+105. O jato da esquerda é o jato que se aproxima, enquanto o da direita se afasta. O jato que se aproxima aparenta ser mais brilhante e rápido, devido à aberração relativística (Mirabel & Rodrigues, 1994)

Os movimentos superluminais podem ser explicados como sendo devidos à aberração relativística que ocorre na observação de jatos movendo-se a velocidades próximas à da luz. A matéria move-se tão depressa que quase alcança a radiação que ela mesma emitiu. Após um tempo t da emissão do jato, as nuvens de plasma, com velocidade real v , se moveram uma distância vt . Como é visto em projeção pelo

observador, o deslocamento parece ser $vt \sin \theta$, onde θ é o ângulo entre a linha de visada e o eixo dos jatos (figura 2.2). No entanto, como agora a condensação que se aproxima está mais perto do observador de uma distância $vt \cos \theta$, o tempo t' no qual o observador vê a nuvem se mover da origem até sua posição atual é menor do que t , e é dado por:

$$t' = t - \frac{vt}{c} \cos \theta \quad (2.4)$$

onde c é a velocidade da luz.

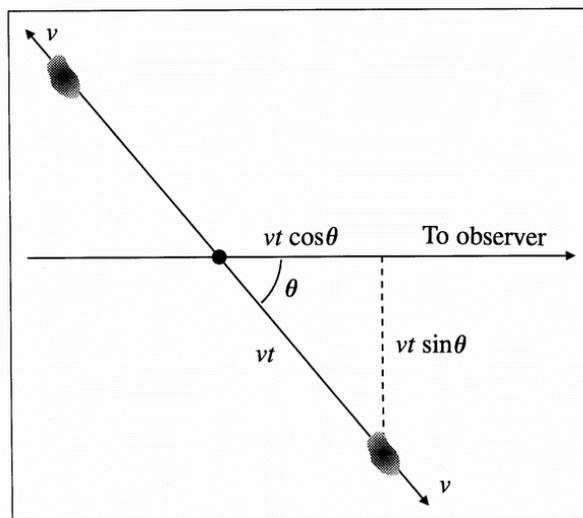


Figura 2.3. Geometria da ejeção dos jatos relativísticos. A emissão é simétrica, mas quando a nuvem se move a velocidades relativísticas a ejeção que se aproxima parece mais rápida e mais brilhante.

A velocidade aparente da nuvem que se aproxima é dada, então, por:

$$v_a = \frac{v \sin \theta}{1 - (v/c) \cos \theta} \quad (2.5)$$

De maneira análoga, a velocidade da ejeção que se afasta é dada por:

$$v_r = \frac{v \sin \theta}{1 + (v/c) \cos \theta} \quad (2.6)$$

Como pode ser visto a velocidade v_a , do jato que se aproxima, pode atingir um

valor arbitrariamente alto, à medida em que $(v/c)\cos\theta$ se aproxima da unidade.

Aberração Relativística

Esse efeito é também conhecido como “Doppler *boosting*”. Suponhamos que duas nuvens de plasma que são ejetadas em sentidos opostos são idênticas e com densidade de fluxo de radiação S_0 nos seus respectivos referenciais. O espectro *synchrotron* de cada nuvem, como função da frequência ν , é caracterizado por uma lei de potência do tipo $S_0 \propto \nu^\alpha$ (Mirabel & Rodrigues 1999), sendo α o índice espectral (tipicamente $\alpha \cong -0.7$). Quando transformado para o referencial do observador, a densidade de fluxo parece ser diferente de S_0 . Sendo $S_{a,r}$ a densidade de fluxo observado proveniente do jato que se aproxima e do jato que se afasta respectivamente, a relação entre a densidade de fluxo emitido e o observado é dada por (Mirabel & Rodrigues 1999):

$$S_{a,r} = \frac{S_0}{[\gamma(1 \pm \beta \cos\theta)]^{k-\alpha}} \quad (2.7)$$

onde $\gamma = (1 - v^2/c^2)^{-1/2}$ é o fator de Lorentz e a constante k toma valores entre 3 ou 2 dependendo se ela se refere a nuvens discretas ou jatos contínuos, respectivamente.

Se θ é pequeno ($<10^\circ$) e v/c está perto da unidade, o brilho da nuvem que se aproxima sofre um *boost* considerável e aparenta ser muitas vezes mais brilhante do que a nuvem que se afasta. Isso é chamado de favoritismo Doppler, que permite que apenas o jato que se aproxima seja observável em quasares distantes.

2.4. Disco de Acresção e Ejeção dos Jatos

A existência de jatos de plasma relativísticos em binárias de raios-X vem adquirindo uma grande importância. Observações modernas mostraram que esses jatos colimados abrangem uma grande faixa espectral, emitindo desde rádio até o infravermelho próximo. Além disso, a luminosidade associada diretamente a esses jatos representa ao menos 10% do total emitido pelo sistema (Fender 2001). É cada vez mais

aceito pela comunidade astronômica que o processo de acreção de massa em um objeto compacto não pode ser totalmente entendido sem levar em consideração a presença dos jatos. Uma das maiores expressões nesse sentido vem de Falke & Biermann (1999) que mencionam uma simbiose entre o disco de acreção e os jatos relativísticos.

Blandford & Payne (1982) exploraram a possibilidade de se extrair energia e momento angular de um disco de acreção por meio de um campo magnético cujas linhas se estendam a grandes distâncias da superfície do disco. Seu resultado principal foi a confirmação da possibilidade teórica de que um fluxo de matéria pode ser gerado pelo próprio disco, contanto que o ângulo entre o disco e as linhas de campo seja menor do que 60° . Subsequentemente, o fluxo de matéria é colimado a grandes distâncias do disco pela ação de uma componente toroidal do campo magnético. Dessa forma, dois jatos opostos e perpendiculares ao plano do disco podem ser formados.

Nesse cenário, existe uma conexão direta entre o disco de acreção e a criação dos jatos. No entanto, uma confirmação observacional dessa conexão não é fácil. Um objeto muito importante nesse sentido é o microquasar GRS 1915+105. Seus jatos superluminais são os mais estudados e apresentam evidências observacionais da relação jato/disco. A figura 2.3 (Mirabel et al. 1998), mostra observações simultâneas em rádio, infravermelho e raios-X. As observações mostram o comportamento de um *outburst* em rádio como resultado da ejeção de nuvens bipolares de plasma (observadas pelo VLA). No entanto, antes do *outburst* em rádio, observou-se um *outburst* no infravermelho. Uma interpretação simples para essas curvas de luz seria a de que ambos os *outbursts* são devidos à radiação *synchrotron* gerada pelos mesmos elétrons relativísticos do plasma ejetado. A expansão adiabática das nuvens de plasma faz com que os elétrons percam energia e que o seu máximo de energia mude progressivamente do infravermelho para o rádio.

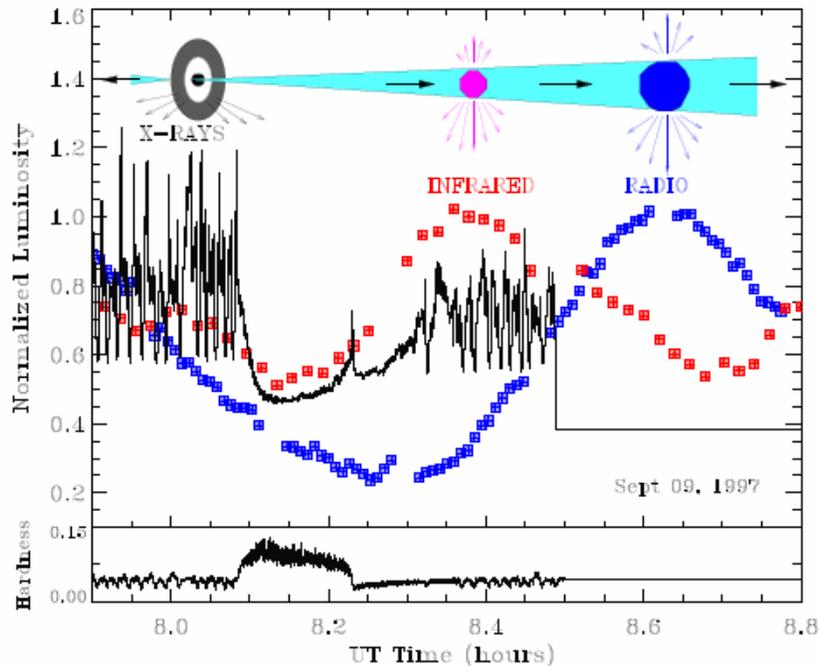


Figura 2.4. Curvas de luz em rádio, infravermelho e raios-X para o microquasar GRS 1915+105 (Mirabel et al. 1998). O *flare* em infravermelho ocorre logo após o decréscimo na emissão em raios-X, quando um pico solitário em raios-X é observado. Essas observações mostram a conexão entre o rápido desaparecimento e o subsequente preenchimento das camadas internas do disco de acreção, observados em raios-X (Belloni et al. 1997), e a ejeção das nuvens de plasma relativístico emitindo radiação *synchrotron* na região infravermelha a princípio e em rádio em seguida. A razão de dureza $(13-60 \text{ keV})/(2-13 \text{ keV})$ é mostrada na parte inferior da figura.

O comportamento da emissão em raios-X bem como sua “dureza” também tem um importante papel. O surgimento das nuvens de plasma, que produziram a emissão rádio e infravermelha, parecem estar associados com o rápido decréscimo e “endurecimento” da emissão em raios-X do sistema. O esmaecimento em raios-X é interpretado como sendo manifestação do desaparecimento ou esvaziamento da parte interna do disco (Belloni et al. 1997). Parte da matéria do disco é, então, ejetada nos jatos, perpendicularmente ao plano do disco, enquanto que a matéria restante é capturada pelo buraco negro central. Note que o momento inicial da ejeção dos jatos coincide com o pico isolado de raios-X, quando a “dureza” da emissão apresenta um súbito declínio (Mirabel et al. 1998). A recuperação da emissão em raios-X logo em seguida é interpretada como a progressiva reposição da parte interna do disco até que a última órbita estável é preenchida.

Este tipo de comportamento nas curvas de luz de GRS 1915+105 tem sido

observado repetidamente por diferentes autores (p. ex. Fender et al. 1997, Eikenberry et al. 1998), fornecendo uma sólida evidência para a simbiose entre discos de acreção e os jatos. Todos os eventos observados levaram cerca de meia hora para ocorrer. Os eventos equivalentes em quasares e AGNs levariam um tempo muito maior (ao menos alguns anos). Apesar da complexidade na curva de luz de GRS 1915+105, os episódios de decaimento na emissão de raios-X associados com seu “endurecimento” são indicativos do estado “*low/hard*” típico de candidatos a buracos negros persistentes (Cygnus X-1, 1E 1740.7-2942, GRS 1758-258 e GX339-4). As transições para esse estado são eventualmente seguidas por emissão em rádio com espectro achatado, interpretado como sendo devido à criação contínua de jatos compactos *synchrotron* parcialmente auto-absorvidos.

Obviamente que uma interpretação satisfatória de todos os mecanismos físicos envolvendo a formação de jatos e sua conexão com discos de acreção está ainda longe de ser obtida. Resultados de Koide et al. (2002) indicam que ambos os jatos e campos magnéticos, ancorados ao disco de acreção próximo ao horizonte de evento, têm um papel fundamental na extração de energia rotacional do buraco negro. A fração da luminosidade emitida por esses sistemas que vem da energia rotacional do buraco negro é uma questão ainda em aberto. O problema da natureza bariônica ou não bariônica do jato de plasma depende de qual mecanismo intervém na formação do jato: se é de origem magnetohidrodinâmica ou puramente eletromagnético.

2.5. Microquasares como Fonte de Raios- γ

É amplamente aceito que os jatos relativísticos em AGNs emitem raios gama com energia de alguns GeVs (Von Montigny et al. 1995). De maneira geral, levando em conta suas similaridades, é de se esperar que microquasares também possam emitir raios gama com energias na faixa dos GeV.

A descoberta do microquasar LS5039 e sua possível associação com uma fonte de raios gama de altas energias ($E > 100$ MeV) detectada pelo EGRET, forneceu a primeira evidência observacional de que microquasares podem ser fontes de raios γ de altas energias (Paredes et al. 2000). Essa descoberta gera a possibilidade de que outras fontes não identificadas do EGRET possam ser microquasares. LS 5039 é a única fonte do catálogo do ROSAT cuja posição é consistente com a fonte de raios gama de altas

energias 3EG J1824-1514. Ele é também o único objeto detectável simultaneamente em raios-X e rádio que apresenta jatos bi-polares em escalas de sub-segundos de arco. Juntas, essas evidências sugerem que LS 5039 está emitindo em partes bem diferentes do espectro eletromagnético, desde rádio até raios gama. Essa foi a primeira associação constatada entre microquasares e fontes γ de altas energias.

O mecanismo de emissão de raios γ com luminosidade $L_\gamma (>100 \text{ MeV}) \sim 10^{35} \text{ erg.s}^{-1}$ provavelmente se origina a partir de efeito Compton inverso de fótons ultravioleta, produzidos por uma estrela companheira quente, espalhados pelos mesmos elétrons relativísticos responsáveis pela emissão em rádio. O *shift* em energia desse processo é dado por $E_\gamma \sim \Gamma^2 E_f$, onde a energia dos raios gama e dos fótons da estrela estão relacionadas pelo fator de Lorentz ao quadrado. Para uma estrela O6.5 na seqüência principal (como no caso de LS 5039, vide mais à frente) a maior parte da luminosidade é irradiada sob a forma de fótons com $E_f \sim 10 \text{ MeV}$. Para que eles possam ser espalhados como fótons γ com energias $E_\gamma \sim 100 \text{ MeV}$ são necessários elétrons com fator de Lorentz $\Gamma \sim 10^3$, ou de maneira equivalente, com energia $\sim 10^3 \text{ erg}$.

Apesar de apenas uma fonte EGRET ter sido relacionada a um microquasar, o instrumento COMPTEL (à bordo do *Compton Gamma-ray Observatory*), detectou outros microquasares em energias da ordem de vários MeVs, como é o caso de Cygnus X-1, que foi detectada várias vezes em energias acima de 1 MeV durante o estado “*soft/high*” (McConnell et al. 2000). GRO J1655-40 também foi detectada em energias até 1 MeV (Grove et al. 1998). GRS 1915+105 foi detectada emitindo γ s com energia de alguns TeV, com fluxo da ordem de 0,25 Crab durante o período maio-julho de 1996, quando a fonte encontrava -se em estado ativo (Aharonian & Heinzlmann 1998).

2.6. Produção de Neutrinos em Microquasares

Levinson & Waxman (2001) propuseram um modelo teórico para a emissão de neutrinos nos jatos de microquasares, considerando a produção deles pela interação de prótons, acelerados no jato, com fótons *synchrotron*, emitidos por elétrons, ou com fótons de raios-X emitidos pelo disco de acreção. De acordo com esse modelo, microquasares podem ser fontes intensas de neutrinos do múon com altas energias variando entre 1 e 100 TeV. Aplicando o modelo de Levinson & Waxman, Distefano et

al. (2002) estimaram o fluxo esperado de neutrinos para alguns microquasares conhecidos, mostrando que muitas das fontes podem ser detectadas com os futuros telescópios de neutrinos.

Bednarek (2005), considerando o modelo de Levinson & Waxman, analisa duas regiões de possível formação de neutrinos no jato de microquasares com estrelas Wolf-Rayet como companheiras. Numa delas, os nêutrons resultantes de foto-desintegração de núcleos acelerados produzem neutrinos após interação com a matéria do disco interno. Na outra, o processo acontece nas proximidades da superfície da Wolf-Rayet. Bednarek discute em particular o caso de Cyg X-3, onde obtém o espectro de neutrinos produzidos por uma lei de potência de núcleo \mathcal{V}_A^{-k} , explorando diferentes valores possíveis para o índice espectral k e para o fator de corte de Lorentz \mathcal{V}_A^{\max} .

Aharonian et al. (2006) abordam os diferentes cenários possíveis para a produção do fluxo em raios γ , observado mais recentemente em LS 5039 pelo HESS (Aharonian et al. 2006). Eles consideram mecanismos de produção tanto hadrônicos quanto leptônicos e concluem que o fluxo de fótons em TeV deve originar-se em interações tipo p-p. Eles sugerem, então, que o fluxo em raios γ deva ser acompanhado por um fluxos de neutrinos na faixa dos TeV de cerca de $10^{-12} \text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$, ou mesmo até duas ordens de grandeza maiores.

Christiansen et al. (2006) discutem também a possível emissão de neutrinos de altas energias em microquasares. Com cálculos baseados num modelo proposto por Romero et al. (2003), os autores descrevem a emissão de neutrinos e raios γ a partir de píons criados em colisões inelásticas entre os prótons relativísticos ejetados pelo objeto compacto e os íons do vento estelar. Como exemplo, consideram o microquasar LS I +61 303, estimando uma taxa de eventos de 3-5 neutrinos do múon por quilômetro quadrado por ano.

2.7. Seleção de Objetos

Discutir-se-á brevemente como foi realizada a seleção de objetos para observação neste projeto.

O primeiro critério utilizado foi baseado no local de observação, o Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA), localizado entre os municípios de Brazópolis e Piranguçu em Minas Gerais em coordenadas geográficas:

Latitude: 45°34'57"

Longitude: -22°32'04".

Analisando as posições dos objetos na (tabela 6.1) excluiu-se obviamente aqueles situados além do limite observacional, em razão de sua declinação muito elevada.

Outro fator relevante quanto ao local de observação está relacionado à instrumentação do LNA. Foram utilizados dois telescópios: o telescópio Perkin-Elmer de 1,60m e o telescópio Boller & Chivens (IAGUSP) de 0,60m. Ambos permitem que sejam observados com uma boa qualidade objetos até magnitude 16, e assim estabeleceu-se este valor como limite para os objetos da tabela 6.1.

Deve-se notar que a magnitude de GRO J1655-40 varia bastante, sendo que no seu limite inferior, pode estar além de 17 magnitudes; mesmo assim, esse objeto foi incluído, pois existe a possibilidade de observação do mesmo no LNA, como de fato ocorreu.

Após essa seleção, o próximo critério foi a capacidade de identificação do objeto no campo de observação. Por esse critério, V4641 Sgr foi excluído da lista, pois ele está localizado num aglomerado estelar, comprometendo sua identificação no campo do telescópio, e impossibilitando um apontamento seguro

A lista final de objetos, obtida utilizando esses critérios, foi então: LS 5039, GRO J1655-40, SS 433 e Sco X-1.

Capítulo 3

Características dos Objetos Observados

O intuito desse capítulo é mostrar as características observacionais e as informações previamente existentes a respeito dos objetos selecionados para observação.

3.1. GRO J1655-40

GRO J1655-40 (X-Ray Nova Sco 1994) foi descoberta como uma nova fonte de raios-X com o BATSE, um dos instrumentos do Compton Gamma Ray Observatory (CGRO, Zhang et al. 1994). A análise do espectro em raios-X por Wilson et al. (1994) permitiu a classificação do objeto como uma fonte transiente de raios-X moles (SXT) e como uma candidata a buraco negro. A contrapartida óptica foi encontrada por Bailyn et al. (1995a) como sendo uma estrela de magnitude $V = 14,2$, com fortes linhas de Balmer, HeI, HeII e NIII em emissão superpostas ao contínuo.

Imagens em rádio de GRO J1655-40 mostraram jatos simétricos com velocidade aparente superluminal, movendo-se em direções opostas a $0,92c$ (Tingay, 1995). Alguns parâmetros do sistema binário, tais como a distância de $3,2 \pm 0,2$ kpc e a inclinação de 85° , foram determinados estudando-se a estrutura dos jatos (Hjellming & Rupen, 1995).

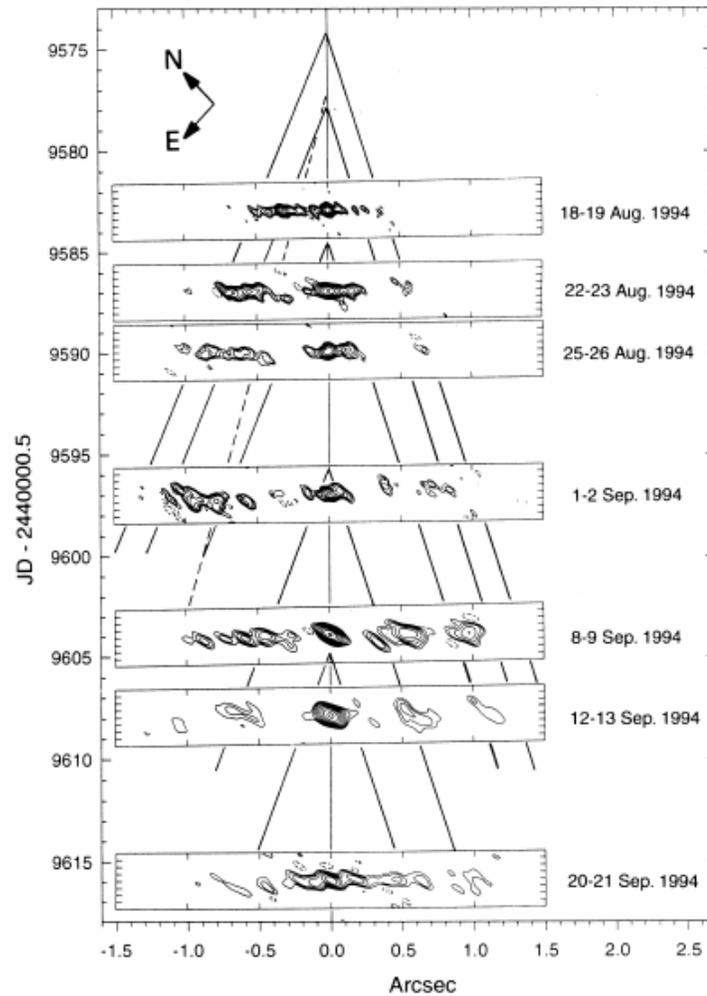


Figura 3.1. Jatos relativísticos de GRO J1655-40 observados pelo VLBA (Hjellming & Rupen, 1995).

Usando o halo de poeira espalhador observado pelo ROSAT, Greiner et al. (1995) determinaram a distância do objeto como sendo 3 kpc, compatível com a determinação anterior. O perfil radial observado para GRO J1655-40 no HRI (ROSAT *High Resolution Imager*) é consideravelmente mais largo do que a *point spread function* (PSF) do instrumento. Isso se deve ao espalhamento dos raios-X da fonte pela poeira interestelar (latitude galáctica $b_{II} = 2^{\circ},46$). Comparando-se a medida de distribuição radial de brilho superficial com um modelo de função resposta do HRI e ajustando os resíduos a um modelo de halo (Predehl et al. 1991), sua intensidade relativa e sua energia média foram determinadas como sendo de 21% e 1,2 keV, respectivamente (Greiner et al. 1995) (Figura 3.2). Esses autores utilizaram um modelo em lei de potência *grain size* (Mathis, Rumpl e Nordsieck 1977) e uma distribuição uniforme da poeira entre o observador e a fonte. A partir de observações de fontes de raios-X com

contrapartidas ópticas conhecidas, foram obtidas correlações com a profundidade óptica efetiva τ_{eff} (1 keV), com a extinção óptica (A_V / τ_{eff} (1 keV) ~ 17) e com a densidade da coluna de hidrogênio ($N_H [10^{21}] \text{cm}^{-2} / \tau_{\text{eff}}$ (1 keV) ~ 23) (Predehl & Schmitt 1995). Aplicando essas relações a GRO J1655-40, Greiner et al. (1995) obtiveram $A_V = 5,6$ ou $N_H = 7 \times 10^{21} \text{cm}^{-2}$. Utilizando uma extinção média de 1.9 mag/kpc (Allen 1973) esses autores determinaram então para a fonte uma distância de 3kpc e um consequente excesso de cor $E_{B-V} \sim 1.7$ para a contrapartida óptica.

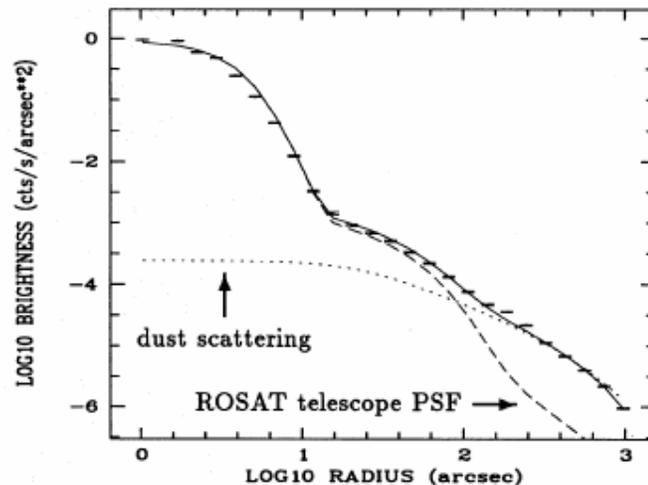


Figura 3.2. Perfil radial em raios-X de GRO J1655-40 (Greiner et al. 1995).

Outros autores obtiveram resultados semelhantes para a distância de GRO J1655-40 (p. ex. Baylin et al. 1995a). Não obstante, trata-se de um parâmetro ainda discutível, pois alguns autores argumentam que os resultados obtidos anteriormente são baseados em métodos não muito bem estabelecidos. Foellmi et al. (2006) apresentaram um método diferente para a obtenção da distância à GRO J1655-40, utilizando espectros UVES. A determinação de distância se baseia na comparação do fluxo de GRO J1655-40 em quiescência com o fluxo de uma estrela próxima de mesma classe espectral. Utilizando-se os espectros do UVES esses autores obtiveram a classificação espectral F6 IV.

O método de determinação da distância consiste em se comparar (dividir) o fluxo espectral de GRO J1655-40 pelo de uma estrela padrão. Supoe-se que a estrela padrão não é afetada pela extinção interestelar (o que é razoável, tendo em vista a proximidade dessas estrelas). Dessa forma, as diferenças de fluxo entre as padrões e

GRO J1655-40 são devidas apenas à distância e à extinção na direção do microquasar. Desse modo, pode-se escrever o sistema de equações:

$$\begin{aligned} m_1 &= -2.5 \log(F_1) = M_1 + a + 5 \log(D_1) - 5 \\ m_2 &= -2.5 \log(F_2) = M_2 + 5 \log(D_2) - 5 \end{aligned} \quad (3.1)$$

onde m_1 e m_2 são as magnitudes aparentes de GRO J1655-40 em quiescência e de HD156098 (a estrela padrão selecionada para comparação) respectivamente, a é a extinção interestelar na direção de GRO J1655-40, M_1 e M_2 são as magnitudes absolutas respectivas e D_1 e D_2 são as distâncias. F_1 e F_2 são os fluxos observados para GRO J1655-40 e HD156098, respectivamente e a razão entre esses fluxos é f . Fazendo a diferença das equações tem-se:

$$m_2 - m_1 = 5 \log(D_2) - 5 \log(D_1) + M_2 - M_1 - a = \frac{5}{2} \log\left(\frac{F_1}{F_2}\right) \quad (3.2)$$

e isolando a extinção, a , teremos:

$$a = 5 \log\left(\frac{D_2}{D_1} \frac{1}{\sqrt{f}}\right) + M_2 - M_1 \geq 0 \quad (3.3)$$

A equação acima pode ser utilizada para se determinar a distância máxima até o objeto. Utilizando outras estrelas para comparação e calculando a distância para absorção nula, Foellmi et al. (2006) obtiveram um limite superior para a distância de GRO J 1655-40 de 1,7 kpc.

Existe a possibilidade de GRO J 1655-40 estar associado ao aglomerado aberto NGC 6242 (Mirabel et al. 2002), cuja distância é de cerca de 1 kpc. A essa distância, a fonte não deveria apresentar movimentos superluminais. Assumindo a distância obtida para esse objetos e outros buracos negros como sendo corretas, GRO J1655-40 seria o buraco negro mais próximo do Sol, na Galáxia.

Um grande ângulo de inclinação do sistema foi sugerido também por Baylin et al. (1995a), que observaram eclipses nas curvas de luz em V e (V-I). Durante os seis meses seguintes ao primeiro *outburst* observado, o objeto apresentou dois *bursts* adicionais em raios-X (Harmon et al. 1995 a), mostrando um comportamento

interessante entre as SXT, que usualmente apresentam um único máximo primário. A curva de luz em rádio apresentou um máximo secundário em correspondência aos *bursts* de raios-X, indicando uma relação de causa e efeito entre a acreção de matéria sobre o objeto compacto e a ejeção do jato relativístico (Harmon et al. 1995).

O XMM-Newton observou a fonte durante os estados *low/hard* em fevereiro de 2005 e *high/soft* em março de 2005. O espectro contínuo é dominado por uma lei de potência absorvida durante o estado *low/hard* e por um corpo negro no estado *high/soft* com o máximo da temperatura aumentando durante o estado *high* (Sala et al. 2007). O espectro durante o estado *high/soft* apresentou também outras características, tais como: Oxigênio neutro interestelar causando uma linha de absorção em 23,5 Å (OI K α); Fe XXV possivelmente misturado com Fe XXVI em absorção, indicando a presença de um absorvedor altamente ionizado, com parâmetro de ionização de cerca de $1000 \text{ erg cm s}^{-1}$, estendendo-se menos de 200.000 km a partir do fonte central, correspondendo a cerca de 5% do disco de acreção. Absorvedores fotoionizados são vistos também em AGNs em expansão, e a presença desses ventos em microquasares é mais uma característica similar entre os dois tipos de sistemas. No entanto, ventos em AGNs não são uniformes e sim, distribuídos numa nuvem de matéria. Se isso ocorresse no caso de GRO J1655-40, os sistemas de absorção deveriam se mover para dentro e para fora da linha de visada, o que não foi observado pelo XMM.

