

MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA  
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

Dissertação

**Fotometria e Espectroscopia de  
Nova Centauri 1995**

Submetida por

Rosymara de Almeida Rangel Regino

Orientada por

Dr. Francisco José Jablonski

Em cumprimento parcial aos requisitos exigidos para a obtenção do título de

Mestre em Ciência Espacial, Astrofísica

INPE

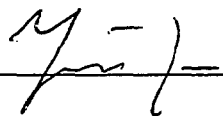
São José dos Campos, SP, Brasil

Março de 2000



Aprovada pela Banca Examinadora em cumprimento a requisito exigido para a obtenção do Título de Mestre em **Astrofísica.**

Dr. João Braga

  
\_\_\_\_\_  
Presidente

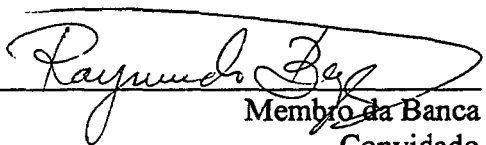
Dr. Francisco José Jablonski

  
\_\_\_\_\_  
Membro da Banca  
Orientador

Dr. Deonísio Cieslinski

  
\_\_\_\_\_  
Membro da Banca

Dr. Raymundo Baptista

  
\_\_\_\_\_  
Membro da Banca  
Convidado

Candidata: Rosymara de Almeida Rangel Regino

São José dos Campos, 24 de março de 2000.



Esta Dissertação eu dedico  
à minha filha Jéssica.



## AGRADECIMENTO

Agradeço à minha família , em especial à minha filha que soube compreender minhas ausências.

Ao Dr. Francisco Jablonski pela orientação e dedicação dada que tanto enriqueceram este trabalho. Ao Dr. Deonísio Cieslinski , Dr. Marildo Pereira e Dr. Flavio Elizalde por fornecerem parte dos dados fotométricos e espectroscópicos. Aos colegas Gabriel, Cássio, Carlos pelas discussões sempre construtivas. Às eficientes Ivone e Bianca pelo apoio administrativo. À Valéria e à Cláudia pelo suporte técnico.

À todos que de uma forma ou outra contribuíram para a realização deste trabalho. É um agradecimento especial ao colega e amigo Artur, nao só pelo apoio científico, mas principalmente pelo apoio moral que foi de grande valia durante a elaboração deste trabalho.





## RESUMO

Apresentamos neste trabalho um estudo fotométrico da Nova Centauri 1995 (N Cen 1995  $\equiv$  V888 Cen), realizado com base em material observacional coletado no Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA/CNPq). Logo após a erupção da nova, foram obtidos dados fotométricos em  $UBV(RI)_C$  com o FOTRAP/LNA. Estes dados, juntamente com as medidas publicadas nas circulares da *International Astronomical Union* e subsequente fotometria CCD permitem determinar a classe de velocidade da nova. A fotometria diferencial CCD realizada por nós em 1996-98, num total de 22 noites, permitiu investigar um aspecto de fundamental importância para a caracterização de qualquer binária e em particular de uma nova: o período orbital do sistema. A presença de uma modulação estável com amplitude pico a pico de 0.037 magnitudes nos dados fotométricos indica que o valor mais provável para o período orbital desse sistema é  $0.135991 \pm 4 \times 10^{-6}$  dias.

Embora os dados espectroscópicos coletado no LNA sejam bastante fragmentários, permitem discutir aspectos importantes relacionados com a posição deste objeto e nuvens escuras no plano galáctico, e nos oferecem a oportunidade de comparar as assinaturas espectroscópicas com algumas fases específicas na evolução da nova.

A dissertação tem a seguinte organização: na introdução, resume-se as características das novas: o que são, como são classificadas e quais os problemas astrofísicos mais relevantes associados a elas; em seguida, descreve-se as observações realizadas e os métodos de redução dos dados. Na terceira parte, é realizada uma análise dos dados, separando os aspectos relativos à curva de luz da erupção daqueles relacionados com a procura do período orbital do sistema. São discutidos ainda os dados espectroscópicos nessa parte. Para finalizar, discute-se como o trabalho realizado se insere no contexto global do estudo de novas e qual é o seu significado.



