



UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO DE JANEIRO
CENTRO DE CIÊNCIAS MATEMÁTICAS E DA NATUREZA
DEPARTAMENTO DE ASTRONOMIA
OBSERVATÓRIO DO VALONGO



GSC 7672:2238:
UM NOVO SISTEMA BINÁRIO ECLIPSANTE

ALUNO: WAILÃ DE SOUZA CRUZ
ORIENTADOR: PAULO CESAR RODRIGUES PEREIRA (FUNDAÇÃO PLANETÁRIO)

PROJETO DE FINAL DE CURSO
PARA A OBTENÇÃO DO TÍTULO DE ASTRÔNOMO

MARÇO DE 2004

"Perder é uma forma de aprender. E ganhar, uma forma de esquecer o que se aprendeu."
(Carlos Drummond de Andrade)

Agradecimentos

Agradeço aos meus pais, Wailã e Valna por tudo o que fizeram até aqui. À minha namorada Maria Lúcia, que a muito está sempre ao meu lado, mesmo nos piores momentos. Aos meus irmãos Wana e Luís. Ao meu avô Walter. Ao meu tio Walter, a minha prima Adriana, seu marido Sandro e seus filhos, Rodrigo e Bianca.

Aos amigos que a faculdade me trouxe: Eduardo Lima (Dudu), Sandrão, Bruno, Leonélio (forças pra você amigão), Ricardo, Leandro, Eduardo Seperuelo, Vinícius, André (o Silva), Luiz Antônio, Tiago, Sandro "Sanoro", Henrique, Rafael, Magno e Wagner.

Às amigas que a faculdade também me trouxe: Rosicler, Juliana, Annelise, Renatinha, Bia, Milena, Flavia Requeijo, Diana (que me ajudou nas reduções, paciência de mãe!), Maria, Tatiana e Leda.

Aos astrônomos do Planetário, que foram fundamentais para minha formação: Alexandre Cherman, Domingos, Fernando, Guilherme, Jorge BA e ao meu orientador Paulo César. A Ângela e a Luiza pela forma prestativa que sempre tiveram. Ao Felipe que me ajudou nas imagens.

Aos professores que fizeram a diferença: Jorge Albuquerque, Gilson Vieira, Edgar Rangel, Sérgio Menge, Ildeu de Castro e Jorge Barreto. A Rosinha, que deveria ganhar uma estátua no OV. Aos funcionários Djalma, Elias e Claudinho (ex-funcionário).

Ao meu amigo Ricardo. Aos colegas de rua Frederico, Marcio, Marquinhos, Nélio, André, Juninho, Priscila, Emanuele, Patrícia, Rafaela e Joana.

Sem esquecer dos colegas de carnaval, que são muitos...

Resumo

Neste projeto é relatada a descoberta de uma nova estrela binária eclipsante, no campo de Al Vel (uma estrela variável do tipo Delta Scuti). Inicialmente usada como estrela de verificação, a GSC 7672:2238 apresentou uma variação em seu brilho, o que motivou o início deste projeto. As observações foram feitas utilizando um CCD ST7 e um ST8, acoplados ao telescópio Meade LX 200, localizado na Fundação Planetário da Cidade do Rio de Janeiro, durante os anos de 2002 e 2003. Com os tempos de mínimos primários foi possível calcular o período orbital do sistema em 0,972 dia. As profundidades dos máximos principal e secundário são, respectivamente, 0,5 e 0,2 magnitude. A quantidade de pontos e o comportamento da curva de luz permitem a interpretação de que a modulação observada esteja relacionada com o movimento orbital de um sistema de curto período, possivelmente do tipo Algol. A curva de luz também mostra discrepâncias entre as fases 0,1 e 0,2, logo após o mínimo primário. Esse comportamento pode ser explicado pela transferência de matéria devido ao transbordamento do lóbulo de Roche da estrela secundária. Em adição, foi feita uma observação espectroscópica no telescópio de 1,60m, Perkin-Elmer, do LNA. O espectro óptico mostra linha de absorção em H α , típicas de sistemas Algol de curto período com discos transientes ou anulus de acreção.

Abstract

We report the discovery of a new eclipsing binary star in the field of the Delta Scuti variable star AI Vel. Initially used as a check star during a monitoring of AI Vel, GSC 7672:2238 turned out to be variable as soon as we started the project. Time series CCD photometry were performed during 2002 and 2003 using the Meade LX 200 (25cm) telescope of Fundação Planetário da Cidade do Rio de Janeiro. The observed times of primary minima provided an orbital period of 0,972 day. The depth of the primary and secondary minima is about 0,5 mag and 0,2 mag respectively. The amount of data and the behavior of the light curve led us to interpret this modulation as related to the orbital motion of a short-period Algol. The light curves show discrepancies around phases 0.1-0.2, just after the primary minimum. This behavior may be well explained in terms of mass transfer from the lobe-filling secondary star. In addition, we made spectroscopic observation at Perkin-Elmer 1.6m telescope on the Laboratório Nacional de Astrofísica. The optical spectrum shows clearly the absorption H α line, typical of short-period Algols with transient or absent disks.

Índice

1. Introdução	1
2. Uma visão geral das Estrelas Variáveis	4
3- Binárias Eclipsantes	14
4- Estrelas do tipo Algol	28
4.1- Propriedades	28
4.2- O Paradoxo de Algol	30
4.3- Transferência de matéria e discos de acreção	30
4.4- Sistemas com longo período	32
4.5- Sistemas com curto período	33
4.5- Diagrama $r \times q$	35
5- Rotina observacional e tratamento dos dados	37
5.1- O CCD	37
5.2- Fotometria Diferencial	38
5.3- Espectroscopia	42
6- Resultados e Discussão	44
7- Conclusão	52
Referências Bibliográficas	54

1- Introdução

A aquisição, por parte do Planetário da Cidade do Rio de Janeiro, de novos e modernos aparelhos em meados de 2001, permitiu que projetos observacionais fossem elaborados com a finalidade de tornar acessível ao grande público os conhecimentos em Astronomia, bem como a realização de projetos de pesquisa, notadamente no campo das estrelas variáveis.

As observações se concentraram, a princípio, em estrelas que apresentavam variabilidade devidamente confirmada por publicações, no intuito de permitir uma avaliação direta dos resultados e da técnica. Efetuou-se a fotometria diferencial com CCD, sem filtro, para obter medidas de magnitude instrumental. Essa técnica foi escolhida, pois aproveita a vantagem oferecida pelo CCD de poder observar simultaneamente, todas as estrelas de interesse, ao mesmo tempo em que uma série de dificuldades inerente à fotometria é minimizada.

Uma das estrelas observadas na fase de testes, foi a variável AI Vel, pulsante do tipo δ Scuti. Durante sua monitoria, enquanto estrelas usadas como comparação e verificação, mantiveram seu brilho constante, um segundo objeto de verificação apresentou uma suave variação. A estrela responsável pela variação de brilho era a GSC 7672:2238 (RA = 08h 14m 18,55s, DEC = $-44^{\circ} 36' 36''$ equinócio = 2000) e nenhuma referência a tal variação existia nos catálogos SIMBAD e GCVS.

Através da análise da curva de luz, feita com os dados observacionais coletados com o telescópio Meade LX200 10" e uma câmera de CCD ST7 E (posteriormente uma ST8 XE), chegou-se a conclusão que esta estrela é na verdade um sistema binário eclipsante, possivelmente do tipo Algol.

As binárias eclipsantes do tipo Algol são sistemas interativos em semi-separados, onde a estrela secundária fria é uma gigante ou subgigante de tipo espectral F-K III-IV, que transfere matéria através de fluxo de gás, para a estrela primária quente da seqüência principal (B-A V).

Esses sistemas são verdadeiros quebra-cabeças astronômicos. A estrela secundária, com menos massa, normalmente é mais evoluída que a companheira. Situação esta que ficou conhecida no meio astronômico como Paradoxo de Algol, por que contradizia os modelos de evolução estelar.

As binárias desse tipo são muito úteis no estudo do processo de transferência de matéria. Como apresentam uma pequena taxa dessa transferência (com razão de 10^{-11} a 10^{-7} massas solares por ano) e não costumam sofrer grandes erupções, o processo ocorre de forma razoavelmente tranqüila.

O estudo da classe culminou na separação entre os sistemas de longo e de curto período. Os de longo período ($P > 6$) apresentam discos estáveis, com fortes linhas em emissão, em picos duplos devido ao efeito Doppler. Nas de curto período ($P < 6$ dias) os discos não tem forma simétrica, formando discos transientes ou anulus de acreção (no caso das de curtíssimo período $P < 4,5$ dias).

Além disso, sua natureza eclipsante as torna fontes de dados acurados de luminosidade, massa e raio, bem como de informações sobre a estrutura e a evolução estelar. Não é por acaso que as estrelas da família Algol, assim como outros sistemas binários com acréscimo, tais como as variáveis cataclísmicas ou as RS CVn, são considerados laboratórios astrofísicos ideais.

O objetivo deste trabalho foi aprofundar o conhecimento da estrela em questão, por meio de classificação e pela definição do período de variação de seu brilho. Foi feita, então, uma revisão dos principais pontos históricos das estrelas variáveis, uma análise geral dos sistemas binários eclipsantes e das variáveis do tipo Algol.

No capítulo 2, procura-se apresentar avanços cruciais no desenvolvimento da Astrofísica, como resultado do crescente conhecimento a respeito das estrelas variáveis. Passando pela revolução científica no início do século XVI, que causou o rompimento no modo como a ciência era encarada, até o desenvolvimento dos computadores na década de 60 (séc. XX) e dos CCDs na década de 80.

O capítulo 3 ressalta o descobrimento dos sistemas binários e das estrelas eclipsantes, destacando a contribuição de John Goodricke, astrônomo amador que escreveu seu nome com brilhantismo na história da Astronomia ao supor a existência de eclipses estelares. A importância da análise das curvas de luz também é discutida. Com ela é possível estimar os parâmetros básicos desses sistemas, como tamanho, separação e fenômenos luminosos. Apresenta ainda,

resumidamente, o modelo de Roche e a classificação nele baseada, que agrupa os sistemas binários eclipsantes em sistemas separados, semi-separados e em contato. A partir de uma simplificação para o potencial total do sistema, ilustrou-se o comportamento das componentes no campo de potencial.

No capítulo 4 destacam-se as principais propriedades dos sistemas do tipo Algol. Atenção é dada ao processo de acreção e suas diversas formas de manifestação, em especial na espectroscopia. Ao final do capítulo, discute-se a morfologia dos sistemas do tipo Algol e o diagrama r - q , que relaciona o raio da primária com a razão de massa do sistema.

O capítulo 5 descreve os instrumentos usados na coleta de dados (telescópio e CCDs) e as técnicas de redução (fotometria e espectroscopia). Destacam-se as principais características do programa utilizado para a redução dos dados (MUNIDOS), cuja criação foi inspirada no DAOPHOT e no PCVISTA. O espectro obtido do LNA, na região do $H\alpha$, também é apresentado.

Os resultados e a discussão do trabalho são apresentados no capítulo 6. A curva de luz do sistema, assim como seu espectro, confirmam a suposição de que o sistema é binário eclipsante de curtíssimo período.

O último capítulo estabelece uma síntese dos resultados obtidos no projeto. O que se aprendeu, o que foi aperfeiçoado, os pontos positivos e negativos são discutidos. As perspectivas de futuros projetos, com o intuito de aprofundar mais o conhecimento sobre essa estrela, também são abordadas.

2- Uma visão geral das Estrelas Variáveis

Em 11 de novembro, logo após o anoitecer, estando o céu completamente limpo, contemplei as estrelas. Percebi uma nova estrela, bem mais brilhante que as vizinhas, diretamente acima de minha cabeça. Desde minha juventude, conheço perfeitamente todas as estrelas do firmamento, de forma que posso dizer com certeza que não havia estrela naquele lugar do céu. Fiquei atônito com a visão, cheguei a duvidar da veracidade do que meus olhos viram. Mas quando tive notícias de que outros puderam vê-la também, percebi que realmente tratava-se de uma nova estrela. Era de fato um milagre, algo jamais visto em nosso tempo ou em qualquer era, desde o começo dos tempos.

Tycho Brahe

A evolução do estudo das estrelas variáveis apresenta momentos notáveis e, não raramente, cruciais para o desenvolvimento da Astrofísica. Neste capítulo procura-se destacar alguns deles, sem perder de vista o objeto de estudo: uma binária eclipsante.

Há aproximadamente 10.000 anos a astronomia era baseada em contemplações do céu. Com o passar do tempo o homem da época sentiu a necessidade de relacionar essas observações com acontecimentos do dia-a-dia. Percebendo que o aspecto do céu era sempre o mesmo em cada estação do ano e que as estrelas eram fixas umas em relação às outras, ele pôde, entre outras coisas, utilizá-las como guias em viagens e desenvolver a agricultura. O aspecto e a posição relativa entre as estrelas podiam ser, aparentemente, fixas no céu, porém a mudança de brilho em algumas delas eram percebidas a olho nu.

Foram os Babilônios que criaram a base da astronomia ocidental através da matemática e de observações sistemáticas do Sol, da Lua, dos planetas e das estrelas. Mais tarde a astronomia babilônica foi absorvida pela cultura grega, e eventualmente partes de modelos de visão do universo.

Para um dos mais influentes pensadores gregos da época, Aristóteles¹, o mundo físico baseava-se em dois postulados: a imobilidade da Terra; e a distinção entre os quatro elementos terrestres (ar, água, fogo e terra) e um quinto elemento, o celeste ou quintessência. Segundo ele havia uma distinção clara entre dois mundos: o sublunar (corruptível), sujeito à mudanças e o supralunar, perfeito e constante, do qual faziam parte as estrelas.

A constância do firmamento imposta por Aristóteles e, por conseqüência, a imutabilidade das estrelas resultou, durante muito tempo, em pouquíssimos relatos de variações de brilhos nas estrelas. As observações de uma estrela do tipo nova por Hiparco² em 134 a.C., uma supernova em 1006 por europeus e relatos de astrônomos japoneses, coreanos e chineses³, são exceções.

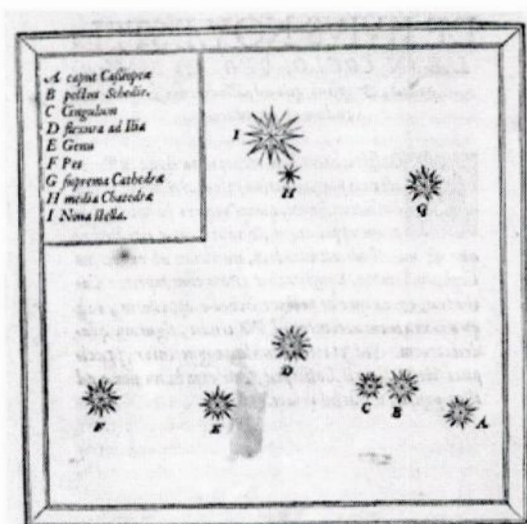


Figura 1. Página do livro "Stella Nova" de Tycho Brahe, onde é indicada a posição da nova (I).

O século dezesseis marcou o início da Renascença e da revolução do pensamento científico. Grandes cientistas como Copérnico (1473–1543), Galileu Galilei (1564–1642), entre outros, romperam com várias idéias preconcebidas e doutrinas aceitas, mudando o modo pelo qual a ciência passaria a ser encarada.

¹ Aristóteles (384–322 a.C.), filósofo grego discípulo de Platão, autor de muitos tratados físicos e cosmológicos, entre outros.

² Astrônomo e geógrafo grego, viveu de 170 a 120 A.C. A observação dessa estrela em 134 A.C., na constelação do escorpião, o levou a criar um catálogo com cerca de 850 estrelas. Seu método de medição das posições das estrelas, permitiu calcular o valor da precessão com grande precisão para a época.

³ A cultura oriental, (que não influenciada por Aristóteles), possuía informações sobre supernovas, novas, cometas, eclipses e outros eventos. Há registros, até 1600, de 8 supernovas.

A revolução científica coincidiu com a explosão de duas supernovas. Em novembro de 1572, Tycho Brahe (1546–1601), observou e registrou uma nova estrela na constelação de Cassiopéia (o astrônomo inglês Thomas Digges, 1546–1595, também a observou). Essa nova estrela, na verdade, era uma supernova e seu brilho chegou a rivalizar com o de Vênus⁴ (figura 1, página anterior). Tycho publicou os resultados num livro chamado “*A respeito de uma nova estrela, nunca antes vista, desde o início dos tempos*”.

Johannes Kepler (1571–1630), 32 anos depois, em outubro de 1604, registrou outra estrela supernova. Ele e, independentemente, o pastor David Fabricius (1564–1617), estabeleceram sua posição e estudaram a variação de seu brilho.

O primeiro caso registrado de uma estrela variável de brilho periódico foi feito em agosto de 1596, por David Frabricius (a tabela 1 apresenta as primeiras variáveis descobertas). Alguns astrônomos acompanharam a variação de seu brilho, porém seu período de 11 meses só foi estabelecido em 1660, após a construção de telescópios mais potentes. Essa estrela ficou conhecida como Mira Ceti (Ômicron da constelação da Baleia).