Outras observações realizadas durante o *outburst* em 2005 com satélite Spitzer/MITS detectaram pela primeira vez emissão no IV médio ($24\mu\text{m}$), proveniente do jato compacto (Migliari et al. 2007).

Observações espectroscópicas e fotométricas foram realizadas por Baylin et al. (1997) durante a fase quiescente de GRO J1655-40. As curvas de luz obtidas estavam completamente dominadas pela modulação elipsoidal da secundária. Os ajustes à curva de luz com modelos que levam em conta o perfil de temperatura do disco de acreção e efeitos de eclipse forneceram uma inclinação $i = 69,50^\circ \pm 0,08^\circ$ e uma razão de massa $Q = M_1/M_2 = 2,99 \pm 0,08$. A massa para o objeto compacto também foi determinada $M_1 = 7,02 \pm 0,22 M_\odot$. A massa da secundária é $M_2 = 2,34 \pm 0,12 M_\odot$. Utilizando os dados espectroscópicos, Baylin et al. (1997) determinaram um período orbital de $P = 2,62157 \pm 0,00015$ dias, a semi-amplitude de velocidade radial $K = 228,2 \pm 2,2$ km/s e uma função de massa $f(M) = 3,24 \pm 0,09 M_\odot$. A análise espectral fornecida por esses autores sugere que a classe espectral seja F3 IV – F6 IV.

Observações com o *Hubble Space Telescope* (HST) mostraram que o sistema se

move em uma órbita excêntrica com uma velocidade de 112 ± 18 km/s perpendicular ao plano galáctico (*runaway velocity*) (Mirabel et al. 2002). Isso, somado a anomalias na abundância encontradas na estrela doadora (Israelian et al. 1999) apontam para a formação no sistema de um buraco negro via explosão de uma SN.

3.2. LS 5039

LS 5039 é uma binária de raios-X de alta massa (HMXB) associada à fonte de raios-X RXJ1826.2 (ROSAT *all sky survey*). Motch et al. (1997) mencionou pela primeira vez essa fonte, classificando o objeto óptico como sendo uma estrela de classe espectral O7 ((f)). Ele obteve para o sistema uma distância aproximada de 3,1 kpc e localizou-o nas imediações do plano galáctico ($l = 16,88^\circ$ e $b = -1,29^\circ$). A distância determinada por Motch et al. (1997) levava em conta o excesso de cor da estrela e o resultado apresentava naturalmente uma incerteza considerável. A classificação espectral de Motch et al. (1997) foi implementada por Clark et al. (2001), graças a observações no óptico e no infravermelho próximo, sendo que a estrela é agora classificada como sendo O6.5V ((f)). O subtipo espectral entre as estrelas O é definido a partir das intensidades das linhas de HeII e HeI (Walborn & Fitzpatrick, 1990); as intensidades relativas das linhas de HeII $\lambda 4541$ e de HeI $\lambda 4471$ em LS5039 estão em boa correspondência com o padrão para uma estrela O6.5V ((f)) (McSwain et al. 2004). Utilizando a nova classificação espectral Ribó et al. (2002) obtiveram uma nova distância para LS 5039. Utilizando o índice de cor intrínseco $(B-V)_0 = -0,30 \pm 0,02$ para uma estrela O6.5V ((f)) (Shaerer et al. 1996; Lejeune & Shaerer 2001) eles computaram um excesso de cor $E_{(B-V)}$. Utilizando a relação $A_V = (3,30 + 0,28(B-V)_0 + 0,04E_{(B-V)})E_{(B-V)}$ (Schmidt & Kaler 1982) e $M_V = -4,99 \pm 0,3$ para uma estrela O6.5V ((f)) (Vacca et al. 1996), foram obtidas as estimativas de distância. Fazendo uma média ponderada desses valores eles obtiveram uma distância de $2,9 \pm 0,3$ kpc. Valores ainda mais recentes, obtidos de McSwain et al. (2004) são: $E_{(B-V)} = 1,28 \pm 0,02$, $R = 3,18 \pm 0,07$, que leva a um valor de $A_V = 4,07 \pm 0,11$ e utilizando também um valor mais recente de $M_V = -4,77 \pm 0,15$ obtido por Martins, Shaerer & Hillier (2005), e $V = 11,33 \pm 0,02$ ou $V = 11,32 \pm 0,01$ (Clark et al. 2001), foi obtida uma nova estimativa de distância para LS 5039 de $d = 2,54 \pm 0,04$ kpc (Casares et al. 2006).

Observações em rádio realizadas por Marti et al. (1998) utilizando o *Very Large*

Array (VLA) detectaram uma emissão persistente e de origem não térmica. Observações subsequentes utilizando o *Very Long Baseline Array* (VLBA) (Paredes et al. 2000) revelaram sua natureza de microquasar com a identificação dos jatos relativísticos em rádio em escalas de *miliarcsec* (mas).

Esses autores apontaram também para uma possível conexão entre LS5039 e 3EG J1824-1514, uma das fontes de emissão de raios gama de alta energia do EGRET não identificadas opticamente. Pela primeira vez, foi então sugerido que os microquasares pudessem ser fontes de emissão gama de alta energia acima de 100 MeV. LS5039 foi ainda associado recentemente à fonte de raios gama HESS J1826 – 148, detectado em energias acima de 250 GeV, reforçando a associação com a fonte EGRET.

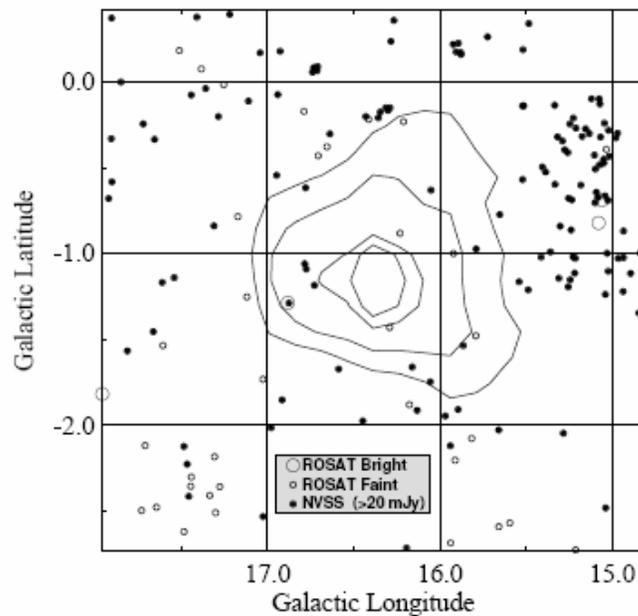


Figura 3.3. Mapa de localização da fonte EGRET 3EG J1824-1514. Os contornos representam as chances estatísticas de 50%, 68%, 95% e 99% de existir uma fonte de raios gama dentro do contorno. A única fonte rádio e de raios-X presente é LS 5039, indicada pelo círculo preenchido dentro de um círculo grande não preenchido ($l = 16,88^\circ$ e $b = -1,29^\circ$) (Ribó 2002).

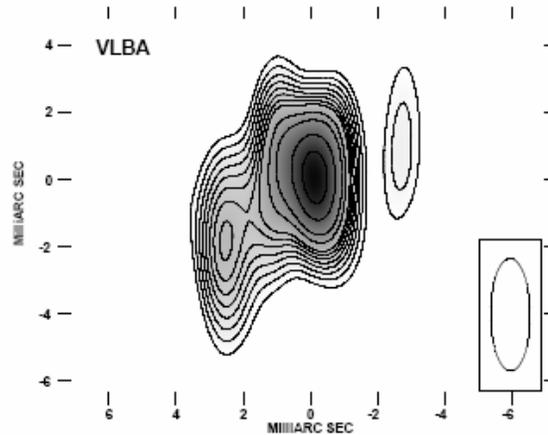


Figura 3.4. Jatos relativísticos de LS 5039 observados pelo VLBA, revelando sua natureza como microquasar (Paredes et al. 2000).

A fonte emite raios-X, e presume-se que emita também raios gama MeV (Strong et al. 2001) e GeV (Paredes et al. 2002). Recentemente LS5039 foi detectado em raios gama de energias muito altas pelo HESS (Aharonian et al. 2005). A radiação TeV da fonte é claramente modulada com um período de $3,9078 \pm 0,0015$ dias (Aharonian et al. 2005), que é da ordem de grandeza do período orbital do objeto (cf. abaixo) (Casares et al. 2005).

A natureza do objeto compacto ainda não está firmemente estabelecida devido à incerteza na inclinação de sua órbita, $13^\circ < \theta < 64^\circ$, que não permite uma determinação precisa de sua massa.

A classificação original de LS5039 como microquasar foi baseada em sua emissão extensa em rádio (Paredes et al. 2000). Nesse cenário, muitos modelos foram propostos para explicar a emissão de raios gama TeV em ambas interações, hadrônicas e leptônicas (por exemplo, Dermer & Böttcher 2006; Aharonian et al. 2006b; Paredes et al. 2006).

Dubus (2006a) propôs que a radiação não térmica observada é produzida no vento ultra-relativístico de um pulsar. Nesse cenário, LS 5039 deve se comportar como um pulsar binário (similar por exemplo a PSR B1259-63/SS2883), onde a região produtora de raios gama é relacionada ao choque terminal do vento do pulsar.

Enquanto que no cenário de microquasar, a produção e aceleração da radiação gama é possível de acontecer ao longo de todo o jato (i.e. tanto dentro quanto fora do sistema binário), no modelo de vento de pulsar, a aceleração e produção da radiação é

feita dentro do sistema binário, ou seja em distâncias muito menores do que a separação entre as estrelas (Dubus, 2006a).

A descoberta da modulação na região dos TeV é uma indicação de que a produção dos gama deve dar-se próximo ao sistema binário. Por outro lado, se a produção é localizada muito próxima ou dentro do sistema, deve-se esperar diferentes características de absorção entre os raios gama e o campo de radiação estelar.

Assumindo que a região emissora de raios gama seja da forma de um jato e aplicando um modelo leptônico considerando espalhamento Compton inverso anisotrópico, Khangulyan et al (2007) sugerem que o acelerador não deve estar dentro do sistema binário, mas próximo dele, a menos que se assuma uma taxa de aceleração altamente eficiente. Eles também mostraram que o fluxo e o espectro de raios gama são fortemente dependentes da fase orbital.

Observações espectroscópicas realizadas por McSwain et al. (2004) forneceram os parâmetros orbitais do sistema. O período orbital encontrado foi de ($P = 4,4267$ d), com uma excentricidade considerável ($e = 0,48 \pm 0,06$). A velocidade radial também foi determinada e obtida uma função de massa $f(M) = 0.00103 M_{\odot}$. Com tal função de massa, é esperado que o objeto compacto muito provavelmente seja uma estrela de nêutrons, a não ser que a inclinação do sistema seja muito baixa (McSwain et al. 2001). Contudo, os dados fotométricos disponíveis não mostram uma modulação elipsoidal, o que indica que a inclinação orbital é muito baixa. Portanto, a possibilidade de que a secundária seja um buraco negro não pode ser descartada, mesmo com uma função de massa tão baixa. Num estudo mais recente, Casares et al. (2006) determinaram parâmetros orbitais diferentes, especialmente uma função de massa muito superior (Tabela 3.1). Esses novos valores reforçam ainda mais a possibilidade de LS5039 possuir um buraco negro como objeto compacto.

Tabela 3.1. Parâmetros orbitais de LS 5039.

Parâmetro	Valor Adotado
P_{orb}	$3,90603 \pm 0,00017$
$T_0(\text{HJD} - 2451000)$	$943,09 \pm 0,10$
e	$0,35 \pm 0,04$
ω ($^\circ$)	$225,8 \pm 3,3$
γ (km/s)	$17,2 \pm 0,7$
$K1$ (km/s)	$25,2 \pm 1,4$
$a_1 \sin i$ (R_\odot)	$1,82 \pm 0,10$
$f(M)$ (M_\odot)	$0,0053 \pm 0,0009$

Por outro lado, Ribó et al. (2002) relataram que LS 5039 apresenta uma forte componente de velocidade perpendicular ao plano galáctico. O sistema está escapando do seu local de repouso com uma velocidade superior a 150 km/s e apresenta uma componente de velocidade perpendicular ao plano galáctico superior a 100 km/s. Combi et al. (2004) realizaram medidas polarimétricas no óptico e encontraram uma grande porcentagem (cerca de 5%) de emissão polarizada na direção desse sistema. Combinando observações espectroscópicas e polarimétricas do campo, bem como informações estatísticas sobre a polarização interestelar na direção de LS 5039 (Fosalba et al. 2002), foi determinada uma polarização intrínseca de 3% para o objeto.

Estudos espectroscópicos revelaram que a largura equivalente da linha $H\alpha$ apresenta variações em escalas de tempo maiores e possivelmente menores do que um ano (Bosch-Ramon et al. 2007). O acompanhamento da largura equivalente de $H\alpha$ mostrou que, em média, os valores apresentaram um crescimento no período de 2003 à 2006 (Figura 3.5), o que indica um aumento na taxa de perda de massa da contrapartida óptica de LS 5039. Uma correlação entre a emissão em raios-X e a largura equivalente de $H\alpha$ já foi mencionada por Reig et al. (2003) e McSwain et al. (2004), sugerindo que maiores taxas de perda de massa estejam correlacionadas com episódios de alta luminosidade de raios-X. Para tentar mostrar isso, Bosch-Ramon et al. (2007) utilizaram observações do XMM-Newton durante os períodos de 2003 e 2005 com LS 5039 no apoastro (para evitar possíveis efeitos de variabilidade orbital). No entanto, eles obtiveram uma variação muito pequena no fluxo de raios-X sendo que em 2005 o fluxo

é apenas cerca de 10% mais alto do que em 2003 (uma variação de 2σ), enquanto que a variação da largura equivalente apresenta uma amplitude de 14% (uma variação de 6σ – de $-2,76 \pm 0,05 \text{ \AA}$ para $-2,43 \pm 0,02 \text{ \AA}$), que poderia indicar uma variação na taxa de perda de massa de um fator ~ 2 (p. ex. Pulse et al. 1996). Se confirmada, a falta de correlação entre a largura equivalente de $H\alpha$ e a emissão em raios-X é desfavorável ao cenário de acreção por ventos para explicar a emissão de raios-X.

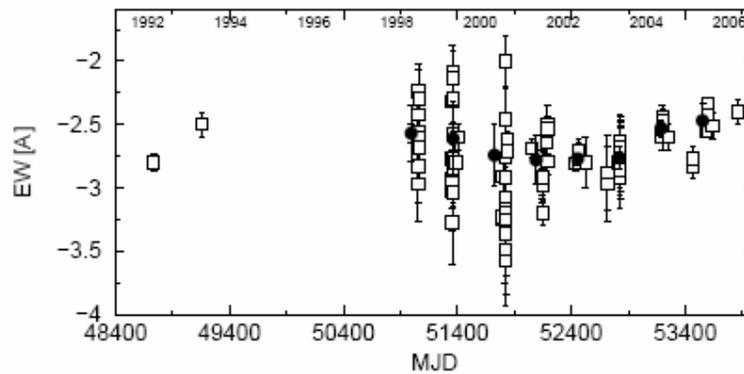


Figura 3.5. Médias das larguras equivalentes da linha de $H\alpha$ ao longo dos anos (pontos pretos) e os valores individuais (pontos brancos). Os dados foram obtidos por Bosch-Ramon et al. (2007) (medidas entre 1992 e 2006), Casares et al (2005) (dados de 2003), MacSwain et al. (2004) (para os anos de 1998, 1999, 2000, 2003) e Reig et al. (2003) (anos de 1999 e 2002).

3.3. Scorpius X-1

Scorpius X-1 é o protótipo de binária de raios-X de baixa massa (LMXB), consistindo de uma estrela de nêutrons acretando matéria de uma companheira através do lobo de Roche. É a fonte de raios-X persistente mais brilhante no céu. Sco X-1 é classificado como uma fonte Z, pois apresenta em seu diagrama de cor um formato de Z com três ramos. Os três ramos são classificados como ramo horizontal, ramo normal e ramo à *flares*, segundo o topo, o meio e o fim do Z, respectivamente.

Fontes Z podem ser divididas em dois grupos: fontes de tipo Cygnus, como Cyg X-2 e GX-5; e fontes tipo Sco, como Sco X-1 e GX 17+2 (Kuulkers et al. 1997). A diferença observacional entre os dois grupos em termos do diagrama de cor é que as fontes de tipo Sco apresentam um “ramo horizontal” quase vertical. As diferenças

morfológicas entre os dois tipos no diagrama de cor não são completamente entendidas. O modelo padrão para uma fonte Z é o de uma estrela de nêutrons acretando matéria de uma secundária normal, de modo que a taxa de acreção aumenta monotonicamente do ramo horizontal para o ramo à *flares* por um fator de aproximadamente 2.

Um período orbital de 18,9 h para Sco X-1 foi sugerido por Gottlieb, Wright & Liller (1975) a partir de estimativas a olho nu utilizando 1068 placas fotográficas durante o intervalo de 1890-1974. A curva de luz na banda B óptica apresenta uma modulação de 0,13 mag (Augusteijn et al. 1992), que foi interpretada como variação da visibilidade da companheira, aquecida pela emissão de raios-X. Curvas de velocidade radial utilizando as linhas de He II (4686) e HI confirmaram o período orbital e indicaram que a conjunção inferior da região de linhas de emissão está próxima do mínimo fotométrico e, portanto estas devem originar-se da região próxima ao objeto compacto (LaSala & Thorstensen, 1985). Bradshaw, Fomalont & Geldzahler (1999) mediram a paralaxe trigonométrica de Sco X-1 usando observações rádio com o VLBA; a distância deduzida foi $2,8 \pm 0,3$ kpc.

Em rádio, Sco X-1 aparece como um quasar miniatura: observam-se três componentes rádio: uma componente nuclear, próxima ao objeto compacto, uma componente nordeste que se move para longe do núcleo e uma fraca componente sudoeste que é detectada na metade das vezes. Observações detalhadas foram feitas por Fomalont et al. (2001), a fim de determinar as propriedades dos jatos. Todas as componentes são variáveis em escalas de tempo de cerca de uma hora. As variações da densidade de fluxo em rádio para todas as componentes ocorrem em escalas de tempo características de 3 horas. A velocidade média das componentes NE e SO é de $0,45c \pm 0,03c$ movendo-se radialmente para longe do núcleo com um ângulo de $44^\circ \pm 7^\circ$ em relação à linha de visada. Os lóbulos de Sco X-1 são dominados por um *hot spot* compacto. Lembre-se que os lóbulos da maioria dos jatos extragalácticos apresentam mais de um *hot spot*. A inclinação do sistema binário sugere uma massa menor do que $0,9 M_\odot$ para a massa da estrela secundária, se for utilizando uma massa para a estrela de nêutrons de $1.4 M_\odot$.

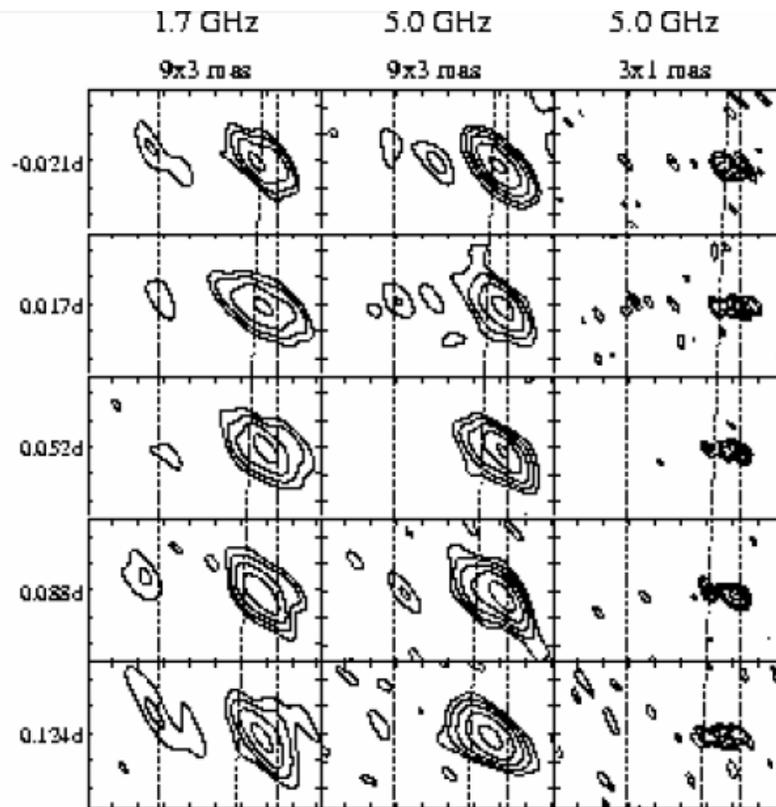


Figura 3.6. Jatos relativísticos em Sco X-1 observados pelo VLBA. A linha vertical tracejada a esquerda de cada quadro representa a posição do núcleo. A linha tracejada com uma leve inclinação indica a posição aproximada da componente NE (Fomalont et al. 2001).

Sco X-1 apresenta uma série de oscilações quase periódicas (QPOs) ao longo dos três ramos do seu diagrama de cor, oscilações do ramo horizontal (HBOs), oscilações do ramo normal (NBOs) e oscilações do ramo *flaring* (FBOs). Em Sco X-1 as NBOs com pico de frequência entre 4,5 e 7 Hz e FBOs com picos entre 6-25 Hz parecem estar relacionadas fisicamente, pois as frequências NBOs se mesclam de maneira suave às FBOs, conforme a fonte se move de um ramo para o outro (Casella et al. 2006). Van der Klis et al. (1996) foi o primeiro a observar HBOs em Sco X-1 com um pico na frequência de 45 Hz, e um harmônico inferido em 90 Hz. O espectro de potências também mostra um par de QPOs com frequências entre 800 e 1100 Hz, chamados de kHzQPOs.

Steghs & Casares (2002) determinaram os parâmetros orbitais de Sco X-1, utilizando espectroscopia de fase resolvida, e eles encontraram componentes de linhas de emissão estreitas da estrela companheira irradiada. A velocidade sistêmica

encontrada foi de $\gamma = -113,8 \pm 0,6$ km/s. Emissão do lado frontal irradiado da estrela secundária levou ao limite de semi amplitude de velocidade radial de $87 < K_2 < 148$ km/s. Em conjunção com o limite de superior da velocidade da primária de $K_1 < 53$ km/s, foi obtida uma razão de massas $q < 0.61$. Utilizando a inclinação de Bradshaw, Fomalont & Geldzahler (2001) de 38° , os autores adotaram os valores $K_1 = 40$ km/s, $K_2 = 133$ km/s, $q = 0.30$, correspondendo a massas de $M_1 = 1.4 M_\odot$ e $M_2 = 0.42 M_\odot$.

Espectroscopia de alta resolução revelou muitas linhas estreitas de alta excitação em Sco X-1 (Steehgs & Casares, 2002), sendo as mais proeminentes associadas com HeII $\lambda 4686$ e NIII $\lambda \lambda 4634-41$ / CIII $\lambda \lambda 4647-50$ (o núcleo do *blend* de Bowen). Em particular as linhas de NIII são excitadas por fluorescência, através de recombinações em cascata, o que requer inicialmente fótons de HeII Ly α . Essas componentes muito estreitas movem-se em anti-fase com respeito às asas da linha de HeII $\lambda 4686$, o que traduz, aproximadamente, o movimento do objeto compacto. Ambas as propriedades (estreitamento de linhas e diferença de fase) implicam que essas componentes se originam no lado irradiado da estrela doadora. Esse trabalho representou a primeira detecção da estrela companheira em Sco X-1.

3.4. SS 433

SS 433 foi primeiramente identificada num *survey* de estrelas que apresentavam a linha H α em emissão, feito por Stephenson e Sanduleak (1977). Ele incluía 455 objetos do plano Galáctico. SS 433 era uma fonte rádio não térmica variável (Feldman et al. 1978; Seaquist et al. 1978) e uma fonte variável de raios-X (Marshall et al. 1978). Os primeiros espectros obtidos para esse sistema (p. ex. Ciatti et al. 1978) apresentavam linhas brilhantes e variáveis, cuja origem era desconhecida. Margon (Margon 1979; Margon et al. 1979ab) identificou essas linhas de emissão como sendo linhas de Hidrogênio e Hélio neutro deslocados de dezenas de milhares de km/s para o azul e para o vermelho, com um par de linhas para cada transição. O enorme deslocamento observado nessas linhas não poderia ter sido causado por efeito Zeeman (Liebert et al. 1979), e tornou-se evidente que esses deslocamentos eram causados por efeito Doppler associado com gás movendo-se em alta velocidade. Foi então descoberto que as linhas deslocadas de H e HeI são produzidas em dois jatos de gás dirigidos para direções opostas (Fabian & Rees 1979; Milgrom 1979a; Margon et al. 1979c) e que

precessionam, levando a deslocamentos periódicos das linhas no espectro.

SS 433 é uma binária de raios-X de alta massa envolta na remanescente de supernova W50. Ele tem uma estrela companheira com um período orbital de 13,1 dias, um grande disco e dois jatos de matéria relativística altamente colimados, que se movem a aproximadamente $0,26c$. O eixo do disco faz um ângulo de aproximadamente 78° com a linha de visada, enquanto que os jatos precessionam com um eixo a 19° e com uma periodicidade de 162,15 dias (Margon, 1984). Estimativas recentes feitas por Hillwig & Gies (2006) sugerem que a primária seja um buraco negro de baixa massa ($4,4 \pm 0,8 M_\odot$) e a estrela companheira tenha uma massa de $12,5 \pm 3,3 M_\odot$.

Embora tenha sido muito observado, muitos dos parâmetros de SS 433 ainda estão em aberto. Grande parte das dificuldades em se observar SS 433 vêm do fato de que existe uma grande quantidade de gás da estrela companheira que cerca o disco e bloqueia a emissão em raios-X do mesmo. A luminosidade total do sistema é estimada em cerca de 10^{40} erg/s, grande parte dela vindo das bandas ultravioleta e óptica (Cherespashchuk et al. 1982, Dolan et al. 1997). De acordo com modelos recentes desse objeto, o vento denso e o disco geometricamente espesso cobrem totalmente a emissão em raios-X vinda das partes mais internas e quentes do mesmo. As primeiras observações de SS 433 utilizando os satélites EXOSAT e ASCA levaram à conclusão de que a emissão padrão em raios-X se origina em um plasma opticamente fino expelido na forma de jatos relativísticos com velocidade de $0,26c$ (Watson et al. 1986, Kotani et al. 1996). Observações em alta resolução do Chandra sugerem que os jatos consistam de plasma resfriado expandindo-se livremente com temperatura variando de 20 a 0,5 keV. O tamanho visível dos jatos foi estimado em $10^{10} - 10^{11}$ cm (Marshall et al. 2002). A emissão em raios-X, com luminosidade de 3×10^{35} erg/s, tem sua origem na energia térmica do gás expelido. Modelos hidrodinâmicos baseados nesse modelo “canônico” de jatos geralmente produzem bons resultados, mas deverão ser modificados para acomodar as novas observações. Utilizando o instrumento Chandra ACIS de alta resolução espacial, Migliari et al. (2002) encontraram linhas de Ferro com desvio Doppler compatíveis com distâncias de 10^{17} cm da fonte central. Variações importantes nos desvios Doppler das linhas de emissão nos jatos, em escalas de tempo menores do que um dia, podem ser causadas por mudanças na velocidade terminal dos jatos, que são afetados pelos efeitos ambientais (Marshall et al. 2005).

A grandes distâncias do objeto compacto, o fluxo de matéria dos jatos interage com o meio circunstelar e perde energia e momento. A forma em rádio de W50 mostra

dois lóbulos bem conhecidos, chamados *ears*, que são causados pelos jatos, que parecem estar confinados ao envelope do remanescente de supernova. A matéria expelida, no entanto, só pode ser vista muito próxima de SS 433, e depois nos *ears*. Entre esses pontos não se detectou diretamente um contorno rádio indicando a presença de fluxo colimado. Observações do jato leste com o ASCA mostraram que o espectro é não térmico e melhor descrito por uma lei de potência, com índice espectral de $\sim 1,4 - 2,2$ (Yamauchi et al. 1994). A morfologia dos jatos leste e oeste parece ser muito diferente, o que foi atribuído a diferentes condições no meio circunstelar interagindo com os jatos (Brinkmann et al. 1996). Para a região com emissão brilhante do jato leste, a cerca de 35 minutos de arco de distância de SS 433, foi confirmada como uma lei de potência. O choque terminal do jato leste, que se encontra a cerca de 80 minutos de arco do objeto central, apresentou um espectro térmico, com $kT \sim 0,2$ keV.

McLean & Tapia (1980) detectaram mudanças na polarização linear em SS 433 sob a forma de variações suaves do parâmetro de Stokes U (e do ângulo de polarização θ) com o período de precessão. Eles também discutiram a possibilidade da variação do parâmetro Q e do grau de polarização com o período orbital. Efimov et al. (1984) obtiveram curvas médias de polarização para SS 433, durante o período de 1979 a 1982. Eles sugeriram um valor de 4.7% para a polarização interestelar na direção de SS 433, valor esse maior do que a polarização média observada. Isso indicaria que a direção da média da polarização intrínseca é aproximadamente ortogonal à polarização interestelar e paralela à direção dos jatos rádio ($\theta \sim 100^\circ$). Tal polarização poderia ser produzida por espalhamento de matéria concentrada no plano orbital.