## ABSTRACT

We present a photometric study on Nova Centauri 1995 (N Cen 1995  $\equiv$  V888 Cen), based on observational material collected at the Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA/CNPq). Soon after its discovery, N Cen 1995 was observed with the UBV(RI)<sub>C</sub> photoelectric photometer at LNA. Those data, together with measurements from the circulars of the *International Astronomical Union* and subsequent CCD photometry permit a sound determination of the velocity class of the nova. CCD differential photometry carried out in 22 nights during 1996-98 allows us to investigate a parameter of fundamental importance for any binary system, but particularly important for novae: the orbital period. The presence of a stable photometric modulation in the light curves, with a peak-to-peak amplitude of 0.037 magnitudes in the V filter, indicates the most probable value for the orbital period in N Cen 1995 to be  $0.135991 \pm 4 \times 10^{-6}$  days.

Even though being sparse, the spectroscopic data collected at LNA are useful to discuss a few important details for the characterization of this object, such as its position relative to absorbing clouds in the galactic plane as well as to discuss the spectroscopic signatures at specific phases of the development of the nova.

The dissertation is organized as follows: in the Introduction, we review the characteristics of novae; what they look like, how they are classified and what kind of astrophysical problems are relevant in their context. In chapter two we describe the observations of N Cen 1995 and the tools for reduction of the data. In chapter three we analyse the data, separating the aspects related to the eruption light curve from those related to the search for the orbital period. In the same chapter we also describe the spectroscopic observations available. In the last chapter we discuss the results in the context of our present knowledge about novae.



## SUMÁRIO

	Pág.
<b>LISTA DE FIGURAS</b> .....	<b>viii</b>
<b>LISTA DE TABELAS</b> .....	<b>x</b>
<b>CAPÍTULO 1 Novas</b> .....	<b>11</b>
1.1 Modelo Básico .....	11
1.2 Classificação .....	13
1.3 Distribuição espacial .....	16
1.4 Períodos orbitais .....	17
1.5 Questões atuais sobre novas .....	21
<b>CAPÍTULO 2 Observações e redução dos dados</b> .....	<b>24</b>
2.1 Fotometria $UBV(RI)_C$ com o FOTRAP .....	25
2.2 Fotometria CCD .....	28
2.2.1 Escolha da abertura de extração .....	31
2.2.2 Contaminação por um objeto de campo .....	32
<b>CAPÍTULO 3 Análise dos resultados</b> .....	<b>36</b>
3.1 Método PDM - Minimização da Dispersão em Fase .....	37
3.2 Método DFT - Transformada Discreta de Fourier .....	38

3.3	Método CLEAN . . . . .	41
3.4	Fotometria . . . . .	43
3.4.1	A curva de luz da erupção . . . . .	43
3.4.2	Procura do período orbital . . . . .	44
3.4.3	O avermelhamento interestelar no campo da N Cen 1995 . . . . .	50
3.5	Espectroscopia . . . . .	52
3.5.1	Dados Espectroscópicos para N Cen 1995 . . . . .	54
<b>CAPÍTULO 4 Conclusão . . . . .</b>		<b>64</b>