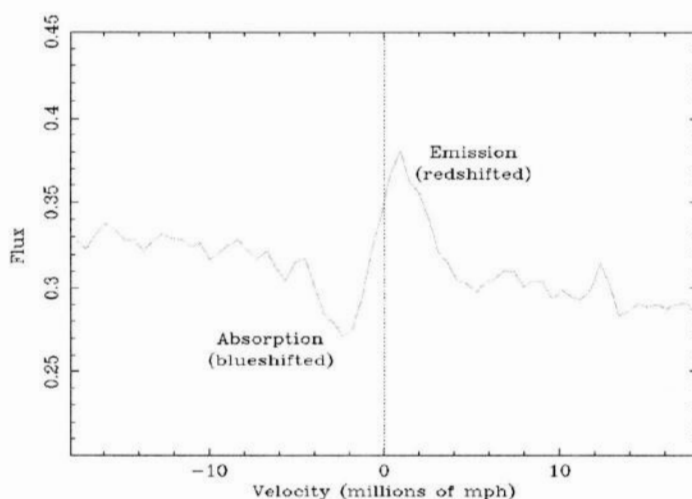


Figura 2. Espectro da P Cygni obtido pelo telescópio Chandra.

Em 1600, o matemático e astrônomo Willem Janszoon Blaeuw (1571–1638) observou a variação no brilho da estrela P Cygni, sendo a terceira estrela de brilho variável descoberta. Essa estrela apresenta uma peculiaridade quando observada

⁴ Tycho demonstrou que a nova estrela tinha paralaxe infinitamente pequena, pertencendo, então, a chamada esfera das estrelas fixas. O resultado foi cosmologicamente importante, uma vez que, segundo Aristóteles, o céu não poderia apresentar mudanças. Essa observação juntamente com a do grande cometa de 1577, forneceram novas evidências contra a doutrina Aristotélica.

com um espectroscópio, mostrando um perfil de absorção curioso. Ao invés de simétrico, apresenta um intenso pico na parte vermelha da linha (figura 2). Posteriormente mostrou-se que muitas estrelas gigantes do tipo O e B apresentam este tipo de linha, dando origem a uma subclasse de estrelas, as estrelas do tipo P Cygni.

NOME	CONSTELAÇÃO	TIPO	ANO	DESCOBRIDOR
SN 1572	Cas	SN	1572	Tycho Brahe
Mira	Cet	Mira	1596	David Fabricius
P Cygni	Cyg	S Dor	1600	Willem J. Blaeu
SN 1604	Oph	SN	1604	Kepler
Algol	Per	Algol	1669	Montanari
Nova Vulpecula	Vul	Nova	1670	Dom Athelme
SN 1680	Cas	SN	1680	John Flamsteed
Chi Cygni	Cyg	Mira	1687	Gottfried Kirch
R Hydrae	Hyd	Mira	1704	Giacomo F. Maraldi
R Leonis	Leo	Mira	1782	J. A. Koch
Nova 1783 Sagittae	Sge	Nova	1783	D'Agelet
Eta Aquilae	Aql	δ Cep	1784	Pigott
Beta Lirae	Lyr	B Lira	1784	Goodrike
Delta Cephei	Cep	δ Cep	1784	Goodrike
I Bootis	Boo	W UMa	1785	William Herschel
Ras Algeti	Her	SR c	1795	William Herschel
R Coronae Borealis	CrB	R CrB	1795	Pigott
R Scuti	Sct	RV Tau a	1795	Pigott

Tabela 1. Primeiras variáveis descobertas.

Os telescópios tiveram uma importância vital na descoberta de novas estrelas, entre elas as de brilho variável. O primeiro a apontar o telescópio para o céu foi Galileu, no início do século dezessete, e desde então os telescópios foram cada vez mais aperfeiçoados.

Em 1667, o astrônomo italiano Geminiano Montanari (1632–1687) observou mudanças no brilho na segunda estrela mais brilhante da constelação de Perseu (β Per), a estrela Algol. Seu nome Al-Ghul (olho da Medusa), possivelmente foi dado pelos árabes devido à variação de seu brilho. Nos cem anos seguintes à descoberta da variabilidade da Algol, apenas duas estrelas variáveis foram descobertas: χ Cygni por Kirch em 1686, e R Hydrae por Maraldi em 1704, ambas estrelas do tipo Mira.

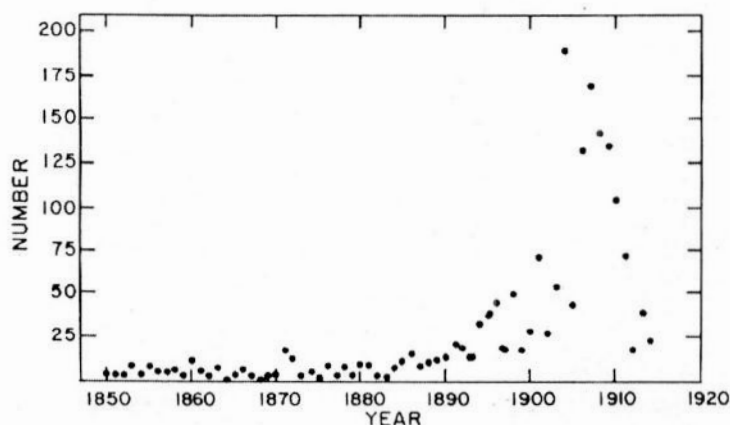


Figura 3. A quantidade de descobertas de estrelas variáveis até 1915. O crescimento na passagem para o século XX reflete o impacto da fotografia, enquanto o repentino declínio, por volta de 1915, mostra a influência negativa da guerra.

O período de variação da estrela Algol só foi calculado em 1784, por John Goodricke (1764–1825), que considerou pela primeira vez a hipótese de um eclipse estelar⁵. Goodricke, continuando sua pesquisa, observou e registrou, em 1786, a variação de brilho das estrelas δ Cep e β Lirae, além de ter calculado o período da segunda em 12 dias e 20 horas. No caso da estrela δ Cep, Goodricke não atribuiu a variação de brilho a ocorrência de eclipses.

Por volta de 1850, o astrônomo alemão Friedrich Wilhelm August Argelander (1799–1875), listou 18 estrelas variáveis definitivas e inúmeras suspeitas. Em 1863, publicou um novo e grandioso catálogo, o Bonn Durchmusterung, que continha cerca de 324.000 estrelas de até a nona magnitude, do hemisfério norte. Argelander usou estrelas de comparação para medir o brilho de outras e descobriu, durante o processo, novas estrelas suspeitas de serem variáveis. Seu trabalho foi um marco na pesquisa sobre estrelas desse tipo.

⁵ Será falado mais sobre isso no próximo capítulo.

O desenvolvimento da fotografia e da espectroscopia astronômica, no século XIX, causou outro profundo efeito no estudo desse tipo de estrela. A fotografia começou a ser usada na astronomia estelar em 1850 e um de seus pioneiros foi John Herschel⁶ (1792–1871). Após 1880, com o aperfeiçoamento do sistema de acompanhamento dos telescópios e das placas fotográficas, milhares de estrelas variáveis começaram a ser descobertas. O número dessas estrelas teve um rápido aumento, passando de mil em 1903, dois mil em 1907, quatro mil em 1920 e ultrapassando 40.000 hoje em dia (figura 3).

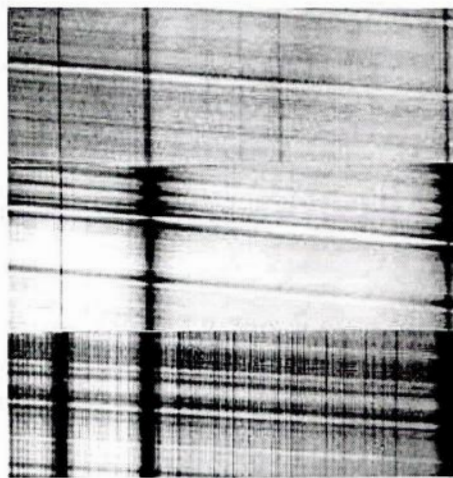


Figura 4. Espectros de estrelas variáveis (Harvard Observatory).

O aspecto incomum do espectro de uma estrela variável começou a ser notado em meados do século XIX (figura 4). Os espectros apresentavam linhas de emissão em estrelas do tipo nova e bandas de absorção em estrelas de longo período. O astrônomo alemão H. C. Vogel⁷ (1842-1907), observou o movimento orbital da estrela Algol, através da linha dupla, característica dos sistemas binários, usando a espectroscopia e o efeito Doppler.

Com o desenvolvimento da fotografia espectral, em 1872, foi possível criar uma classificação espectral e comparar o espectro de estrelas “comuns” com os das variáveis.

⁶ Filho de William Herschel (1738–1822), que será apresentado no próximo capítulo.

⁷ Vogel foi o responsável por boa parte dos avanços da espectroscopia na Astronomia. Em 1871, mostrou que a rotação solar poderia ser medida pelo efeito Doppler.

Em 1881 o então diretor do observatório de Harvard (Harvard College Observatory), Edward Charles Pickering⁸ (1846-1919), passou a dividir essas estrelas de acordo com a aparência de sua curva de luz, de modo mais específico. Uma classificação mais simples já tinha sido proposta, no século anterior, pelo astrônomo inglês Edward Pigott (1753-1825), e agrupava as estrelas variáveis (também por sua curva de luz) em três classes: nova; longo período; curto período. Pickering aperfeiçoou esse esquema, separando-as em cinco classes: (Ia) Nova e supernova da galáxia e (Ib) Nova e supernovas de galáxias distantes; (IIa) pulsantes de longo período, (IIb) variáveis U Geminorum ou SS Cygni e (IIc) variáveis R Coroa Boreal; (III) variáveis irregulares; (IVa) variáveis de curto período e (IVb) variáveis tipo β Lirae; (V) variáveis do tipo Algol (tabela 2). Em 1882 ele publicou “*A Plan for Securing Observations of Variable Stars*”.

CLASSES	SUB-CLASSES	TIPO
Classe I	Ia	Nova e supernova da galáxia
	Ib	Nova e supernovas de galáxias distantes
Classe II	IIa	Pulsantes de longo período
	IIb	Variáveis U Geminorum ou SS Cygni
	IIc	Variáveis R Coroa Boreal
Classe III	Variáveis irregulares	
Classe IV	IVa	Variáveis de curto período
	IVb	Variáveis do tipo β Lirae
Classe V	Variáveis do tipo Algol	

Tabela 2. Classificação das estrelas variáveis por Pickering.

A classificação desenvolvida por Pickering levava em consideração a aparência da curva de luz e a causa da variabilidade. Mas quando Arthur S. Eddington⁹ (1882–1944) desenvolveu o primeiro modelo de interiores estelares para estrelas variáveis e estrelas em geral, a classificação passou a considerar também, os processos físicos envolvidos.

⁸ Astrônomo americano, responsável pelo primeiro catálogo de estrelas duplas. Contribuiu também no aperfeiçoamento da espectroscopia desenvolvendo uma técnica para se obter espectros de várias estrelas simultaneamente, possibilitando a elaboração, em 1919, do Catálogo de Henry Draper, com 225.300 estrelas.

⁹ Matemático e astrofísico, seu trabalho sobre interiores estelares deu conta também, da explicação da relação massa-luminosidade.

Eddington, desempenhou um papel fundamental no desenvolvimento da teoria de pulsação estelar. Ele propôs, em 1917, sem dispor da física e da astrofísica adequada, que as estrelas pulsantes poderiam ser comparadas a máquinas termodinâmicas, onde perda e dissipação se compensariam. Imaginou que a matéria no interior estelar, apresentava uma transparência variável, que seria responsável pela modulação do brilho estelar (Eddington 1917). Em outras palavras, Eddington afirmava que a condição para o equilíbrio estelar envolvia duas forças: a gravidade e a pressão de radiação. Em 1926, seu trabalho culminou na importante publicação do livro: *“The Internal Constitution of the Star”*.

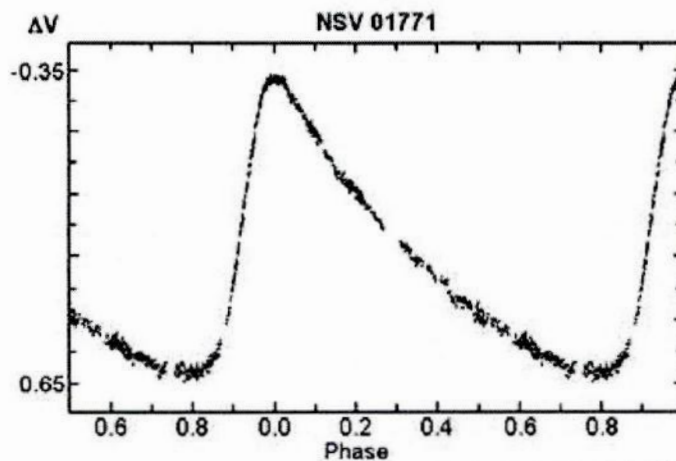


Figura 5. Curva de luz de uma Delta Cefeída (GEA).

Um outro acontecimento importante ocorreu um pouco antes dos fatos relatados acima. Desde a época de Goodrike que as estrelas, até então chamadas de Delta Cefeidas, eram tidas como binárias, pela ausência de outra sugestão. Somente em 1914, com a publicação do artigo de Harlow Shapley (1885–1972), que essa hipótese mudou. Após cuidadosa análise das variáveis desse tipo, com curto período (figura 5), e das complicadas órbitas elípticas associadas, Shapley concluiu que a pulsação radial na atmosfera de estrelas isoladas explicava os dados observacionais de forma convincente (Shapley 1914).

Ele pôde, analisando algumas publicações, mostrar que as órbitas sugeridas eram menores do que a componente visível do sistema binário, um dos mais fortes argumentos contrários a hipótese binária. Shapley não propôs nenhum mecanismo físico para a manutenção da pulsação e, curiosamente, não mencionou a relação

período-luminosidade encontrada dois anos antes por Henrietta Leavitt¹⁰, apresentada na famosa circular de número 173 de Harvard.

Novas organizações contribuíram para que, no século XX, muitos trabalhos e novas técnicas importantes fossem desenvolvidos e refinados. Um exemplo disso foi a criação da sessão de estrelas variáveis na British Astronomical Association. Em 1911, é fundada em Cambridge, a American Association of Variable Star Observers (A.A.V.S.O.), uma associação científica e educacional criada por astrônomos amadores e profissionais.

No início do século XX a fotometria fotoelétrica já era usada para a observação de planetas e estrelas brilhantes. Após alguns anos, J. Stebbins (1878–1966) e P. Guthnick (1879–1947), usando esta técnica, descobriram um segundo eclipse em Algol (1910), uma pequena variação no brilho da estrela pulsante β Cefei (1913) e a rotação em estrelas magnéticas semelhantes a α^2 CVn (1914). Com a fotometria também foi possível descobrir estrelas variáveis de curtíssimos períodos (menores que 2 dias).

Em 1920, detectores termoelétricos começaram a ser usados para observação de radiação infravermelha, enxergando regiões onde telescópios normais não viam. Com os radiotelescópios, a partir da década de 30, pôde-se observar matéria ejetada de supernovas ou outros tipos de variável eruptiva, transferência de matéria em estrelas binárias, além de descobrir pulsares.

Observações no ultravioleta e em raio-X iniciaram-se em 1968 e 1970, respectivamente, quando os primeiros satélites observacionais foram lançados. Os satélites que observavam em UV, estudaram estrelas binárias que apresentaram atividade cromosférica e discos de gás ao redor das componentes mais densas. Em raio-X, significantes descobertas foram feitas. Sistemas binários apresentaram componentes colapsadas, que podiam ser uma anã branca, uma estrela de nêutrons ou um buraco negro. Variáveis cataclísmicas também foram bem estudadas com esta técnica.

O aperfeiçoamento da análise da curva de luz dos sistemas binários contribuiu para a resolução de muitos problemas astrofísicos. Antes do

¹⁰ Henrietta Swan Leavitt (1868–1921), astrônoma americana, descobriu cerca de 2400 Cefeidas, localizadas, em sua maioria, na Pequena Nuvem de Magalhães. Ao vincular a magnitude aparente e o respectivo período pulsacional, percebeu uma relação, que ficou conhecida por relação período-luminosidade. Tal relação se transformou num dos principais meios de se calcular distâncias de galáxias próximas.

desenvolvimento dos computadores, os efeitos como os de reflexão e de elipsidade, que apareciam nas curvas de luz, eram tratados com modelos estelares esféricos. Esses modelos foram dominados pela contribuição de Henry Norris Russell (1887-1957), que desenvolveu o diagrama H-R. Ele foi um dos primeiros a estimar os parâmetros estelares de sistemas binários eclipsantes e desenvolveu um modelo que agora é conhecido como modelo de Russell-Merril.