A característica principal que distingue SS 433 de outras binárias de raios X é que, em SS 433, ocorre todo o tempo um regime contínuo de acreção supercrítica de gás. Nesse caso, um disco de acreção supercrítico é formado, juntamente com jatos colimados de gás que se propagam a uma velocidade de 79000 km/s a partir das regiões internas do disco e perpendiculares a ele. A estrela companheira preenche se lóbulo de Roche e fornece um poderoso e praticamente contínuo fluxo de gás para o objeto compacto a uma taxa de aproximadamente $10^{-4} M_\odot / yr$. Essencialmente, a razão pela qual SS 433 é única entre as binárias de raios-X pode ser determinada descobrindo-se a origem dessa alta transferência de matéria (van de Heuvel 1981; Shklovskii 1981).

Capítulo 4

Observações e Redução

Com o intuito de se estudar as propriedades ópticas de microquasares, realizou-se observações espectroscópicas e polarimétricas dos objetos selecionados para o estudo. Foram, então, observados os microquasares SS 433, LS 5039 e Sco X-1 no período de 30 de junho de 2006 a 6 de julho de 2006. Para as observações espectroscópicas se utilizou o espectrógrafo Cassegrain montado no telescópio de 1,60 m do Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA). As medidas polarimétricas foram feitas igualmente no LNA utilizando-se a gaveta polarimétrica (<http://www.astro.iag.usp.br/~antonio/gaveta/default.htm>) montada no telescópio de 0,60m do IAG no LNA.

O objeto GRO J1655-50, que faz parte da lista de objetos selecionados para o estudo, infelizmente estava muito fraco e não pode ser observado em nenhum dos telescópios durante essa missão. Para esse microquasar, serão utilizados dados polarimétricos fornecidos pelo professor Antônio Mário Magalhães (IAG-USP) obtidos nos dias 9 de abril de 1997 e em 12 de junho de 2000, mas não se disporá de dados espectroscópicos.

Além das observações dos objetos de programa, foram feitas as imagens de bias (medidas com o obturador do telescópio fechado), para determinar o ruído eletrônico e medidas de flat-field (medidas de uma tela branca banhada de luz branca contínua), para a correção de variações de ganho pixel a pixel presentes no CCD.

4.1. Observações Espectroscópicas

As medidas espectroscópicas foram realizadas nos quatro primeiros dias da missão: 30 de junho, 01, 02 e 03 julho. No início de cada noite de observação era realizado o ajuste de foco, e para isso eram feitas medidas rápidas utilizando-se uma estrela brilhante e inspecionando a largura a meia altura do perfil medido. O foco provou-se uma dificuldade especial durante essa missão, acarretando imagens grandes e

variando consideravelmente durante as noites. Isso pode ter prejudicado a precisão dos espectros obtidos. Outra dificuldade encontrada durante a missão, foi o fato de dois dias terem sido perdidos devido à alta umidade, obrigando o fechamento da cúpula. Os dados espectroscópicos, como mencionado acima, foram obtidos através do espectrógrafo Cassegrain do LNA. Foram obtidos espectros para Sco X-1 e LS 5039 nas regiões vermelha e azul com uma cobertura espectral suficiente para se observar linhas que permitiriam caracterizar a contrapartida óptica. As informações sobre a configuração instrumental e a região de cobertura do CCD são encontradas na tabela 4.1. Infelizmente, devido às condições de observação, apenas esses dois objetos mais brilhantes puderam ser medidos. Foram realizadas também as medidas de bias e flat-field a cada noite e para cada região espectral.

Tabela 4.1: Configuração instrumental do telescópio de 1,60m do LNA.

Informações sobre o Equipamento - Telescópio 1,6 m Perkin-Elmer (LNA)		
Instrumento: Espectrografo Cassegrain 600/500		
Detector: CCD 105		
Filtro: GG475		
	Região Azul	Região Vermelha
λ Central (nm)	450	656
Cobertura (nm)	323 - 577	536- 777
Ângulo da Rede	-8° 25'	-12° 20'
Foco Colimador	0,5	2
FWHM (fenda em 80 μ)	3,4 pixels	3,4 pixels
Filtro Objeto	Não	GG475
Lâmpada de Comparação	He-Ar	Ne-Ar

Para cada um dos objetos foram feitas três observações com tempo de exposição de 30 minutos em cada uma das duas regiões (azul e vermelha). Entre cada uma dessas exposições foram medidos o espectro da lâmpada de comparação correspondente a essa região (He-Ar para o azul e Ne-Ar para o vermelho). A qualidade dos espectros obtidos, como mencionado anteriormente, não foi muito boa devido a presença de diversos fatores atmosféricos, tais como a presença de cirrus, nuvens altas e turbulência. Houve também uma grande variação de umidade ao longo das noites, agravando ainda mais as condições de observação. Portanto, a principal fonte de erro esperada para as medidas a partir dos espectros tem origem nessas condições.

4.2. Observações Polarimétricas

As observações polarimétricas foram feitas utilizando-se a gaveta polarimétrica no telescópio IAG, no LNA, durante as noites dos dias 04, 05 e 06 de julho. As condições de observação durante essas noites apresentaram sensíveis melhorias e praticamente todo o tempo disponível foi utilizado.

Para as medidas polarimétricas, são feitas várias imagens do mesmo objeto com diferentes posições de uma lâmina retardadora (no caso uma lâmina de meia onda para polarização linear) que pode girar em até 16 posições espaçadas entre si de 22.5° . Em geral são necessárias quatro posições da lâmina para se obter os parâmetros de Stokes e determinar a polarização do objeto; no entanto, se se mede num número maior de ângulos, melhora-se a precisão dos resultados. Após atravessar a lâmina de meia onda, o feixe de luz passa por um analisador (para objetos pontuais é utilizado um prisma Savart de calcita). O prisma de calcita faz com que o feixe de luz seja dividido em dois, um feixe ordinário e um extraordinário, gerando uma imagem dupla de cada estrela.

Foram obtidas imagens para os microquasares LS 5039, SS 433 e Sco X-1. O campo em torno de GRO J1655-40 foi observado durante essas noites, mas o objeto não pode ser identificado, mesmo com ajuda de um “finding chart”; é possível que o objeto estivesse num estado quiescente por isso muito fraco para ser observado pelo telescópio de 0.60m do LNA. No entanto, o prof. Antonio Mário Magalhães forneceu dados para o objeto, medidos em outra época com o mesmo instrumento utilizado em nossa missão. Cada objeto foi observado nos filtros B, V, R e I do óptico; e para cada filtro foram feitas 8 posições da lâmina retardadora. O tempo de integração para cada objeto foi variado, levando-se em conta a magnitude de cada objeto, para não correr riscos de que a medida ficasse saturada. Também foram observadas algumas estrelas padrão polarizadas e não-polarizadas para a calibração do ângulo de polarização e determinação de alguma possível polarização instrumental. Para essas estrelas, como o tempo de integração era bem mais curto (cerca de 3s), foram feitas 16 posições da lâmina retardadora. Vale notar que a cada noite são necessárias novas medidas de estrelas padrão, bem como diferentes medidas para os diferentes filtros.

4.3 Redução de Dados

A redução dos dados foi feita utilizando o programa IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*). Ambas as medidas, espectroscópicas e polarimétricas, passaram

pelo processo de correção devido ao ruído eletrônico presente nas médias. Para isso, foi subtraída de cada imagem a média das imagens de *bias* (imagens feitas com o obturador fechado). Também foi feita a correção devido a variações pixel a pixel presentes no CCD e para isso foram utilizadas as medidas de *flat-field*, sendo que cada imagem de objeto foi dividida pela média das imagens de *flat-field* obtidas. Um cuidado especial com a determinação do *flat-field* para espectroscopia é que se deve eliminar o contínuo da iluminação difusa. Assim, em um primeiro passo, os espectros de flat-field de cúpula são combinados da maneira usual. Em seguida, utilizando a tarefa RESPONSE, é feita uma normalização de primeira ordem com relação ao contínuo destes espectros.

Espectroscopia

Para as imagens espectroscópicas, o primeiro passo é extrair-se o espectro da imagem a três dimensões. Para isso, utilizou-se a tarefa SPECRED.APALL do IRAF. Em seguida, utilizando espectros de lâmpadas de comparação apropriadas, realiza-se a calibração em comprimento de onda. A solução de dispersão nos espectros de comparação foi obtida com as tarefas IDENTIFY e REIDENTIFY. A solução foi obtida tipicamente com uma spline cúbica de ordem 3. A solução atribuída a cada espectro do objeto foi a média das soluções obtidas para os espectros da lâmpada adquiridos imediatamente antes e depois do objeto. Este cuidado tem o intuito de evitar que a solução não seja representativa devido aos longos tempos de exposição para a obtenção dos espectros dos objetos, e tendo em vista que a solução é dependente da orientação (posição) do espectrógrafo e do telescópio. Esse cuidado é indispensável quando se trabalha no foco Cassegrain. A calibração em comprimento de onda foi feita com a tarefa DISPCOR. Finalmente, os espectros foram normalizados pelo contínuo, através de um ajuste de uma spline cúbica de ordem elevada, com a tarefa CONTINUUM. Em seguida, os espectros correspondentes obtidos em exposições distintas foram combinados (com a tarefa SCOMBINE) pela mediana, e com rejeição de raios cósmicos. As figuras 4.1 e 4.2 representam as imagens finais após o processo de redução.

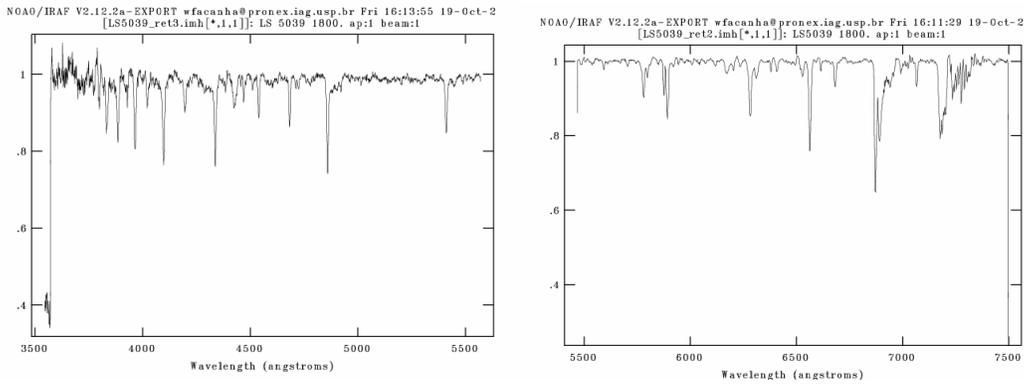


Figura 4.1. Espectros de LS 5039 nas regiões vermelha e azul.

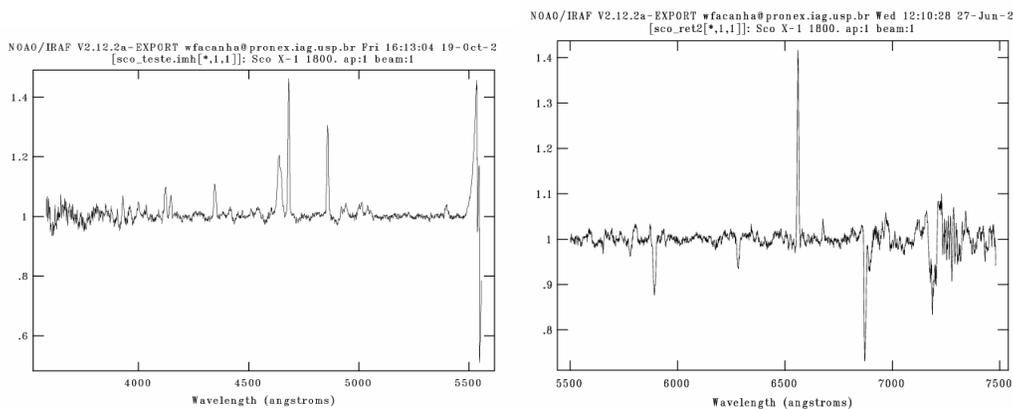


Figura 4.2. Espectros de Sco X-1 nas regiões vermelha e azul.

Polarimetria

A redução polarimétrica foi feita utilizando o pacote PCCDPACK para o IRAF, mais especificamente a rotina QUICKPOL, que permite a determinação dos parâmetros de Stokes.

Em sua primeira etapa, a rotina alinha as diversas imagens de cada objeto. Após esse alinhamento, o QUICKPOL irá fazer a fotometria do objeto (ou objetos no caso de um campo de estrelas), e para isso será necessário fornecer alguns valores importantes, a saber, o $fwhm$, o valor do céu e o erro no valor do céu para os objetos selecionados. O valor de $fwhm$ é também utilizado para a determinação do raio interno do anel do céu utilizado para a medida fotométrica ($\sim 6 \times fwhm$), e para a determinação da largura desse anel ($\sim 2.5 \times fwhm$). A rotina necessita também dos valores de aberturas ($apertures$) que serão utilizadas para o cálculo. Após esse passo, os parâmetros de Stokes são obtidos pelo ajuste da seguinte função por mínimos quadrados:

$$Z(\psi) = q \cos 4\psi + u \sin 4\psi \quad (4.1)$$

Onde, ψ é o ângulo da lâmina retardadora, q e u são os parâmetros de Stokes normalizados e $Z(\psi)$ é dado por:

$$Z(\theta) = \frac{N_{ord} - N_{ext}}{N_{ord} + N_{ext}} \quad (4.2)$$

Com os parâmetros de Stokes pode-se, então obter os valores de grau e ângulo de polarização, que são dados por:

$$P = (q^2 + u^2)^{1/2} \quad (4.3)$$

$$\theta = \frac{1}{2} \arctan\left(\frac{u}{q}\right)$$

Ao final do processo será fornecido um histograma para os valores de polarização, um histograma para os ângulos de polarização, além de um gráfico de $q \times u$ e um gráfico da direção no céu da polarização de cada objeto (ignorando as diferentes intensidades de polarização).

Capítulo 5

Resultados e Análise de Dados

Seguem agora os resultados obtidos com as observações realizadas. Primeiramente, trataremos dos dados espectroscópicos, determinando as velocidades radiais e classificando a contrapartida óptica. Em seguida, mostraremos os resultados polarimétricos, incluindo a determinação da polarização intrínseca de cada objeto e a contribuição interestelar.

5.1. Espectroscopia

O tratamento espectroscópico foi feito, como descrito acima, utilizando-se o programa IRAF. Os objetos medidos foram LS 5039 e Sco X-1.

5.1.1. LS 5039

O primeiro passo na análise espectroscópica foi identificar as linhas mais proeminentes nos espectros de LS5039 e determinar suas larguras equivalentes (EW). As medidas de EW foram feitas utilizando-se o IRAF, mais especificamente com a tarefa SPLOT. Os perfis de linhas ajustados para a determinação das larguras equivalentes pelo programa foram perfis gaussianos. A tabela 5.1 lista as principais linhas identificadas e suas respectivas larguras equivalentes. Uma vez identificadas, é possível obter-se a velocidade radial do objeto através do desvio Doppler observado nas linhas; classicamente, tem-se:

$$V_r = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} c \quad (5.1)$$

Tabela 5.1. Resultados da Espectroscopia de LS 5039.

LS 5039 - Vermelho				
Linha	λ_0	λ_{obs}	EW (A)	VR
He I	5875,67	5876,30	0,76	32,17
H α	6562,68	6563,33	2,87	29,6
He II	6890,90	6891,31	4,08	17,7
He II	6527,10	6527,47	0,74	16,9
LS 5039 - Azul				
Linha	λ_0	λ_{obs}	EW (A)	VR
H9	3835,40	3832,66	1,20	-214,40
Ca II H	3968,50	3884,99	1,11	
He	3970,00	3964,76	2,23	-395,82
He I	4026,00	4022,23	0,64	-280,92
H δ	4101,70	4097,89	2,38	-278,45
He II	4200,00	4196,24	1,05	-268,36
H γ	4340,50	4337,07	2,05	-237,42
He I	4471,60	4468,45	0,37	-211,40
He II	4541,60	4539,03	0,80	-169,90
He II	4685,70	4683,16	0,99	-162,56
H β	4861,30	4859,20	2,63	-129,53
He II	5411,50	5410,91	1,29	-32,60

Primeiramente, o que se nota é uma grande discrepância nos valores de velocidade radial de LS 5039 quando se comparam as duas diferentes regiões espectrais. Também é possível notar diferenças significativas entre os valores de velocidade radial para a mesma cor. Uma inspeção na curva de velocidade radial de LS 5039 (Fig. 5.1, de McSwain et al. 2001) revela que os valores por nós obtidos para a região azul do espectro são muito diferentes do que se deveria esperar.

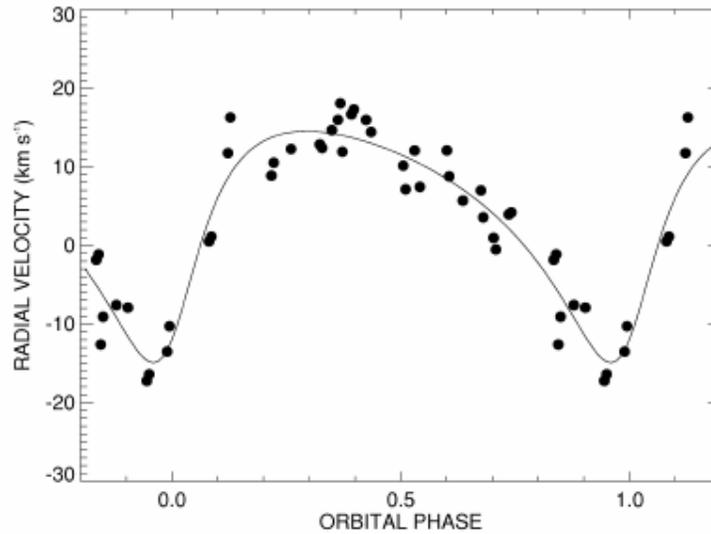


Figura 5.1. Curva de velocidade radial para LS 5039 (McSwain et al. 2001).

Sendo assim, vê-se que alguns valores de velocidades radiais obtidos na região vermelha do espectro são compatíveis com as velocidades apresentadas na figura 5.1. Vale aqui observar que linhas do HeII e do HeI podem ser produzidas em regiões distintas do sistema binário: as primeiras podem ter componentes importantes originadas próximas do objeto compacto ou do disco em torno dele, enquanto as do HeI devem vir unicamente da companheira.

Outra razão das possíveis discrepâncias observadas nas medidas de V_r na região vermelha do espectro é que a qualidade do mesmo deixa a desejar, uma vez que as condições observacionais (*seeing*, espectrógrafo Cassegrain) favoreceram variações do foco em escalas de tempo comparáveis com o tempo de integração utilizado nas medidas. A resolução espectral nem sempre permitiu a identificação e medida de certas linhas, contaminadas por outras muito próximas; lembre-se que, para a determinação do centróide das linhas, foi utilizado um perfil gaussiano.

Ainda assim a maioria de nossas medidas apresentaram valores consistentes com os valores de McSwain et al. (2001). A velocidade radial média de LS 5039 por nós obtida, a partir das linhas mais intensas, foi $V_r = 24 \pm 8$ km/s, sendo a incerteza obtida ao desvio padrão com relação ao valor médio. Apesar de ser grande a incerteza no valor de V_r , (tendo em vista as condições de observação), nossa velocidade média é compatível com a velocidade radial obtida por McSwain et al (2001). Note que a fase de nossa observação, calculada com as efemérides dos autores é $F = 0,140$ e nosso ponto

de medida ajusta-se bem na curva de McSwain et al.

Já no filtro azul, a situação é obviamente anômala. Os valores de velocidades radiais obtidos para todas as linhas medidas apresentaram-se todos fortemente negativos. E essa situação ocorreu numa das melhores noites em que estivemos no telescópio de 1,6 m do OPD. O problema encontrado então, poderia advir de um erro sistemático introduzido no processo de redução, como por exemplo, uma medida anormal de lâmpada de calibração ou calibração incorreta de comprimentos de onda. Um exame da solução de dispersão não apontou para problemas na designação das linhas conhecidas da lâmpada de calibração: tudo pareceu estar de acordo com o esperado, indicando que a calibração realizada estava correta. No entanto, existe a possibilidade de que a própria tomada do espectro da lâmpada tivesse apresentado problema, de modo que essa medida de lâmpada de calibração talvez deva ser descartada. O que se fez, então, foi utilizar diferentes medidas da lâmpada de calibração obtidas na noite de observação, mesmo que isso resultasse em menor qualidade das medidas, pois se havia adotado o procedimento clássico de se intercalar medidas de lâmpada e da fonte. Infelizmente, o espectro continuou apresentando os mesmos problemas.

Em uma última tentativa, retomou-se a redução desde o início: os valores de velocidade radial não foram significativamente alterados.

Descartada a possibilidade de um erro sistemático ter sido introduzido durante o processo de redução, resta como opção que o problema tenha sido gerado durante a coleta de dados de LS 5039. Se foi esse o caso, o espectro obtido para LS 5039 não pode ser utilizado para a determinação de velocidades radiais; apenas as larguras equivalentes podem ser úteis, pois elas independem da posição absoluta dos centróides das linhas.

Vale mencionar aqui que fato semelhante ocorreu numa única noite com medidas obtidas em 2003 com o mesmo espectrógrafo Cassegrain instalado no 1,60m do OPD (medidas feitas por E. Janot Pacheco). Aconteceu igualmente uma forte discrepância (igualmente de centenas de km/s) na posição dos centróides das linhas na região azul do espectro; o *staff* técnico do LNA concluiu à época por um deslocamento temporário de componentes ópticos no interior do espectrógrafo.

Fizemos em seguida, a classificação espectral de LS 5039. Para isso, foi utilizado um critério quantitativo baseado nas medidas de larguras equivalentes das linhas do He (Conti & Alschuler, 1971; Conti & Frost 1977). De acordo com esse critério, a classe

espectral é definida pela razão de intensidades das linhas He I $\lambda 4471$ e He II $\lambda 4541$. Essa razão é equivalente a uma razão de larguras equivalentes, chamada de W' se escrita de forma logarítmica.

$$\log_{10} W'_\lambda \equiv \log_{10} \left[\frac{W_\lambda(4471)}{W_\lambda(4541)} \right] \quad (5.2)$$

Conti & Alschuler (1971), após um estudo das EW das linhas de He para diversas estrelas-padrão de tipo O chegaram aos seguintes limites de $\log W'$ para cada tipo espectral:

Tabela 5.2. Relação entre a razão das larguras de linhas equivalentes de He I $\lambda 4471$ e He II $\lambda 4541$ e o tipo espectral de uma estrela O (Conti & Alschuler 1971).

SPECTRAL TYPES BASED ON 4471/4541 RATIO W'					
Log W' Limit	Type	Limit	Log W' Limit	Type	Limit
	O9.5	$\geq +0.45$	0.....	>O7	≥ -0.10
+0.45.....	>O9	$\geq +0.30$	-0.10.....	>O6.5	≥ -0.20
+0.30.....	>O8.5	$\geq +0.20$	-0.20.....	>O6	≥ -0.30
+0.20.....	>O8	$\geq +0.10$	-0.30.....	>O5.5	≥ -0.50
+0.10.....	>O7.5	≥ 0	-0.50.....	>O5	≥ -0.70
			-0.70.....	>O4	...

NOTE.—The log W' limits for each type refer to the *difference* $\log W(4471) - \log W(4541)$.

Para fazer a classificação de nossa estrela, foram feitas várias medidas de largura equivalente das linhas em questão, como método empírico de estimarmos a precisão nas medidas. Isso resultou nos seguintes valores:

Tabela 5.3. Média e desvio padrão medidos para as linhas de He I $\lambda 4471$ e He II $\lambda 4541$.

$\lambda 4471$		$\lambda 4541$	
EW	σ	EW	σ
0,47	0,02	0,86	0,02

O valor de $\log W'$ obtido é então de: $-0,26 \pm 0,02$. Isto equivale a uma estrela O6, sendo também compatível, dentro do limite de 3 sigmas, com o tipo espectral O6.5. O fato de a linha HeI $\lambda 4686$ apresentar forte absorção sugere que a estrela seja da seqüência

principal. A presença de N III (blend CIII – NIII – OII em $\lambda\lambda 4640-50$), aliada à forte absorção de HeI $\lambda 4686$ sugere a nomenclatura ((f)) (Walborn, 1971; Conti & Leep, 1974). Assim, a contrapartida óptica de LS5039 pode ser classificada como uma estrela O6 V((f)) - O6.5V((f)), que está de acordo com a classificação fornecida por outros autores (p. ex. Clark et al. 2001).

5.1.2. Sco X-1

As linhas espectrais de Sco X-1 também foram identificadas e tiveram suas EW medidas. Os resultados se encontram na tabela 5.4 abaixo.

Tabela 5.4. Resultados das observações espectroscópicas de Sco X-1.

Sco X-1 - Vermelho				
Linha	λ_0 (Å)	λ_{obs} (Å)	EW (Å)	V_r
He II	5896,70	5892,61	1,60	-207,98
H α	6562,68	6560,83	-3,59	-84,39
Sco X-1 - Azul				
Linha	λ_0 (Å)	λ_{obs} (Å)	EW (Å)	V_r
N III+C III		4638,97		
He II	4685,70	4681,61	-3,94	-262,05
H β	4861,30	4858,18	-2,92	-192,66

Com as poucas linhas identificadas de Sco X-1, foram determinados os valores de velocidade radial correspondentes. A dispersão nos valores obtidos é considerável; no entanto, esse problema era esperado uma vez que a rápida variação dos perfis de linha torna a medição de velocidades radiais muito difícil (Bord et al. 1976). Trata-se de um sistema binário complexo, onde existem movimentos de matéria, tornando difícil a interpretação da origem e formação das linhas, sobretudo em emissão (cf. mais abaixo e figura).

As velocidades obtidas são, de todo modo, compatíveis com as velocidades esperadas para Sco X-1.

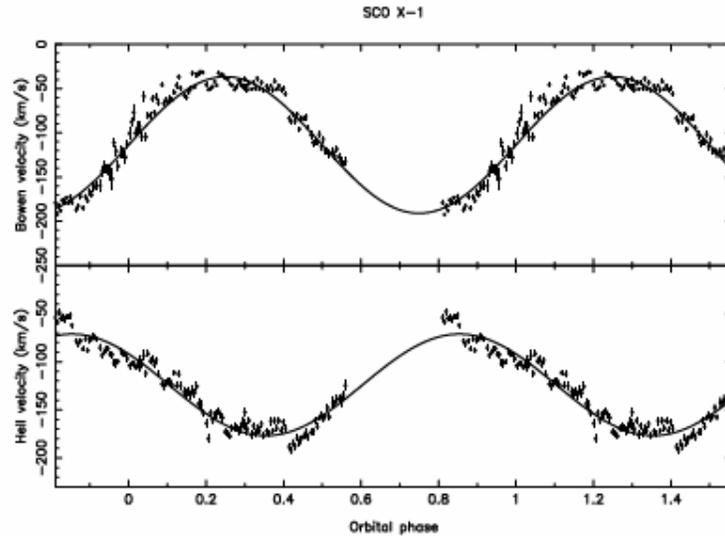


Figura 5.2. Topo: Curva de velocidade radial das componentes de emissão das componentes finas do *blend* de Bowen. Abaixo: Curva de velocidade radial derivada da linha do He II em emissão em $\lambda 4686$ (Steeghs & Casares 2002).

As características da companheira óptica de Sco X-1 não são bem conhecidas, devido ao fato de que ela é ofuscada pela forte luminosidade do disco em raios-X. A estrela doadora não havia sido detectada espectroscopicamente no óptico (Schachter et al. 1989) nem no infravermelho (Bandyopadhyay et al 1997, 1999) até ~ 2000 .

O espectro óptico de Sco X-1 é dominado por uma forte emissão das linhas da série de Balmer, bem como linhas de He I/He II (ou seja, ele é dominado pelo disco de acreção irradiado pelos raios-X). No entanto, foram detectadas linhas muito finas e fracas que mostraram desvios Doppler significantes como função da fase orbital (Steeghs & Casares 2002). Em particular próximo a 4640 Å, a forte emissão foi resolvida e separada em uma componente larga, bem como em várias componentes finas a partir das transições de Bowen individuais do *blend*. Uma emissão larga e altamente variável já era esperada por Sandage et al. (1966) enquanto discutia a identificação de Sco X-1. Mais recentemente, a emissão Bowen em Sco X-1 foi relatada por Willis et al. (1980), enquanto Schachter, Filippenko & Kahn (1989) discutiram o processo de fluorescência em detalhe. Contudo, as observações desses autores não atingiam a resolução espectral necessária para resolver as componentes individuais. Espectroscopia de alta resolução (Steeghs & Casares 2002) permitiram estudar-se em detalhe a linha do HeII $\lambda 4686$ e o *blend* de Bowen em NIII $\lambda \lambda 4634-41$ / CIII $\lambda \lambda 4647-50$. Em particular as linhas do NIII são bombeadas por fluorescência através de

recombinação em cascata, o que requer inicialmente fótons HeII Ly α . Essas componentes são muito estreitas e movem-se em anti-fase com respeito às asas da linha de HeII $\lambda 4686$ (Figura 5.2) que traça, aproximadamente o movimento do objeto compacto. Ambas as propriedades (estreitamento e a diferença de fase) implicam que essas componentes se originam no lado irradiado do lóbulo de Roche (Steeghs & Casares 2002).

5.2. Polarimetria

Primeiramente, obtiveram-se os valores do grau e ângulo de polarização para as estrelas padrão polarizadas e não polarizadas. Tais valores serão utilizados para eventuais correções devido à polarização instrumental e correções no ângulo de polarização para o sistema equatorial. Os resultados dessas observações podem ser encontrados na tabela 5.5.