## LISTA DE FIGURAS

		Pág.
1.1	Curva de luz esquemática adaptada de Hack & la Dous (1993) . . . .	14
1.2	Distribuição galáctica das novas clássicas, Bode e Evans (1989) . . .	16
1.3	Histograma da distribuição dos períodos orbitais para as novas e demais variáveis cataclísmicas. Os dados mostrados com linha contínua foram obtidos de Warner (1995) e os dados em cinza a partir da Tabela 1.2. . . . .	18
2.1	Imagem do campo da N Cen 1995 com 3.5' × 2.5'. . . . .	24
2.2	Curva de luz de alguns objetos da Fig. 2.1 para a noite de 08 de Junho 1997 . . . . .	30
2.3	O perfil do par ótico contendo a N Cen 1995. . . . .	33
2.4	Imagem do campo da N Cen 1995 após o processo de subtração. . . .	34
2.5	Perfil estelar de uma imagem da nova após o processo de subtração da companheira ótica. . . . .	34
2.6	Curvas de luz obtidas pelo ajuste de PSF para a N Cen 1995 (círculos abertos) e companheira ótica (círculos fechados) . A tendência ao enfraquecimento mostrada pela última estar relacionada com a deterioração da qualidade da imagem ao longo da monitoria, com <i>seeing</i> aumentando quase de um fator 2 do início para o final. A curva intermediária mostra que a fotometria diferencial de objetos isolados não é afetada. . . . .	35
3.1	Curva de luz da erupção da N Cen 1995 . . . . .	43

3.2	Curva de luz de N Cen 1995 obtida em 07/05/96 mostrando uma proeminente modulação fotométrica . . . . .	46
3.3	Curva de luz de N Cen 1995 para seis noites consecutivas em julho de 1997 . . . . .	47
3.4	Espectro de Potência para as seis noites consecutivas de 1997 . . . . .	48
3.5	Diagrama de fase para o melhor candidato ao período orbital de N Cen 1995 . . . . .	49
3.6	Campo da N Cen 1995 no filtro J . . . . .	51
3.7	Imagem do Saco de Carvão, com a borda definida a partir de medidas na banda $R$ (Nyman, Bronfman e Thaddeus (1989)). . . . .	51
3.8	O desenvolvimento espectral de N Cen 1995 . . . . .	57
3.9	Espectro coletado com o espectrógrafo Coudé em 17 Março de 1995 .	58
3.10	Detalhe do espectro de 05 Junho de 1995 . . . . .	59



## LISTA DE TABELAS

	<b>Pág.</b>
1.1	Classes de velocidade (Warner 1995) . . . . . 14
1.2	Novas clássicas com o período orbital conhecido (Diaz & Bruch 1997) 20
2.1	Magnitude e cores a partir de medidas do FOTRAP . . . . . 26
2.2	Magnitude e cores - continuação . . . . . 27
2.3	Resumo das condições observacionais . . . . . 29
2.4	Estrelas de comparação na fotometria diferencial . . . . . 30
3.1	Modulações fotométricas em N Cen 1995. . . . . 47
3.2	O esquema de classificação de Williams (1992) dividindo as novas em objetos de “FeII” ou “He/N”. . . . . 55
3.3	Resumo da espectroscopia. . . . . 56
3.4	Identificação das linhas de emissão. . . . . 63



# CAPÍTULO 1

## Novas

### 1.1 Modelo Básico

O aspecto mais notável e distintivo das novas, em termos de propriedades observacionais, é a amplitude da erupção - tão grande que o objeto parece surgir do nada para ser uma nova estrela - daí a razão histórica para o nome. A compilação de Diaz & Bruch (1997) mostra que N Pup 1942  $\equiv$  CP Pup (Tabela 1.2) aumentou de brilho mais de 16 magnitudes na erupção! Já no começo deste século se descobriu que a luminosidade no máximo da erupção é muito alta. Tanto o estudo de Lundmark (1922) sobre novas galácticas quanto o de Hubble (1929) sobre as novas em M31 mostram que estes objetos deveriam ter magnitude absoluta por volta de  $-7$ . Uma explicação plausível para o mecanismo que gera a fantástica quantidade de energia liberada em uma erupção ( $10^{45} - 10^{46}$  erg) só foi desenvolvida bem mais recentemente. Schatzman (1951) propôs que uma nova é essencialmente uma bomba de Hidrogênio em grande escala e que uma onda de choque se propagando nas partes mais externas de uma anã branca é responsável pela ejeção de material. Esse modelo ainda é válido nos dias de hoje, naturalmente, com muito mais elaboração. Com a descoberta de que a nova DQ Her é uma binária (Walker, 1954) começou-se a cogitar de que a binaridade é uma condição necessária para o fenômeno “Nova”. Warner (1995) atribui a idéia de que novas são o resultado de detonações termonucleares sobre anãs brancas em variáveis cataclísmicas a Kraft (1962), embora ressalte que no mesmo trabalho aquele autor considera a hipótese questionável.