Da década de 50, Zdenek Kopal aplicou o modelo de superfícies equipotenciais de Roche (este modelo será mais detalhado no próximo capítulo), para estrelas de sistemas binários. Esse modelo é base da maioria dos métodos adotados hoje em dia para estimar parâmetros de sistemas binários, incluindo sistemas binários eclipsantes.

Significantes processos neste campo foram feitos a partir do final da década de 60, quando o uso de computadores se tornou mais comum. Essa nova tecnologia permitiu criar complexos modelos físicos e programas computacionais.

Nas últimas duas décadas uma “revolução eletrônica” ocorreu. A criação dos detectores eletrônicos (CCDs), juntamente com a modernização de computadores, cada vez mais potentes, aumentou em qualidade e quantidade as observações de estrelas variáveis.

Durante o século XX, as ferramentas básicas do estudo das estrelas variáveis (fotografia, fotometria, espectroscopia, análise física, CCDs e telescópios), foram gradualmente refinadas e sofisticadas, produzindo um fluxo crescente de resultados. A sofisticação tornou essa área mais popular, aumentando o número de astrônomos amadores que observam as estrelas de brilho variáveis, alguns com resultados expressivos e importantes.

3- Binárias Eclipsantes

Muitas destas estrelas duplas devem ser mantidas próximas por influência de alguma lei geral [...], seja pela gravitação mútua ou qualquer outra lei ou influência do criador.

John Michell

Esta noite olhei para β Persei (Algol) e, para meu espanto, verifiquei que seu brilho havia se modificado. Ela agora parece ser de quarta magnitude [...]. Eu a observei cuidadosamente por cerca de uma hora continuamente [...] não querendo acreditar no que via, pois nunca houve relatos de estrelas que variassem com tamanha rapidez seu brilho. Pensei se não seria uma ilusão de óptica, um problema com minha visão ou má condição atmosférica, mas a continuidade da observação mostrou que a mudança era real.

John Goodricke

Estimativas mostram que mais da metade das estrelas da nossa galáxia pertence a sistemas binários. As variações luminosas de alguns destes sistemas são originadas não por causas internas, como expansões, contrações, mudança na temperatura ou condições atmosféricas, mas sim por suas posições geométricas. Quando um sistema binário possui uma inclinação em seu plano orbital, de maneira que uma estrela passe em frente à outra (observada da Terra), significativas variações na luminosidade podem ocorrer. O ângulo de inclinação (i), nesses casos, é próximo de 90° e as duas estrelas se eclipsam, à medida que transladam ao redor do centro de massa. Estas estrelas são denominadas binárias eclipsantes (figura 6, próxima página).



Figura 6. Geometria da órbita de um sistema binário.

Após a invenção dos telescópios, estrelas que aparentemente eram avistadas sozinhas, passaram a ser observadas como duplas. Em 1650, o astrônomo jesuíta italiano Giovanni Baptista Riccioli (1598–1671) observou de Palermo que a estrela Mizar, da constelação da Ursa Maior, era na verdade composta de duas, separadas de 14". Quase dois séculos depois, descobriu-se que elas formavam um sistema duplo.

A primeira pessoa a intuir a existência de sistemas binários foi, provavelmente, o reverendo inglês John Michell (1725–1793), em 1767, resultado da investigação de estrelas duplas e aglomerados. Ele calculou a probabilidade de encontrar, porventura, alinhamentos de estrelas. No caso das Plêiades, a probabilidade de encontrar tal grupo alinhado, em qualquer outra parte do céu, como obra do acaso, era de 1/496.000. Havia muitos pares e grupos de estrelas visíveis no céu e dificilmente, todos seriam resultantes de alinhamentos. John Michell foi forçado a concluir que muitos destes pares de estrelas deveriam estar conectados por algum tipo de força (Zinnecker, 2001).

Mesmo com essa suposição e com a descoberta de várias estrelas duplas¹¹, nenhum astrônomo acreditava que se tratavam de sistemas ligados fisicamente. Pensava-se que eram apenas, simples fenômenos de perspectiva.

Na mesma época, em 1764, nascia na Holanda John Goodricke. Astrônomo amador que, apesar de surdo-mudo e de ter tido uma vida curta (morreu aos 22 anos), escreveu seu nome com brilhantismo na história da Astronomia. Seu principal feito foi reportar a Royal Society, em 1783, uma estranha variação de brilho da estrela Algol¹². Ele mediu essa variação com intervalo de recorrência de 2 dias, 20 horas e 45 minutos. Além da descoberta, conjeturou brilhantemente a respeito da causa da variação, considerando a interposição de um enorme corpo que giraria ao

¹¹ Até 1781, Christian Mayer (1719–1783) já havia observado duplicidade em cerca de 90 estrelas.

¹² Goodricke provavelmente contou com a colaboração de Edward Pigott.

redor da estrela. A explicação não convenceu de imediato a comunidade astronômica.



Figura 7. John Goodricke.

Ao final desse século, William Herschel construiu, com a ajuda de sua irmã Caroline Herschel (1750–1848), um grande telescópio refletor. Sua habilidade técnica e seu jeito metódico, levaram-no a construir os maiores e melhores telescópios de sua época. Descobriu, ao longo de 25 anos, através da paralaxe de 50 estrelas duplas, que algumas poderiam ser de fato sistemas binários e que as variações de brilho ocorriam durante eclipses.



Figura 8. William Herschel.

Tal resultado o levou a reconsiderar a hipótese de Goodricke. Mais do que aprovar a teoria dos eclipses, Herschel demonstrou, definitivamente, que a lei da gravitação de Newton se aplicava universalmente, atingindo regiões além do Sistema Solar. Alguns consideram esse momento como sendo o nascimento da Astrofísica moderna. A hipótese dos eclipses estelares ainda seria confirmada um século depois, em 1880, por Pickering.

3.1- Características observacionais

A variação no brilho dos sistemas binários eclipsantes é facilmente visualizada em um gráfico de curva de luz do sistema. A curva da luz é um gráfico da luminosidade versus tempo, como na figura 9.

O formato da curva de luz depende basicamente das seguintes propriedades:

- a) tamanho das componentes e sua separação;
- b) brilho relativo das componentes;
- c) forma das estrelas;
- d) inclinação do sistema;
- e) período orbital.

Pela análise da curva de luz é permitido estimar esses parâmetros, bem como estabelecer uma classificação. Por essa análise, pode-se avaliar a interação entre as componentes, caso ocorra. Quando o brilho do sistema entre os eclipses é praticamente constante, as estrelas têm o formato esférico. Este comportamento é típico de binárias com longo período, pois possuem grandes separações e, conseqüentemente, pouca interação gravitacional.

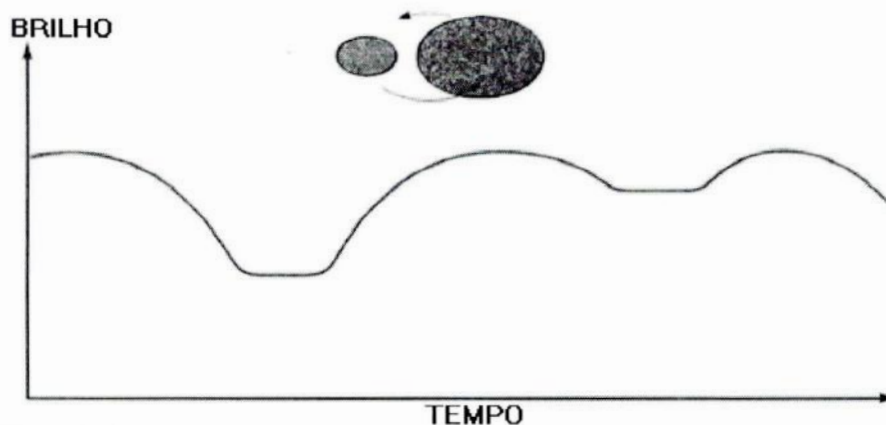


Figura 9. Curva de luz de sistemas binários eclipsantes com estrelas deformadas.

Por outro lado, quando as estrelas fogem à esfericidade ou apresentam manchas na superfície, a região entre os eclipses (na curva de luz) mostra-se arredondada (figura 9). Estas curvas de luz são típicas de sistemas binários de curto período, onde a gravidade mútua gera deformação nas componentes.

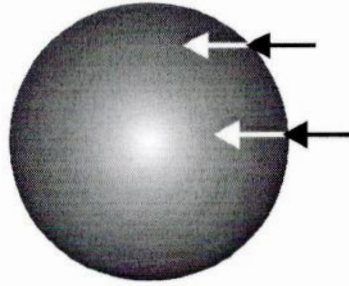


Figura 10. Efeito de escurecimento do limbo.

Algumas pequenas perturbações podem ser verificadas no formato das curvas de luz das binárias eclipsantes. Uma, bem sutil, é conhecida como efeito de escurecimento do limbo, também presente no Sol, causado pela diferença de brilho ao longo do disco estelar. Na verdade, o gradiente de temperatura ao longo do interior das estrelas é o responsável pelo fenômeno. A figura 10 ilustra a situação. Ela mostra duas linhas de visada para um observador qualquer, uma em direção ao limbo (borda da estrela) e outra em direção o centro estelar. A segunda linha de visada, para uma mesma profundidade, permite “enxergar” mais perto o centro da estrela. Como as camadas mais internas são as mais quentes e, deste modo, mais brilhantes, o limbo aparece mais escurecido.

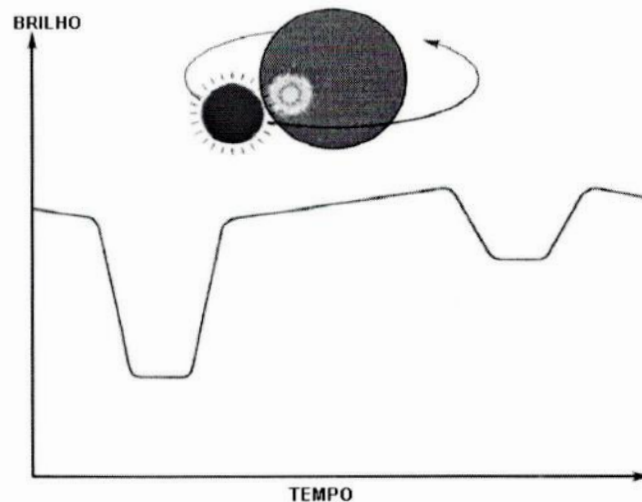


Figura 11. Efeito de reflexão em uma curva de luz.

Uma outra perturbação é causada por efeitos de reflexão. Ela provoca um aumento pequeno e gradual no brilho após o término do eclipse primário e uma pequena queda, também gradual, ao fim do eclipse secundário. Essa variação é

causada pela reflexão da luz da companheira mais brilhante pela companheira mais fraca (figura 11, página anterior).

Binárias eclipsantes que possuem órbitas muito excêntricas apresentam um aumento no brilho, quando estão com uma separação mínima. Esse aumento provavelmente ocorre devido ao efeito de reflexão e, neste caso, esta perturbação é chamada de efeito de periastro.

Um outro efeito relacionado com a excentricidade é o deslocamento do mínimo secundário que, por isso, não se encontra na metade do intervalo entre os mínimos primários. Esta assimetria se deve à diferença entre a direção da linha das apsides e a direção do observador. Esse efeito, chamado rotação da linha das apsides, pode ser causado pela influência de um terceiro corpo, por perturbações decorrentes da forma das componentes ou, ainda, estar associado à teoria geral da relatividade (figura 12).

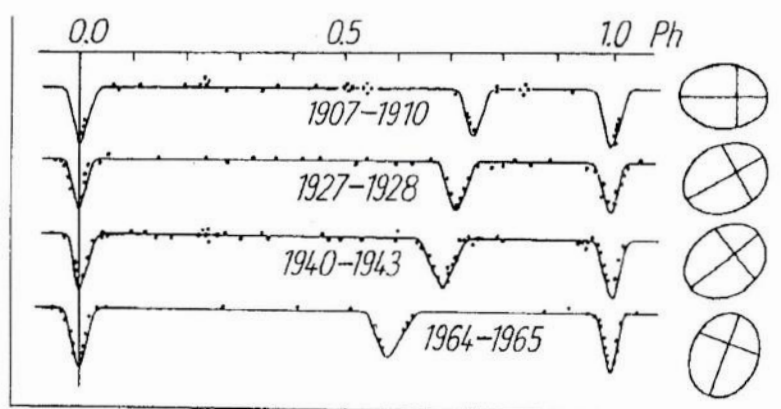


Figura 12. A progressiva mudança na curva de luz devido à rotação da linha das apsides. A posição do mínimo secundário muda em relação ao mínimo primário.

A influência devido à relatividade geral, por ter uma pequena contribuição, é considerada apenas quando todas as quantidades físicas envolvidas estão bem determinadas (Guedini 1982). A segunda, devido a perturbações das componentes, é a maior. Numa binária próxima ou cerrada, as estrelas estão distorcidas face ao campo gravitacional. O grau de distorção dependerá, em parte, da estrutura interna das estrelas. A forma como ocorre a distribuição de massa no envelope estelar perturba o movimento orbital. Em particular, faz com que o semi-eixo maior (linha das apsides) gire lentamente (Pacinsky 1971). Este fenômeno torna possível verificar modelos de estrutura estelar, medindo-se o período do movimento apsidal.

Essa medida se obtém observando o lento movimento do mínimo secundário em relação ao primário (por exemplo, Schwarzschild 1965).

Alguns sistemas binários eclipsantes também podem ser denominados sistemas binários espectroscópicos. Nesses casos as duas estrelas são observadas no espectro e seu movimento orbital pode ser reconhecido através do efeito Doppler nas linhas espectrais.

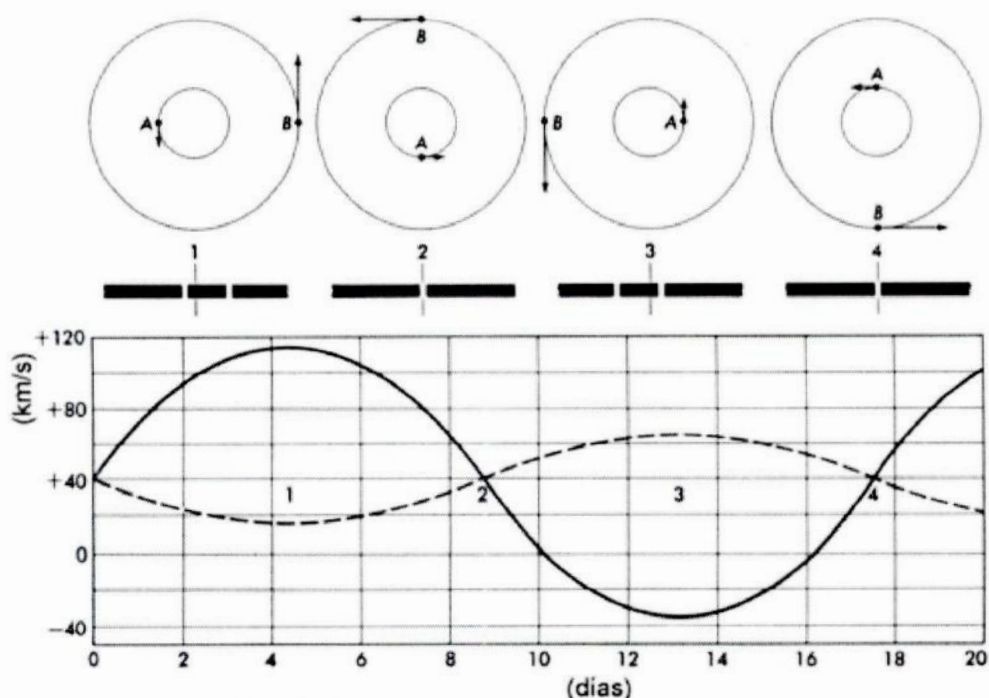


Figura 13. Curva da velocidade radial de uma binária espectroscópica hipotética, com órbitas circulares. As linhas do espectro mostram o efeito Doppler (1 e 3). O desvio é relativo à posição que a linha ocupa quando as estrelas têm apenas a componente tangencial da velocidade (2 e 4).

O efeito Doppler aparece no espectro em determinados momentos do movimento orbital. Quando uma das estrelas se desloca na direção do observador e a outra se afasta, um desvio para o azul e para o vermelho, respectivamente, aparece nas linhas espectrais. É possível, também, obter informações sobre cada componente, separadamente.

Para a determinação completa dos parâmetros absolutos dos sistemas binários eclipsantes é preciso não apenas da análise das curvas de luz, mas também da velocidade radial de ambas as componentes (figura 13). A combinação dessas duas observações possibilita a determinação de tamanho, massa, luminosidade e distância (ou paralaxe) do sistema, contribuindo para o

conhecimento da estrutura estelar, aperfeiçoamento e desenvolvimento de teoria de evolução estelar.