Tabela 5.5. Resultados para as medidas de polarização das estrelas padrões polarizadas e padrões não-polarizadas. O painel a) se refere as padrões polarizadas observadas na noite em que GRO J1655-40 foi medida. O painel b) fornece as informações das padrões polarizadas observadas para as outras fontes e o painel c) é a medida da padrão não polarizada.

a) Padrões Polarizadas									
Filtro R (GRO J1655-40)					Filtro B (GRO J1655-40)				
Fonte	P (%)	θ (°)	θ (survey)	$\Delta\theta$ (°)	Fonte	P (%)	θ (°)	θ (survey)	$\Delta\theta$ (°)
HD 110984	5,6	107,1	91,2	15,8	HD 111613	3,1	37,8	80,2	137,6
HD 155197	4,2	120,2	104,4	15,7	HD 80558	3,1	119,8	162,2	137,6

b) Padrões Polarizadas (Outras Fontes)									
Filtro B					Filtro V				
Fonte	P (%)	θ (°)	θ (survey)	$\Delta\theta$ (°)	Fonte	P (%)	θ (°)	θ (survey)	$\Delta\theta$ (°)
HD 161056	3,6	109,1	68,71	40,4	HD 161056	4,07	115,8	68,6	47,2
HD 183143	5,6	40,1	180	40,1	HD 183143	6,2	45,5	179	46,5

Filtro R					Filtro I				
Fonte	P (%)	θ (°)	θ (survey)	$\Delta\theta$ (°)	Fonte	P (%)	θ (°)	θ (survey)	$\Delta\theta$ (°)
HD 161056	5,1	105,5	69	36,5	HD 126593	4,07	108,7	74,3	34,3
HD 183143	5,9	42	178	44	HD 155197	3,61	138	104,1	33,9

c) HD 176425 (Padrão Não-Polarizada)			
	P (%)	σ (%)	θ (°)
B	0,01	0,02	22,3
V	0,02	0,03	43,4
R	0,005	0,03	154,4
I	0,05	0,02	85,9

Comparando-se os resultados observados com os resultados esperados para esses objetos, obtidos através de um *survey* (<http://www.astro.iag.usp.br/~antonio/padroes/index.html>) foram obtidas as correções de ângulo de polarização que serão utilizadas nos objetos de programa. Vale mencionar que os graus de polarização das estrelas padrão concordam com o esperado de acordo com o *survey*. Para a correção do grau de polarização, foi feita uma média dos valores de $\Delta\theta$ para cada filtro. A separação de GRO J1655-40 das outras fontes se deve ao fato de GRO ter sido observada num programa diferente, como descrito no capítulo de Observações. A polarização medida nas estrelas padrões não polarizadas foi sempre menor do que 0,05% o que é um erro instrumental razoável, e portanto nenhuma correção foi feita com relação à possível polarização instrumental para elas. Os valores do grau de polarização de cada objeto e seus respectivos ângulos de polarização encontram-se na tabela abaixo.

Tabela 5.6. Resultado das medidas de polarização dos microquasares observados.

		LS 5039			Sco X-1		
Filtro	P (%)	σ (%)	θ (°)	P (%)	σ (%)	θ (°)	
B	4,87	0,02	164,7	0,85	0,01	119,7	
V				0,59	0,05	118,2	
R				0,7	0,05	128,0	
I	4,55	0,07	166,9	0,4	0,1	131,0	
		SS 433			GRO J1655-40		
Filtro	P (%)	σ (%)	θ (°)	P (%)	σ (%)	θ (°)	
B	2,1	0,4	142,4	3,8	0,2	125,6	
V	1,8	0,1	169,2				
R	1,99	0,05	176,9	4,1	0,7	121,3	
I	1,59	0,07	165,2				

Pode-se ver que os objetos apresentam um grau de polarização razoável para objetos astronômicos, com exceção talvez de Sco X-1, que mostra uma polarização mais baixa. Para determinar se a polarização medida é intrínseca aos objetos, é necessária uma análise dos campos ao redor de cada estrela, e também determinar a quantidade de luz polarizada produzida pelo meio interestelar.

5.2.1. GRO J1655-40

A polarização do campo ao redor de GRO J1655-40, no filtro R do óptico, pode ser vista na figura 5.3 abaixo:

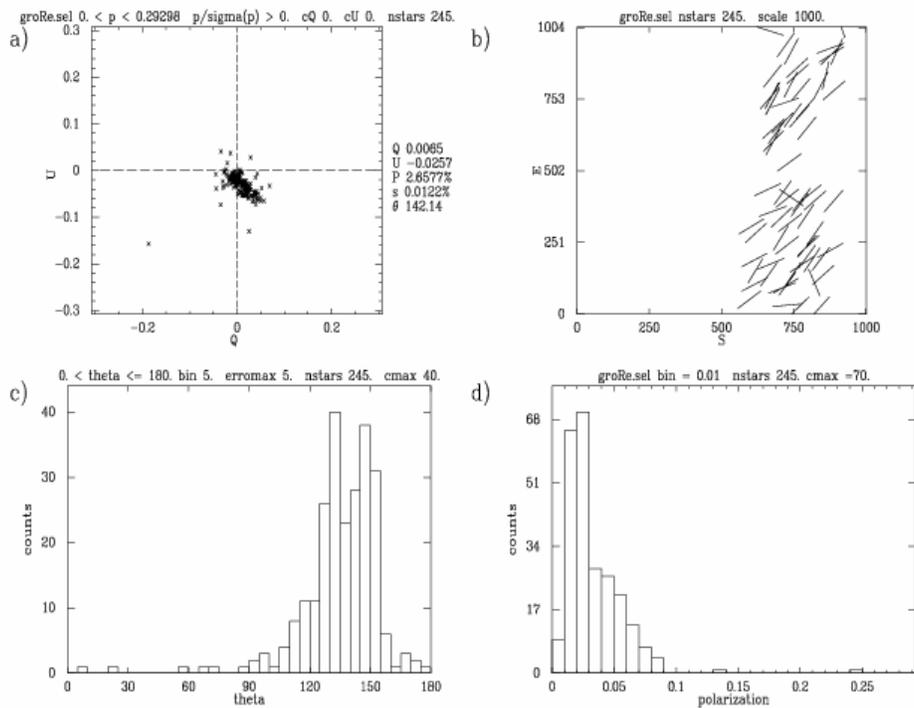


Figura 5.3. Polarização do campo ao redor de GRO J1655-40. Aqui pode ser vista uma tendência no comportamento do ângulo de polarização, dando indicativos de que ao menos parte da polarização medida é devido ao meio interestelar.

Foram medidos 245 objetos, e como pode ser visto no histograma do ângulo de polarização (painel c), existe uma estrutura no campo em torno de GRO. Para caracterizar essa estrutura foi feito o ajuste de uma gaussiana sobre o histograma de ângulos de polarização.

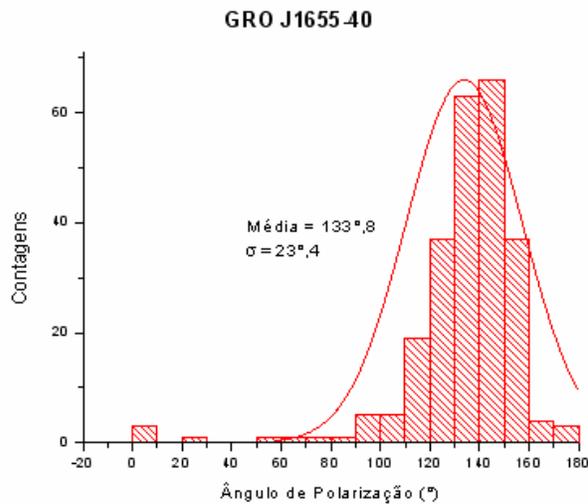


Figura 5.4 Ajuste de uma gaussiana ao histograma de ângulos de polarização.

Do histograma acima vê-se que a direção preferencial da polarização é em $\theta = 133^\circ, 8$, com uma dispersão de $23^\circ, 4$. Observa-se também a existência de alguns objetos que estão fora dessa estrutura; eles não são de grande importância, pois o objeto de interesse, GRO J1655-40, apresenta um ângulo de polarização próximo ao determinado para o campo, sendo um forte indicativo de que ao menos parte da polarização obtida para o microquasar é de origem interestelar.

Para tentar refinar mais o campo, utilizou-se uma restrição para filtrar objetos com $P/\sigma(P) \leq 5$, eliminando objetos com sinal/ruído muito baixo. Após essa filtragem o número de objetos medidos caiu para 185. Um novo histograma foi construído para esses objetos:

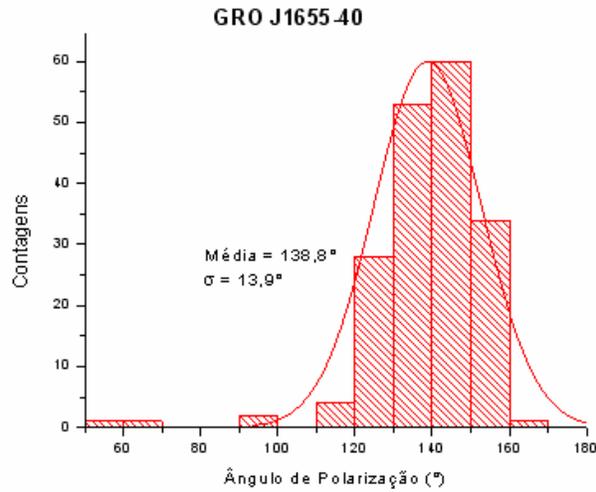


Figura 5.5. Ajuste de uma gaussiana ao histograma de ângulos de polarização ao redor do campo de GRO J1655-40, com relação $P/\sigma(P) > 5$.

A estrutura ainda continua presente após a filtragem com uma pequena alteração no ângulo central e uma dispersão menor nos valores de θ . Para tentar melhorar um pouco mais o resultado, restringiram-se as medidas a objetos com valores de $P/\sigma(P) > 10$.

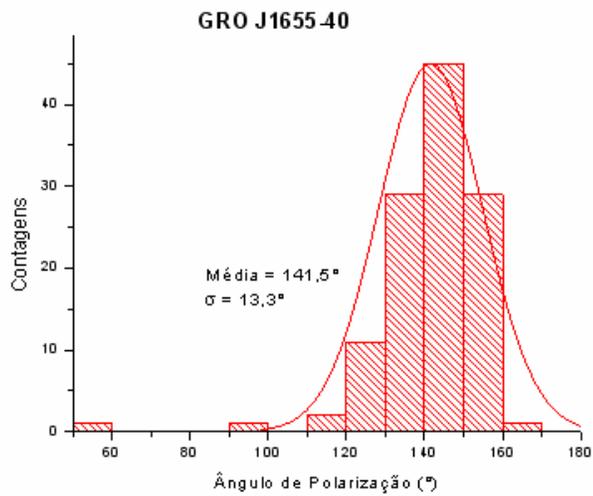


Figura 5.6. Ajuste de uma gaussiana ao histograma de ângulos de polarização ao redor do campo de GRO J1655-40, com relação $P/\sigma(P) > 10$.

Agora, o número de objetos medidos no campo foi de 119 objetos, e os valores médios e de dispersão não mudaram muito. O valor de $141,5^\circ$ com desvio padrão de $13,3^\circ$ será a direção adotada para a polarização do campo em torno de GRO J1655-40. Esse valor precisa também ser corrigido, utilizando-se o valor de $\Delta\theta$ obtido através das estrelas padrões, de modo que o valor final do ângulo de polarização é $\theta = 125^\circ,7$. O grau de polarização correspondente, determinado pelo IRAF, é de $P(\%) = 2,86 \pm 0,01$.

O valor da polarização interestelar deve ser descontado do valor total da polarização observada. Os cálculos para descontar essa polarização devem ser feitos utilizando-se os parâmetros de Stokes Q e U determinados, via o pacote PCCDPACK. Os valores dos parâmetros de Stokes observados, Q_{obs} e U_{obs} , podem ser escritos da seguinte forma:

$$\begin{aligned} Q_{obs} &= Q_{int} + Q_{is} \\ U_{obs} &= U_{int} + U_{is} \end{aligned} \quad (5.3)$$

Onde Q_{int} e U_{int} são os parâmetros de Stokes da componente intrínseca e Q_{is} e U_{is} são os parâmetros da componente interestelar. A polarização pode ser então obtida por:

$$P_{int} = \left(Q_{int}^2 + U_{int}^2 \right)^{1/2} \quad (5.4)$$

Assim, a polarização intrínseca de GRO J1655-40, no filtro R é de $P(\%) = 1,5 \pm 0,7$.

Mesmo levando-se em conta a polarização do meio interestelar, GRO J1655-40 apresenta uma polarização intrínseca considerável. Essa polarização pode ter duas origens; uma delas, a emissão *synchrotron* e a outra, o espalhamento de elétrons.

Em analogia com os AGNs, espera-se que parte do fluxo polarizado observado seja proveniente do plasma relativístico dentro dos jatos (p. ex. Ghisellini et al. 1985). No entanto, a polarização encontrada é pequena se comparada com o máximo esperado por emissão *synchrotron* (que seria próximo de 100%). Isso pode ser causado por inhomogeneidades do campo magnético ou pela presença de gás térmico nos jatos (Scaltriti et al. 1997).

Observações polarimétricas realizadas por Gliozzi et al. (1998) revelaram oscilações no grau de polarização de GRO J1655-40 coerentes com sua fase orbital. Essas oscilações confirmam a natureza intrínseca da polarização e dão dicas quanto à

sua origem. A figura 5.7 abaixo mostra a variação do grau de polarização com a fase orbital.

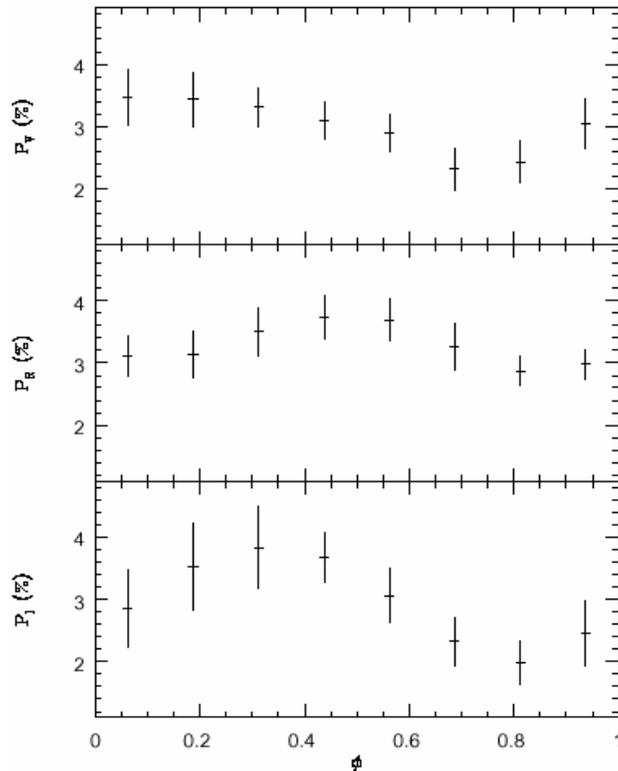


Figura 5.7. Polarização de GRO J1655-40 em função da fase fotométrica nas bandas V, R e I (de cima para baixo) (Gliozzi et al. 1998)

Uma das características nas curvas de polarização para as três bandas é o mínimo existente em P para $\phi = 0.7 - 0.8$, quando o disco de acreção e a secundária estão quase em quadratura. Nota-se também a falta de um mínimo semelhante durante a quadratura simétrica, para $\phi = 0.25$; isto sugere que o sistema, em particular o disco de acreção, é assimétrico. Quanto à região produtora de fótons polarizados, se as interpretações para as oscilações em P estão corretas, é possível deduzir informações sobre o mecanismo físico que provoca a polarização da radiação. A presença de modulações suaves devido a eclipses na curva de polarização implica que a região onde o fenômeno ocorre deve ser extensa e estar pelo menos em parte, próxima à parte interna do disco de acreção. Esse argumento exclui a possibilidade de a formação de fluxo polarizado estar relacionada, tanto às partes dos jatos distantes do disco, (pois estas nunca estarão eclipsadas), quanto às partes próximas ao objeto compacto, pois este não é

espacialmente extenso. Disto conclui-se que a emissão *synchrotron* não é a responsável pela produção de fótons polarizados. É mais provável que a causa da polarização seja o espalhamento de elétrons pelo plasma no disco de acreção (Gliozzi et al .1998).

Um detalhe quanto aos resultados acima: trata-se do fato de que a polarização interestelar para GRO J1655-40 não ter sido mencionada. Os valores medidos pelos autores foram considerados como valores de polarização intrínsecos do objeto. No entanto, os valores em todas as bandas são compatíveis com os apresentados neste trabalho, sem descontar-se uma forte componente interestelar. Isso leva a crer que a polarização intrínseca obtida em Gliozzi et al. (1998) possa estar superestimada. Se essa componente tiver um valor semelhante aos obtidos aqui é possível que as variações obtidas para a polarização de GRO J1655-40 sejam compatíveis com flutuações estatísticas, pois se compararmos os possíveis novos valores de polarização com as barras de erro na figura 5.7, vemos que elas se tornam bem mais importantes. Isso dá novo alento às dúvidas sobre as origens da radiação polarizada em GRO J1655-40. O campo ao redor de GRO J 1655-40 no filtro B apresenta comportamento semelhante ao obtido no filtro R:

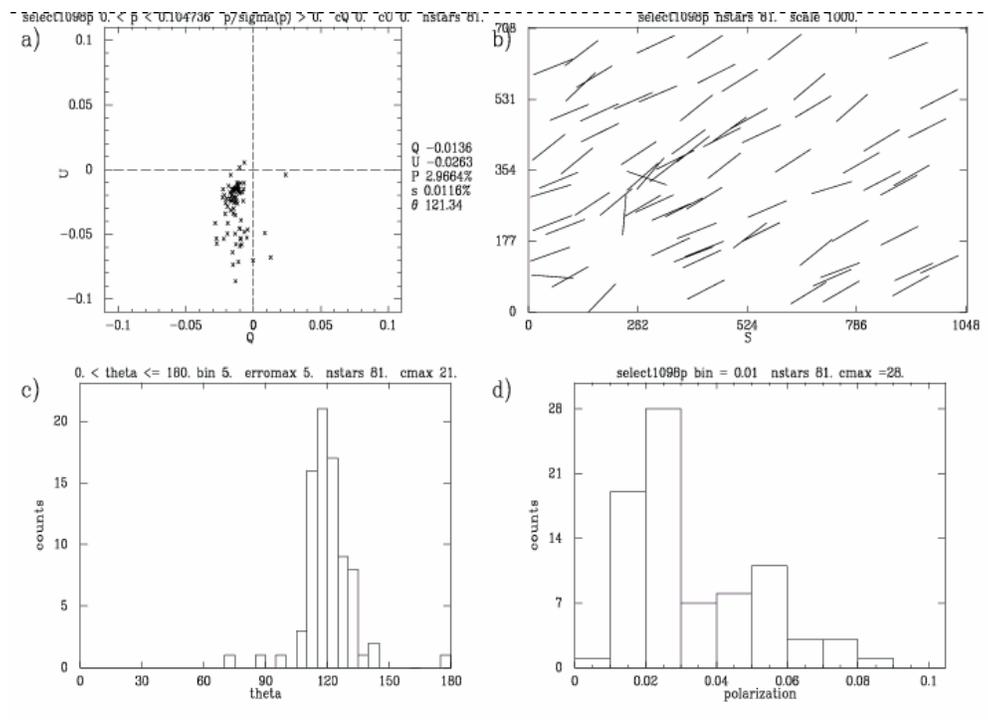


Figura 5.8. Polarização do campo redor de GRO J1655-40, no filtro B. O mesmo comportamento observado para o filtro R pode ser visto no filtro B também.

No filtro B, os valores obtidos para a correção de ângulo foram inseridos na tarefa SELECT do pacote PCCDPACK, e o valor do ângulo médio do campo foi de $\theta = 121^\circ,3$. A polarização intrínseca nesse filtro foi de $P(\%) = 0,8 \pm 0,2$. O valor é um pouco mais baixo do que o obtido para o filtro R.

5.2.2. LS 5039

A polarização do campo de LS 5039 no filtro B pode ser vista na figura 5.9 abaixo:

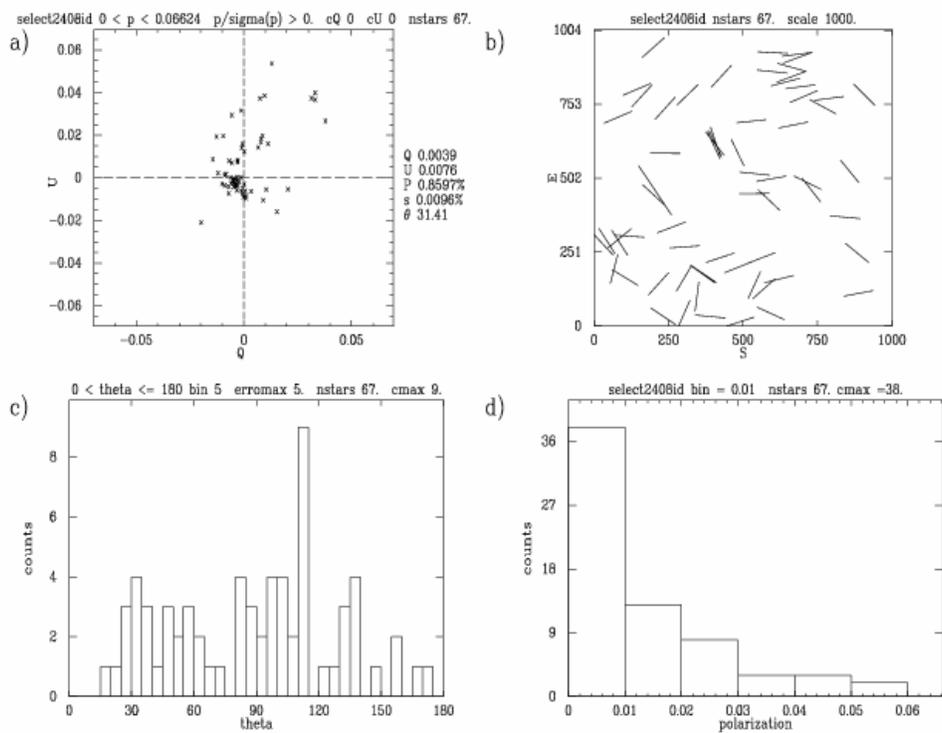


Figura 5.9. Polarização do campo ao redor de LS 5039 no filtro B.

Como se pode ver pelo histograma de polarização, a maioria das estrelas no campo apresenta uma polarização abaixo de 1%. No caso dos ângulos de polarização, não se vê claramente nenhuma estrutura preferencial, apenas algumas contagens a mais em torno de 110° .

Para tentar refinar a análise, utilizou-se novamente uma relação de $P/\sigma(P) > 5$, como no caso de GRO J1655-40. Com essa restrição, obtiveram-se os novos resultados a seguir.

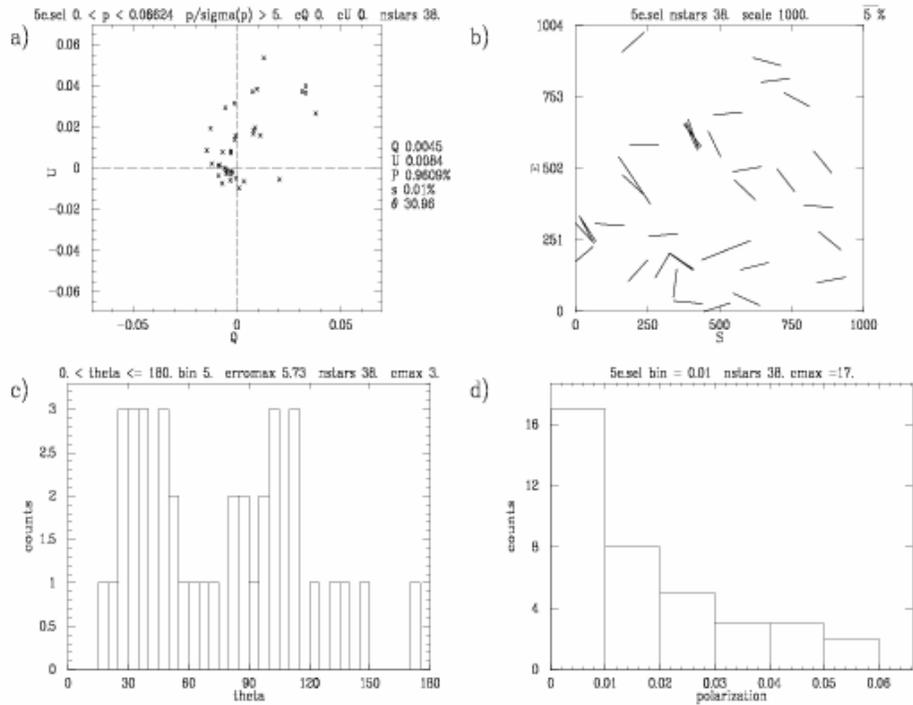


Figura 5.10. Polarização no campo ao redor de LS 5039, no filtro B com $P/\sigma(P) > 5$. Pode-se notar a presença de duas tendências no histograma de ângulos de polarização.

Nesses histogramas, já se começa a notar as estruturas e duas direções preferenciais de polarização. Uma delas é formada por objetos fracamente polarizados (a região em torno de 110°) e a outra, por objetos com valores mais altos de polarização ($>2\%$, com direção em torno de 30°). O mais provável é que essas duas regiões representem estrelas sob o efeito de nuvens interestelares a diferentes distâncias, estando a região de polarização mais baixa mais próxima. A região de alta polarização, mais distante, acumula os efeitos das nuvens à sua frente. Como o microquasar LS5039 encontra-se em região de forte polarização, foi feita uma nova filtragem para se eliminar a região de baixa polarização. Para isso, utilizou-se agora uma relação $P/\sigma(P) > 10$. Com essa eliminação, a contribuição para a polarização média do campo dos objetos fracamente polarizados praticamente desaparece (Figura 5.11).

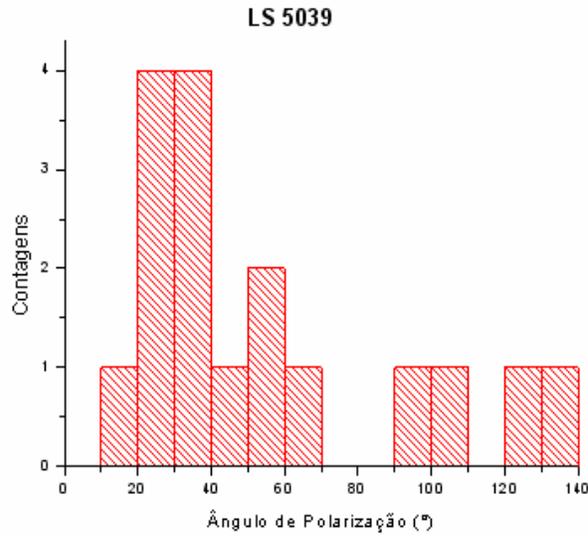


Figura 5.11. Histograma dos ângulos de polarização do campo ao redor de LS 5039, com $P/\sigma(P) > 10$. Uma das estruturas presentes nos histogramas anteriores (a com grau de polarização mais baixo) começa a desaparecer.

Para determinar a contribuição interestelar da região próxima a LS 5039, um último refinamento foi feito, de modo a considerar apenas as regiões com altos valores de polarização. Para isso, utilizou-se a restrição de $P(\%) > 0,7$. Dessa forma obteve-se o histograma:

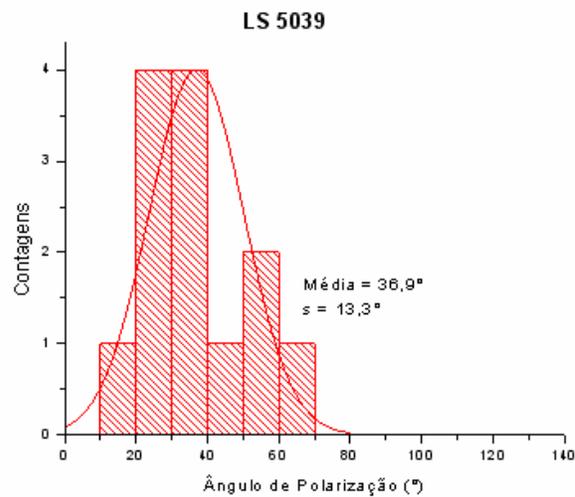


Figura 5.12. Ajuste de uma gaussiana ao histograma de ângulo de polarização de LS 5039, no filtro B, com $P/\sigma(P) > 10$ e $P(\%) > 0,7$.

Como se pode ver acima, os objetos apresentam uma tendência na direção de polarização, indicando que a polarização para LS5039 tem uma grande chance de ser devida ao meio interestelar. Pelo menos grande parte dessa polarização deve ter realmente essa causa, pois a quantidade de nuvens na sua direção é grande (coordenadas galácticas $b = 16^\circ,88$ e $l = -1^\circ,3$). O ângulo médio da direção preferencial é de $\theta = 36^\circ,9$ com $\sigma = 13^\circ,3$. Corrigindo-se esses valores para o sistema equatorial tem-se: $\theta = 176^\circ \pm 13^\circ$. A polarização média obtida para essa direção foi de $P(\%) = 2,76 \pm 0,02$. Descontando essa contribuição do valor observado, determinou-se para LS 5039 no filtro B o valor intrínseco de $P(\%) = 2,36 \pm 0,02$.