O ingrediente básico para que uma nova ocorra é que Hidrogênio seja acumulado de forma gradual sobre uma anã branca, formando uma camada de material que eventualmente atinge condições de temperatura e pressão tais que reações nucleares são possíveis. É imediato então compreender porque as novas ocorrem em sistemas binários do tipo variáveis cataclísmicas. Nelas (Warner 1995 é o texto mais recente

para uma revisão), uma anã branca e uma estrela na sequência principal inferior, ou ligeiramente acima dela, formam uma binária cerrada com transferência de material via extravasamento pelo lobo de Roche da estrela de menor massa.

Um ingrediente físico importante no processo de detonação termonuclear de uma nova está contido na equação de estado para a matéria degenerada,  $P \propto \rho^\gamma$ , que é independente da temperatura. Se as densidades e temperaturas na camada de Hidrogênio acumulada são tais que as reações nucleares ocorrem ou estão prestes a ocorrer, então um pequeno aumento na temperatura leva a um aumento enorme na quantidade de energia gerada, mas não na pressão. O processo desanda, com crescimento exponencial, e só termina quando a expansão da região fizer a pressão diminuir. A pressão na base do envelope pode ser estimada usando valores médios para a força gravitacional e área na região de interesse:

$$P_b = \frac{GM_1 M_{env}}{R_1^2} \frac{1}{4\pi R_1^2} \quad (1.1)$$

onde  $M_{env}$  é a massa do envelope e  $M_1$  e  $R_1$  são respectivamente a massa e o raio da anã branca. Fujimoto (1982a, b) e MacDonald (1983) mostraram que a taxa de expansão da camada em questão depende principalmente de  $P_b$ : se  $P_b \geq 1.10^{20}$  dyn/cm<sup>2</sup> (pressão crítica,  $P_b(crit)$ , para a abundância de CNO como no Sol), então a expansão atinge a velocidade de escape e parte da camada envoltória é expelida. Pode-se estimar a massa necessária na camada acumulada para que  $P_b(crit)$  seja atingida, a partir de uma expressão para a relação massa  $\times$  raio de anãs brancas como em Nauenberg (1972) e da Eq.(1.1). Obtém-se  $M_{env} = 4.7 \times 10^{-3} M_\odot$  para  $M_1 = 0.6 M_\odot$ , e  $M_{env} = 3.1 \times 10^{-5} M_\odot$  para  $M_1 = 1.3 M_\odot$ . Com isso, o tempo de recorrência de uma nova deve ser:

$$T_R = \frac{M_{env}(crit)}{dM_1/dt} \quad (1.2)$$

onde a taxa de captura de matéria pela anã branca,  $dM_1/dt$ , deve ser entendida como uma média no tempo. Para  $dM_1/dt \approx 10^{-9} M_\odot/\text{ano}$ , a Eq.(1.2) fornece tempos de recorrência da ordem de  $10^4 - 10^6$  anos. Um tema atual e interessante