Diversas janelas espectrais ajudaram na compreensão dos sistemas binários eclipsantes. Um exemplo é a observação em raio-X de binárias eclipsantes, onde uma das componentes é uma estrela da seqüência principal e a outra pode ser uma anã branca, uma estrela de nêutrons ou, até mesmo, um buraco negro. A observação neste comprimento de onda, mostra detalhes que dificilmente aparecem em curvas de luz ou na espectroscopia. Recentemente, observações da nova anã OY Car, pelo satélite de raio-X, XMM-Newton, permitiram determinar o tamanho e a localização da região emissora, no caso, regiões polares da anã branca (Wheatley & West 2003).

O catálogo do Simbad possui mais de 4.000 sistemas binários eclipsantes, podendo aumentar consideravelmente, nas próximas décadas, para mais de 100.000 sistemas, devido a crescentes observações em larga escala. O ROTSE (Robotic Optical Transient Search Experiment), usado para a busca de contrapartidas ópticas de fontes de raios gama, descobriu cerca de 500 binárias eclipsantes em apenas 5% da área monitorada.

Na procura de planetas extrasolares, milhares de estrelas foram monitoradas com fotometria de alta precisão, o que acarretou a descoberta de milhares de binárias eclipsantes. O satélite Hipparcos e as missões astrométricas FAME e GAIA, também descobriram um grande número de binárias eclipsantes, sendo que este último produziu milhares de curvas de luz de alta precisão.

Recentemente surgiram métodos que possibilitaram fazer estimativas de distâncias para sistemas binários na Pequena e na Grande Nuvem de Magalhães. Um dos métodos conjuga a fotometria com a espectrofotometria para obter valores de temperatura, raio, massa e inclinação do sistema. Posteriormente aplica-se o modelo de Wilson-Devinney para verificar sua consistência. As propriedades estelares encontradas levam à distância (Fitzpatrick et al. 2003 e Barge et al. 2003). Há ainda, um método empírico de estimar distâncias usando estrelas do tipo B de binárias eclipsantes da grande Nuvem de Magalhães (Salaris & Groenewegen 2002), usando a relação de cor com a luminosidade. As características do sistema como a cor e o tamanho de cada componente e a velocidade radial são conhecidas através da análise da curva de luz.

3.2- Modelo de Roche

Em meados do século XIX, o matemático francês Edouard Albert Roche (1820-1883) estabeleceu os fundamentos do estudo da configuração dos sistemas binários. Roche estava interessado em investigar a estabilidade de massas homogêneas em rotação, sob ação de forças de maré criadas por uma massa pontual externa, bem como a geometria do potencial criado pelo dipolo gravitacional.

Uma aplicação fundamental do trabalho de Roche é feita no estudo de sistemas binários próximos, desde que as seguintes aproximações sejam admitidas:

- a) a massa de cada componente é pontual;
- b) a órbita da binária é circular;
- b) as estrelas giram sincronicamente, ou seja, giram uma vez em cada órbita;
- c) o gás se encontra em equilíbrio hidrostático;
- d) os efeitos da pressão de radiação não são considerados.

Com essas simplificações o potencial associado a qualquer ponto dentro do sistema pode ser calculado de forma algébrica.

A classificação dos sistemas binários próximos é baseada na configuração dos potenciais de Roche (Kopal 1950). Será feita uma discussão simples, seguindo a linha de raciocínio apresentada por Jean-Marie Hameury (2000) para chegar a essa classificação.

O potencial total num determinado ponto, atuando sobre uma partícula de massa unitária é representado por:

$$\Phi = -\frac{GM_1}{|\vec{r} - \vec{r}_1|} - \frac{GM_2}{|\vec{r} - \vec{r}_2|} - \frac{1}{2}|\vec{\omega} \times \vec{r}|^2 \quad \text{onde} \quad \vec{\omega} = \left[\frac{G(M_1 + M_2)}{a^3} \right]^{\frac{1}{2}}$$

sendo G a aceleração da gravidade, M_1 e M_2 a massa das componentes, ω a velocidade angular, a a separação orbital. Tendo o potencial a contribuição gravitacional e centrípeta.

Escolhendo-se adequadamente um sistema de referência cartesiano com origem no centro de massa do sistema, estando o eixo Z perpendicular ao plano orbital e as duas massas pontuais localizadas no eixo X, nas posições:

$$x_1 = -\frac{1}{1+q} \quad \therefore \quad x_2 = \frac{q}{1+q}$$

onde $q = M_1/M_2$, x_1 e x_2 são **** e as distâncias estão normalizadas pela separação orbital.

O potencial, normalizado por $G(M_1+M_2)/a$, pode então ser escrito:

$$\Phi = -\frac{q}{1+q} \frac{1}{d_1} - \frac{1}{1+q} \frac{1}{d_2} - \frac{1}{2}(x^2 + y^2)$$

onde:

$$d_1 = \left[(x - x_1)^2 + y^2 + z^2 \right]^{\frac{1}{2}} \quad \therefore \quad d_2 = \left[(x - x_2)^2 + y^2 + z^2 \right]^{\frac{1}{2}}$$

Um gráfico desse potencial pode ser visualizado na figura 14 (abaixo).

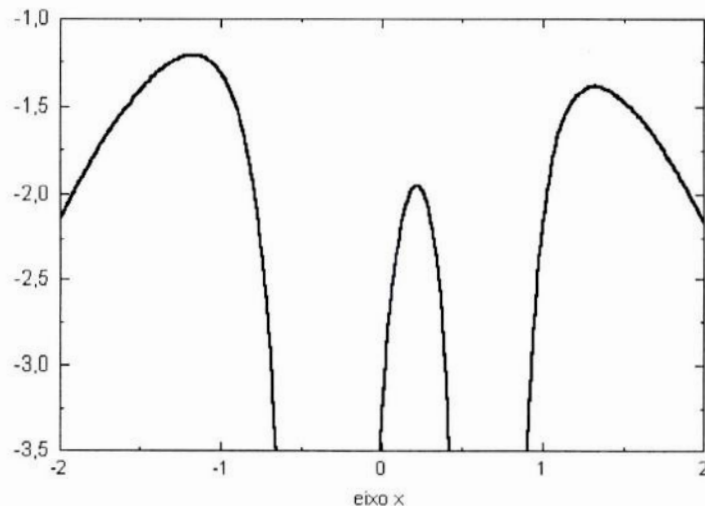


Figura 14. Gráfico do potencial de um sistema binário $q = 0,25$.

As curvas de nível correspondentes à superfície gerada são apresentadas na figura 15 (página seguinte). O potencial possui pontos onde o gradiente é nulo e estão localizados em pontos de extremo, ou onde as equipotenciais se cruzam. Esses pontos são chamados pontos de Lagrange e estão representados nessa

mesma figura, por L1, L2, L3, L4 e L5. O ponto L1, no cruzamento de duas equipotenciais, formando um oito, é conhecido como ponto interno de Lagrange.

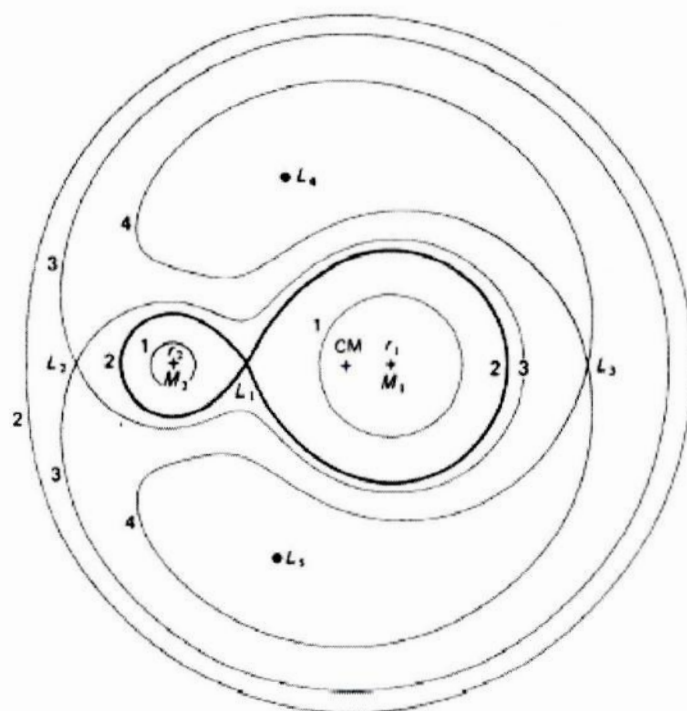
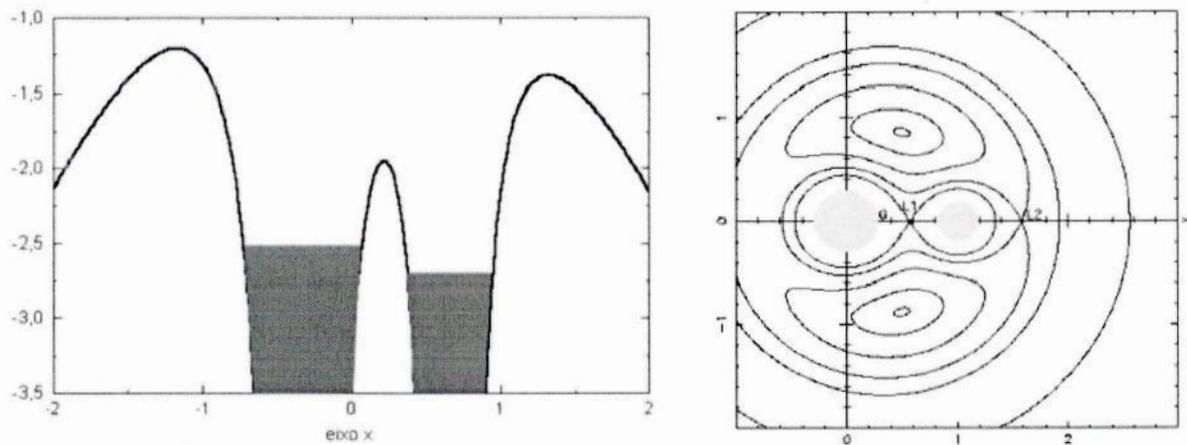


Figura 15. Equipotenciais de Roche para $q = 0,25$ (Iben & Livio, 1993).

A equipotencial mais importante é justamente a que possui o ponto interno de Lagrange (L1), um ponto de equilíbrio instável. O volume que contém essa equipotencial, e que define um raio máximo para cada estrela, é justamente o lóbulo de Roche. Para sistemas binários a estrela não pode ultrapassar esse volume, sem que haja transferência de matéria.

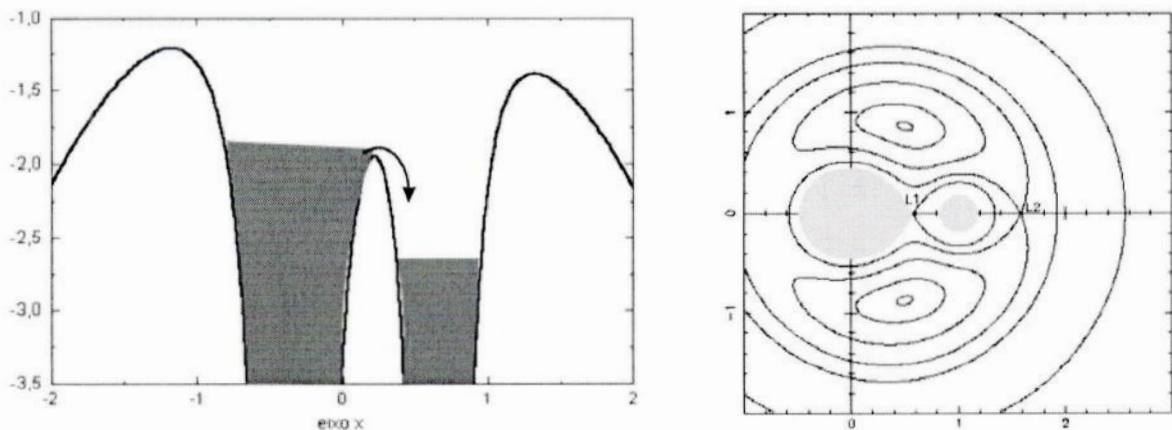
As superfícies equipotenciais modelam a forma das estrelas, conforme ilustrado nas figuras 16, 17 e 18.

Em sistemas ditos *separados*, as componentes estão no interior de seus respectivos poços de potencial, de forma que as deformações são limitadas (figuras 16a e 16b na próxima página).



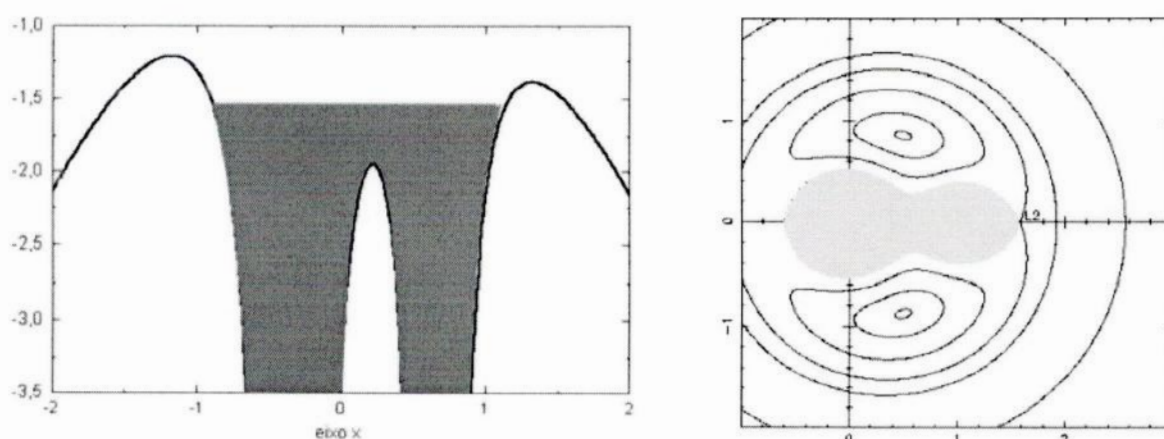
Figuras 16a (esquerda) e 16b (direita). Um sistema separado e seu respectivo potencial, ambas estrelas ocupam um volume menor que o lóbulo de Roche.

No entanto, se o tamanho de uma delas aumentar, sua camada mais externa poderá chegar ao ponto L1. Quando isso ocorre, tal expansão será contida às custas da transferência de matéria para a outra estrela (figuras 17a e 17b). Os sistemas que se encontram nesta situação são chamados *semi-separados*. As binárias do tipo Algol, Cataclísmicas ou Raios-X, são exemplos.



Figuras 17a (esquerda) e 17b (direita). Um sistema semi-separado, onde uma das estrelas preencheu o lóbulo de Roche.

Finalmente, se as duas estrelas tocam o ponto L1, temos as chamadas binárias de *contato*, onde ambas têm um envelope comum (figuras 18a e 18b na próxima página). Eventualmente pode ocorrer perda de massa via ponto L2 ou L3.



Figuras 18a (esquerda) e 18b (direita). Um sistema em contato, onde ambas estrelas preencheram o lóbulo de Roche.

3.3- Considerações Finais

Para terminar este capítulo, dois pontos importantes no cenário dos sistemas binários merecem registro. Um diz respeito à sua gênese, e o outro ao importante papel no contexto da evolução de estrelas normais.

A primeira teoria de formação de sistemas binários proposta, foi a da captura, desenvolvida por G. J. Stoney (1826–1911), em 1867. A princípio, as estrelas seriam independentes e poderiam, sob certas circunstâncias, serem forçadas a girarem ao redor de um centro de massa comum.

Versões mais modernas dessa teoria são a da captura aplicada a aglomerados ricos, como os globulares (Fabian et al. 1975)¹³, e a da dragagem de gás durante colisão de proto-estrelas (Silk 1978). Destaca-se também, a teoria da desintegração de pequenos aglomerados estelares, que tenta explicar a alta frequência de estrelas binárias como resultante de configurações instáveis de sistemas de N corpos (Szebehely 1977). Mais recentemente, ganhou força a teoria da fragmentação de discos localizados ao redor de estrelas jovens, que poderiam gerar binárias de grande excentricidade (Bonnell 1994 e Zinnecker 1989).

¹³ Esta teoria se destinava a explicar a existência das intensas fontes de raios-X que são encontradas em aglomerados globulares ricos. Tais fontes seriam binárias próximas de curtíssimo período ($P \cong 5h$).

Um dos maiores problemas atuais da astrofísica é a obtenção de parâmetros básicos das estrelas, visando confrontação com os modelos de evolução estelar¹⁴, como dito anteriormente. A massa estelar, em particular, é o requisito mínimo.

As binárias eclipsantes espectroscópicas, juntamente com as estrelas pulsantes, são fontes de dados acurados de massa e raio estelar, bem como de informações detalhadas sobre a estrutura e a evolução de estrelas normais. Estudos de sistemas separados (duplas espectroscópicas) fornecem massa e raio com erro médio de 2% (Andersen 1991). A maioria dos sistemas estudados é de estrelas da seqüência principal, com massas entre 0,2 e 23 massas solares. Dados com massas abaixo de 1 massa solar são raros.