Para o filtro I, os resultados do campo de LS 5039 são:

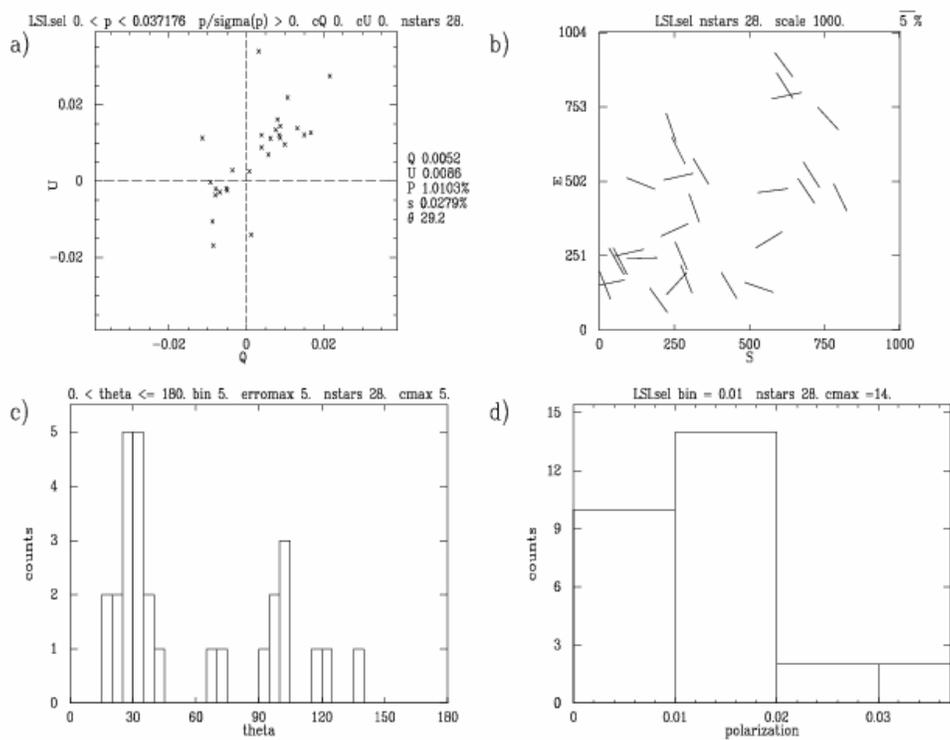


Figura 5.13. Polarização do campo ao redor de LS 5039, no filtro I.

Outra vez, vê-se praticamente o mesmo comportamento apresentado no filtro B, mas a quantidade de objetos medidos diminuiu bastante. Seguindo novamente o procedimento de eliminar objetos com $P/\sigma(P) \leq 5$ e eliminando também objetos com polarização muito baixa ($P(\%) < 0.7$), obteve-se o histograma representado pela figura 5.14.

1

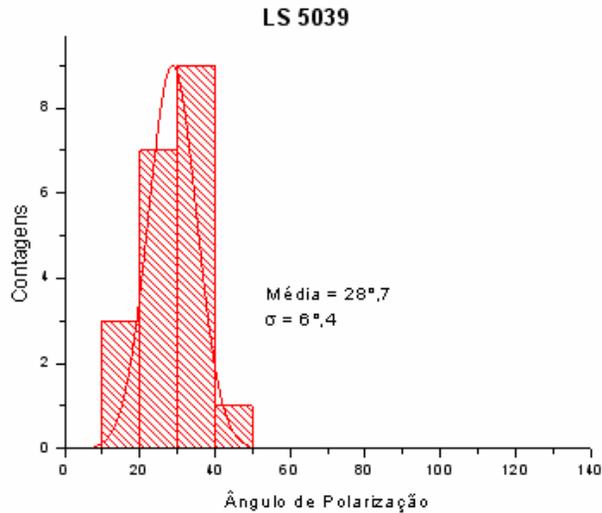


Figura 5.14. Ajuste de uma gaussiana ao histograma de ângulos de polarização do campo ao redor de LS 5039 no filtro I com $P/\sigma(P) > 5$ e $P(\%) > 0,7$.

Os valores para o campo em torno de LS5039 são: $\theta = 28^\circ, 7$ com $s = 6^\circ, 4$ e $P(\%) = 1,87\%$ com $\sigma = 0,03\%$. O valor corrigido do ângulo para o meio interestelar é de $\theta = 174,5$. O valor intrínseco de polarização obtido no filtro I obtido foi então de $P(\%) = 2,76 \pm 0,07$.

Ou seja, obteve-se, tanto para o filtro B quanto para o I valores de polarização semelhantes e relativamente elevados.

Esses valores intrínsecos de polarização são compatíveis com aqueles obtidos por Combi et al. (2004). A polarização calculada por esses autores foi da ordem de 5% no total e a polarização interestelar foi determinada usando um método que supõe que a polarização cresce linearmente com a distância até 2 *kpc* e cresce como polinômios de 3ª ordem a partir dessa distância até cerca de 6 *kpc* (Fosalba et al. 2002). Utilizando a distância de aproximadamente 3 *kpc* para LS 5039 e sua posição em coordenadas galácticas, esses autores estimaram uma polarização interestelar de cerca de 2,5%, resultando numa polarização intrínseca de ~3% para LS 5039.

A origem dessa polarização é provavelmente o espalhamento de elétrons pelo envelope da estrela companheira. A emissão não térmica proveniente dos jatos *synchrotron* também poderia produzir radiação polarizada, mas isso no entanto indicaria que os elétrons rádio teriam um papel muito importante na produção de emissão óptica, o que não é compatível com o fato de que a energia gerada pelos jatos

não é suficiente para produzir o fluxo óptico observado (Ribó 2002). Portanto, é mais plausível que a produção da emissão polarizada em LS 5039 seja mesmo devida a espalhamento Thomson.

5.2.3. Sco X-1

Os resultados para o campo de Sco X-1 no filtro B estão representados na figura 5.15 abaixo.

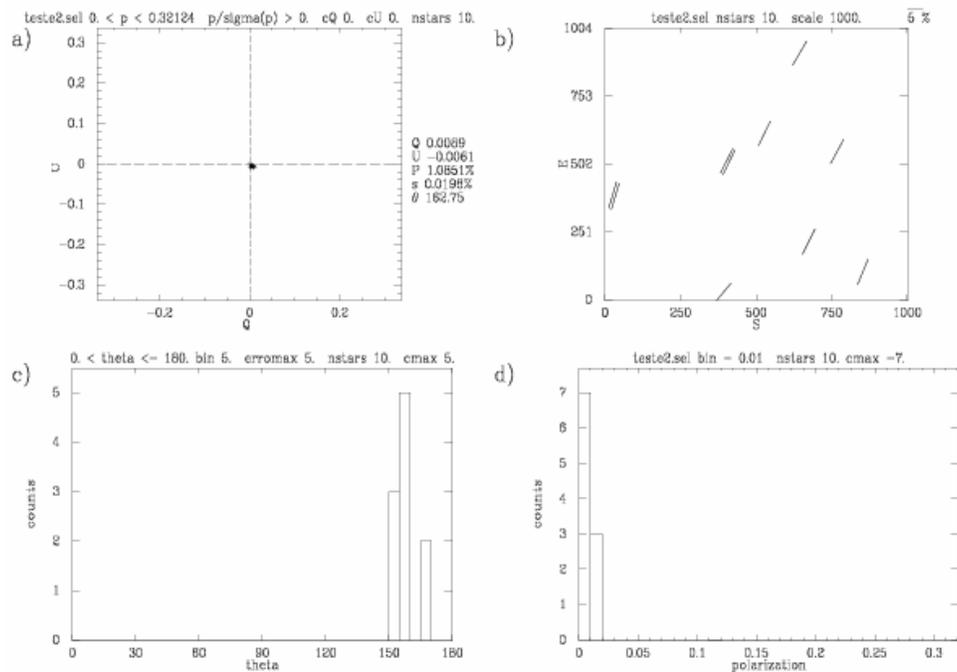


Figura 5.15. Polarização do campo ao redor de Sco X-1 no filtro B. Apesar dos poucos pontos é possível se ver uma tendência no histograma de ângulos de polarização.

A quantidade de objetos é muito limitada, mas pode-se dizer que existe uma tendência no campo. O valor médio do ângulo é próximo ao valor obtido para Sco X-1 indicando que a polarização medida é de origem interestelar. Essa hipótese é ainda reforçada pelo fato de que o valor médio de polarização média no campo é maior do que a obtida para Sco X-1. Infelizmente a estatística é realmente baixa para ser conclusiva.

O comportamento de Sco X-1 nos outros filtros é muito parecido, apresentando uma polarização média maior ou muito próxima da polarização medida para Sco X-1, como mostram as figuras abaixo.

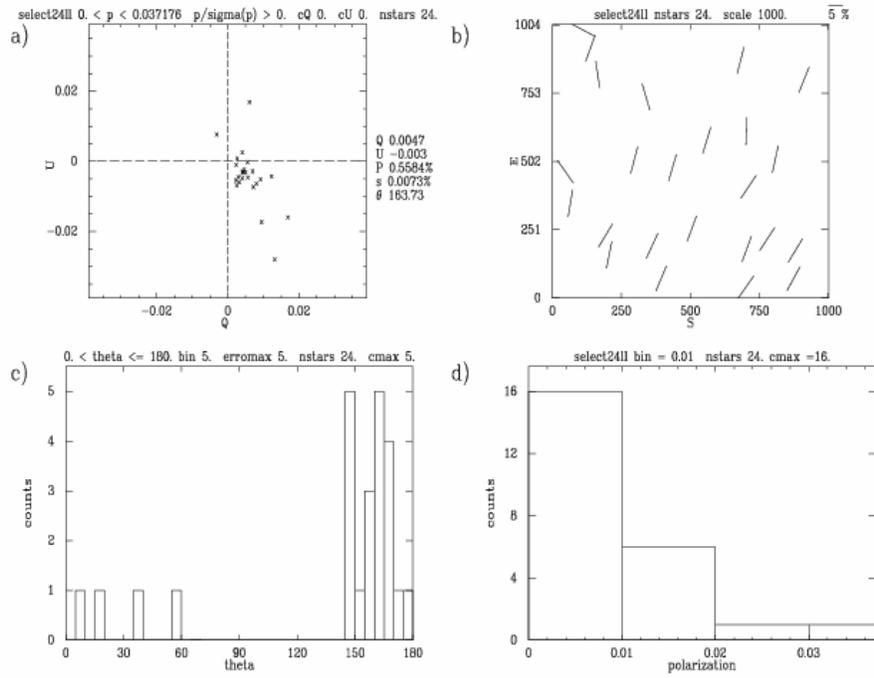


Figura 5.16. Polarização do campo ao redor de Sco X-1 no filtro V.

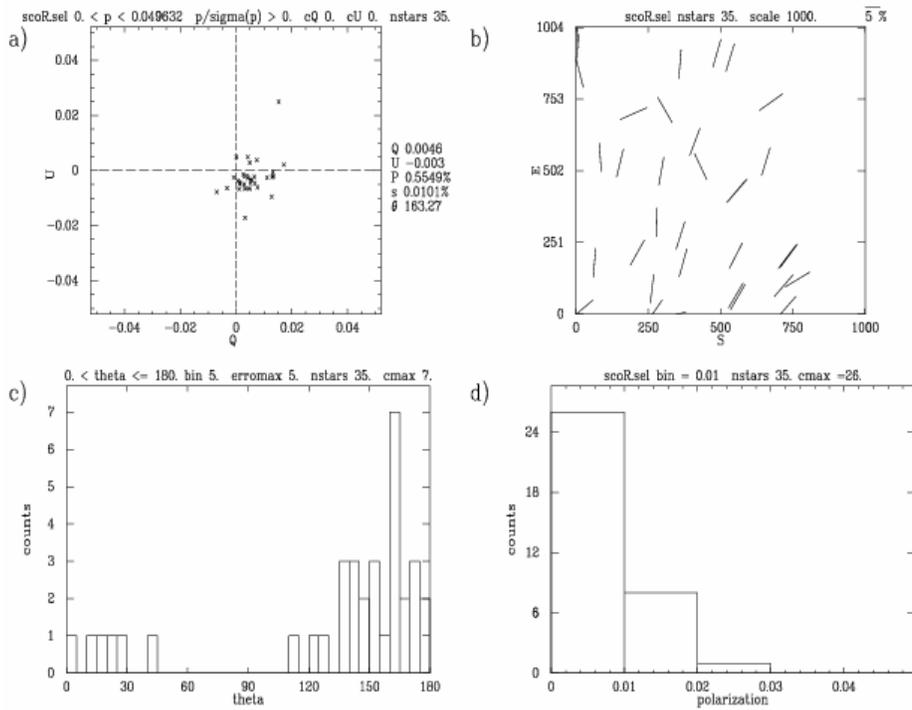


Figura 5.17. Polarização do campo ao redor de Sco X-1 no filtro R.

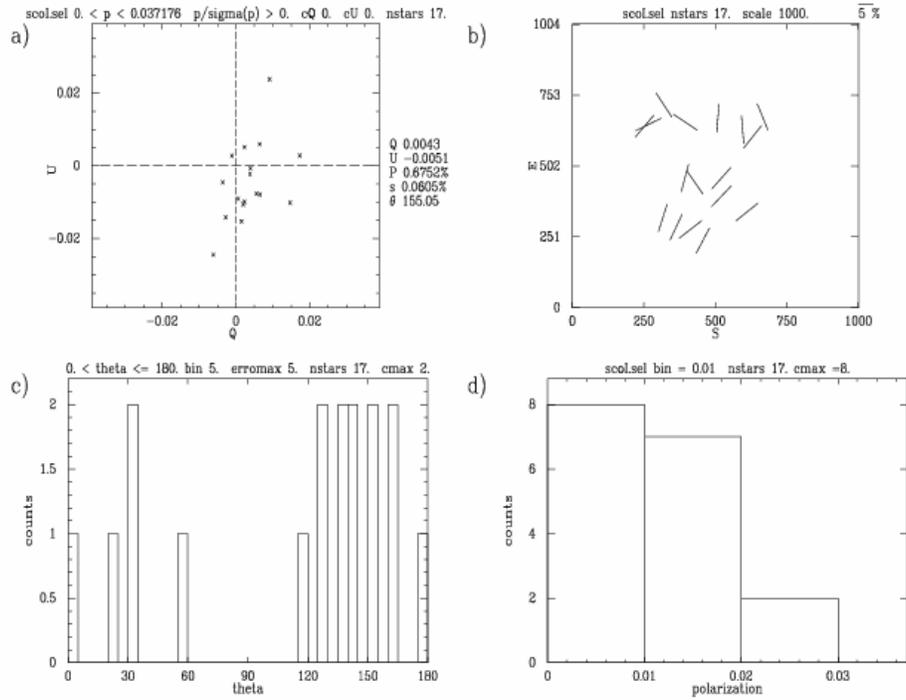


Figura 5.18. Polarização do campo ao redor de Sco X-1 no filtro I.

Em vista desses resultados, pode-se dizer que a polarização é muito provavelmente devida ao meio interestelar. Para tentar confirmar esse resultado, foi feita uma busca na literatura. Schultz et al. (2004) fizeram uma série de medidas polarimétricas de Sco X-1, obtendo resultados semelhantes aos nossos: um baixo valor de polarização para Sco X-1 (os valores apresentados na referência são um pouco maiores do que os obtidos neste trabalho, mas são compatíveis dentro do limite de 3 sigmas, com exceção do valor na banda B), compatível com o valor de polarização interestelar. No trabalho de Schultz et al. (2004) a polarização interestelar é modelada seguindo a fórmula de Serkowski (Serkowski 1973):

$$P(\lambda) = P_{\max} \exp^{-K \ln^2(\lambda_{\max}/\lambda)} \quad (5.5)$$

Onde P_{\max} é o máximo da polarização interestelar e λ_{\max} é o comprimento de onda correspondente. A figura 5.19 mostra as médias de polarização em função do comprimento de onda, a linha sólida representando um ajuste da fórmula de Serkowski aos pontos.

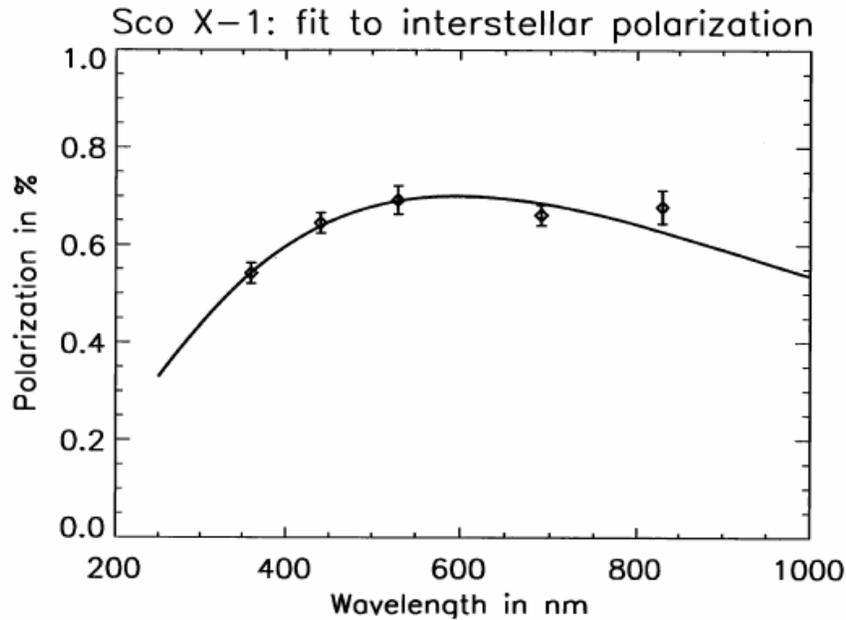


Figura 5.19. Polarização linear de Sco X-1 e ajuste da fórmula de Serkowski para polarização interestelar (Schultz et al. 2004).

Essa curva mostra que a média de polarização é compatível com a polarização interestelar. Por outro lado, o ângulo de polarização parece ser igualmente dependente do comprimento de onda, o que explicaria as diferenças observadas nos histogramas nas várias bandas. Essa dependência tanto no ângulo de polarização, quanto no grau de polarização indica que podem existir duas componentes na polarização total (Schultz et al. 2004). Existiria então uma componente interestelar dominante e uma componente secundária, que pode ser devido a uma nuvem interestelar, produzindo uma polarização diferente da componente dominante e/ou, eventual polarização intrínseca. No entanto não existe muita poeira ou nuvens moleculares na direção de Sco X-1 ($l = 359^\circ, 1$ e $b = -23^\circ, 8$), levantando a suspeita da existência de uma pequena componente intrínseca. Para tentar observar essa componente, Schultz et al. (2004) procuraram determinar variações temporais maiores do que simples flutuações estatísticas no grau de polarização de Sco X-1. Contudo, elas não foram observadas.

5.2.4. SS 433

Os resultados de medidas de polarização para o campo de SS 433 no filtro B são encontrados na figura 5.20.

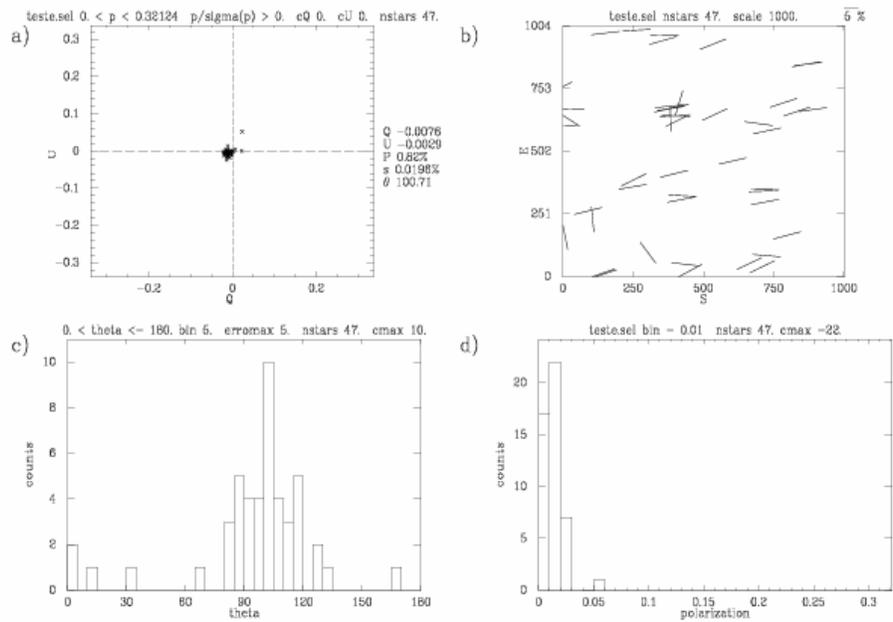


Figura 5.20. Polarização no campo ao redor de SS 433 no filtro B. A tendência no histograma de ângulo de polarização é bem visível nesse caso, no entanto o ângulo de polarização obtido para SS 433 é muito diferente.

Aqui, vê-se claramente uma tendência no campo referente à polarização interestelar. A distribuição concentra-se em torno de um ângulo de aproximadamente 100° . No entanto, a direção da polarização de SS 433 é muito diferente, e isso é um indicativo de que a polarização medida é a de fato intrínseca ao objeto. As estrelas de campo que apresentam ângulo de polarização próximo a 100° também apresentam um grau de polarização muito baixo, sendo isso um indicativo que essa é uma região de objetos de *foreground* que estão na linha de visada de SS 433 e apresentam uma polarização devido ao meio interestelar. Essa pequena contribuição deve ser descontada do valor de SS 433 para se determinar o valor intrínseco do microquasar. Para isso, foi determinado o valor da polarização, considerando-se apenas os objetos com P menor do que 1%. Dessa forma, a polarização de SS 433 em B é $P(\%) = 3,2 \pm 0,4$.

Os resultados nos outros filtros apresentaram aspectos semelhantes, com exceção do filtro I que mostrou também uma segunda tendência aparente, como indicam as figuras 5.21 a 5.23 abaixo. Os valores intrínsecos para o filtro V são $P(\%) = 2,4 \pm 0,1$ e para o filtro R, $P(\%) = 2,76 \pm 0,07$.

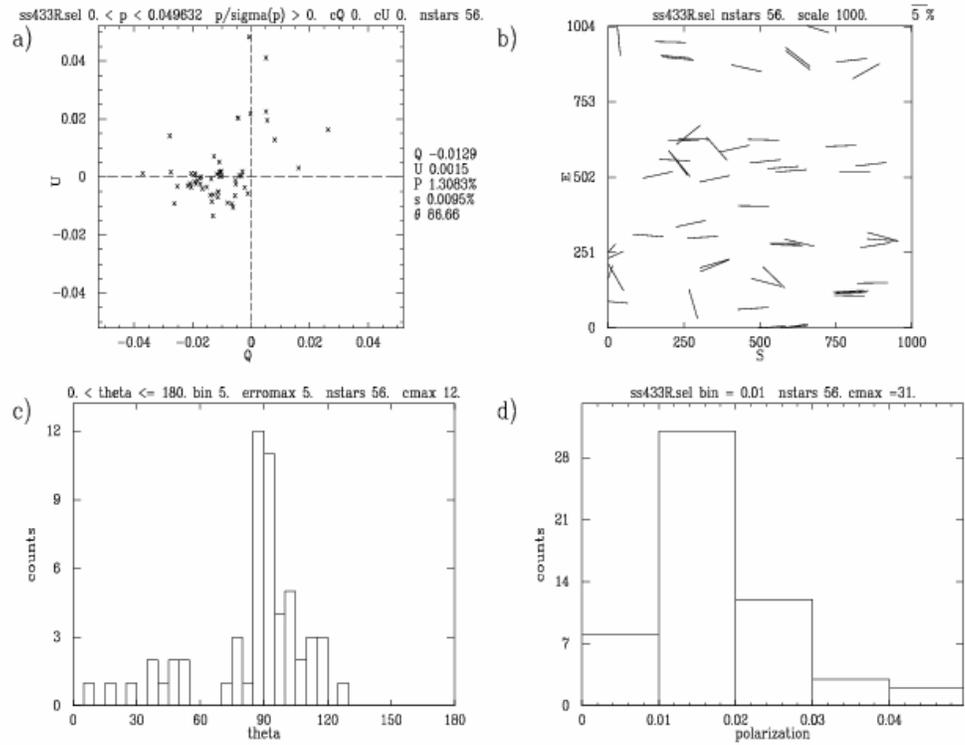


Figura 5.21. Polarização no campo ao redor de SS 433 no filtro R.

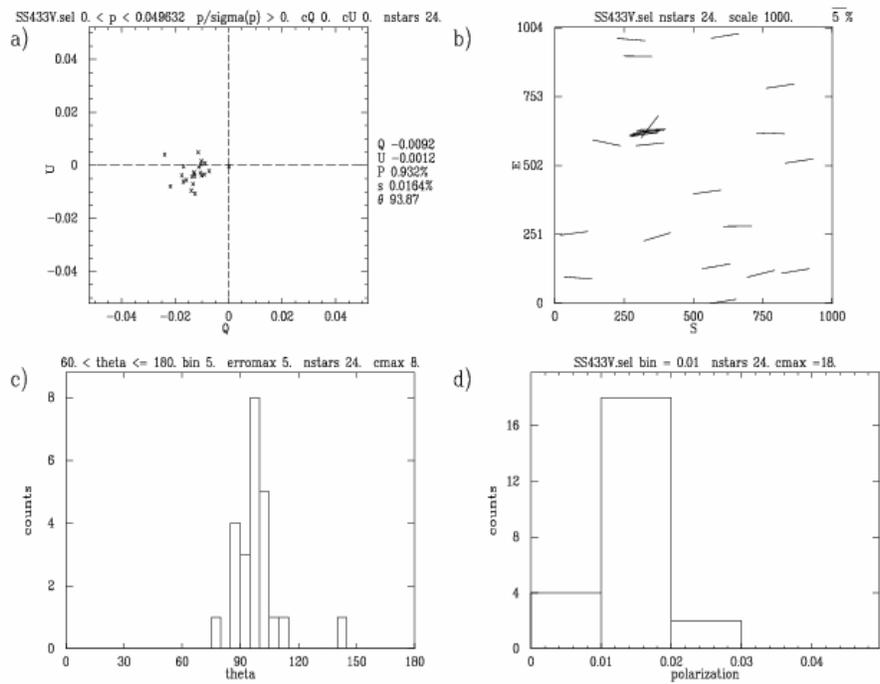


Figura 5.22. Polarização no campo ao redor de SS 433 no filtro V.

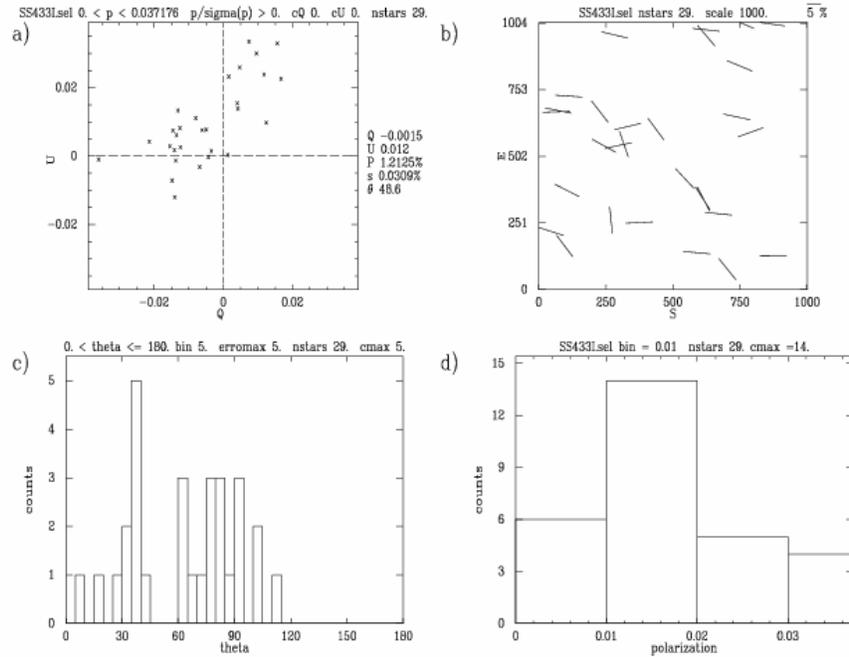


Figura 5.23. Polarização no campo ao redor de SS 433 no filtro I. A tendência no ângulo de polarização observada nos filtros anteriores não pode ser vista nesse caso.

No caso do filtro I, a distribuição do ângulo de polarização não mostrou a mesma tendência dos casos anteriores. Essa distribuição não permite que se distinga a componente interestelar, embora seja esperado que ela seja semelhante às componentes obtidas nos outros filtros.

Em geral, os resultados para a polarização de SS 433 são compatíveis com os da literatura, mas a polarização interestelar mostrou-se discrepante com relação à obtida por Efimov et al (1984). O valor calculado por esses autores pela fórmula de Serkowski, foi de $P_{\max} (\%) = 4,69 \pm 0,02$ com $\lambda_{\max} = 0,586 \pm 0,004 \mu\text{m}$. Esse valor é não apenas maior do que a polarização interestelar obtida no presente estudo, como é maior do que a própria polarização medida por nós para SS 433. Isso implicaria que a polarização intrínseca de SS 433 é aproximadamente ortogonal à polarização interestelar. Outra indicação que aponta para uma alta polarização interestelar está no forte avermelhamento do objeto, que coloca a polarização esperada entre 2,2% e 7,2% (McLean & Tapia 1980). Tendo em vista esses resultados, uma interpretação possível para essa diferença seria o fato de que os objetos de *foreground* medidos no campo de SS 433 estão sofrendo efeitos de distância, como visto no caso de LS 5039. Se for este o caso, estes objetos estão mais próximos e por isso apresentam apenas uma fraca componente polarizada, que não está associada à polarização interestelar da região em

que se encontra SS 433. Sendo assim, apenas com os dados obtidos neste trabalho não pode ser determinado um valor preciso da componente interestelar que afeta SS 433. Uma opção seria adotar -se o valor de Efimov et al (1984) descrito acima.