no estudo das novas é o cenário de hibernação (Shara et al. 1986). Segundo esse cenário o aquecimento da estrela secundária após a erupção faz com que a taxa de transferência de matéria aumente muito. A proposta atual (Kovetz, Prialnik e Shara 1988) advoga que, depois que a anã branca resfria (numa escala de tempo de cerca de 100 anos) a estrela secundária reajusta sua estrutura e descola-se do lobo de Roche e a transferência de matéria cessa (hibernação). Os mecanismos de remoção de momento angular (freamento magnético e emissão de radiação gravitacional) pouco a pouco fazem a separação orbital diminuir e o objeto passa de uma fase de baixa taxa de transferência de matéria (como as novas anãs) para uma fase com taxas mais elevadas (sistemas nova-like). Por essa razão, diz-se que as novas “hibernariam” durante longos intervalos de tempo entre erupções. Naturalmente que o resultado da Eq.(1.2) pode permanecer inalterado se os intervalos de baixas taxas de transferência de matéria forem compensados por intervalos mais curtos, onde essa taxa é alta.

## 1.2 Classificação

É possível classificar as novas segundo as características da erupção. Dessa forma, temos:

**Novas clássicas (NC):** caracterizam-se por ter apenas uma erupção observada. A amplitude da erupção é de 6 - 19 magnitudes e a energia total liberada é da ordem de  $10^{46}$  erg. O aumento de brilho é rápido, com a taxa de decaimento fortemente correlacionada com a amplitude da erupção. É comum utilizar-se essa taxa para caracterizar uma nova clássica logo que é descoberta. A Tabela 1.1, extraída de Warner (1995), mostra um esquema de classificação segundo o intervalo de tempo  $t_2$  para que o brilho caia 2 magnitudes a partir do máximo.

A Figura 1.1 (McLaughlin 1960) mostra de maneira esquemática as principais fases da curva de luz de uma nova; pré-nova, de erupção e de declínio em uma escala de tempo média, em função de  $t_2$ . São poucas as informações sobre o estágio de

Tab. 1.1 - Classes de velocidade (Warner 1995)

Classe de velocidade	$t_2$ (dias)	$dm_v/dt$ (mag/dia)
Muito rápida	< 10	> 0.20
Rápida	11-25	0.18-0.08
Moderadamente rápida	26-80	0.07-0.025
Lenta	81-150	0.024-0.013
Muito lenta	151-250	0.013-0.008

pré-nova, pois as novas clássicas possuem apenas uma erupção observada e portanto esse estágio é raramente detectado. Os poucos dados sobre o aumento de brilho inicial indicam que no caso das novas lentas, onde este estágio dura em torno de 2 a 3 dias, pode atingir até duas magnitudes abaixo do brilho máximo. Em algumas novas pode ocorrer uma pausa entre o aumento inicial e a erupção, que pode durar horas no caso da novas rápidas, ou dias para as lentas. Atingindo o brilho máximo (no visível), as novas rápidas mantêm-se assim por 1 ou 2 dias e as mais lentas por até várias semanas.

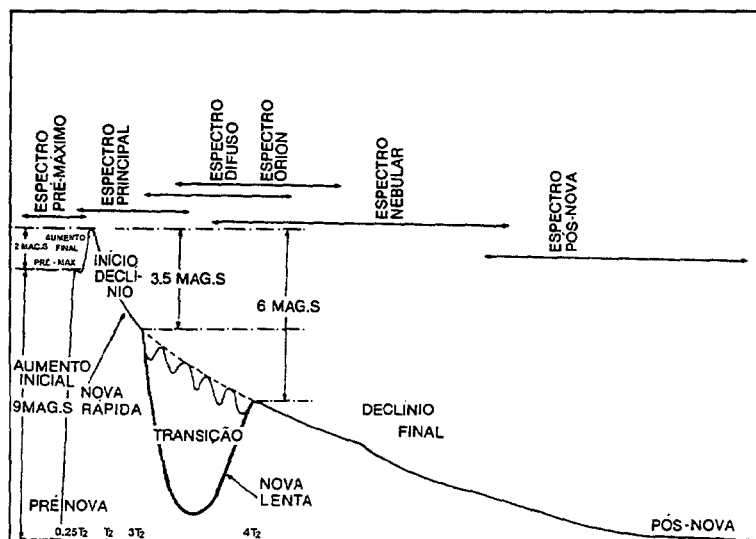


Fig. 1.1 - Curva de luz esquemática adaptada de Hack & la Dous (1993)