A evolução das estrelas de sistemas binários¹⁵ não seria diferente das estrelas isoladas, não fosse pela troca de matéria. Por isso, em sistemas binários separados, onde uma estrela evolui sem a interferência da companheira¹⁶, a teoria de evolução estelar, para estrelas isoladas, pode ser usada. Mas para sistemas fechados a transferência de matéria traz uma conseqüência direta na evolução e nos parâmetros orbitais, que podem mudar drasticamente. Os efeitos na evolução dos sistemas binários fechados são observados em binárias como variáveis cataclísmicas, raios-X e Algol, onde muitos detalhes dos processos envolvidos ainda não são bem compreendidos.

Uma vez que a análise de curva de luz das binárias eclipsantes permite estabelecer, entre outras coisas, o tamanho e a luminosidade relativa das componentes, além de fenômenos como o obscurecimento de limbo, a troca de matéria, os efeitos de proximidade (como deformações na superfície das estrelas) e de reflexão, são os melhores dados que se tem sobre as atmosferas estelares.

As estrelas binárias eclipsantes não formam um grupo homogêneo de objetos. Quase todas as fases evolutivas estão representadas, desde estrelas pré-seqüência principal, passando pela seqüência principal e estrelas gigantes, até anãs brancas e estrelas de nêutrons. Percebe-se assim o quão importante é o seu estudo.

¹⁴ Uma revisão atualizada dos diferentes métodos empregados para a determinação destes parâmetros, pode ser encontrada em Lebreton (2000).

¹⁵ A evolução de sistemas binários não depende da inclinação de sua órbita, não importando se ela é eclipsante ou não. Os eclipses causam variações no brilho por um efeito puramente geométrico, como já foi dito anteriormente.

¹⁶ A única interação entre as componentes, neste caso, se dá pela força de maré. Ela pode sincronizar o spin das estrelas com a órbita e circularizar a excentricidade orbital levando-a a um estado de equilíbrio de mínima energia.

4- Estrelas do tipo Algol

Com frequência, as componentes mais débeis das binárias do tipo Algol, são estrelas de pouca massa, da ordem de 0,1 a 0,2 massa solar. A relação massa-luminosidade requer uma magnitude absoluta da ordem de +13. Na realidade, a partir de sua curva de luz e de seu espectro, obtidos durante os eclipses totais, inferimos que a magnitude absoluta deve ser da ordem de +3.

Otto Struve

Tão pouca massa, combinada com um considerável excesso de luminosidade, deixou perplexos os mais proeminentes astrofísicos dos anos 50.

B. Popper

4.1- Propriedades

As binárias eclipsantes do tipo Algol são sistemas em semi-separados (interativos com transferência de matéria). A estrela secundária é uma subgigante fria (em geral, do tipo F-K III-IV), que pode transferir matéria através de um fluxo de gás, como resultado do transbordamento do lóbulo de Roche, para a estrela primária (do tipo B-A V). A figura 19 ilustra o cenário.

A componente receptora¹⁷ pode apresentar, mesmo que raramente, um tipo espectral mais tardio, como no caso da estrela BD +05°706, uma Algol com período orbital de 18,9 dias. A temperatura estimada da primária é da ordem de 5000K (Torres et al. 1998) e a estrela que apresenta esta característica, costuma ser denominada Algol fria.

¹⁷ Os termos "doadora" e "receptora" foram propostos por Plavec (1983) para descrever respectivamente, a componente que perde e que ganha massa nos sistemas binários em interação.

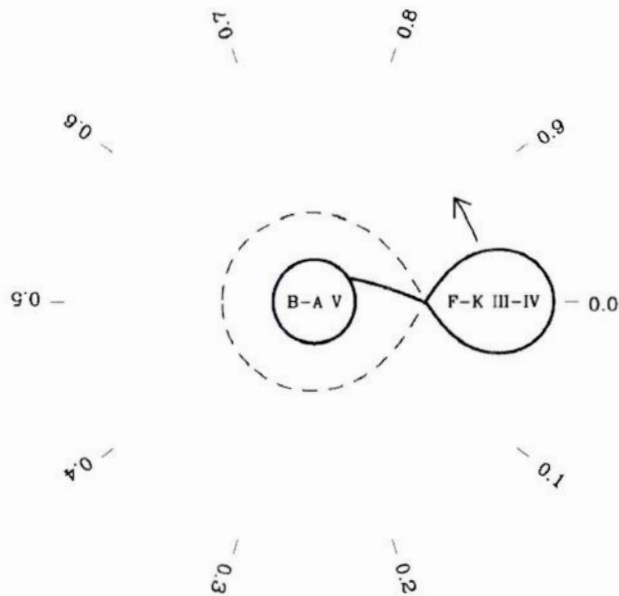


Figura 19. Modelo canônico para um sistema Algol.

O protótipo desta classe é o sistema brilhante, β Perseu (31 parsecs ou 100 anos-luz de distância), com um período orbital de 2,87 dias. O sistema apresenta uma terceira companheira que completa uma volta em torno da binária em 1,86 ano. Sua proximidade do Sol permite o estudo em todos os comprimentos de onda, dos raios gama ao rádio, diferentemente da maioria dos sistemas do tipo Algol.

Em geral a estrela principal contribui com cerca 90% do total da luz emitida no visível pelo sistema, produzindo um notável eclipse primário com uma queda na luminosidade observável a olho nu.

O eclipse secundário normalmente é pouco pronunciado nas bandas fotométricas ópticas, uma vez que a estrela primária é muito mais brilhante nesta região espectral. No infravermelho próximo, no entanto, a situação se inverte e é possível estudar a doadora em maior detalhe, podendo-se encontrar informações sobre manchas em sua superfície, ou sobre o fluxo de matéria (Varricat et al. 1998).

Os sistemas do tipo Algol passam por eclipse devido ao alinhamento do plano orbital com a linha de visada. Porém já foram identificados alguns sistemas (como a CX Draconis) que não têm eclipses, mas possuem espectros semelhantes ao tipo Algol. Esses sistemas são conhecidos como Algol não-eclipsante.

4.2- O Paradoxo de Algol

Os sistemas do tipo Algol durante algum tempo foram fonte de um dos grandes mistérios da astrofísica. Como são sistemas binários próximos, umas das estrelas pode influenciar na evolução da companheira. O primeiro caso descoberto dessa influência foi o da própria Algol (β Perseu). As observações indicavam que a estrela secundária, menos massiva, era mais evoluída que a primária¹⁸. Este fato contradizia os modelos de evolução estelar, segundo os quais as estrelas de maior massa evoluem mais rapidamente e ficou conhecido como Paradoxo de Algol.

O paradoxo foi resolvido quando se descobriu que a estrela secundária era originariamente, a estrela de maior massa. A configuração atual destes objetos é resultante então, da transferência contínua de matéria que culminou numa reversão da razão de massa do sistema (Wood 1950, Crawford 1955, Kopal 1955).

4.3- Transferência de matéria e discos de acreção

Os discos de acreção foram inicialmente detectados durante observações espectroscópicas das estrelas do tipo Algol, TT Hya, RY Gem e RZ Oph. As observações revelaram linhas em emissão da série de Balmer, com pico duplo, durante o eclipse principal (Wyse 1934). Os resultados levaram Wyse admitir a possibilidade da presença de um anel externo, rodeando a estrela secundária.

Quase dez anos depois, durante as observações do eclipse principal de RW Tau, detectou-se picos duplos em emissão com um desvio na velocidade radial (tanto para o azul como o vermelho), da ordem de 350km/s (Joy 1942). Ao contrário de Wyse, Joy interpretou que a emissão era produzida por um anel gasoso e extenso, que rodeava a região equatorial da estrela primária.

A concepção moderna sobre os discos nas estrelas do tipo Algol, foi desenvolvida por Huang & Struve (1956). Tomando como base o trabalho de Kuiper (1941), que afirmava que os discos de acréscimo eram formados pela perda de matéria devido ao preenchimento de lóbulo de Roche, eles sugeriram que os discos

¹⁸ Há mais de 50 anos, Otto Struve (1948), chamava a atenção para este fato incomum, considerando a possibilidade de que tais estrelas deveriam ser de um tipo ainda desconhecido pelos astrônomos.

eram maiores, mais brilhantes e de fácil observação nas estrelas de longo período e de difícil detecção nas de curto período.

Um quadro mais esclarecedor sobre o mecanismo de transferência de matéria e de modelos de evolução binária, pôde ser obtido com o surgimento dos computadores, na década de 60 (Morton 1960), que acabou confirmando os trabalhos de Wood, Kopal e Crawford¹⁹.

A descrição formal sobre a transferência de matéria em sistemas binários de semi-separado, foi feita por Lubow & Shu (1975). Os autores analisaram a dinâmica do gás no contexto do modelo de Roche, na hipótese de que as componentes giravam sincronicamente.

Os brilhantes sistemas do tipo Algol são considerados laboratórios astrofísicos para o estudo do processo de acreção de matéria. Como apresentam uma taxa de transferência de matéria relativamente pequena (razão de 10^{-11} a 10^{-7} massas solares por ano), não costumam sofrer grandes erupções, que poderiam interferir no processo de transferência de matéria.

A massa que se desloca em direção à primária contém grande quantidade de momento angular e o excesso de energia deve ser dissipado. Para um disco formado ao redor da primária, o momento angular pode ser irradiado de diferentes maneiras. As teorias mais aceitas sugerem que o excesso de momento angular poderá ser liberado por meio de forças viscosas no interior do disco (Shakura & Sunyaev 1973). Eventualmente, a matéria irá se deslocar da parte mais externa do disco para a parte interna, depositando-se na estrela.

A partir da década de 90, informações adicionais relevantes puderam ser obtidas das curvas de velocidade radial (devido à tomografia Doppler). As linhas em emissão e absorção revelam muito sobre a natureza do disco gasoso, como a opacidade do gás, a escala de altura do disco e o campo de velocidades ao redor da primária.

Em alguns casos, o impacto de gás ocorre na borda externa do disco, produzindo uma mancha quente. Num sistema visto em perfil, o observador pode obter informações sobre o disco em diferentes orientações ao longo do movimento orbital. Nesse aspecto, os sistemas eclipsantes do tipo Algol (além das variáveis

¹⁹ No início dos anos 70, a maioria dos pesquisadores manifestava concordância com o modelo de Crawford (por exemplo, Paczyński 1971).

cataclísmicas), oferecem uma perspectiva única para o estudo da dinâmica da transferência de gás.

Observações espectroscópicas realizadas com adequada cobertura de fase, podem ser usadas para transformar informação unidimensional num campo de velocidade bidimensional, sendo esta a base da Tomografia Doppler (Marsch & Horne 1988), uma das técnicas mais usadas hoje em dia, para investigação dos discos de acréscimo.

Diversos *surveys* têm sido realizados com o intuito de aprofundar o conhecimento das propriedades destes sistemas (Plavec & Polidan (1976), Peters (1980), Pringle (1981), Kaitchuck e Honeycutt (1982), Kaitchuck et al. (1985)).

Avanços tecnológicos permitiram ampliar a janela de estudo destes objetos. Pode-se destacar as contribuições no infravermelho de Varricatt et al. (1998) com a determinação da temperatura da estrela secundária do sistema RZ Cas, o estudo dos mecanismos de acreção em altas energias, tanto com observações em raio-X (Stelzer et al. 1999), como no ultravioleta (Peters & Polidan 1997), e a descrição geométrica da estrela Algol, por meio de observações na faixa rádio (Mutel et al. 1998).

Algumas outras contribuições tiveram um papel importante na construção de um cenário para a estrela Algol, nos campos da astrometria óptica (por exemplo, Bachmann & Hershey, 1975), interferometria (Labeyrie et al. 1974) e polarimetria (Lynch et al. 1996, Coleman et al. 1998).

As informações combinadas dos diversos comprimentos de onda levaram a uma melhor compreensão geral da classe, que culminou numa separação entre os sistemas de longo e de curto período.

4.4- Sistemas com longo período

Nos sistemas do tipo Algol de longo período ($P > 6$ dias), o tamanho da estrela primária é muito menor que a separação binária e a transferência de matéria gera o chamado disco de acreção clássico.

A força de Coriolis atua no fluxo de gás e o desvia da rota que terminaria na estrela principal, criando o disco. A estrutura resultante é um disco estável e

consideravelmente grande²⁰, que apresenta fortes linhas em emissão alargadas pelo movimento da matéria ali localizada. As linhas em emissão apresentam picos duplos produzidos por regiões do disco, que se aproximam e se afastam do observador.

4.5- Sistemas com curto período

Em estrelas de sistemas Algol de curto período ($P < 6$ dias), a estrela primária é maior em comparação com a separação binária, tornando o processo de acreção mais complicado.

O fluxo de gás não é defletido o suficiente pela força de Coriolis, de forma que o impacto com a fotosfera da primária passa a ser inevitável. As colisões de matéria transferida (rasantes ou diretas) em alta velocidade (500-600km/s), ocorrem sobre a estrela primária, que gira com velocidade bem menor ($v_{\text{sen}(i)} < 150\text{km/s}$). Neste cenário, são produzidas regiões extremamente quentes, observadas no ultravioleta (Peters & Polidan 1984).

Uma vez que nem todo o gás se choca com a estrela, uma parte é espalhada ao redor, podendo completar diversas órbitas, até que finalmente caia sobre a primária. Observações de sistemas com esses períodos, têm revelado que, em raras ocasiões, durante o eclipse principal, pode-se notar a existência de discos (Kaitchuck et al. 1985).

Por outro lado, a tomografia Doppler revelou que estes discos têm forma não simétrica (Richards & Ratliff 1998; Richards et al. 1995), o que é bastante razoável considerando-se as possibilidades de interação.

4,5 < P < 6 dias

A estrutura formada nesses casos, é variável e assimétrica, com formato aproximado de um disco clássico e é chamada de disco de acreção transiente. Inicialmente pensava-se que o disco girava com velocidades próximas à de discos clássicos (que são velocidades keplerianas ou de escape). No entanto,

²⁰ Atritos viscosos espalham o disco, tornando-o extenso. É possível estimar o seu tamanho estudando o eclipse principal.

monitoramento de RW Tau e U Cep, revelou que, pelo menos para estas estrelas, as velocidades são bem menores que as keplerianas (Kaitchuck & Honeycutt 1982).

As linhas em emissão são bem mais fracas em relação ao contínuo, ao contrário do observado em discos clássicos. São também transitórias, podendo desaparecer de um eclipse para outro.

A intensidade das linhas, bem como as velocidades delas inferidas, nas bordas dos discos, costumam ser diferentes. Além disso, apresentam um alargamento típico de turbulência supersônica. Alguns objetos apresentam linhas de emissão de alta excitação, típicas de meio turbulento (Plavec & Dobias 1983).

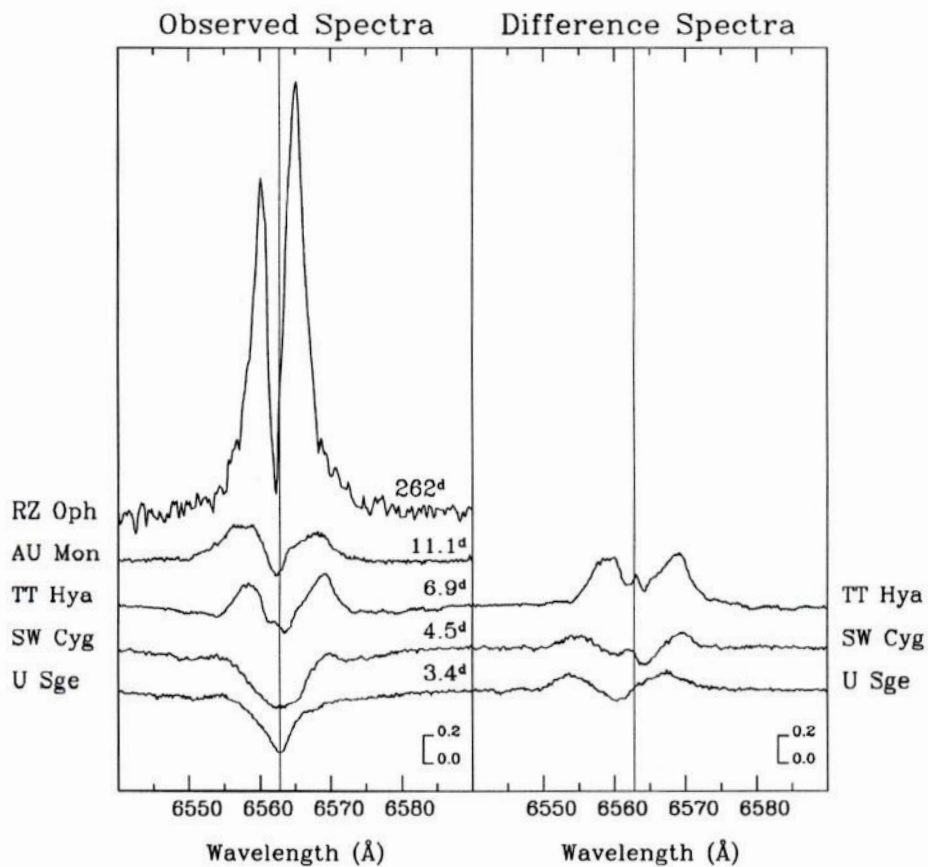


Figura 20. O comportamento da linha do hidrogênio (H α) para algumas estrelas com períodos diversos (esquerda). No espectro da direita, não há contribuição estelar. As mudanças nos perfis dos espectros da TT Hya, SW Cyg e U Sge, podem ser notadas, sugerindo que nos sistemas de curto período, os discos sejam transientes ou anulus de acreção. RICHARDS, M. T. *Mercury*, 2000, 34.