Variações no grau de polarização de SS 433 durante ao longo do seu período de precessão foram relatadas por Efimov et al (1984). A origem da polarização em SS 433 pode ser o espalhamento devido à matéria circunstelar concentrada na direção do plano orbital que possivelmente se estende ao redor de todo o sistema binário. Simulações utilizando o Método de Monte Carlo mostraram que o valor da polarização em envelopes achatados pode atingir um valor de até 11% se vistos *edge-on* (Daniel 1980).

Outra explicação para a produção de luz polarizada em SS 433 seria que a emissão tenha por origem a radiação *cyclotron* dos jatos se movendo ao longo do campo magnético. Nesse caso, é esperada uma pequena emissão de luz polarizada circularmente para alguns períodos orbitais. As poucas observações de polarização circular (Michalsky 1980) não foram conclusivas com relação à origem dessa polarização. Resultados mais recentes de Schultz et al. (2004) para polarização circular mostraram que a emissão *cyclotron* não é importante na região do óptico.

5.2.5. Discussão dos Resultados

Foram apresentadas as medidas de polarização para os microquasares GRO J1655-40, LS 5039, Sco X-1 e SS 433. Todos os objetos, com exceção de Sco X-1, apresentaram evidência de uma componente intrínseca de polarização.

A polarização obtida para GRO J1655-40 mostrou-se menor do que a relatada na literatura (Scaltriti et al. 1997; Gliozzi et al. 1998). Na verdade os valores medidos por esses autores são compatíveis com os valores obtidos nesse estudo se não forem levados em conta a influência da polarização do meio interestelar. No entanto os valores apresentados na literatura são valores intrínsecos. Quanto a variação observada na polarização de GRO J1655-40 com relação a sua fase orbital (Gliozzi et al. 1998), se os valores obtidos aqui estiverem corretos, essa variação pode ser apenas uma flutuação estatística dada as incertezas envolvidas.

LS 5039 apresentou uma polarização intrínseca relativamente alta ($> 2\%$ no filtro I). Esse valor é próximo do observado por Combi et al. (2004) que estimou um valor de 3% para o grau de polarização.

Sco X-1 apresentou o menor valor observado para o grau de polarização. O valor

medido é comparável com o valor médio obtido para as estrelas do campo ao seu redor indicando que, caso exista, a componente polarizada intrinsecamente de Sco X-1 é muito pequena. Esse resultado está de acordo com o obtido por Schultz et al. (2004), onde a polarização observada em Sco X-1 é bem modelada pela fórmula de Serkowski para a polarização interestelar.

SS 433 também apresentou um grau de polarização relativamente alto, estando de acordo com o valor obtido na literatura (Efimov et al. 1984). No entanto a polarização interestelar aqui apresentada mostrou-se bem diferente daquela determinada por esses autores. A polarização interestelar obtida aqui, através das estrelas de campo, apresentou um valor bem baixo (menor que 1%) indicando, provavelmente, que os objetos no campo estão numa região bem mais próxima do que SS 433. O valor de Efimov et al. (1984), obtido utilizando-se a fórmula de Serkowski, foi muito maior (cerca de 4%). Se, de fato, os objetos de *foreground*, utilizados na determinação da polarização interestelar estiverem a distâncias muito diferentes de SS 433 eles não representam bem a polarização interestelar daquela região, portanto o valor de Efimov et al. (1984) é mais razoável.

Em todos os casos é mais provável que a emissão de luz polarizada seja produzida por espalhamento Thomson pelo envelope estelar ou pelo disco de acreção. Isso porque a outra possibilidade de origem dessa polarização: a emissão *synchrotron* dos jatos, se mostrou não importante na produção de polarização óptica, ao menos nos casos de LS 5039 (Combi et al. 2004) e SS 433 (Schultz et al. 2004). No caso de GRO J1655-40 a região produtora de fótons polarizados foi determinada baseado nas variações no grau de polarização com a fase orbital, no entanto como visto acima, essas variações podem ser estatísticas e portanto não podem ser utilizadas como explicação. De todo modo ainda não é certa a origem da radiação polarizada nesses microquasares, especialmente devido ao fato de que existem ainda muito poucas observações polarimétricas no óptico.

Capítulo 6

Catálogo de Microquasares

No presente capítulo, apresentamos um catálogo de microquasares que foi construído com dados da literatura e deste trabalho. Nele, foram repertoriadas informações sobre esses sistemas, com o intuito de reunir características e referências atualizadas sobre eles a partir da literatura (p. ex., Paredes 2005; Paredes & Marti 2003; Liu et al. 2000; Liu et al. 2007).

Disso resultou uma compilação que consideramos muito útil para os estudiosos do tema.

Nos catálogos recentes de binárias de raios-X foram listadas 130 fontes de HMXB e 150 LMXB, (Liu et al. 2000; Liu et al. 2007). Selecionamos daí os microquasares. Os dados dos microquasares HMXB são menos atuais que dos LMXB. Além disso, às informações contidas nesses catálogos, foram acrescentadas informações contida principalmente em Paredes (2005) e Paredes & Marti (2003), atualizadas, quando cabível, por outras mais recentes.

O objetivo desse catálogo é propiciar a consulta rápida e eficiente a algumas informações básicas dos microquasares e suas contrapartidas em outros comprimentos de onda, bem como facilitar o acesso às referências, restringindo e complementando os catálogos usuais de binárias de raios-X.

6.1. Descrição da Tabela

A tabela 6.1 contém uma lista de 16 microquasares divididos em HMXBs e LMXBs. O formato da tabela é similar ao de alguns catálogos (Liu et al. 2000) e (Liu et al. 2007).

A tabela está organizada em onze colunas, dispostas da seguinte maneira: a primeira contém o nome da fonte. Este aparece, com uma indicando concisa de sua localização no céu, com a convenção hhmm ± ddd, em que hh e mm indicam as horas e minutos da ascensão reta e ddd indica a declinação em unidade de 0.1 graus. Contudo, para fontes do ROSAT o nome é sempre dado na forma hhmm.m ±ddmm. O prefixo J

indica nomes baseados nas coordenadas Julianas de 2000 (J2000). Em alguns casos, o nome da fonte é dado pela sua designação alternativa.

Na segunda coluna, são dadas a ascensão reta (AR) na primeira linha, e a declinação (DEC), na segunda, em coordenadas J2000. A AR está representada na forma hhmss.s com precisão de 0,1s, enquanto que a DEC está na forma ° ' ”, com precisão de 1”.

Na terceira coluna está indicado o tipo de sistema, em que se utilizam as siglas BH e NS para buraco negro e estrela de nêutrons, respectivamente.

A distância em *kpc* é listada na coluna quatro, enquanto que a coluna cinco contém nomes da contrapartida óptica de uma fonte de raios-X. Também são indicadas nessa coluna as referências nas quais os campos (*finding charts*) da fonte de raios-X podem ser encontrados. Muitas das contrapartidas ópticas foram indicadas com um nome de estrela variável, como dado no *General Catalogue of Variable Stars*, no *IAU Information Bulletin on Variable Stars* que publica regularmente listas de estrelas variáveis ou, ainda, em algum outro catálogo conhecido (p. ex. HD, SAO). Para fontes de raios-X situadas em aglomerados globulares, além do nome da contrapartida óptica da estrela, é dado também o nome do aglomerado.

Na sexta coluna são fornecidos os períodos orbitais em dias. A sétima coluna apresenta informações fotométricas da contrapartida óptica, com sua magnitude visual aparente, *V*. Nessa coluna também são listadas referências sobre essas informações fotométricas, não se limitando somente à magnitude *V*.

Na oitava coluna são listadas as massas das companheiras em unidades de M_{\odot} . A coluna nove caracteriza a atividade em rádio (persistente/transiente), a décima a velocidade aparente dos jatos, sob a forma de β_{apar} e na décima primeira tem-se a inclinação do jato em graus.

Para cada fonte são apresentadas, após as informações descritas acima, uma lista do que se conhece sobre o microquasar, bem como as referências a respeito.

6.2. Informações Importantes

Algumas informações importantes sobre alguns dos objetos: nos microquasares GX 339-4 e XTE J1118+480, os jatos há ainda alguma ambigüidade a respeito dos jatos. Contudo, suas identificações com microquasar derivam de outras propriedades.

Existem alguns objetos considerados apenas candidatos a microquasares (p. ex.

XTE J1118+480), pelo fato de que sua emissão em rádio ainda não foi identificada como sendo devida a um jato relativístico, mas sua natureza é inferida teoricamente e suportada por outras indicações.

Além de SS 433, outros objetos incluídos na tabela já eram famosos antes do surgimento do conceito de microquasar. Scorpius X-1 foi a primeira fonte puntiforme extrasolar a ser detectada (Giacconi et al. 1962). Nessa lista, encontra-se também Cygnus X-1, o primeiro sistema binário onde foi obtida evidência dinâmica da existência de um buraco negro (Bolton 1972; Gies & Bolton 1982). O catálogo contém igualmente as únicas quatro fontes superluminais da Galáxia, a saber, GRS 1915+105, GRO J1655-40, XTE J1748-288 e V4641 Sgr.

Tabela 6.1. Catálogo das binárias de raios-X de massa pequena e grande, LMXB e HMXB, respectivamente.

Nome	Posição (J2000.0)	Tipo do Sistema	D (kpc)	Contrapartida	Porb (d)	V (mag)	Mcomp (M_{\odot})	Ativida- de em rádio	β_{apar}	θ (°)
				óptica [FC]						
Binárias de Raio-X de Alta Massa (HMXB)										
LS I +61	02h40m31s.66	B0V		LS I+61° 303						
303	+61°13'45".6	+NS?	2.0	V615 Cas [55, 163]	26.5	-	-	p	≥ 0.4	-

Posição: [149]; Fontes de raios-X: [37]; outbursts de rádio: [432, 433]; *outburst* em rádio com modulação de quatro anos: [100, 150, 334]; jatos de radio VLBI: [276, 431]; curva de luz óptica: [285, 333, 338]; espectro óptico: [3, 192]; solução orbital: [192, 270]; $v_{\text{sin}i} \sim 200 \text{ km s}^{-1}$: [77]; velocidade do sistema: [459]; observações no ótico de longo prazo: [149, 253]; observações no IV: [82, 190]; distância: [124, 413]; observações no UV: [189, 191, 192, 262]; estrutura do vento: [473]; CG 135+1 relacionado com fonte de γ (?): [161, 176]; observações em raios-X/rádio simultâneas: [168]; candidato a buraco negro (BHC): [353]; observações em rádio a longo prazo: [356]; observações em multifrequências: [412]; período orbital detectado em fotometria, raios-X e linha de emissão $H\alpha$: [335, 336, 491].

Nome	Posição (J2000.0)	Tipo do Sistema	D (kpc)	Contrapartida óptica [FC]	Porb (d)	V (mag)	Mcomp (M_{\odot})	Ativida- de em rádio	β_{apar}	θ (°)
V4641 Sgr	18h19m21s.48 -25°25'36".0	B9III +BH	~10	V4641 Sgr [142a]	2.8	8.5- 13.5 [422a, 457]	9.6	t	≥ 9.5	-

Posição: [381a]; descoberta: [203a]; curva de luz de raio-X: [203b]; forte linha K do Fe: [203b]; espectro do flare de raios-X: [203b]; *outbursts* rápidos e largos de raios-X: [404a, 481a]; espectro se torna mais duro durante o decaimento: [481a]; consideravelmente mais mole em quiescência: [481a]; BHC (?): [481a]; *outburst* ópticos: [422a]; espectroscopia no óptico: [16a, 60a, 248b, 330a]; contrapartida no rádio: [186a]; observações em rádio: [128a, 186a, 186b, 186c]; presença de ejeção em rádio: [186b, 186c]; distância: [186c, 330a]; possível período orbital de 2.866 dias: [220a, 330a]; massa mínima da estrela compacta $2.55 M_{\odot}$: [330a]; tipo espectral A2V: [330a]; V4641 Sgr era erroneamente identificada como Sgr: [381a].

LS 5039	18h26m15s.05 -14°50'54".24	O6.5V((f)) +NS?	2.9	LS 5039 [317]	4.4	11.2 [317]	1-3	p	≥ 0.15	<81
---------	-------------------------------	--------------------	-----	------------------	-----	---------------	-----	---	-------------	-----

Posição: [317]; espectroscopia óptica.: [317]; contrapartida de rádio: [269]; Observações em rádio e Raios-X.: [366]; um microquasar de emissão de raios- γ persistente: [337].

SS 433	19h11m49s.6 +04°58'58"	A evoluída? +BH?	4.8	SS 433 V1343 Aql [248]	13.1	14.2 [265, 320, 469]	11 \pm 5	p	0.26	79
--------	---------------------------	------------------------	-----	------------------------------	------	-------------------------------	------------	---	------	----

Posição: [45]; Observações em Raios-X.: [21, 30, 53, 54, 155, 222]; Deslocamento Doppler da linha de Fe: [277, 475]; lóbulos de Raios-X estendidos: [389, 474]; observações em Raios- γ .: [132, 242]; linhas de emissão ópticas com desvio Doppler: [264, 266]; linhas de emissão estacionárias do disco de acreção: [118]; modelo cinemático de precessão (164 d) jatos de alta velocidade: [4]; espectroscopia óptica: [14, 102, 103, 235, 267]; espectrofotometria óptica: [8, 234, 469]; curva de luz óptica: [10, 11, 13, 175, 245, 246, 247]; fotometria de longo-termo: [175, 226, 278]; eclipses em Raios-X/óptico: [416]; observações no infravermelho: [232, 472]; *clock* da precessão: [9]; estrutura em rádio: [22, 104, 105, 373, 410, 461]; variabilidade em rádio: [42, 117]; natureza da estrela compacta: [88]; reviews: [262, 460, 498]; emissões em rádio polarizadas circularmente: [107]; observações multifrequências VLBA.: [332].

Nome	Posição (J2000.0)	Tipo do Sistema	D (kpc)	Contrapartida óptica [FC]	Porb (d)	V (mag)	Mcomp (M_{\odot})	Atividade em de em rádio	β_{apar}	θ (°)
Cygnus X- 1	19h58m21s.68 +35°12'05".8	O9.7lab +BH	2.5	HD 226868 V1357 Cyg [355]	5.6	8.95 [68, 83, 353]	10.1	p	-	40

Posição: [45]; observações em Raios-X duro e raios- γ : [134, 251, 380, 388, 444, 445]; observações de Raios-X de longo prazo: [187, 349]; Raios-X : estados baixos/altos: [250, 428]; decréscimo em raios-X: [20, 229, 358]; variabilidade rápida em Raios-X: [29, 30, 255, 284, 308, 306, 307, 374]; QPO: [126, 237, 462, 463]; caótico (?): [254, 449]; período de 300 dias: [136, 225, 227, 349]; espectro em Raios-X: [25, 24, 101, 230, 256, 465, 479]; observações em Raios- γ : [252, 344]; observações em rádio: [48, 49, 180, 182]; espectro óptico: [1, 2, 68, 137, 325, 408]; curva de velocidade radial: [135, 136, 325]; $v_r \sin i \sim 100 \text{ km s}^{-1}$: [137]; velocidade do sistema: [459]; natureza da estrela compacta: [39, 390, 476]; curva de luz óptica: [227, 257]; polarimetria UV óptica: [89, 125, 485]; observações em UV: [83, 94, 442, 488]; observações no IV : [243a]; reviews (1977): [327a]; parâmetros fundamentais: [176a].

Cygnus X- 3	20h32m15s.78 +40°57'28".10	WNe +BH?	9	V1521 Cyg [470]	0.2	$l \approx 21$	-	p	0.69	73
----------------	-------------------------------	-------------	---	--------------------	-----	----------------	---	---	------	----

Posição: [45]; mudança no período orbital: [231, 452]; observações de raios-X a longo prazo: [187, 350]; sem pulsações de raios-X: [231, 486]; curva orbital de raios-X: [41, 228]; variabilidade aperiódica: [30]; halo de raios-X: [313]; QPO transiente: [453]; outbursts em rádio: [148, 181, 208, 312]; *flares* em rádio em quiescência (período 4.95 h?): [311]; jatos & lóbulos em rádio: [41, 131, 422]; fotometria no IV: [27, 274, 275]; espectro IV (estrela secundária de hélio): [221, 458]; sem pulsações em raios-X: [486]; espectro de raios-X: [228, 478]; *review* de 1989 (inclui raios- γ de TeV/PeV : [40]; variabilidade espectral durante *outbursts* e quiescência: [106]; observações VLBI durante *outburst*: [386].

Binárias de Raio-X de Baixa Massa (LMXB)

XTE J1118+480	11h18m10s.79 +48°02'12".3	K7-M0V +BH	1.8	KV Uma [447]	0.17	12.9- 18.8 [195, 447]		t		-
------------------	------------------------------	---------------	-----	-----------------	------	--------------------------------	--	---	--	---

Posição: [447]; transiente: [362]; primeiro BHC no halo da galáxia: [364, 447]; raios-X: [294, 127]; baixa razão do fluxo de raios-X para o óptico: [447]; QPOs: [171, 364, 487]; contrapartida em rádio: [346, 114]; observações no óptico: [447]; ângulo de inclinação(55–81°): [279, 133, 471]; tipo espectral K7 V: [133, 279, 471, 292]; $MBH=8.53M_{\odot}$: [133]; $K_2=709 \pm 0.7 \text{ km s}^{-1}$, $f(M)=6.3 \pm 0.2M_{\odot}$: [441, 279, 471]; $V_{\text{quiesc.}}=19$: [279]; observações NIR : [292]; *kick*: [157, 304]; observações em multifrequências: [195, 197, 280, 63, 281]; *superhumps*: [497]; distância cerca de 1.8 kpc: [133, 279, 471].

Nome	Posição (J2000.0)	Tipo do Sistema	D (kpc)	Contrapartida		Porb (d)	V (mag)	Mcomp (M_{\odot})	Atividade em de em rádio	β_{apar}	θ (°)
				óptica [FC]							
Circinus	15h20m40s.9	Subgigante					B=21.4				
X-1	-57°10'01"	+NS?	5.5	BR Cir [314]	16.6	[314, 417]	-	p	>15	<6	

Posição ($r < 1''$): [12]; variações orbitais: [220, 324, 434]; observações em raio-X: [91]; espectro em raio-X: [51, 256, 354]; raios-X duros: [198, 87]; *bursts* de raios-X: [436, 437]; fonte atoll: [328]; decréscimo em raios-X: [67]; fonte Z peculiar: [395, 198, 43]; QPO: [395, 434, 435, 43]; kHz QPOs: [43]; linha K do Fe: [52]; perfil P Cyg em linhas de raio-X: [51]; contrapartida óptica: [12, 314]; curva de luz no óptico: [314]; observações no IV: [139, 140]; enfraquecimento da banda K a longo prazo: [314]; observações da contrapartida de rádio: [93, 172, 418, 477]; observações de raios-X/rádio correlacionadas: [417]; não correlacionada com SNR G321.9-0.3: [291]; velocidade de *kick* alta: [429]; alta excentricidade (0.7-0.9): [321, 429]; observações VLBI: [348]; *outflows* ultrarelativísticos, μQ : [116]; distância 5.5kpc (4-12 kpc): [143, 140, 210, 199]; subgigante companheira de of 3-5 M_{\odot} : [209]; uma supergigante B5-A0?: [211].

XTE	15h50m58s.70	G8-K5V					16.6-				
J1550-564	-56°28'35".2	+BH	5.3	V381 Nor [206]	1.5	[207, 206, 382]	9.4	t	>2	-	

Posição: [206]; descoberta: [399]; nova de raio-X muito brilhante: [359]; curva de luz de raios-X: [407, 331]; espectroscopia de raios-X: [407, 239]; QPOs de baixa frequência: [80, 360, 405, 367]; QPOs de alta frequência: [188, 360, 293, 216]; atraso da fase: [81, 481]; dois tipos diferentes de QPOs de baixa frequência: [481]; 3:2 QPOs de alta frequência: [363]; BHC: [80, 405]; MBH=10.5 \pm 1.0 M_{\odot} : [331]; *flare* óptico: [382, 206]; grande variabilidade periódica de raio-X: [80]; tipo espectral K3 III: [331]; jatos de raios-X: [70, 440, 213]; microquasar com jato superluminal ($\geq 2c$): [161]; distância 5.3 kpc: [331].

Scorpius	16h19m55s.1	Subgigante					12.2				
X-1	-15°38'25"	+NS?	2.8	V818 Sco [144, 383]	0.8	[129, 178, 466]	1.4	p	0.68	44	

Posição ($\alpha < 1''$): [46]; espectroscopia de raios-X: [179, 205, 214, 218, 256, 426, 467, 480]; raios-X duros: [205, 375, 448]; QPO: [170, 289, 352, 454, 456]; kHz QPOs: [455, 457]; 3:2 ressonância em kHz QPOs: [6]; fonte Z: [169, 387]; sem variação orbital em raios-X: [351]; curva de luz de raios-X: [283]; sem pulsações de raios-X: [177, 486]; raios-X/óptico/rádio: [47, 58]; raios-X/óptico: [16, 200, 315, 342]; raios-X/UV: [217]; raios-X/rádio: [186]; observações no óptico: [178]; observações em rádio: [185, 468]; observações VLBI: [44, 121]; jatos gêmeos compactos de rádio ($v > 0.9c$), μQ : [121, 120]; espectroscopia no óptico: [385]; observações no UV: [219, 466, 482]; espectroscopia no IV próximo: [76]; origem: [297]; estrela doadora de massa 0.4 M_{\odot} : [411]; ângulo de inclinação do jato $44^{\circ} \pm 6^{\circ}$: [121]; distância 2.8 kpc: [44].

Nome	Posição (J1200.0)	Tipo do Sistema	D (kpc)	Contrapartida	Porb (d)	V (mag)	Mcomp (M_{\odot})	Atividade em de em rádio	β_{apar}	θ (°)
				óptica [FC]						
GRO	16h54m00s.25	F5IV		V1033 Sco		14.2-				
J1655-40	-39°50'45".0	+BH	3.2	[17, 451]	2.6	17.3	7.02	t	1.1	72-85
						[17,				
						194]				

Posição.($\theta < 1''$): [17] descoberta: [494]; observação raios- γ : [238]; linha de absorção no espectro de raio-X: [446]; espectroscopia de raios-X em banda larga: [439, 495]; espectroscopia de raios-X: [406]; decréscimo em raios-X: [240, 241]; QPO: [361]; 3:2 QPOs de alta frequência: [5, 363]; 450Hz QPO: [419]; curva de luz de raio-X: [248a, 430]; repetidos outbursts separados por 120 dias: [494a]; dois tipos de *outbursts* de raios-X duros: [430]; observações espectroscópicas no óptico: [17, 36, 329, 391, 392, 409]; observações polarimétricas no óptico: [141, 384]; observações fotométricas no óptico: [17, 18, 329, 450, 451]; linhas do Fe deslocadas para o vermelho e azul: [20a]; curva da velocidade radial: [343, 392, 409]; ângulo de inclinação: [17, 184, 329, 450, 451, 495]; curva de luz no óptico: [17, 450]; curva de luz do fluxo em rádio: [430]; jatos de rádio superluminais, μ Q: [166, 184, 438]; F3-F6 IV saecundário: [18, 119, 329, 391]; atravessando os três estados: [286]; variação rápida da emissão óptica/UV e raios-X: [193]; observações em multifrequência: [194, 430]; anticorrelação das emissões de raios-X e ópticas: [194]; anticorrelação entre a alta luminosidade de acreção e os jatos ejetados em rádio: [50]; atraso no tempo entre os *outbursts* óptico e de raio-X: [160, 330]; $v \cdot \sin(i) = 93 \pm 3 \text{ km s}^{-1}$: [119, 204]; a massa do BHC: [18, 343, 391, 409, 450, 451, 495]; MBH = $7.0M_{\odot}$, $M2 = 2.3M_{\odot}$: [329]; inclinação de $70.2^{\circ} \pm 1.9^{\circ}$ e MBH = $6.3 \pm 0.5M_{\odot}$: [147]; buraco negro runaway: [305]; distância 3.2 kpc [184], mas $< 1.7 \text{ kpc}$ [119].

GX 339-4	17h02m49s.5	-		V821 Ara		15.5				
	-48°47'23"	+BH	>6	*V	1.76	[261,	5.8 \pm 0.5	t	-	-
				[57, 92]		56]				

Posição($\theta < 1''$): [46]; espectro de raios-X: [467]; observações em raio-X: [145, 165, 327, 492]; QPO raios-X : [309, 415]; variações rápidas em raio-X.: [28, 259, 310, 403]; raios-X duros: [90, 443]; halo de raios-X: [347]; componente espectral de raio-X muito mole: [261, 309]; estados *high-low* de raios-X/correlação com o óptico: [201, 261, 268, 309, 319]; observações em raios-X/óptico: [233]; transição de estado: [33, 35]; linha de Fe em 6.4 keV: [483]; uma sequência de outbursts de raio-X: [377]; *off state* B \geq 21: [318]; observações em rádio/raios-X/raios- γ : [404]; campanha a longo prazo de rádio/ raios-X mole-duro: [69]; QPO ópticos: [203, 318, 319, 414]; espectro óptico: [71, 74, 75, 92, 156, 402, 409a]; pulsações de milisegundos ópticas(?): [202]; espectroscopia no IV próximo: [76]; observações em rádio: [110, 162]; emissão em rádio correlacionada com raios-X duros: [112]; período de 0.62 dias: [57]; função de alta massa $5.8 \pm 0.5M_{\odot}$, BHC: [196]; tipo espectral F8-G2 III: [62, 393]; jatos de rádio, μ Q: [69, 130]; inclinação muito baixa 15° : [489]; rotação do buraco negro: [295]; distância incerta, provavelmente maior que 6 kpc: [393, 258, 493].

Nome	Posição (J1200.0)	Tipo do Sistema	D (kpc)	Contrapartida	Porb (d)	V (mag)	Mcomp (M_{\odot})	Atividade em de em rádio	β_{apar}	θ (°)
				óptica [FC]						
1E 1740.7- 2942	17h43m54s.83 -29°44'42".60	- +BH?	8.5?	[272]	12.5?	K>20	-	p	-	-
Posição (r 0.1"): [272]; também conhecido como O Grande Aniquilador, observações de raios-X: [26, 65, 212, 260, 394, 400]; raios-X a longo prazo: [73]; espectroscopia de raios-X duros (BHC): [223, 397, 424, 423, 425]; fonte da linha de aniquilação de 511 keV da região GC: [72]; repetidos <i>outbursts</i> de emissão dura: [72]; observações em raio-X/VLA: [174]; observações em rádio: [300, 357]; observações VLA: [7, 272]; não na nuvem molecular: [66, 379]; jato de rádio bipolares, μ Q: [301]; relação com a emissão filamentada em rádio (?): [146, 243]; IV próximo: [159]; acreção de ISM(?): [19, 401]; período super-orbital de 600 dias: [401].										
XTE J1748-288	17h48m05s.06 -28°28'25".8	- +BH?	≥ 8			?	>4.5?	t	1.3	-
Posição (r 0.6"): [158]; descoberta: [398]; contrapartida em rádio: [421]; jatos de rádio, μ Q: [378]; velocidade do jato 0.93c para a distância 8 kpc: [183]; curvas de luz em raios-X: [322, 396]; QPO: [123]; observações em raios-X: [322, 365]; BHC: [322, 365]; espectros de raios_X em estados altos e baixos: [365].										
GRS 1758-258	18h01m12s.40 -25°44'36".1	- +BH?	8.5?	*A: [99, 376]	18.5?		-	p	-	-
Posição (r 0.2"): [273]; BHC: [138, 287, 425]; observações em raio-X: [288, 400, 173]; espectro de raios-X duros: [425]; observações de raios-X a longo prazo: [138, 260]; excesso de raios-X moles: [287]; observações multifrequências: [249, 224]; jato de rádio com lóbulos duplos, μ Q: [371, 273]; provável estrela doadora (estrela A) sem tipo espectral K0 III: [271, 376, 99]										
GRS 1915+105	19h15m11s.55 +10°56'44".7	K-M III +BH	12.5	V1487 [111]	33.5	I=23.4 [38]	14 \pm 4	t	1.2- 1.7	66-70
Posição (r 0.001"): [86]; <i>bursts</i> de raios- γ moles: [299]; observações em raio-X: [59, 152, 340]; linhas de raio-X: [236, 244, 142]; variação rápida de raios-X: [339]; variação de raios-X: [152]; <i>bursts</i> fundos, regulares e irregulares: [31, 152, 341, 427, 490]; alta rotação do buraco negro: [496, 290, 282]; QPOs: [64, 316, 339, 94, 420]; atraso da fase: [78]; variação quase periódica em rádio, IV e bandas milimétricas: [109, 111, 345]; espectroscopia e fotometria no óptico: [38]; contrapartida IV: [38]; espectroscopia no IV: [60, 97, 484]; fotometria IV: [302]; enfraquecimento do <i>flare</i> IV: [98]; jatos no IV próximo: [381]; emissões IV de jatos em rádio: [95, 215]; interação entre o disco e o jato: [96, 167]; observações em rádio: [15, 113, 345, 368, 372, 115]; rápido <i>flare</i> em rádio: [111]; estudo em rádio: [369, 296]; observações em rádio/raios-X duro: [122]; observações em fotometria IV/rádio: [61, 108]; ejeções em rádio superluminal com velocidade do jato $v=1.2 - 1.7 c$: [298]; ejeções relativísticas repetidas: [370]; observações multifrequências: [23, 303, 128]; emissão <i>synchrotron</i> no IV: [111]; não cercado por ISM denso: [484]; modelo: [32, 79, 326, 464]; ângulo de inclinação $i=66 \pm 2^\circ$: [298, 113]; massa do buraco negro de $14 \pm 4 M_{\odot}$: [154, 164]; estrela companheira K-M III: [153]; massa da estrela companheira $0.81 \pm 0.53 M_{\odot}$: [164]; período orbital de 30.8 dias: [153]; distância (11.2 a 12.5 kpc): [113, 85, 298].										