A queda do brilho após o máximo em geral mostra o mesmo comportamento para

todas as novas, com exceção das novas lentas, onde a curva de luz irregular mostra variações em escalas de tempo de 1-20 dias com amplitudes acima de 2 magnitudes. Na faixa de 3-4 magnitudes abaixo do máximo, como mostra a Figura 1.1, as novas lentas apresentam comportamentos bem diversificados. Nesta fase de transição, as lentas podem apresentar oscilações quase periódicas ou mesmo um declínio acentuado seguido por um aumento, retornando a uma configuração linear e decrescente. O declínio final ocorre suavemente, com pequenas variações no brilho. As diferentes fases identificadas na curva de erupção de N Cen 1995 são discutidas no capítulo de análise dos resultados.

**Novas recorrentes (NRs):** são novas com mais de uma erupção registrada. Num panorama mais geral, podemos resumir as características das NRs da seguinte forma:

- A amplitude da erupção é cerca de 1/10 da amplitude das novas clássicas. Isso se deve ao fato de terem uma estrela evoluída como companheira já que na fase de quiescência a sua presença será intensificada.
- O intervalo entre erupções é da ordem de décadas. Isso ocorre porque as anãs brancas têm suas massas próximas ao limite de Chandrasekhar no qual requer um envelope de menor massa para ignição. A alta taxa de acreção de massa também contribui no tempo de recorrência.

Existem apenas três NR com períodos orbitais conhecidos: T Pyx (2.37 h, Schaefer 1990), U Sco (1.23 dias, Schaefer 1990) e V394 CrA (0.75 dias, Schaefer 1990) sendo que duas destas tem uma companheira evoluída. T Pyx tem características que a tornam parecida com as NC. A energia liberada na erupção, por exemplo, é  $10^{45}$  erg, comparável ao que ocorre para uma nova normal, e o período orbital é o mais curto para essa categoria de objetos. O intervalo de recorrência é de apenas 19 anos.

**Novae-like (NL):** estes sistemas são parecidos em propriedades observacionais com as novas clássicas depois da erupção, mas nunca tiveram uma erupção registrada. A taxa de acreção é significativamente mais alta que nas novas anãs.

**Novas anãs (NA):** embora tenham em comum com as novas o mesmo tipo de estrutura básica (são variáveis cataclísmicas como aquelas) as erupções que apresentam são causadas por mecanismos físicos completamente distintos, como as instabilidades no disco de acreção. As erupções são muito menos energéticas e o intervalo de recorrência vai de dias a centenas de dias.

### 1.3 Distribuição espacial

As novas ocorrem preferencialmente no plano galáctico com concentração também no bojo da Galáxia. Duerbeck (1990) sugere a existência de duas populações de novas na Galáxia, a população do disco contendo a maioria das novas rápidas, com escala de altura  $z_0 = 100$  pc, e a população do bojo, com  $z_0 > 200$  pc, contendo a maioria das novas mais lentas. As tendências na distribuição espacial devem no entanto ser tratadas com cuidado pois devido às grandes distâncias envolvidas e à concentração em baixas latitudes galácticas, as novas apresentam considerável avermelhamento. Uma evidência de que a distribuição galáctica das novas pode estar substancialmente afetada por efeitos de seleção é o estudo das novas em M31 (Tomaney et al., 1992). O autor conclui que naquela galáxia, a taxa de ocorrência de novas no bojo é maior do que no disco.