P < 4,5 dias

Os sistemas com períodos muito curtos também podem apresentar algumas estruturas, que são chamadas de anulus de acreção (Richards et al. 1996). Estas estruturas são muito assimétricas, com acúmulos localizados de matéria rodeando a primária com velocidades sub-keplerianas.

As linhas em emissão são fracas e as com pico duplo raramente são observadas. A matéria transferida atinge diretamente a primária, podendo criar uma espécie de nuvem rodeando a estrela. Não há momento angular suficiente para a formação de um disco, mas a interação gravitacional mantém esta aglomeração ao redor da estrela primária.

4.5- Diagrama $r \times q$

A morfologia dos sistemas do tipo Algol, pode ser ilustrada no chamado diagrama r - q (figura 21), onde r é o raio da primária (em unidades de separação binária) e q a razão de massa (M_1/M_2) das binárias.

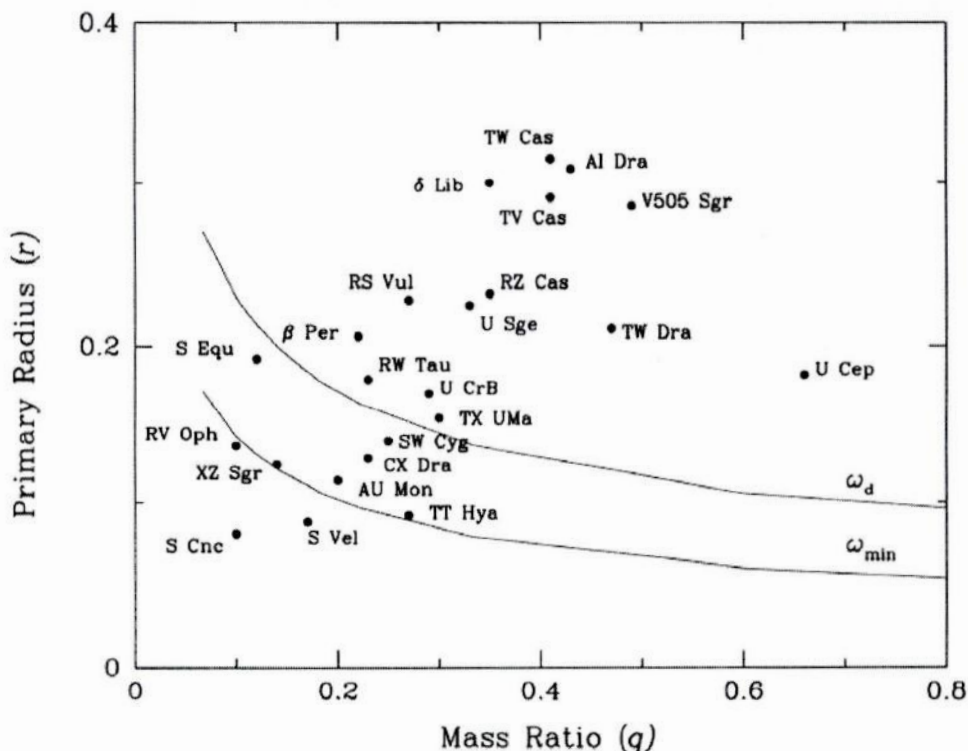


Figura 21. Diagrama r - q para uma amostra de estrelas do tipo Algol (Richards et al. 1999).

A curva ω_d mostra o comportamento do raio externo de um disco clássico para diferentes razões de massa e a curva ω_{\min} representa a menor distância do fluxo de gás, medida do centro de massa da primária, de forma a não interceptar a primária, ao deixar o ponto L1.

Três grupos ocupam regiões distintas no gráfico. Nos sistemas localizados abaixo da curva ω_{\min} , a matéria transferida forma um disco clássico permanente, pois o fluxo de gás não consegue atingir diretamente a estrela. Nessa região encontramos os sistemas de longo período.

Para os sistemas que se localizam entre as duas linhas, somente uma porção da matéria atinge a estrela, podendo apresentar discos permanentes ou transientes. Um pouco mais acima, na vizinhança de ω_d , a matéria alcança a primária próximo ao limbo. A natureza rasante do impacto pode gerar um ambiente mais caótico. Eventualmente, pode surgir alguma aglomeração não homogênea de matéria nas formas dos já mencionados, anulus de acreção ou até mesmo, discos transientes. É nesta região que se encontram os sistemas de curto período como a estrela objeto deste trabalho.

Na parte mais alta do gráfico, bem mais acima de ω_d , o fluxo alcança a estrela próximo ao centro do disco estelar, podendo simplesmente penetrar em sua fotosfera, sem produzir muita desorganização.

5- Rotina observacional e tratamento dos dados

5.1- O CCD

As observações do objeto alvo consistiram em fotometria e espectroscopia por meio de um detector CCD (charge coupled device). O CCD é um detector bidimensional sólido (*chip*), sensível à radiação. É composto de uma matriz de capacitores colocados próximos uns dos outros, chamados pixels. Ao se colocar um potencial positivo ao longo da matriz, um poço de potencial surge em cada um dos pixels, habilitando-os a coletar e armazenar elétrons livres.

Os elétrons são formados quando fótons estelares interagem com os átomos de silício que compõem o CCD. No término da exposição, a carga coletada é lida ao longo das linhas e colunas do CCD, pixel a pixel. O sinal de saída é então amplificado e convertido em contagens, ou unidades analógico-digitais, produzindo a imagem final.

Tal detector possui inúmeras qualidades: estabilidade, alta sensibilidade no espectro visível (eficiência quântica), normalmente apresenta baixo ruído e resposta linear.

A imagem produzida é bem superior à obtida por qualquer outra técnica, permitindo, por exemplo, registrar em uma única exposição várias estrelas de comparação, remover contaminações de outras estrelas e raios cósmicos ou reduzir erros fotométricos ao longo da noite. Este último foi particularmente útil neste projeto, tendo em vista as dificuldades inerentes ao local de observação, que apresenta céu luminoso e instável, por vezes, ao longo da noite.

5.2- Fotometria Diferencial

As observações foram feitas utilizando um CCD ST7 E (765 x 510 pixels), figura 22 e um ST8 XE (1530x1020 pixels)²¹ figura 23, acoplados ao telescópio Meade LX 200 de 10 polegadas, localizado na Fundação Planetário da Cidade do Rio de Janeiro. A configuração telescópio/CCD produz campos úteis de observação de 11',9 x 7',9 e 23',8 x 15',8 respectivamente. O CCD é controlado por um software próprio que permite definir diversos parâmetros, entre eles: temperatura, *binagem*, *subframe* e tempo de exposição.

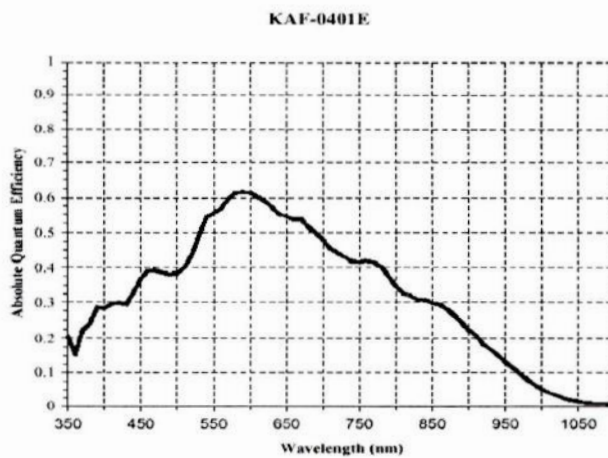


Figura 22. Eficiência quântica do CCD ST7E.

Todas as imagens obtidas estão sujeitas a efeitos sistemáticos associados ao telescópio e ao detector. Tais efeitos foram minimizados por meio de subtração do nível do *bias* e do *dark*, seguido da divisão pelo *flat-field*. Simultaneamente fez-se identificação e remoção de raios cósmicos.

As imagens de *bias* são obtidas com uma exposição mínima (0,12s), mantendo-se o diafragma fechado. O resultado é o registro do nível de contagens (nível de *offset*), que surge da diferença de potencial aplicada ao longo do CCD, usada para reter os elétrons dentro do poço de potencial, durante cada exposição. Sendo de origem não estelar, tal nível deve ser subtraído de cada imagem estelar. Usualmente obteve-se 11 imagens por noite, que deram origem a um *bias* mediano.

As exposições de *dark* são obtidas sem coletar luz, e têm o objetivo de atenuar o efeito acumulativo da corrente de escuro, mais pronunciado em longas

²¹ Ambos produzidos pela Santa Barbara Instrument Group (endereço eletrônico nas referências).

exposições. Normalmente são obtidas 11 imagens, que posteriormente, são somadas para produzir um *dark* mediano. Essas imagens têm o mesmo tempo de exposição das imagens da estrela alvo.

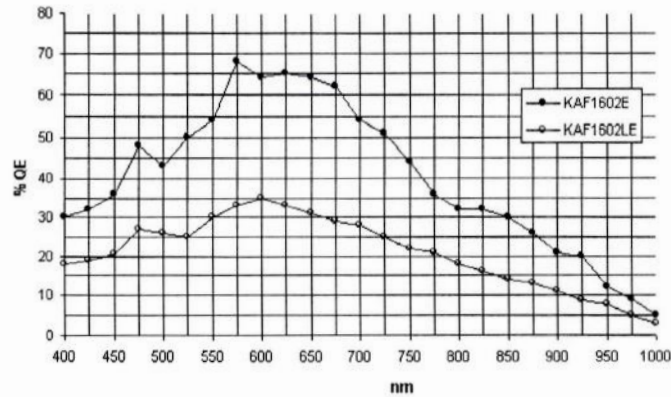


Figura 23. Eficiência quântica do CCD ST8XE (círculo fechado).

Imagens de *flat-field* têm a função de mapear as variações de sensibilidade dos pixels ao longo do CCD, uma vez que estes respondem de forma diferente ao mesmo estímulo luminoso. Essas imagens são usualmente obtidas a partir de fontes uniformemente iluminadas. Na rotina observacional, optou-se pelas exposições do céu (*flat-field* do céu), que foram obtidas durante o crepúsculo, em regiões do céu desprovidas de nuvens e estrelas. Quando se verificou a presença de estrela no campo, deslocou-se levemente o telescópio, a fim de evitar que esta ocupasse a mesma posição em repetidas exposições. Posteriormente as estrelas “intrusas” foram extraídas pela mediana dos *flats*. A mediana foi então normalizada para não alterar o valor original das contagens.

Durante as noites de observação, o foco das imagens foi monitorado cerca de três vezes. Esta tarefa foi facilitada com a utilização do software Maximdl, que traça os perfis radiais das estrelas.

A fotometria diferencial CCD, sem filtro, foi usada para obter medidas de magnitude instrumental. Esta técnica aproveita a vantagem oferecida pelo CCD de poder registrar, simultaneamente, o fluxo da estrela variável e das estrelas de comparação e verificação. Diferenças em magnitude instrumental entre a estrela alvo e a de comparação são, deste modo, obtidas.

Uma estrela de verificação é utilizada para confirmar constância da estrela de comparação. Esta técnica é reconhecidamente robusta, considerando a variedade de efeitos que afetam o processo de coleta de dados:

- a) condições não-fotométricas;
- b) erros de guiagem;
- c) cintilação;
- d) estatística de fótons.

Além disso, os efeitos da extinção atmosférica são os mesmos para as estrelas do campo e normalmente se cancelam, uma vez que todas se encontram a menos de $0,5^\circ$ umas das outras.

Apesar de todas essas vantagens, encontrar estrelas de comparação e verificação pode ser uma tarefa ingrata. Eventualmente, as comparações se encontram fora do campo do CCD, não permitindo observações simultâneas ou, dependendo da separação, exigindo algum tipo de correção para extinção.

A redução dos dados, bem como a fotometria de abertura, foi feita utilizando o programa MUNIDOS²².

Trata-se de um pacote para processamento de séries temporais em fotometria, cuja criação teve inspiração no DAOPHOT desenvolvido por Stetson (1987) e no PCVISTA (Treffers & Richmond 1989), e que vem sendo utilizado por alguns autores (por exemplo, Nogami et al. 2000).

O MUNIDOS permite a extração de informação fotométrica de uma grande quantidade de imagens CCD de forma simples e precisa. O CCD utilizado neste projeto usa vários formatos de imagens, incluindo o FITS. Além disso, como o formato ST é padrão para esta classe de CCD, os autores do programa incluíram uma rotina para fazer a conversão ST em FITS.

Como resultado do procedimento resumido nas figuras 24 e 25, o programa gera um arquivo com a fotometria da estrela variável, das estrelas de comparação e de verificação.

²² Endereço eletrônico nas referências.

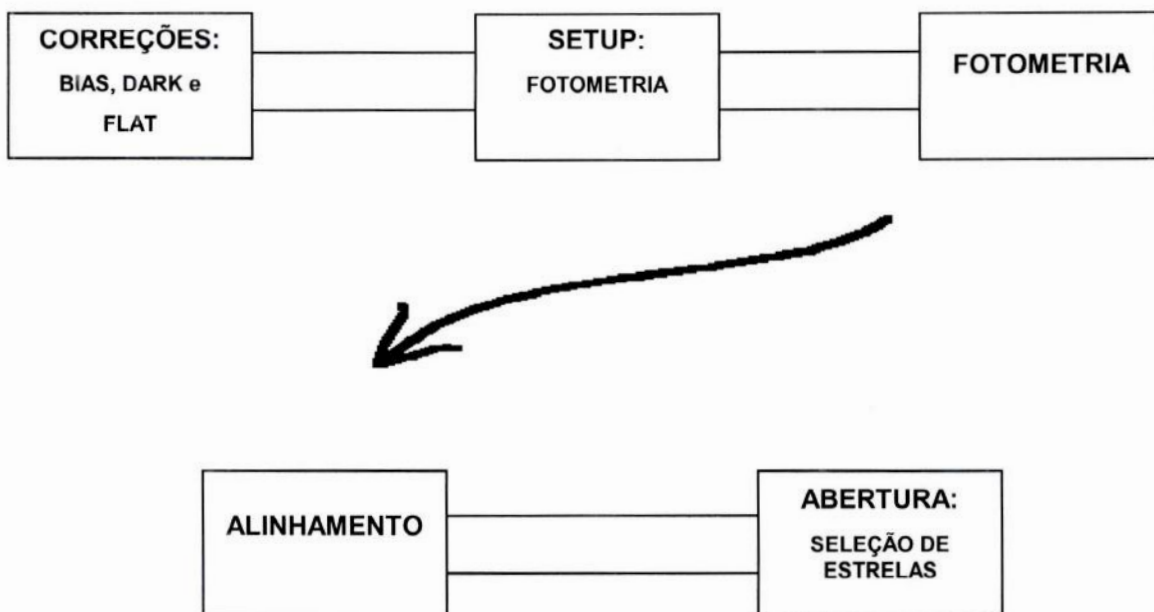


Figura 24. Fluxograma do funcionamento do MUNIDOS.

Em seguida, são colocadas em um gráfico as diferenças de magnitude V-C1, V-C2 e V-C3 com o dia juliano heliocêntrico. Todas as três diferenças são relacionadas no mesmo intervalo de dia juliano. Nesse tipo de gráfico, uma simples inspeção permite identificar se a estrela de comparação é constante.

A amostragem estatística dos dados obtidos neste projeto, reduziu os erros para cerca de 0,005 (cinco milésimos) de magnitude, um nível de precisão que permite a detecção de variações de baixíssima amplitude. Plenamente aceitável para as condições de observação.

READ NOISE (ADU; 1 frame) =	15.00
GAIN (e-/ADU; 1 frame) =	2.30
LOW GOOD DATUM (in sigmas) =	7.00
HIGH GOOD DATUM (in ADU) =	65535.00
FWHM OF OBJECT =	2.00
THRESHOLD (in sigmas) =	6.00
LS (LOW SHARPNESS CUTOFF) =	0.20
HS (HIGH SHARPNESS CUTOFF) =	1.00
LR (LOW ROUNDNESS CUTOFF) =	-1.00
HR (HIGH ROUNDNESS CUTOFF) =	1.00
WATCH PROGRESS =	0.00
FITTING RADIUS =	2.00
PSF RADIUS =	1.00
VARIABLE PSF =	0.00
FRACTIONAL-PIXEL EXPANSION =	0.00
ANALYTIC MODEL PSF =	1.00
EXTRA PSF CLEANING PASSES =	5.00
PERCENT ERROR (in %) =	0.75
PROFILE ERROR (in %) =	5.0

Figura 25. Parâmetros que devem ser definidos para efetuar a fotometria no MUNIDOS.