Capítulo 7

Conclusão e Perspectivas

As observações espectroscópicas foram um pouco prejudicadas pelas más condições de observação e, possivelmente, por problemas na instrumentação utilizada. Ainda assim algumas medidas puderam ser utilizadas.

Do espectro da região vermelha de LS 5039, foi determinada uma velocidade radial de 24 ± 8 km/s, para uma fase orbital de 0,140 que é consistente com os valores encontrados na literatura (p. ex. McSwain et al. 2001). As linhas do espectro na região do azul apresentaram um deslocamento anormal nos comprimentos de onda, cuja origem não pode ser determinada, apesar de que os testes realizados descartaram a possibilidade de que um erro sistemático tenha sido introduzido durante a redução de dados, sugerindo falha na instrumentação durante a observação.

O tipo espectral de LS 5039 foi determinado utilizando-se a razão de larguras equivalentes das linhas de He I $\lambda 4471$ e He II $\lambda 4541$, enquanto que a classe de luminosidade foi determinada pela presença da linha HeI $\lambda 4686$ em absorção e do *blend* CIII – NIII – OII em $\lambda\lambda 4640-50$. Os resultados indicam que LS 5039 é uma estrela O6 V((f)) - O6.5V((f)). Esse resultado concorda com resultados obtidos da literatura (p. ex. Clark et al. 2001).

Os espectros obtidos para Sco X-1 forneceram valores de velocidade radial coerentes com os esperados nesse sistema. No entanto, a origem das linhas espectrais não é clara devido ao ofuscamento da estrela secundária pela forte emissão em raios-X (e no óptico) proveniente do disco de acreção. De fato até pouco tempo não havia indícios de observação do espectro da contrapartida óptica em Sco X-1, sendo que a primeira detecção foi obtida por Steeghs & Casares (2002).

Os resultados das observações polarimétricas mostram a existência da componente intrinsecamente polarizada nos microquasares GRO J1655-40, LS 5039 e SS 433, enquanto que Sco X-1 apresentou um grau de polarização compatível com a polarização interestelar. Em geral os resultados obtidos estão de acordo com a literatura,

apesar de que algumas diferenças importantes puderam ser vistas. Elas podem ser eventualmente devidas a variações da própria fonte.

A polarização intrínseca obtida nesse trabalho para GRO J1655-40 é consideravelmente menor do que a relatada em Gliozzi et al. (1998) e, como a polarização interestelar não é mencionada em seu artigo, existe a possibilidade da polarização por eles obtida estar superestimada. Isso, a princípio, não afetaria o estudo desses autores, afinal a variação de polarização ainda poderia ser vista, apenas estaria com um fundo aditivo. No entanto o problema está no fato de que se os resultados por nós obtidos para o grau de polarização de GRO J1655-40 estiver correto, levando-se em conta os erros envolvidos, as variações observadas são compatíveis com flutuações estatísticas.

Outro resultado diferente dos anteriores, foi o da polarização interestelar na direção de SS 433. O valor aqui obtido é menor do que valores obtidos na literatura. Uma possível explicação é que os resultados obtidos por nossas observações indique a polarização de *foreground* a distâncias muito menores do que SS 433.

Quanto a origem dessa polarização, é mais provável que ela seja produzida pelo espalhamento dos fótons pelo plasma do disco de acreção ou dos envelopes estelares. A produção de polarização devido a emissão *synchrotron* dos jatos, embora uma possibilidade, não é provável pois a contribuição dos jatos na emissão no óptico não é importante.

Foram apresentados os resultados de observações espectroscópicas e polarimétricas de microquasares, na região do óptico. O intuito dessas observações era de adquirir um conjunto de observações homogêneas, isto é, feitas com a mesma instrumentação, que pudessem revelar características ópticas associadas aos microquasares. No entanto, além do fato de os microquasares apresentarem propriedades muito diferentes uns dos outros, o número de sistemas conhecidos é muito pequeno, e a determinação de características representativas dessa classe de objetos fica limitada devido à baixa qualidade estatística conseguida. Associado a isso existe o fato de que o número de objetos observados nesse trabalho representa apenas uma pequena fração do número conhecido de microquasares. No entanto, as observações individuais de cada objeto levam a resultados importantes que poderão ser usados em conjunto com futuras observações para a determinação de características gerais desses objetos.

Um passo no sentido de melhorar as observações anteriores e obter novas informações poderá ser feito através do acompanhamento temporal tanto dos espectros

quanto da polarização, afim de se obter seu comportamento por exemplo, ao longo do período orbital do sistema binário. Isso, entre outras coisas, nos forneceria uma curva de velocidade radial de melhor qualidade e novos parâmetros orbitais, bem como uma curva de polarização em função do tempo permitindo identificar a região produtora de fótons polarizados.

A utilização de instrumentação de melhor qualidade representaria um grande avanço, especialmente em casos como Sco X-1, onde uma alta precisão é exigida para que se possa identificar os traços da contrapartida óptica.

Estender os estudos aos comprimentos de onda do infravermelho para o estudo de polarização pode também facilitar na identificação da luz polarizada, ou mesmo detectar diferentes componentes da mesma, uma vez que os jatos relativísticos emitem, em sua base, no infravermelho. Dessa forma é esperada a existência de uma contribuição importante de polarização tanto proveniente dos jatos quanto do espalhamento pelo disco.

Referências

Uma breve nota sobre as referências: As referências que correspondem a citações no texto apenas são apresentadas abaixo sem numeração. As demais referências são aquelas mencionadas no Catálogo.

- Aharonian F. et al. 2006 ApJ. 636 777
 Aharonian F., et al., 2005, Science, 309, 746
 Aharonian, F., Akhperjanian, A. G., Aye, K.-M., et al. (HESS Collaboration)2005b, Science, 309, 746
 Aharonian, F.; Akhperjanian, A. G.; Bazer-Bachi, A. R.; Beilicke, M.; Benbow, W.; Berge, D.;
 Bernlöhner, K.; Boisson, C.; Bolz, O.; Borrel, V., et al., 2006b, A&A ,460, 743
 Aharonian, F.A., Heinzlmann, G., 1998, Nucl. Phys. B., 60B, 193
 Allen, C. W. 1973, Astrophysical quantities (London: University of London, Athlone Press, c1973, 3rd ed.)
 Bailyn, C. D.; Jain, R. K.; Coppi, P.; Orosz, J. A., 1997, AAS, 190, 1001B
 Bandyopadhyay, R. M., et al. 1997, MNRAS, 285, 718
 Bandyopadhyay, R. M., et al. 1999, MNRAS, 306, 417
 Bednarek, W. 2005, MNRAS 363, L46
 Blandford, R. D., Payne, D. G., 1982, MNRAS, 199, 883
 Bord D.J., et al., 1976, ApJ 203, 689
 Bosch-Ramon, V.; Motch, C.; Ribó, M.; Lopes de Oliveira, R.; Janot-Pacheco, E.;
 Negueruela, I.;
 Paredes, J. M.; Martocchia, A., 2007, A&A, 473, 545B
 Brinkmann W., Aschenbach B. & Kawai N., 1996, A&A, 312, 306
 Casares J., Ribó M., Ribas I., Paredes J. M., Martí J., Herrero A., 2005, MNRAS, 364, 898
 Casares, J. et al. 2006, MNRAS, a-ph/0610086
 Cherepashchuk, A.M., Aslanov, A.A. and Kornilov, V.G. 1982, Sov. Astron. 26, 697
 Ciatti, F.; Mammano, A.; Vittone, A., 1978, IAUC, 3305, 3C
 Clark, J. S., Reig, P., Goodwin, S. P., et al. 2001, A&A, 376, 476
 Combi, J. A. et al. 2004, A&A 427, 959;
 Conti, P. S., & Alschuler, W. R. 1971, ApJ, 170, 325
 Conti, P. S., & Frost, S. A. 1977, ApJ, 212, 728
 Conti, P. S., & Leep, E. M. 1974, ApJ, 193, 113

- Daniel, J.Y. 1980, A&A, 86, 198
- Dermer C. D., Böttcher M., 2006, ApJ, 643, 1081
- Distefano, C., Guetta, D., Waxman, E., & Levinson, A. 2002, ApJ, 575, 378
- Dolan, J. F.; Boyd, P. T.; Fabrika, S.; Tapia, S.; Bychkov, V.; Panferov, A. A.; Nelson, M. J.;
- Percival, J. W.; van Citters, G. W.; Taylor, D. C.; Taylor, M. J., 1997, A&A, 327, 648D
- Dubus G., 2006a, A&A, 456, 801
- Efimov, Iu. S., Shakkovskoi, N. M., & Piirola, V. 1984, A&A, 138, 62
- Aharonian, F.A. et al. 2006, J. Phys. Conf. Ser. 39, 408
- Fabian, A. C.; Rees, M. J., 1979, MNRAS, 187P, 13F
- Falke, H. & Biermann, P.L. 1999, Astron. Astrophys. 342, 49
- Feldman, P. A.; Purton, C. R.; Stiff, T.; Kwok, S., 1978, IAUC, 3258, 1F
- Fender, R. P., Spencer, R. E., Newell, S. J., & Tzioumis, A. K. 1997, MNRAS, 287, L29
- Fender, R.P. et al. 2001, MNRAS, 322, L23
- Fomalont, E. B., Geldzahler, B. J., & Bradshaw, C. F. 2001a, ApJ, 553, L27
- Fomalont, E. B., Geldzahler, B. J., & Bradshaw, C. F. 2001b, ApJ, 558, 283
- Fosalba, P., Lazarian, A., Prunet, S., & Tauber, J. A. 2002, ApJ, 564, 762
- Ghisellini G., Maraschi L., Treves A., 1985, A&A, 146, 204
- Giacconi, R. et al. 1962, Phys. Rev. Lett. 9, 439.
- Gottlieb E.W., Wright E.L., Liller W., 1975, ApJ, 195, L33
- Greiner, J., Predehl, P., & Pohl, M. 1995, A&A, 297, L67
- Grove, J.E. et al. 1998, ApJ, 500, 899
- H.R. Christiansen et al. 2006, Phys.Rev. D73, 063012
- Hillwig, Todd; Gies, D., 2006, smqw.confE, 77H
- Khangulyan D., Hnatic S., Aharonian F., Bogovalov S., 2007, MNRAS, in press [astro-ph/0605663]
- Koide, S., Shibata, K., Kudoh, T., Meier, D.L. 2002, Sci, 295, 1688
- Kotani, T., Kawai, N., Matsuoka, M. & Brinkmann, W., 1996, PASJ, 48, 619
- Kuulkers, E. et al. 1997, A&A, 323, L29
- La Sala J., Thorstensen J.R., 1985, AJ, 90, 2077
- Levinson, A. & Waxman, E. 2001, Phys. Rev. Lett., 87.171101
- Liebert, J.; Angel, J. R. P.; Hege, E. K.; Martin, P. G.; Blair, W. P., 1979, Nature, 279, 384L
- Liu, Q. Z., van Paradijs, J., van den Heuvel, E. P. J. 2001, A&AS, 147, 25
- Liu, Q. Z., van Paradijs, J., van den Heuvel, E. P. J. 2007, A&A, 469, 807
- Margon, B., Grandi, S. and Ford, H. 1979a, Bull. Am. Astron. Soc. 11, 446
- Marshall, H. L., Canizares, C. R., Schulz, N. S., 2002, ApJ, 564, 941
- Marshall, H.L., Canizares, C.R., Heinz, S., et al. 2005, in Proc. Of "Relativistic

- Astrophysics and Cosmology, Einstein's Legacy", B. Aschenbach, V. Burwitz, G. Hasinger, B.
 Leibundgut (eds), Springer Verlag, Berlin, p. 285
- Marshall, F. E.; Mushotzky, R. F.; Boldt, E. A.; Holt, S. S.; Serlemitsos, P. J., 1978, IAUC, 3314, 2M
- Martins, F.; Schaerer, D.; Hillier, D. J., 2005, SF2A.conf, 633M
- Mathis, J. S.; Rimpl, W.; Nordsieck, K. H., 1977, ApJ, 217, 425M
- McConnell, M. L., et al. 2000, ApJ, 543, 928.
- McLean, I.S. & Tapia, S. 1980, Nature, 287, 703
- McSwain M., Gies D., Huang W., Wiita P., Wingert D., 2004, Astrophysical Journal, 600, 92
- McSwain, M. V., Gies, D. R., Riddle, R. L., Wang, Z., & Wingert, D. W. 2001, ApJ, 558, L43
- Michalsky, J.J., Stokes, G.M., Szkody, P., Larson, N.R. 1980, Publ. Atron. Soc. Pacific, 92, 654
- Migliari, S., Fender, R., Mndez, M., 2002, Science, 297, 1673
- Migliari, S.; Tomsick, J. A.; Markoff, S.; Kalemci, E.; Bailyn, C. D.; Buxton, M.; Corbel, S.;
- Fender, R. P.; Kaaret, P., 2007, ApJ, 670, 610M
- Milgrom, M. 1979, A&A, 76, L3
- Mirabel, I.F. & Rodríguez, L.F., 1999, ARA&A, 37, 409
- Mirabel, I.F. et al. 1998, A&A, 330, L9
- Paredes J. M., Bosch-Ramon V., Romero G. E., 2006, ApJ, 451, 259
- Paredes, J. M., 2005, Chin. J. Astron. Astrophys. Vol. 5, Suppl., 121–132
- Paredes, J. M., Martí, J., Ribó, M., & Massi, M. 2000, Science, 288, 2340
- Paredes, J. M., Ribó, M., Ros, E., Martí, J., & Massi, M. 2002, A&A, 393, L9
- Paredes, J.M. & Martí, J. 2003, Contributions to Science, 2(3), 3003-314
- Predehl, P. et al. 1995, A&A, 293, L29
- Puls, J., Kudritzki, R. P., Herrero, A., et al. 1996, A&A, 305, 171
- Rees, M. 1984, ARA&A, 22, 471
- Reig, P., Ribó, M., Paredes, J. M., Martí, J., 2003, A&A, 405, 285
- Ribó, M. 2002, Ph.D. thesis, Univ. Barcelona
- Ribó, M. 2004, in ASP Conference Series: "Future Directions in High Resolution Astronomy: A Celebration of the 10th Anniversary of the VLBA", J. D. Romney & M. J. Reid (eds.), [astro-ph/0402134]
- Ribó, M., Paredes, J.M., Romero, G.E., et al. 2002, A&A, 384, 954
- Rodríguez L.F., Mirabel I.F., Martí J., 1992, ApJ, 401, L15

- Romero, G. E., Torres, D. F., Kaufman Bernadó, M. M., & Mirabel, I. F. 2003, *A&A*, 410, L1
- Sala, G., Greiner, J., Vink, J., Haberl, F., Kendziorra, E., & Zhang, X. L., 2007, *A&A*, 461, 1049
- Schachter, J., Filippenko, A. V. & Kahn, S. M. 1989, *ApJ*, 340, 1049. See also Erratum:
Schachter, J., Filippenko, A. V. & Kahn, S. M. 1990, *ApJ*, 362, 379
- Schmidt & Kaler 1982, in "Landolt-Bornstein, NS", Vol. 2, p. 455.
- Schultz J., Hakala P., Huovelin J., 2004, *Baltic Astronomy*, vol 13, 581
- Seaquist, E. R.; Gregory, P. C.; Crane, P. C., 1978, *IAUC*, 3256, 2S
- Serkowski, K. 1973, in *Interstellar Dust and Related Topics (IAU Symp. 52)*, eds. J.M. Greenberg & H.C. van de Hulst, Reidel, Dordrecht, p. 145
- Shklovskii, I.S. 1981, *Sov. Astron.* 25, 315
- Stephenson, C. B.; Sanduleak, N., 1977, *ApJS*, 33, 459S
- Strong A. W., Collmar W., Bennett K., Bloemen H., Diehl R., Hermsen W., Iyudin A., Mayer-Hasselwander H., Rya J., Schönfelder V., 2001, in Ritz S., Gehrels N., Shrader C. R., eds, *AIP Conf. Proc. 587: Gamma 2001: Gamma-Ray Astrophysics COMPTEL Observations of a Source in the Direction of the Galactic Centre*. pp 21–+
- Vacca, William D.; Garmany, Catharine D.; Shull, J. Michael, 1996, *ApJ*, 460, 914V
- van den Heuvel, E. P. J., 1981, *VA.*, 25, 95V
- von Montigny, C., et al. 1995, *ApJ*, 440, 525
- W. Bednarek 2005, *ApJ* 631, 466
- Walborn, N. R. 1971, *ApJS*, 23, 257
- Walborn, Nolan R.; Fitzpatrick, Edward L., 1990, *PASP*, 102, 379W
- Yamauchi, S., Kawai, N. and Aoki, T. 1994. *Pub. Astr. Soc. Japan* 46, L109
- Zhang, S. N., Wilson, C. A., Harmon, B. A., Fishman, G. J., Wilson, R. B., Paciesas, W. S.,
Scott, M., & Rubin, B. C. 1994, *IAU Circ.*, 6046, 1
- [1] Aab O.E., 1987, *Bull. Spec. Aph. Obs. North Caucasus* 25, 26
- [2] Aab O.E., et al., 1983, *SvA* 27, 603
- [3] Aab O.E., et al., 1984, *Bull. Spec. Aph. Obs. North Caucasus* 17, 1
- [4] Abell G.O., Margon B., 1979, *Nat* 279, 701
- [5] Abramowicz, M.A. & Kluzniak, W. 2001, *A&A*, 374, L19
- [6] Abramowicz, M.A. et al. 2003, *A&A*, 404, L21
- [7] Anantharamaiah, K.R. et al. 1993, *ApJ*, 410, 110
- [8] Anderson S.F., et al., 1983, *ApJ* 269, 605
- [9] Anderson S.F., et al., 1983, *ApJ* 273, 697
- [10] Antokhina E.A., Cherepashchuk A.M., 1988, *SvA* 31, 295
- [11] Antokhina, E.A., Cherepashchuk A.M., 1988, *SvA Lett.* 11, 4

- [12] Argue, A.N. et al. 1984, MNRAS, 209, 11p
- [13] Aslanov A.A., et al., 1987, SvA Lett. 13, 369
- [14] Assadulaev S.S., Cherepashchuk A.M., 1986, SvA 30, 57
- [15] Atoyán, A.M. & Aharonian, F.A. 1997, ApJ, 490, L149
- [16] Augusteijn, T. et al. 1992, A&A, 265, 177
- [16a] Ayani, K., & Peiris, T. C. 1999, IAUC, 7254
- [17] Bailyn, C.D. et al. 1995a, Nat, 374, 701
- [18] Bailyn, C.D. et al. 1995, Nat, 378, 157
- [19] Bally, J., & Leventhal, M. 1991, Nature, 353, 234
- [20] Balucinska-church M., et al., 2000, MNRAS 311, 861
- [20a] Balucinska-Church, M. & Church, M.J. 2000, MNRAS, 312, L55
- [21] Band D.L., 1989, ApJ 336, 937
- [22] Band D.L., Gordon M.A., 1989, ApJ 338, 945
- [23] Bandyopadhyay, R.M. et al. 1998, MNRAS, 295, 623
- [24] Barr P., et al., 1985, MNRAS 216, 65P
- [25] Barr P., Van der Woerd H., 1990, ApJ 352, L41
- [26] Bazzano, A. et al. 1992, ApJ, 385, L17
- [27] Becklin E.E., et al., 1972, Nat 245, 302
- [28] Belloni, T. & Hasinger, G. 1990, A&A, 230, 103
- [29] Belloni T., Hasinger G., 1990, A&A 227, L33
- [30] Belloni T., Hasinger G., 1990, A&A 230, 103
- [31] Belloni, T. et al. 1997, ApJ, 479, L145
- [32] Belloni, T. et al. 1997, ApJ, 488, L109
- [33] Belloni, T. et al. 1999, ApJ, 519, L159
- [34] Belloni, T. et al. 2001, A&A, 372, 551
- [35] Belloni, T. et al. 2006, MNRAS, 367, 1113
- [36] Bianchini, A. et al. 1997, A&A, 321, 477
- [37] Bignami G.F., et al., 1981, ApJ 247, L85
- [38] Boer, M. et al. 1996, A&A, 305, 835
- [39] Bolton C.T., 1972, Nat 235, 271
- [40] Bonnet-Bidaud J.M., Chardin G., 1989, Phys. Rept. 170, 325
- [41] Bonnet-Bidaud J.M., Van der Klis M., 1981, A&A 101, 299
- [42] Bonsignori-Facondi S.R., et al., 1986, A&A 166, 157
- [43] Boutloukos, S. et al. 2006, astro-ph/0608089
- [44] Bradshaw, C.F. et al. 1999, ApJ, 512, L121
- [45] Bradt H.V., McClintock J.E., 1983, ARA&A 21, 63
- [46] Bradt, H.V. & McClintock, J.E. 1983, ARA&A, 21, 63
- [47] Bradt, H.V. et al. 1975, ApJ, 197, 443

- [48] Braes L.L.E., Miley G.K., 1971, *Nat* 232, 246
- [49] Braes L.L.E., Miley G.K., 1976, *Nat* 264, 731
- [50] Braes, L.L.E. et al. 1972, *Nat*, 236, 392
- [51] Brandt, W.N. & Schulz, N.S. 2000, *ApJ*, 544, L123
- [52] Brandt, W.N. et al. 1996, *MNRAS*, 283, 1071
- [53] Brinkmann W., et al., 1989, *A&A* 218, L13
- [54] Brinkmann W., et al., 1991, *A&A* 241, 112
- [55] Brodsaya E.J., Shajn P.F., 1958, *Izw. Krim. Ap. Obs.* 20, 299
- [56] Buxton, M. & Vennes, S. 2003, *MNRAS*, 342, 105
- [57] Callanan, P.J. et al. 1992, *MNRAS*, 259, 395
- [58] Canizares, C.R. et al. 1975, *ApJ*, 197, 457
- [59] Castro-Tirado, A.J. et al. 1994, *ApJS*, 92, 469
- [60] Castro-Tirado, A.J. et al. 1996, *ApJ*, 461, L99
- [60a] Charles, P. A., et al. 1999, *IAU Circ.*, 7267
- [61] Chaty, S. et al. 1996, *A&A*, 310, 825
- [62] Chaty, S. et al. 2002, *MNRAS*, 331, 1065
- [63] Chaty, S. et al. 2003, *MNRAS*, 346, 689
- [64] Chen, X. et al. 1997, *ApJ*, 477, L41
- [65] Churazov, E. et al. 1993, *ApJ*, 407, 752
- [66] Churazov, E. et al. 1996, *ApJ*, 464, L71
- [67] Clarkson, W.I. et al. 2004, *MNRAS*, 348, 458
- [68] Conti P.S., 1978, *A&A* 63, 225
- [69] Corbel, S. et al. 2000, *A&A*, 359, 251
- [70] Corbel, S. et al. 2002, *Sci*, 298, 196
- [71] Corbet, R.H.D. et al. 1987, *MNRAS*, 227, 1055
- [72] Cordier, B. et al. 1993, *A&A*, 275, L1
- [73] Cordier, B. et al. 1994, *ApJS*, 92, 401
- [74] Cowley, A.P. et al. 1987, *AJ*, 93, 195
- [75] Cowley, A.P. et al. 1988, *ApJ*, 333, 906
- [76] Cowley, A.P. et al. 1991, *ApJ*, 373, 228
- [77] Crampton D., Hutchings J.B., 1978, *IAU Circ.* 3180
- [78] Cui, W. 1999, *ApJ*, 524, L59
- [79] Cui, W. et al. 1998, *ApJ*, 492, L53
- [80] Cui, W. et al. 1999, *ApJ*, 512, L43
- [81] Cui, W. et al. 2000, *ApJ*, 531, L45
- [82] D'Amico N., et al., 1987, *A&A* 180, 114
- [83] Davis R., Hartmann L., 1983, *ApJ* 270, 671
- [84] De Loore C., et al., 1984, *A&A* 141, 279

- [85] Dhawan, V. et al. 2000, ApJ, 540, 863
- [86] Dhawan, V. et al. 2000, ApJ, 543, 373
- [87] Ding, G.X. et al. 2003, ApJ, 596, L219
- [88] D'Odorico S., et al., 1991, Nat 353, 329
- [89] Dolan J.F., Tapia S., 1989, ApJ 344, 830
- [90] Dolan, J.F. et al. 1987, ApJ, 322, 324
- [91] Dower, R.G. et al. 1982, ApJ, 261, 228
- [92] Doxsey, R.E. et al. 1979, ApJ, 228, L67
- [93] Duldig, M.L. et al. 1979, MNRAS, 187, 567
- [94] Dupree A., et al., 1978, Nat 275, 400
- [95] Eikenberry, S.S. & Fazio, G.G. 1997, ApJ, 475, L53
- [96] Eikenberry, S.S. et al. 1998, ApJ, 494, L61
- [97] Eikenberry, S.S. et al. 1998, ApJ, 506, L31
- [98] Eikenberry, S.S. et al. 2000, ApJ, 532, L33
- [99] Eikenberry, S.S. et al. 2001, ApJ, 556, 1
- [100] Estalella R.A., et al., 1993, A&A 268, 178
- [101] Fabian A.C., et al., 1989, MNRAS 238, 729
- [102] Fabrika S.N., Bychkova L.V., 1990, A&A 240, L5
- [103] Falomo R., et al., 1987, MNRAS 224, 323
- [104] Fejes L., 1986, A&A 168, 69
- [105] Fejes L., et al., 1988, A&A 189, 124
- [106] Fender R., et al., 1999, MNRAS 308, 473
- [107] Fender R., et al., 2000, ApJ 530, L29
- [108] Fender, R.P. & Pooley, G.G. 1998, MNRAS, 300, 573
- [109] Fender, R.P. & Pooley, G.G. 2000, MNRAS, 318, L1
- [110] Fender, R.P. et al. 1997, MNRAS, 286, L29
- [111] Fender, R.P. et al. 1997, MNRAS, 290, L65
- [112] Fender, R.P. et al. 1999, ApJ, 519, L165
- [113] Fender, R.P. et al. 1999, MNRAS, 304, 865
- [114] Fender, R.P. et al. 2001, MNRAS, 322, L23
- [115] Fender, R.P. et al. 2002, MNRAS, 336, 39
- [116] Fender, R.P. et al. 2004, Nat, 427, 222
- [117] Fiedler R.L., et al., 1987, AJ 94, 1244
- [118] Filippenko A.V., et al., 1988, AJ 96, 242
- [119] Foellmi, C. et al. 2006, A&A, 457, 249
- [120] Fomalont, E.B. et al. 2001, ApJ, 553, L27
- [121] Fomalont, E.B. et al. 2001, ApJ, 558, 283
- [122] Foster, R.S. 1996, ApJ, 467, L81

- [123] Fox, D.W. & Lewin, W. 1998, IAU Circ, 6964
- [124] Frail D.A., Hjellming R.M., 1991, AJ 101, 2126
- [125] Friend D.B., Cassinelli J.P., 1986, ApJ 303, 292
- [126] Frontera F., Fuligni F., 1975, ApJ 198, L105
- [127] Frontera, F. et al. 2001, ApJ, 561, 1006
- [128] Fuchs, Y. et al. 2003, A&A, 409, L35
- [128a] Gaensler, B. M., et al. 1999, IAU Circ., 7256
- [129] Gallagher, D. et al. 1995, ApJ, 439, 976
- [130] Gallo, E. et al. 2004, MNRAS, 347, L52
- [131] Geldzahler B.J., et al., 1983, ApJ 273, L65
- [132] Geldzahler B.J., et al., 1989, ApJ 342, 1123
- [133] Gelino, D.M. et al. 2006, ApJ, 642, 438
- [134] Gierlinski M., et al., 1997, MNRAS 288, 958
- [135] Gies D.R., Bolton C.T., 1982, ApJ 260, 240
- [136] Gies D.R., Bolton C.T., 1984, ApJ 276, L17
- [137] Gies D.R., Bolton C.T., 1986, ApJ 304, 371 & 389
- [138] Gilfanov, M. et al. 1993, ApJ, 418, 844
- [139] Glass, I.S. 1978, MNRAS, 183, 335
- [140] Glass, I.S. 1994, MNRAS, 268, 742
- [141] Gliozzi, M. et al. 1998, A&A, 337, L39
- [142] Goldoni, P. et al. 1998, A&A, 329, 186
- [142a] Goranskij, V. P. 1990, IBVS, 3464, 1
- [143] Goss, W.M. & Mebold, U. 1977, MNRAS, 181, 255
- [144] Gottwald, M. et al. 1991, A&AS, 89, 367
- [145] Grabelsky, D.A. et al. 1995, ApJ, 441, 800
- [146] Gray, A.D. et al. 1991, Nat, 353, 237
- [147] Greene, J. et al. 2001, ApJ, 554, 1290
- [148] Gregory P.C., et al., 1972, Nat 239, 440
- [149] Gregory P.C., et al., 1979, AJ 84, 1030
- [150] Gregory P.C., et al., 1989, ApJ 339, 1054
- [151] Gregory P.C., Taylor A.R., 1978, Nat 272, 704
- [152] Greiner, J. et al. 1996, ApJ, 473, L107
- [153] Greiner, J. et al. 2001, A&A, 373, L37
- [154] Greiner, J. et al. 2001, Nat, 414, 522
- [155] Grindlay J.E., et al., 1984, ApJ 277, 286
- [156] Grindlay, J.E. 1979, ApJ, 232, L33
- [157] Gualandris, A. et al. 2005, ApJ, 618, 845
- [158] Haberl, F. et al. 1997, A&A, 326, 662