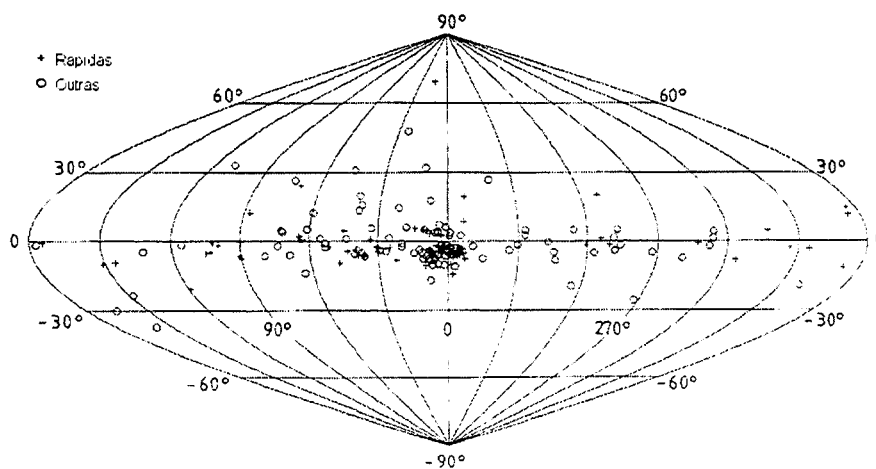


Fig. 1.2 - Distribuição galáctica das novas clássicas, Bode e Evans (1989)



A Figura 1.2 mostra a distribuição das novas na nossa galáxia. Pode-se notar a concentração em torno do centro e do plano galáctico. Pode-se ver também o efeito da absorção interestelar em latitudes galácticas próximas de zero.

O estudo da demografia e distribuição espacial das novas é particularmente relevante para observatórios no hemisfério Sul. No caso do Observatório do Pico dos Dias/Laboratório Nacional de Astrofísica (OPD/LNA), a melhor época para observações (inverno) coincide com a época em que a região em torno do centro galáctico é observável por mais tempo. Para programas que venham a ser realizados com telescópios como o *Southern Observatory for Astrophysical Research* (SOAR), temos também a possibilidade de estudar objetos mais fracos, em campos ricamente populados aproveitando ainda o fato de que a extinção interestelar é menor no infravermelho próximo. Com o mesmo instrumento, poderemos realizar estudos em amostras limitadas por fluxo da população de novas nas Nuvens de Magalhães.

#### 1.4 Períodos orbitais

O período orbital é uma informação fundamental tanto para a taxonomia quanto para o entendimento da estrutura e estado evolutivo de qualquer sistema binário. Para as novas, existe outra forte razão para que a determinação de períodos orbitais de novos sistemas seja preciosa: ela é mostrada na Figura 1.3.

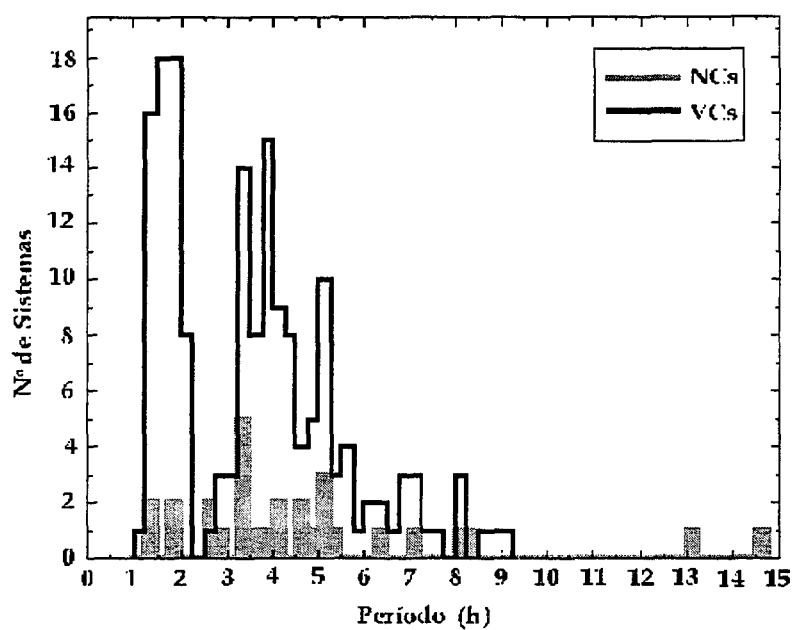


Fig. 1.3 - Histograma da distribuição dos períodos orbitais para as novas e demais variáveis cataclísmicas. Os dados mostrados com linha contínua foram obtidos de Warner (1995) e os dados em cinza a partir da Tabela 1.2.