5.3- Espectroscopia

O único espectro da estrela deste trabalho foi coletado no dia 17 de abril de 2002 (22h TU), usando o telescópio de 1,60m, Perkin-Elmer, localizado no Observatório do Pico dos Dias (OPD), mantido pelo CNPQ/LNA, Itajubá, MG.

Utilizou-se o espectrógrafo Bolle & Chivens no foco Cassegrain, o CCD WI 101 (1024 x 1024 pixels) e uma rede com 900 linhas/mm. Esta configuração permite uma cobertura de 5700 Å até 6750 Å.

A estrela LTD 3218 foi utilizada como padrão espectrofotométrico para a calibração do fluxo. A lâmpada usada para a calibração dos comprimentos de onda, foi a de Hélio-Argônio.

IMAGEM	TEMPO DE EXPOSIÇÃO (S)
Flat	90
Bias	1
Estrela	1200
Lâmpada	240

Tabela 3. Sinopse da observação espectroscópica efetuada em 17 de abril de 2002 às 22 horas (TU).

Assim como na fotometria, a espectroscopia requer uma preparação das imagens envolvendo o *bias* e o *flat-field*. Os *flat-fields*, em particular, foram obtidos através de uma superfície uniformemente iluminada dentro da própria cúpula onde fica o telescópio. A tabela 3 informa os tempos exposição empregados.

A redução dos dados foi feita utilizando as rotinas do IRAF. Nesta fase, contou-se com a colaboração de Diana P. Andrade, com sugestões e auxílio na utilização do IRAF, bem como do Observatório Nacional, que permitiu a utilização de um computador.

Após a preparação das imagens, foi feita a redução específica para espectroscopia. Para que as imagens, inclusive a da lâmpada, se tornassem unidimensionais, foi usada a tarefa APALL. As linhas espectrais da lâmpada e das imagens foram identificadas com as tarefas IDENTIFY (somente lâmpadas), REFSPEC e DISPCOR, as imagens então passaram a ser calibradas em λ (comprimento de onda). A massa de ar, do mesmo modo, foi calculada usando a tarefa SETAIRMASS. Para terminar foi feita a calibração das imagens em fluxo, com as tarefas STANDARD, SENSFUNC e CALIB.

6- Resultados e Discussão

A descoberta da variabilidade do objeto de estudo deste trabalho foi obra do acaso, fruto do monitoramento da estrela variável Al Vel, pulsante do tipo δ Scuti. Na ocasião, o Planetário do Rio havia recém adquirindo a câmara CCD ST-7.

Durante a monitoria do dia primeiro de abril de 2002, enquanto as estrelas de comparação e verificação (C1 e C2 respectivamente) mantiveram seu brilho constante, uma segunda estrela de verificação (C3) revelou uma suave variação ao longo de aproximadamente três horas. Posteriormente verificou-se que a variação desse dia, ocorrera no intervalo de fases orbitais 0,4 e 0,7.

Esta estrela é catalogada como GSC 7672:2238 (AR=08h14min18,55s, Dec=-44° 33', equinócio=2000, V 12 mag) pertencendo, portanto, ao *Guide Star Catalogue*. Esse catálogo contém estrelas usadas como referência de posição para o Telescópio Espacial Hubble e a maioria delas são pouco estudadas, sequer possuindo classificação espectral.

Ao longo das 16 noites de observação foram coletadas, aproximadamente, 2.500 imagens, totalizando 66 horas. Os tempos de integração variaram entre 20 e 60 segundos, com o intervalo entre uma exposição e outra, chamado de tempo morto, foi de 15 segundos para o CCD ST7 e de 4 segundos para o ST8. O tempo morto do ST8 é menor pois possui porta de entrada USB. A tabela 4 apresenta o sumário destas observações.

Nesta tabela, o tempo de integração é representado por Δt , N é o número de pontos em cada noite, $\langle C1-C2 \rangle$ é o valor médio da diferença de magnitudes entre as estrelas C1 e C2 (usado para verificar constância ao longo do projeto) e a última coluna lista a incerteza na fotometria diferencial.

A incerteza na fotometria foi estimada a partir do desvio padrão da diferença de magnitude entre as estrelas de comparação (C1 e C2). O erro nominal (1σ) ao longo de toda a missão não excedeu 0,012 mag.

DATA	ΔT (S)	N	DURAÇÃO (H)	<C1-C2>	σ
01abr2002	20	156	4,1	0,428	0,010
02abr2002	20	217	5,5	0,430	0,010
17abr2002	20	191	4,3	0,425	0,009
18abr2002	20	202	4,8	0,429	0,012
08jan2003	60	153	4,5	0,430	0,005
09jan2003	60	169	5,7	0,430	0,007
03fev2003	60	210	6,0	0,425	0,009
05fev2003	60	98	3,8	0,433	0,007
06fev2003	60	82	3,4	0,427	0,008
10fev2003	60	176	4,3	0,424	0,005
12fev2003	60	98	2,2	0,424	0,006
13fev2003	60	94	2,4	0,429	0,012
19fev2003	60	90	4,1	0,424	0,005
25fev2003	60	216	5,8	0,435	0,007
01mar2003	60	107	2,4	0,424	0,006
07mar2003	40	120	2,3	0,429	0,008

Tabela 4. Sumário das observações.

O campo estelar é apresentado na figura 26, identificando a estrela variável (GSC 7672:2238), as comparações (C1 e C2), bem como Al Vel. As estrelas GSC 7672:1538 e GSC 7672:1586 foram as usadas como comparações. Esta imagem foi obtida no dia 8 de janeiro de 2003.

Como mencionado no capítulo anterior, um momento crítico na fotometria diferencial é a escolha adequada de estrelas de comparação. Tal etapa não é imediata, e muitas vezes só é concluída após análise estatística sobre uma grande quantidade de imagens. Neste projeto, essa análise provocou a descoberta que a estrela em questão, era uma variável.

O estudo dos histogramas das diferenças de magnitude auxilia na verificação da estabilidade das estrelas de comparação. Simplesmente tomar como referência um baixo valor na dispersão não implica, necessariamente, em constância no fluxo.

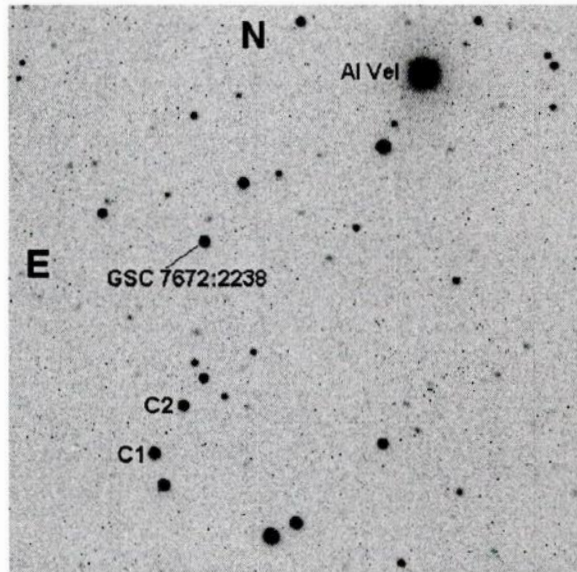
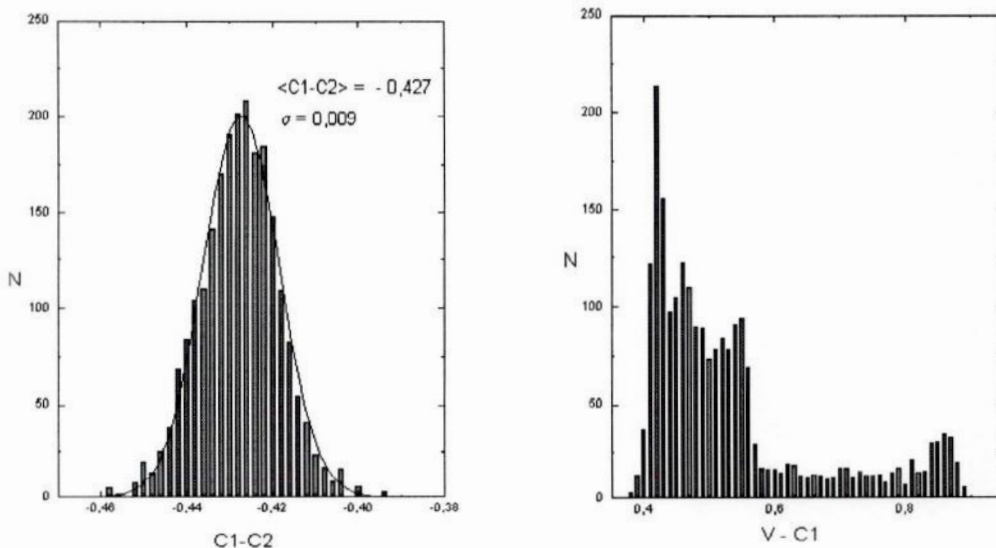


Figura 26. Campo estelar da GSC 7672:2238 (7' x 3'). Imagem sem filtro, com 60 segundos de exposição. A estrela Al Vel e as de comparação, são identificadas.

Na figura 27, apresentam-se dois histogramas. Um para a diferença C1-C2 (figura 27a) com o ajuste normal e outro para a diferença V-C1 (figura 27b). No último, a variável é denunciada pela forma do gráfico, que sugere mais de uma população para as diferenças V-C1.



Figuras 27a (esquerda) e 27b (direita). Histogramas das diferenças C1-C2 e V-C1.

A figura 28 apresenta a curva de luz obtida durante a ocorrência de um eclipse principal na noite de 17 de abril de 2002. Quase simultaneamente obteve-se um espectro no LNA, sobre o qual será tratado mais adiante. Na ocasião, a incerteza

foi de 0,009 mag. Não foi detectada a presença de pulsação superposta à modulação de origem orbital.

Pouquíssimos sistemas binários eclipsantes de curto período que contenham estrelas pulsantes, são conhecidos. AB Cas e RZ Cas são raros exemplos de objetos bem estudados até o momento (Rodríguez et al. 2004, Soydogan et al. 2003, Rodríguez et al. 1998).

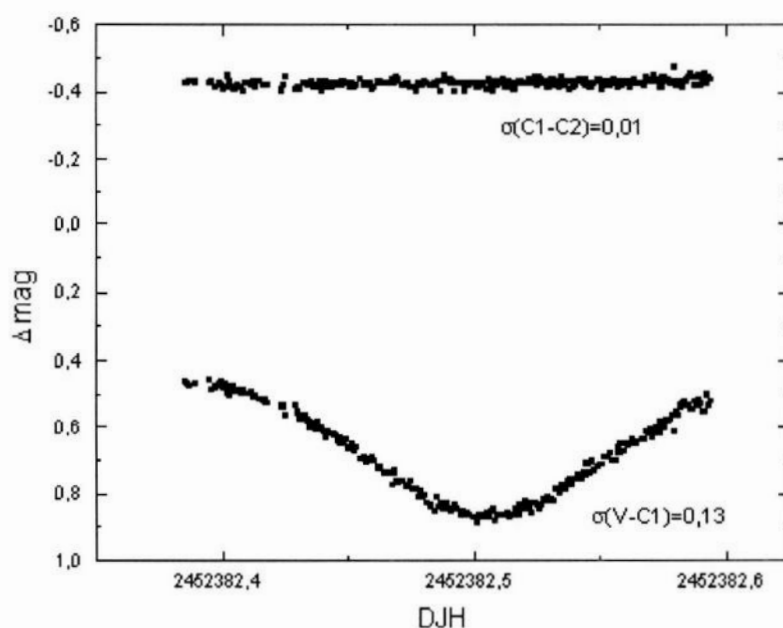


Figura 28. Curva de luz de GSC 7672:2238, obtida em 17 de abril de 2002.

A figura 29 apresenta o conjunto completo de dados ao longo do tempo, com cada cor representando uma noite. Variações súbitas de magnitude, associadas aos eclipses são percebidas.

Três tempos de mínimo foram determinados com base no método de Kwee e Van Woerden (Kwee & Woerden, 1956) que faz uma interpolação entre consecutivas observações, dos quais se derivou a seguinte efeméride:

$$\Phi_0 = \text{DJH } 2452382,504 (\pm 0,001) + 0,972 \times E (\pm 0,001)$$

onde Φ_0 é definida como a fase aonde ocorre a metade do eclipse primário e é equivalente à conjunção inferior da secundária.

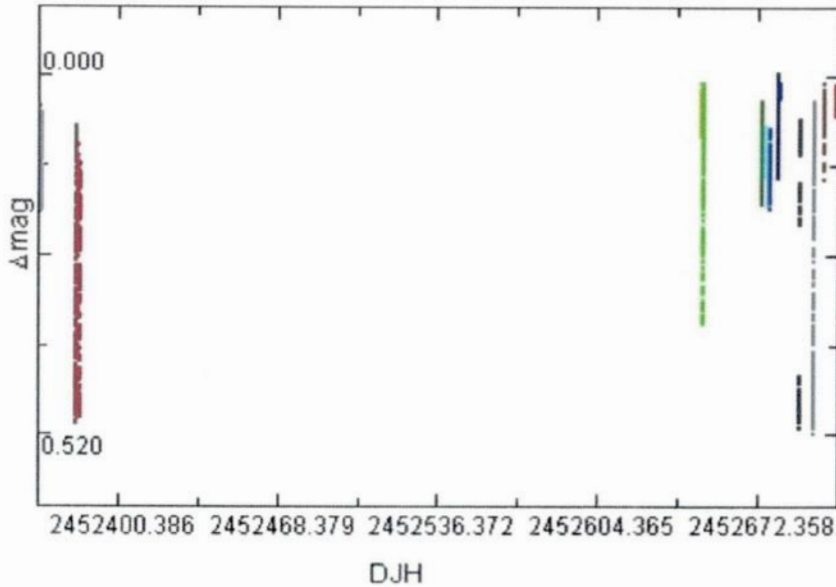


Figura 29. Curva de luz completa de GSC 7672:2238.

Os dados colocados em fase com o período dado pela efeméride podem ser observados na figura 30. As profundidades dos máximos principal e secundário são, respectivamente, 0,5 e 0,2 magnitude.

A quantidade de pontos e o comportamento da curva de luz, permitem a interpretação de que a modulação observada esteja relacionada com o movimento orbital de um sistema binário. Provavelmente o sistema tem um eclipse parcial de curto período, formado por estrelas com fluxos luminosos bastante diferentes, possivelmente do tipo Algol.

Além disso, a curva de luz expõe uma suave variação na região exterior aos eclipses, com brilho máximo nas fases próximas a 0,2 e 0,7, bem como a ocorrência do mínimo secundário na fase 0,5. Enquanto o último resultado indica que a órbita é circular, o primeiro denuncia uma deformação, por efeito de maré, de pelo menos uma das componentes (no caso a doadora).

A curva de luz também revela mudanças entre as fases 0,1 e 0,2, quando o brilho do sistema apresentou um sutil aumento de aproximadamente 0,06 magnitude. As cores cinza, marrom e vermelha representam, respectivamente as datas: 25 de fevereiro, 01 e 07 de março de 2003. O comportamento desse aumento sutil, pode ser explicado invocando-se o modelo canônico dos sistemas binários em interação. A estrela secundária evoluiu, transbordando o lóbulo de Roche, transferindo matéria para a primária. A zona de impacto produziria um aumento de brilho próximo da ocorrência do eclipse principal (fase 0,0) e um resultante espalhamento, melhor percebido em 07 de março de 2003 (vermelho).