- [159] Haller, J.W. & Melia, F. 1994, ApJ, 423, L109
- [160] Hameury, J.-M. et al. 1997, ApJ, 489, 234
- [161] Hannikainen, D. et al. 2001, Ap&SS, 276, 45
- [162] Hannikainen, D.C. et al. 1998, A&A, 337, 460
- Hardorp J., et al., 1959, Luminous Stars in the Northern Milky Way I.
- [163] Hamberger
Sternwarte-Warner and Swasey Observatory
- [164] Harlaftis, E.T. & Greiner, J. 2004, A&A, 414, L13
- [165] Harmon, B.A. et al. 1994, ApJ, 425, L17
- [166] Harmon, B.A. et al. 1995, Nat, 374, 703
- [167] Harmon, B.A. et al. 1997, ApJ, 477, L85
- [168] Harrison T., et al., 2000, ApJ 528, 454
- [169] Hasinger, G. & van der Klis, M. 1989, A&A, 225, 79
- [170] Hasinger, G. et al. 1989, ApJ, 337, 843
- [171] Haswell, C.A. et al. 2000, IAU Circ, 7427
- [172] Haynes, R.F. et al. 1978, MNRAS, 185, 661
- [173] Heindl, W.A. & Smith, D.M. 2002, ApJ, 578, L125
- [174] Heindl, W.A. 1994, ApJ, 430, 829
- [175] Henson G.D., et al., 1983, ApJ 275, 247
- [176] Hermsen W., et al., 1977, Nat 269, 494
- [176a] Herrero A., et al., 1995, A&A 297, 556
- [177] Hertz, P. et al. 1992, ApJ, 396, 201
- [178] Hiltner, W.A. & Mook, D.E. 1970, ARA&A, 8, 139
- [179] Hirano, T. et al. 1987, PASJ, 39, 619
- [180] Hjellming R.M., 1973, ApJ 182, L29
Hjellming R.M., 1988, in: Galactic and Extragalactic Radio Astronomy,
- [181] Verschuur G.L.
and Kellerman K.I. (eds.). Springer, p. 381
- [182] Hjellming R.M., Wade C.M., 1971, ApJ 168, L21
- [183] Hjellming, R. M. et al. 1998, BAAS, 193, 103.08
- [184] Hjellming, R.M. & Rupen, M.P. 1995, Nat, 375, 464
- [185] Hjellming, R.M. & Wade, C.M. 1971, ApJ, 164, L1
- [186] Hjellming, R.M. et al. 1990, ApJ, 365, 681
- [186a] Hjellming, R. M., et al. 1999, IAU Circ., 7254
- [186b] Hjellming, R. M., et al. 1999, IAU Circ., 7265
- [186c] Hjellming, R. M., et al. 1999, ApJ, L submitted
- [187] Holt S.S., et al., 1979, ApJ 233, 344
- [188] Homan, J. et al. 2001, ApJS, 132, 377

- [189] Howarth I.D., 1983, MNRAS 203, 801
- [190] Hunt L.K., et al., 1994, A&A 290, 428
- [191] Hutchings J.B., 1979, PASP 91, 657
- [192] Hutchings J.B., Crampton D., 1981, PASP 93, 486
- [193] Hynes, R.I. et al. 1998, MNRAS, 299, L37
- [194] Hynes, R.I. et al. 1998, MNRAS, 300, 64
- [195] Hynes, R.I. et al. 2000, ApJ, 539, L37
- [196] Hynes, R.I. et al. 2003, ApJ, 583, L95
- [197] Hynes, R.I. et al. 2003, MNRAS, 345, 292
- [198] Iaria, R. et al. 2001, ApJ, 547, 412
- [199] Iaria, R. et al. 2005, ApJ, 619, 503
- [200] Ilovaisky, S.A. et al. 1980, MNRAS, 191, 81
- [201] Ilovaisky, S.A. et al. 1986, A&A, 164, 67
- [202] Imamura, J.N. et al. 1987, ApJ, 314, L11
- [203] Imamura, J.N. et al. 1990, ApJ, 365, 312
- [203a] in't Zand, J. J. M., et al. 1999, IAU Circ., 7119
- [203b] in't Zand, J. J. M., et al. 2000, A&A, 357, 520
- [204] Israelian, G. et al. 1999, Nat, 401, 142
- [205] Jain, A. et al. 1984, A&A, 140, 179
- [206] Jain, R.K. et al. 1999, ApJ, 517, L131
- [207] Jain, R.K. et al. 2001, ApJ, 546, 1086
- [208] Johnston K.J., et al., 1986, ApJ 309, 707
- [209] Johnston, H.M. et al. 1999, MNRAS, 308, 415
- [210] Jonker, P.G. & Nelemans, G. 2004, MNRAS, 354, 355
- [211] Jonker, P.G. et al. 2006, astro-ph/0605497
- [212] Jung, G.V. et al. 1995, A&A, 295, L23
- [213] Kaaret, P. et al. 2003, ApJ, 582, 945
- [214] Kahn, S.M. & Grindlay, J.E. 1984, ApJ, 283, 286
- [215] Kaiser, C.R. et al. 2004, ApJ, 612, 332
- [216] Kalemci, E. et al. 2001, ApJ, 563, 239
- [217] Kallman, T. et al. 1998, ApJ, 502, 441
- [218] Kallman, T.R. et al. 1989, ApJ, 345, 498
- [219] Kallman, T.R. et al. 1991, ApJ, 370, 717
- [220] Kaluzienski, L.J. et al. 1976, ApJ, 208, L71
- [220a] Kato, T., et al. 1999, IBVS, 4777
- [221] Katz J.L., et al., 1984, AJ 89, 1604
- [222] Kawai N., et al., 1989, PASJ 41, 491
- [223] Kawai, N. et al. 1988, ApJ, 330, 130

- [224] Keck, J.W. et al. 2001, ApJ, 563, 301
- [225] Kemp J.C., et al., 1983, ApJ 271, L65
- [226] Kemp J.C., et al., 1986, ApJ 305, 805
- [227] Kemp J.C., et al., 1987, SvA 31, 170
- [228] Kitamoto S., et al., 1987, PASJ 39, 259
- [229] Kitamoto S., et al., 1989, PASJ 41, 81
- [230] Kitamoto S., et al., 1990, PASJ 42, 85
- [231] Kitamoto S., et al., 1992, ApJ 384, 263
- [232] Kodaira K., et al., 1985, ApJ 296, 232
- [233] Kong, A. K. H., et al. 2000, MNRAS, 312, L49
- [234] Kopylov I.M., et al., 1986, SvA 30, 408
- [235] Kopylov I.M., et al., 1987, SvA 31, 410
- [236] Kotani, T. et al. 2000, ApJ, 539, 413
- [237] Kouveliotou C., et al., 1992, IAU Circ. 5592
- [238] Kroeger, R.A. et al. 1996, A&AS, 120, 117
- [239] Kubota, A. & Makishima, K. 2004, ApJ, 601, 428
- [240] Kuulkers, E. et al. 1998, ApJ, 494, 753
- [241] Kuulkers, E. et al. 2000, A&A, 358, 993
- [242] Lamb R.C., et al., 1983, Nat 305, 37
- [243] Leahy, D.A. 1991, MNRAS, 251, 22P
- [243a] Leahy D.A., Ananth A.G., 1992, MNRAS 256, 39P
- [244] Lee, J.C. et al. 2002, ApJ, 567, 1102
- [245] Leibowitz E.M., 1984, MNRAS 210, 279
- [246] Leibowitz E.M., et al., 1984, MNRAS 206, 751
- [247] Leibowitz E.M., et al., 1984, Nat 307, 341
- [248] Leibowitz E.M., Mendelson H., 1992, PASP 94, 977
- [248a] Levine, A.M. et al. 1996, ApJ, 469, L33
- [248b] Liller, W. 1999, IAU Circ., 7254
- [249] Lin, D. et al. 2000, ApJ, 532, 548
- [250] Ling J.C., et al., 1983, ApJ 275, 307
- [251] Ling J.C., et al., 1987, ApJ 321, L117
- [252] Ling J.C., et al., 1997, ApJ 484, 375
- [253] Liu Q.Z., et al., 2000, A&A 359, 646
- [254] Lochner J.C., et al., 1989, ApJ 337, 823
- [255] Lochner J.C., et al., 1991, ApJ 376, 295
- [256] Lum K.S.K., et al., 1992, ApJS 78, 423
- [257] Lyutyi V.M., 1985, SvA 29, 429
- [258] Maccarone, T.J. 2003, A&A, 409, 697

- [259] Maejima, Y. et al. 1984, ApJ, 285, 712
- [260] Main, D.S. et al. 1999, ApJ, 525, 901
- [261] Makishima, K. et al. 1986, ApJ, 308, 635
- [262] Maraschi L., et al., 1981, ApJ 248, 1010
- [263] Margon B., 1984, ARA&A 22, 507
- [264] Margon B., Anderson S.F., 1989, ApJ 347, 448
- [265] Margon B., et al., 1979b, ApJ 230, L41
- [266] Margon B., et al., 1979c, ApJ 233, L63
- [267] Margon B., et al., 1984, ApJ 281, 313
- [268] Markert, T.H. et al. 1973, ApJ, 184, L67
- [269] Marti J., et al., 1998, A&A 338, L71
- [270] Marti J., Paredes J.M., 1995, A&A 298, 151
- [271] Marti, J. et al. 1998, A&A, 338, L95
- [272] Marti, J. et al. 2000, A&A, 363, 184
- [273] Marti, J. et al. 2002, A&A, 386, 571
- [274] Mason K.O., et al., 1976, ApJ 207, 78
- [275] Mason K.O., et al., 1986, ApJ 309, 700
- [276] Massi M., et al., 1993, A&A 269, 249
- [277] Matsuoka M., et al., 1986, MNRAS 222, 605
- [278] Mazeh T., et al., 1987, ApJ 317, 824
- [279] McClintock, J.E. et al. 2001, ApJ, 551, L147
- [280] McClintock, J.E. et al. 2001, ApJ, 555, 477
- [281] McClintock, J.E. et al. 2003, ApJ, 593, 435
- [282] McClintock, J.E. et al. 2006, ApJ, 652, 518
- [283] McNamara, B.J. et al. 1998, ApJS, 116, 287
- [284] Meekins J.F., et al., 1984, ApJ 278, 288
- [285] Mendelson H., Mazeh T., 1989, MNRAS 239, 733
- [286] Mendez, M. et al. 1998, ApJ, 499, L187
- [287] Mereghetti, S. et al. 1994, ApJ, 433, L21
- [288] Mereghetti, S. et al. 1997, ApJ, 476, 829
- [289] Middleditch, J. & Priedhorsky, W. 1986, ApJ, 306, 230
- [290] Middleton, M. et al. 2006, MNRAS, 373, 1004
- [291] Mignani, R.P. et al. 2002, A&A, 386, 487
- [292] Mikolajewska, J. et al. 2005, MNRAS, 362, L13
- [293] Miller, J.M. et al. 2001, ApJ, 563, 928
- [294] Miller, J.M. et al. 2002, MNRAS, 335, 865
- [295] Miller, J.M. et al. 2004, ApJ, 606, L131
- [296] Miller-Jones, J.C.A. et al. 2005, MNRAS, 363, 867

- [297] Mirabel, I.F. & Rodrigues, I. 2003, A&A, 398, L25
- [298] Mirabel, I.F. & Rodriguez, L.F. 1994, Nat, 371, 46
- [299] Mirabel, I.F. & Rodriguez, L.F. 1995, Ap&SS, 231, 65
- [300] Mirabel, I.F. et al. 1991, A&A, 251, L43
- [301] Mirabel, I.F. et al. 1992, Nat, 358, 215
- [302] Mirabel, I.F. et al. 1996, ApJ, 472, L111
- [303] Mirabel, I.F. et al. 1998, A&A, 330, L9
- [304] Mirabel, I.F. et al. 2001, Nat, 413, 139
- [305] Mirabel, I.F. et al. 2002, A&A, 395, 595
- [306] Miyamoto S., et al., 1989, Nat 336, 450
- [307] Miyamoto S., et al., 1992, ApJ 391, L21
- [308] Miyamoto S., Kitamoto S., 1989, Nat 342, 773
- [309] Miyamoto, S. et al. 1991, ApJ, 383, 784
- [310] Miyamoto, S. et al. 1992, ApJ, 391, L21
- [311] Molnar L.A., et al., 1984, Nat 310, 662
Molnar L.A., et al., 1985, in: "Radio Stars", Hjellming R.M. and Gibson D.
(eds.).
Reidel, p. 329"
- [312] (eds.).
Reidel, p. 329"
- [313] Molnar L.A., Mauche C.W., 1986, ApJ 310, 343
- [314] Moneti, A. 1992, A&A, 260, L7
- [315] Mook, D.E. et al. 1975, ApJ, 197, 425
- [316] Morgan, E.H. et al. 1997, ApJ, 482, 993
- [317] Motch C., et al., 1997, A&A 323, 853
- [318] Motch, C. et al. 1982, A&A, 109, L1
- [319] Motch, C. et al. 1983, A&A, 119, 171
- [320] Murdin P., et al., 1980, MNRAS 193, 135
- [321] Murdin, P. et al. 1980, A&A, 87, 292
- [322] Naik, S. et al. 2000, A&A, 354, 938
- [323] Nicolet B., 1978, A&AS 34, 1
- [324] Nicolson, G.D. et al. 1980, MNRAS, 191, 293
- [325] Ninkov Z., et al., 1987, ApJ 321, 425 & 438
- [326] Nowak, M.A. et al. 1997, ApJ, 477, L91
- [327] Nowak, M.A. et al. 1999, ApJ, 517, 355
- [327a] Oda M., 1977, Sp. Sci. Rev. 20, 757
- [328] Oosterbroek, T. et al. 1995, A&A, 297, 141
- [329] Orosz, J.A. & Bailyn, C.D. 1997, ApJ, 477, 876
- [330] Orosz, J.A. et al. 1997, ApJ, 478, L83
- [330a] Orosz, J. A., et al. 2000, IAU Circ., 7440

- [331] Orosz, J.A. et al. 2002, ApJ, 568, 845
- [332] Paragi Z., et al., 1999, New Astron. Rev. 43, 553
- [333] Paredes J.M., 1987, Rev. Mex. Astron. Astros. 14, 395
- [334] Paredes J.M., et al., 1990, A&A 232, 377
- [335] Paredes J.M., et al., 1994, A&A 288, 519
- [336] Paredes J.M., et al., 1997, A&A 320, L25
- [337] Paredes J.M., et al., 2000, Sci 288, 2340
- [338] Paredes J.M., Figueras F., 1986, A&A 154, L30
- [339] Paul, B. et al. 1997, A&A, 320, L37
- [340] Paul, B. et al. 1998, A&AS, 128, 145
- [341] Paul, B. et al. 1998, ApJ, 492, L63
- [342] Petro, L.D. et al. 1981, ApJ, 251, L7
- [343] Phillips, S.N. et al. 1999, MNRAS, 304, 839
- [344] Philips B.F., et al., 1996, ApJ 465, 907
- [345] Pooley, G.G. & Fender, R.P. 1997, MNRAS, 292, 925
- [346] Pooley, G.G. & Waldram, E.M. 2000, IAU Circ, 7390
- [347] Predehl, P. et al. 1991, A&A, 246, L40
- [348] Preston, R.A. et al. 1983, ApJ, 268, L23
- [349] Priedhorsky W., et al., 1983, ApJ 270, 233
- [350] Priedhorsky W., Terrell J., 1986, ApJ 301, 886
- [351] Priedhorsky, W. & Holt, S.S. 1987, ApJ, 312, 743
- [352] Priedhorsky, W. et al. 1986, ApJ, 306, L91
- [353] Punsly B., 1999, ApJ 519, 336
- [354] Qu, J.L. et al. 2001, ApJ, 555, 7
- [355] Rappaport S.A., et al., 1971, ApJ 168, L17
- [356] Ray P.S., et al., 1997, ApJ 491, 381
- [357] Reich, W. & Schlickeiser, R. 1992, A&A, 256, 408
- [358] Remillard R.A., Canizares C.R., 1984, ApJ 278, 761
- [359] Remillard, R.A. et al. 1998, IAU Circ, 7019
- [360] Remillard, R.A. et al. 1999, ApJ, 517, L127
- [361] Remillard, R.A. et al. 1999, ApJ, 522, 397
- [362] Remillard, R.A. et al. 2000, IAU Circ, 7389
- [363] Remillard, R.A. et al. 2004, ApJ, 612, 1018
- [364] Revnivtsev, M. et al. 2000, A&A, 361, L37
- [365] Revnivtsev, M. et al. 2000, MNRAS, 312, 151
- [366] Ribo M., et al., 1999, A&A 347, 518
- [367] Rodriguez, J. et al. 2004, ApJ, 612, 1018
- [368] Rodriguez, L.F. & Mirabel, I.F. 1997, ApJ, 474, L123

- [369] Rodriguez, L.F. & Mirabel, I.F. 1998, A&A, 340, L47
- [370] Rodriguez, L.F. & Mirabel, I.F. 1999, ApJ, 511, 398
- [371] Rodriguez, L.F. et al. 1992, ApJ, 401, L15
- [372] Rodriguez, L.F. et al. 1995, ApJS, 101, 173
- [373] Romney J.D., et al., 1987, ApJ 321, 822
- [374] Rothschild R.E., et al., 1977, ApJ 213, 818
- [375] Rothschild, R.E. et al. 1980, Nat, 286, 786
- [376] Rothstein, D.M. et al. 2002, ApJ, 580, L61
- [377] Rubin, B.C. et al. 1998, ApJ, 492, L67
- [378] Rupen, M.P. et al. 1998, IAU Circ, 6938
- [379] Sakano, M. et al. 1999, ApJ, 520, 316
- [380] Salotti L., et al., 1992, A&A 253, 145
- [381] Sams, B.J. et al. 1996, Nat, 382, 47
- [381a] Samus, N. N., et al. 1999, IAU Circ., 7277
- [382] Sanchez-Fernandez, C. et al. 1999, A&A, 348, L9
- [383] Sandage, A.R. et al. 1966, ApJ, 146, 316
- [384] Scaltriti, F. et al. 1997, A&A, 325, L29
- [385] Schachter, J. et al. 1989, ApJ, 340, 1049
- [386] Schalinski C.J., et al., 1995, ApJ 447, 752
- [387] Schulz, N.S. et al. 1989, A&A, 225, 48
- [388] Schwartz R.A., et al., 1991, ApJ 376, 312
- [389] Seward F., et al., 1980, Nat 287, 806
- [390] Shafter A.W., et al., 1980, ApJ 240, 612
- [391] Shahbaz, T. et al. 1999, MNRAS, 306, 89
- [392] Shahbaz, T. et al. 2000, MNRAS, 314, 747
- [393] Shahbaz, T. et al. 2001, A&A, 376, L17
- [394] Sheth, S. et al. 1996, ApJ, 468, 755
- [395] Shirey, R.E. et al. 1996, ApJ, 469, L21
- [396] Sidoli, L. et al. 1999, ApJ, 525, 215
- [397] Skinner, G.K. et al. 1991, A&A, 252, 172
- [398] Smith, D.A. et al. 1998, IAU Circ, 6932
- [399] Smith, D.A. et al. 1998, IAU Circ, 7008
- [400] Smith, D.M. et al. 1997, ApJ, 489, L51
- [401] Smith, D.M. et al. 2002, A&A, 309, L43
- [402] Smith, I. A., et al. 1999, ApJ, 519, 779
- [403] Smith, I.A. & Liang, E.P. 1999, ApJ, 519, 771
- [404] Smith, I.A. et al. 1999, ApJ, 519, 762
- [404a] Smith, D. A., et al. 1999, IAU Circ., 7253

- [405] Sobczak, G.J. et al. 1999, ApJ, 517, L121
- [406] Sobczak, G.J. et al. 1999, ApJ, 520, 776
- [407] Sobczak, G.J. et al. 2000, ApJ, 544, 993
- [408] Sokolov V.V., 1987, SvA 31, 419
- [409] Soria, R. et al. 1998, ApJ, 495, L95
- [409a] Soria, R. et al. 1999, MNRAS, 310, 71
- [410] Spencer R.E., 1984, MNRAS 209, 869
- [411] Steeghs, D. & Casares, J. 2002, ApJ, 568, 273
- [412] Steele I.A., et al., 1996, A&AS 120, 213
- [413] Steele I.A., et al., 1998, MNRAS 297, L5
- [414] Steiman-Cameron, T.Y. et al. 1990, ApJ, 359, 197
- [415] Steiman-Cameron, T.Y. et al. 1997, ApJ, 487, 396
- [416] Stewart G.C., et al., 1987, MNRAS 228, 293
- [417] Stewart, R.T. et al. 1991, MNRAS, 253, 212
- [418] Stewart, R.T. et al. 1993, MNRAS, 261, 593
- [419] Strohmayer, T.E. 2001, ApJ, 552, L49
- [420] Strohmayer, T.E. 2001, ApJ, 554, L169
- [421] Strohmayer, T.E. et al. 1998, IAU Circ, 6934
- [422] Strom R.G., et al., 1989, Nat 337, 234
- [422a] Stubbings, R. 1999, IAU Circ., 7253
- [423] Sunyaev, R.A. et al. 1991, ApJ, 383, L49
- [424] Sunyaev, R.A. et al. 1991, SvA Lett., 17, 42
- [425] Sunyaev, R.A. et al. 1991, SvA Lett., 17, 50 & 54
- [426] Suzuki, K. et al. 1984, PASJ, 36, 761
- [427] Taam, R.E. et al. 1997, ApJ, 485, L83
- [428] Tananbaum H., et al., 1972, ApJ 177, L5
- [429] Tauris, T.M. et al. 1999, MNRAS, 310, 1165
- [430] Tavani, M. et al. 1996, ApJ, 473, L103
- [431] Taylor A.R., et al., 1992, ApJ 395, 268
- [432] Taylor A.R., Gregory P.C., 1982, ApJ 255, 210
- [433] Taylor A.R., Gregory P.C., 1984, ApJ 283, 273
- [434] Tennant, A.F. 1987, MNRAS, 226, 971
- [435] Tennant, A.F. 1988, MNRAS, 230, 403
- [436] Tennant, A.F. et al. 1986, MNRAS, 219, 871
- [437] Tennant, A.F. et al. 1986, MNRAS, 221, 27p
- [438] Tingay, S.J. et al. 1995, Nat, 374, 141
- [439] Tomsick, J.A. et al. 1999, ApJ, 512, 892
- [440] Tomsick, J.A. et al. 2003, ApJ, 582, 933

- [441] Torres, M.A.P. et al. 2004, ApJ, 612, 1026
- [442] Treves A., et al., 1980, ApJ 242, 1114
- [443] Trudolyubov, S. et al. 1998, A&A, 334, 895
- [444] Ubertini P., et al., 1991, ApJ 366, 544
- [445] Ubertini P., et al., 1991, ApJ 383, 263
- [446] Ueda, Y. et al. 1998, ApJ, 492, 782
- [447] Uemura, M. et al. 2000, PASJ, 52, L15
- [448] Ulmer, M.P. et al. 1980, ApJ, 235, L159
- [449] Unno W., et al., 1990, PASJ 42, 269
- [450] van der Hooft, F. et al. 1997, MNRAS, 286, L43
- [451] van der Hooft, F. et al. 1998, A&A, 329, 538
- [452] Van der Klis M., Bonnet-Bidaud J.M., 1989, A&A 214, 203
- [453] Van der Klis M., Jansen F., 1984, Nat 313, 768
- [454] van der Klis, M. 1989, ARA&A, 27, 517
- [455] van der Klis, M. 1996, ApJ, 469, L1
- [456] van der Klis, M. et al. 1987, ApJ, 316, 411
- [457] van der Klis, M. et al. 1997, ApJ, 481, L97
- [458] Van Kerkwijk M., et al., 1992, Nat 355, 703
- [459] Van Oijen J.G.J., 1989, A&A 217, 115
- [460] Vermeulen R., 1989, Ph.D. Thesis, Univ. Leiden
- [461] Vermeulen R., et al., 1987, Nat 328, 309
- [462] Vikhlinin A., et al., 1992, IAU Circ. 5576
- [463] Vikhlinin A., et al., 1994, ApJ 424, 395
- [464] Vilhu, O. & Nevalainen, J. 1998, ApJ, 508, L85
- [465] Vrtilik S.D., et al., 1991, ApJS 76, 1127
- [466] Vrtilik, S.D. et al. 1991, ApJ, 376, 278
- [467] Vrtilik, S.D. et al. 1991, ApJS, 76, 1127
- [468] Wade, C.M. & Hjellming, R.M. 1971, ApJ, 170, 523
- [469] Wagner R.M., et al., 1986, ApJ 308, 152
- [470] Wagner R.M., et al., 1989, ApJ 346, 971
- [471] Wagner, R.M. et al. 2001, ApJ, 556, 42
- [472] Wang Z.R., et al., 1990, A&A 240, 98
- [473] Waters L.B.F.M., et al., 1988, A&A 198, 200
- [474] Watson M.G., et al., 1983, ApJ 273, 688
- [475] Watson M.G., et al., 1986, MNRAS 222, 261
- [476] Webster B.L., Murdin P., 1971, Nat 235, 37
- [477] Whelan, J.A.J. et al. 1977, MNRAS, 181, 259
- [478] White N.E., Holt S.S., 1982, ApJ 257, 318

- [479] White N.E., Marshall F.E., 1984, ApJ 281, 354
- [480] White, N.E. et al. 1985, ApJ, 296, 475
- [481] Wijnands, R. et al. 1999, ApJ, 526, L33
- [481a] Wijnands, R., & van der Klis, M. 2000, ApJ, 528, L93
- [482] Willis, A.J. et al. 1980, ApJ, 237, 596
- [483] Wilms, J. et al. 1999, ApJ, 522, 460
- [484] Winkler, C. & Trams, N. 1998, A&A, 337, 729
- [485] Wolinski K.G., et al., 1996, ApJ 457, 859
- [486] Wood K.S., et al., 1991, ApJ 379, 295
- [487] Wood, K.S. et al. 2000, ApJ, 544, L45
- [488] Wu C.C., et al., 1982, PASP 94, 149
- [489] Wu, K. et al. 2001, MNRAS, 320, 177
- [490] Yadav, J.S. et al. 1999, ApJ, 517, 935
- [491] Zamanov R.K., et al., 1999, A&A 351, 543
- [492] Zdziarski, A.A. et al. 1998, MNRAS, 301, 435
- [493] Zdziarski, A.A. et al. 2004, MNRAS, 351, 791
- [494] Zhang, S.N. 1994, IAU Circ, 6046
- [494a] Zhang, S.N. 1995, IAU Circ, 6209
- [495] Zhang, S.N. et al. 1997, ApJ, 479, 381
- [496] Zhang, S.N. et al. 1997, ApJ, 482, L155
- [497] Zurita, C. et al. 2002, MNRAS, 333, 791
- [498] Zwitter T., et al., 1989, Fund Cosm. Phys. 13, 309

Livros Grátis

(<http://www.livrosgratis.com.br>)

Milhares de Livros para Download:

[Baixar livros de Administração](#)

[Baixar livros de Agronomia](#)

[Baixar livros de Arquitetura](#)

[Baixar livros de Artes](#)

[Baixar livros de Astronomia](#)

[Baixar livros de Biologia Geral](#)

[Baixar livros de Ciência da Computação](#)

[Baixar livros de Ciência da Informação](#)

[Baixar livros de Ciência Política](#)

[Baixar livros de Ciências da Saúde](#)

[Baixar livros de Comunicação](#)

[Baixar livros do Conselho Nacional de Educação - CNE](#)

[Baixar livros de Defesa civil](#)

[Baixar livros de Direito](#)

[Baixar livros de Direitos humanos](#)

[Baixar livros de Economia](#)

[Baixar livros de Economia Doméstica](#)

[Baixar livros de Educação](#)

[Baixar livros de Educação - Trânsito](#)

[Baixar livros de Educação Física](#)

[Baixar livros de Engenharia Aeroespacial](#)

[Baixar livros de Farmácia](#)

[Baixar livros de Filosofia](#)

[Baixar livros de Física](#)

[Baixar livros de Geociências](#)

[Baixar livros de Geografia](#)

[Baixar livros de História](#)

[Baixar livros de Línguas](#)

[Baixar livros de Literatura](#)
[Baixar livros de Literatura de Cordel](#)
[Baixar livros de Literatura Infantil](#)
[Baixar livros de Matemática](#)
[Baixar livros de Medicina](#)
[Baixar livros de Medicina Veterinária](#)
[Baixar livros de Meio Ambiente](#)
[Baixar livros de Meteorologia](#)
[Baixar Monografias e TCC](#)
[Baixar livros Multidisciplinar](#)
[Baixar livros de Música](#)
[Baixar livros de Psicologia](#)
[Baixar livros de Química](#)
[Baixar livros de Saúde Coletiva](#)
[Baixar livros de Serviço Social](#)
[Baixar livros de Sociologia](#)
[Baixar livros de Teologia](#)
[Baixar livros de Trabalho](#)
[Baixar livros de Turismo](#)