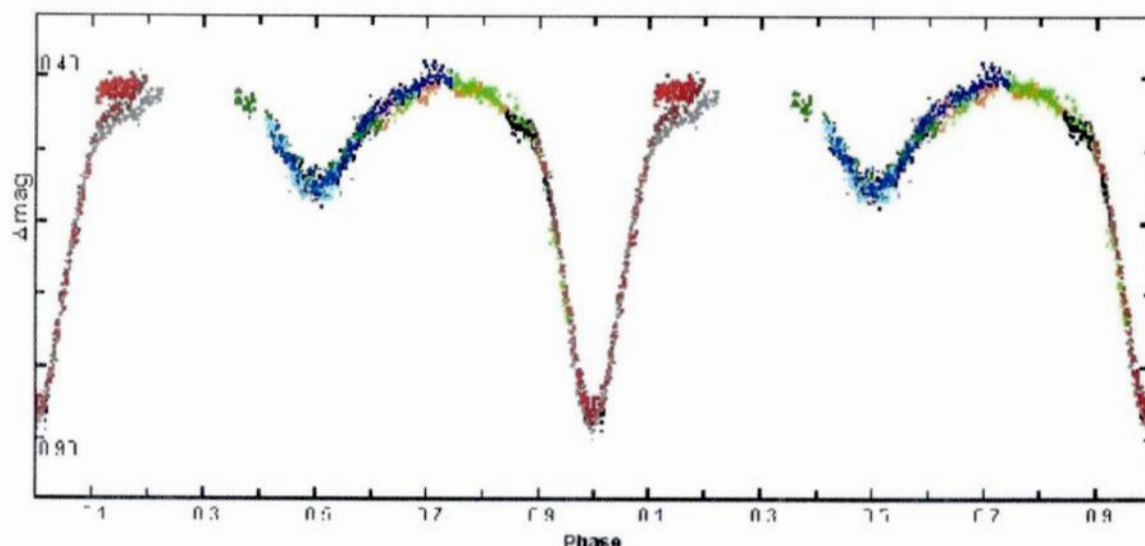


Figura 30. Curva de luz de GSC 7672:2238, em fase com o período de 0,97185 dia.

Aceitar esta possibilidade poderia, a princípio, criar um problema. Espera-se que após deixar o ponto L1, a matéria transferida atinja a estrela numa região cuja emissão resultante seja percebida nas fases imediatamente anteriores ao eclipse primário. Nesse momento a região sob impacto estaria numa posição privilegiada do ponto de vista do observador.

Por outro lado, é possível aceitar uma situação em que a matéria atinja a primária, ricocheteie uma ou mais vezes, dando uma volta ao redor da estrela, até que desabe. Tal queda poderia ocorrer numa região que corresponda à fase observada na curva de luz.

Outra possibilidade é a ocorrência de atividade magnética na secundária. Normalmente, nas estrelas do tipo Algol (à semelhança do que é observado nas do tipo RS CVn), a secundária possui alta velocidade, resultante do sincronismo imposto pelo efeito de maré.

A alta velocidade de rotação da secundária a torna um lugar propício para a ocorrência de atividade magnética (Umana et al. 1998, Gunn et al. 1999). De fato, uma das motivações por trás do estudo destes sistemas binários, é uma melhor compreensão da coroa estelar. Uma vez que não se espera encontrar atividade magnética em estrelas de tipos A-B (como as primárias da família da Algol, B8 no caso da própria β Perseu), já que são totalmente radiativas, quaisquer fontes de raios-X deverá ser oriunda da secundária, mais fria.

A estrela Algol, em particular, é uma das fontes mais intensas de raios-X, entre os sistemas binários já estudados, nessa região espectral, de forma que sua

secundária deve ser extremamente ativa. Os parâmetros para a matéria coronal ($T \cong 1,0 \times 10^7$ K e $\rho = 10^{-10}$ a 10^{-11} cm^{-3}) foram determinados a partir de espectros em raios-X, de alta resolução (obtidos com o satélite Chandra), combinados com as curvas de luz, também em raios-X (Ness et al. 2003).

Admitindo-se a hipótese de atividade relacionada com o campo magnético estelar, semelhante ao que é observado no Sol, o sistema então apresentou, nas observações feitas, uma longa duração (da ordem de 3 semanas), aumentando continuamente de intensidade.

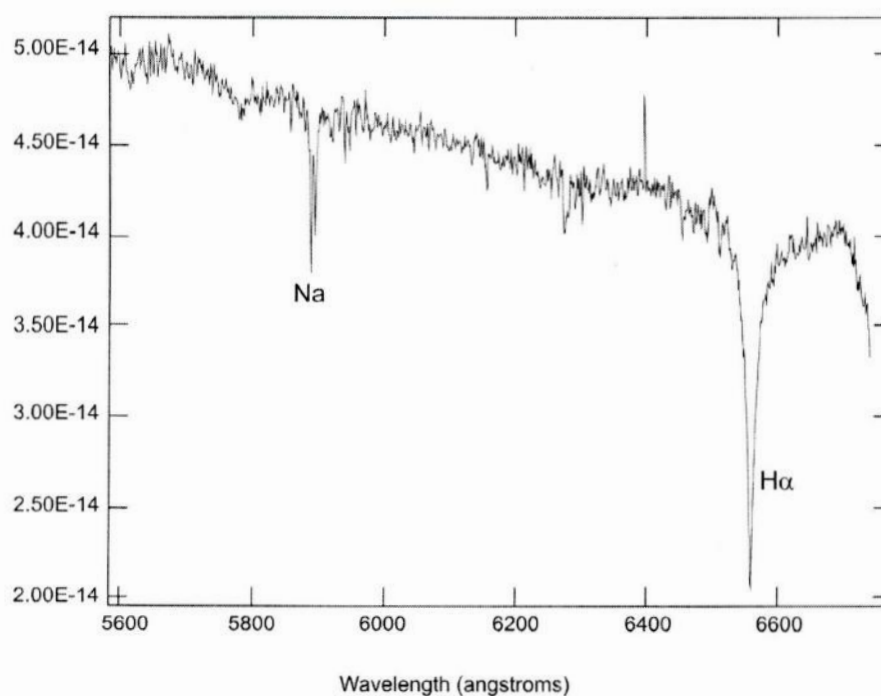


Figura 31. Espectro calibrado em fluxo e comprimento de onda da GSC 7672:2238.

Buscando uma melhor compreensão do sistema em questão, obteve-se um espectro em torno da linha H α na data de um dos eclipses principais. A observação foi feita em parte do tempo alocado ao Dr. Francisco Xavier, do ON, que gentilmente se colocou à disposição.

A figura 31 mostra o espectro da GSC 7672:2238, calibrado em comprimento de onda e fluxo, cobrindo a região de 5600 Å até 6700 Å. O espectro foi obtido em 17 de abril de 2003, às 22h UT, o que corresponde à fase orbital 0,9.

O espectro é típico de estrelas do tipo tardio. Destacam-se o duplete de sódio (5890 Å e 5896 Å) e a intensa linha H α em absorção (6563 Å).

A presença de linhas da série de balmer em emissão é tradicionalmente utilizada como indicador da presença de disco em sistemas binários com troca de matéria. Nesse caso, o espectro com a linha $H\alpha$ em absorção, que foi obtido para a estrela, denuncia a ausência de disco no momento da observação. Isso significa que se houver transferência de massa, esta deve se dar de forma esporádica ou, como se espera em sistemas de curtíssimo período, não gere um disco estável.

Em adição, tentou-se estimar o tipo espectral de uma das estrelas componentes. Como a observação espectroscópica foi feita próxima à fase 0,0, pode-se dizer que grande parte da luz que foi observada do sistema provém da estrela mais fraca (secundária). Com base em comparações com espectros de outras estrelas da família da Algol, foi sugerido que a secundária da GSC 7672:2238, possui um tipo espectral perto de F7.

7- Conclusões

Foi realizado um estudo fotométrico e espectroscópico com a estrela GSC 7672:2238, sobre a qual quase nada se sabia a respeito. Pode-se considerar o projeto bem sucedido, considerando-se as condições impostas pelo local de observação e o porte do telescópio: alcançou-se um erro médio, ao longo dos dois anos, de 0,009 mag, sendo que em algumas noites, foi possível atingir 0.005 mag.

Com o grande número de dados coletados nas observações, chegou-se a conclusão que se trata de um sistema binário eclipsante, provavelmente do tipo Algol. O cálculo do período orbital revelou ser de curtíssimo período ($P = 0,972$ dia). Os dados colocados em fase com o período mostram uma variação de 0,5 magnitude durante o eclipse principal e de 0,2 magnitude durante o eclipse secundário.

Pela análise do comportamento da curva de luz percebe-se uma variação de brilho em regiões fora dos eclipses, indicando uma deformação da estrela secundária, causada pelo efeito de maré. Como o mínimo secundário está na fase 0,5, a órbita do sistema é provavelmente circular. Durante as fases 0,1 e 0,2, o brilho apresenta uma variação de 0,06 magnitude ao longo de algumas semanas. O aumento pode ser causado pelo impacto de matéria transferida para estrela primária ou pela ocorrência de atividade magnética na secundária.

O espectro do sistema apresenta linha de $H\alpha$ em absorção, que denuncia a ausência de disco de gás permanente, como se espera de sistemas do tipo Algol, de curtíssimo período. Como a observação espectroscópica foi feita próxima à fase 0,0, a maior parte da luz observada, é da estrela mais fraca (secundária). Comparando-se o espectro obtido com o de outras estrelas do tipo Algol, pode-se sugerir que a estrela secundária do sistema, possui um tipo espectral próximo do F7.

A falta de uma quantidade maior de espectros do sistema dificultou uma melhor compreensão do mecanismo de transferência de matéria e uma classificação espectral mais apurada do sistema. O ideal seria obter o maior número possível de espectros, cobrindo todas as fases do período orbital, e se possível, fazer uma tomografia Doppler. Um resultado imediato seria a possibilidade de verificar se a matéria perdida da secundária se choca diretamente com a primária ou chega a formar algum disco transiente. No futuro se pretende coletar mais espectros desse sistema.

A enorme quantidade de dados fotométricos coletados da estrela foi uma grande vantagem do projeto, pois permitiu construir com detalhes a curva de luz do sistema. Essa vantagem só se concretizou graças a possibilidade de contar com bons aparelhos.

A desvantagem de se observar um céu sem condições ideais foi contornada utilizando a técnica de fotometria diferencial. A vantagem do CCD de poder registrar o fluxo da estrela variável, das estrelas de comparação e verificação, simultaneamente também colaborou, porque minimizou os efeitos da extinção atmosférica.

Para o futuro pretende-se observar fotometricamente, usando filtros, e espectroscopicamente a GSC 7672:2238. Isso permitiria uma melhor determinação dos parâmetros absolutos do sistema, podendo levar ao cálculo do tamanho, da massa e da distância das estrelas.

Referências bibliográficas

Artigos

- ANDERSEN, J. 1991, A&ARv, 3, 91.
- BACHMANN, P. J. e HERSHEY, J. L. 1975, AJ, 80, 836.
- BARGE, L. M. et al. 2003, AAS, 202, 0806.
- BONNELL, Ina A. 1994, MNRAS, 269, 837.
- BUDDING, Edwin. 1986, Ap&SS, 118, 241.
- COLEMAN, I. J., GRAY, N. e SIMMONS, J. F. L. 1998, A&AS, 131, 187.
- CRAWFORD, J. A. 1955, ApJ, 121, 71.
- DEMIRCAN, O. et al. 2003, IBVS, 5364, 1.
- DOBIAS, J. J. e PLAVEC, M. J. 1983, BAAS, 15, 915.
- EDDINGTON, A. S. 1917, Obs, 40, 290.
- FABIAN, A. C., PRINGLE, J. E. e REES, M. J. 1975, MNRAS, 172, 15.
- FITZPATRICK, E. L. et al. 2003, ApJ, 587, 685.
- GIURICIN, G., MARDIROSSIAN, F. e MEZZETTI, M. 1983, ApJS, 52, 35.
- GUNN, A. G. et al. 1999, MNRAS, 304, 611.
- HUANG, S. S. e STRUVE, O. 1956, AJ, 61, 300.
- IBEN, Icko Jr. e LIVIO, Mario. 1993, PASP, 105, 1373.
- JOY, A. H. 1942, PASP, 54, 35.
- KAITCHUCK, R. H. 1989, Space Sci. Rev., 50, 51.
- KAITCHUCK, R., HONEYCUTT, R. e SCHLEGEL, M. 1985, PASP, 97, 1178.
- KAITCHUCK, R. H. e HONEYCUTT, R. K. 1982, PASP, 94, 532.
- KOPAL, Zdenek. 1955, AnAp, 18, 379.
- KUIPER, G. P. 1941, ApJ, 93, 133.
- KWEE, K. K. e Van WOERDEN, H. 1956, BAN, 12, 327.
- LABEYRIE, A. et al. 1974, ApJ, 194, 147.
- LEBRETON, Y. 2000, ARAA, 38, 35.
- LESTRADE, J.-F. et al. 1999, A&A, 344, 1014.
- LUBOW, S. H. e SHU, F. H. 1975, ApJ, 198, 383.
- LYNCH, D. E. et al. 1996, AAS, 189, 7707.

MARSH, T. R., HORNE, Keith. 1988, MNRAS, 235, 269.
MORTON, Donald C. 1960, ApJ, 132, 146.
MUTEL, R. L. et al. 1998, ApJ, 507, 371.
NESS, J.-U. et al. 2003, ApJ, 594, 127.
NIEMELA, Virpi S. 2001, RMxAC, 11,23.
NOGAMI, D. et al. 2000, A&A, 364, 701.
PACZYNSKI, B. 1971, ARA&A, 9, 183.
PETERS, G. J. 1980, IAUS, 88, 287.
PETERS, G. J. e POLIDAN, R. S. 1997, AAS, 190, 4202.
PETERS, G. J. e POLIDAN, R. S. 1984, ApJ, 259, 702.
PLAVEC, M. J. 1983, JRASC, 77, 283.
PLAVEC, M. J. e DOBIAS, J. J. 1983, ApJ, 272, 206.
PLAVEC, M. e POLIDAN, R. S. 1976, IAUS, 73, 289.
PRINGLE, J. E. 1981, ARA&A, 19, 137.
RICHARDS, M. T. et al. 1995, ApJ, 438, 103.
RICHARDS, M. T. e ALBRIGHT, G. E. 1999, ApJS, 123, 537.
RICHARDS, M. T. e RATLIFF, M. A. 1998, ApJ, 493, 326.
RICHARDS, M. T., JONES, R. D. e SWAIN, M. A. 1996, ApJ, 459, 249.
RODRIGUEZ, E. et al. 2004, MNRAS, 347, 1317.
RODRIGUEZ, E. et al. 1998, A&A, 340, 196.
SALARIS, M. e GROENEWEGEN, T. 2002, A&A, 381, 440.
SHAKURA, N. I. e SUNYAEV, R. A. 1973, A&A, 24, 337.
SHAPLEY, Harlow. 1914, ApJ, 40, 4488.
SOYDUGAN, E. et al. 2003, AJ, 126, 1933.
STELZER, B. et al. 1999, A&A, 344, 154.
STETSON, Peter B. 1987, PASP, 99, 191.
SZEBEHELY, V. 1977, RMxAA, 3, 145.
TERRELL, Dirk. 2001, JAAVSO, V30.
TORRES, G. e MADER, J. A. et al. 2003, AJ, 125, 3237.
TORRES, G. et al. 1998, JA, 115, 2028.
TREFFERS, Richard R. e RICHMOND, Michael W. 1989, PASP, 101, 725.
UMANA, G., TRIGILIO, C. e CATALANO, S. 1998, A&A, 329, 1010.
VARRICATT, W. P., ASHOK, N. M. e CHANDRASEKHAR, T. 1998, AJ, 116, 1447.
VESPER, David, HONEYCUTT, Kent e HUNT, Thomas. 2001, ApJ, 121, 2736.

WHEALTLEY, Peter J. e WEST, Richard G. 2003, MNRAS, 345, 1009.

WILK, Stephen R. 1996, JAAVSO, V24.

WOOD, Frank B. 1950, ApJ, 112, 196.

WYSE, A. B. 1934, Lick Obs B, 464, 37.

ZINNECKER, Hans. 2001, IAU, 200.

ZINNECKER, Hans. 1989, epg, 113.

Livros

AITKEN, Robert G. – *The binary stars* – Dover Publications, INC. – New York, 1964.

CAMPBELL, L. e JACCHIA, L. – *The Story of Variable stars* – Londres – Editor Harlow Shapley e Bart J. Bok, 1949.

ECHEVARRÍA, Juan – *Estrelas Binarias Interactivas* — Fundo de Cultura Económica – México, 1987.

SCHWARZSCHILD, Martin – *Structure and Evolution of Stars* –, Dover Publications – New York, 1965.

SILVANO, Ghedini – *Software for photometric astronomy* – Willmann Bell, INC.

SILK, J. – *Fragmentation of clouds* – 1978.

PETIT, M.– *Variable Stars* – Copyright John Wiley & Sons Ltd., 1987.

The Evolution of Stars – Sky & telescope Library of Astronomy – Editores Thornton Page e Lou Williams Page, 1968.

The General History of Astronomy, Vol 4: Astrophysics and twentieth-century astronomy to 1950: Part A – Editor: Owen Gingerich. Cabridge University Press, 1984

Revistas

RICHARDS, M. T. *Mercury*, 2000, junho – agosto, 34.

Internet

Santa Bárbara Instrument Group (<http://www.sbig.com>).

MUNIDOS (<http://ian.cz/munipack>).

American Association of Variable Star Observers (<http://www.aavso.org>).

Grup d'Estudis Astronòmics (<http://www.astrogea.org/VARIABLE/variables.htm>).

Information Bulletin on Variable Stars (<http://www.konkoly.hu/IBVS/IBVS.html>).

General Catalogue of Variable Stars (www.sai.msu.su/groups/cluster/gcvs/gcvs).