Essa figura mostra um histograma muito conhecido para quem estuda variáveis cataclísmicas. É a *distribuição de períodos orbitais*. Para as variáveis cataclísmicas como um todo, ela apresenta um caráter bimodal, com a presença conspícua de sistemas com  $P_{orb} < 2$  horas e sistemas com  $P_{orb} > 3$  horas. A lacuna no histograma é conhecida em Inglês como “period gap”. Para as novas clássicas, no entanto, a evidência da existência da lacuna é muito mais fraca. A explicação teórica para a existência da lacuna na distribuição de períodos é descrita em Patterson (1984) e não é completamente sem controvérsias (Clemens et al. 1998).

Quantitativamente, utilizando como amostras os períodos orbitais da versão de 1998 do catálogo de variáveis cataclísmicas e objetos correlatos (Ritter, 1998), mais os dados da Tabela 1.2, verificamos da aplicação de um teste K-S que a probabilidade de as duas distribuições serem idênticas é de apenas 0.97%. Se retirarmos as novas da Tabela 1.2 da amostra de Ritter, essa probabilidade cai para 0.30%. Esses números são consistentes com a análise de Diaz & Bruch (1997) que calculam ser apenas 1.1% a probabilidade de 3 sistemas da Tabela 1.2 se localizarem dentro da “lacuna de períodos” caso a distribuição progenitora seja a mesma das variáveis cataclísmicas em geral. No entanto, é imperativo aumentar significativamente o número de determinações de períodos orbitais de novas para lançar luz sobre essa intrigante questão. Sob este aspecto, o advento da era SOAR na astronomia brasileira permitirá investigar de maneira sistemática a questão, através da determinação de períodos orbitais de sistemas que são muito fracos ou acham-se em campos muito ricos. Nas Nuvens de Magalhães, por exemplo, o SOAR poderá determinar períodos orbitais para objetos com  $V \sim 24$ , 6 magnitudes abaixo do máximo da erupção, e como veremos adiante, numa fase em que as novas claramente mostram modulações que podem estar associadas às variações de aspecto ou de iluminação ao longo da fase orbital.

Tab. 1.2 - Novas clássicas com o período orbital conhecido (Diaz & Bruch 1997)

Sistema	Ano da erupção	$P_{orb}$ (h)	$t_2$ (dias)	$t_3$ (dias)	$\Delta m$ (mag)	$V_{min}$ (mag)	E(B - V) (mag)	Método de detecção <sup>1</sup>
GQ Mus	1983	1.42476	18	45	> 14	17.5	0.45	OM/RV
CP Pup	1942	1.4676	5	8	> 16	15.0	0.25	OM
RW UMi	1956	1.944		140	15	18.7		OM
V 1974 Cyg	1992	1.9488						OM
V Per	1887	2.57088			14.5	18.5		E
QU Vul	1984	2.68224	27	40	13.4	19	0.3	E
V2214 Oph	1988	2.82036	60	100	12.5	17		OM
V603 Aql	1918	3.312	3.5	8	13.1	11.7	0.08	RV
V1668 Cyg	1978	3.3216	12	23	13.3	20	0.36	E
V1500 Cyg	1975	3.35064	2	3.6	14	17.1	0.43	OM/RV
V909 Sgr	1941	3.36	3.8	7	13.2	20		E
RR Pic	1925	3.48072	80	150	10.9	12.2	0.02	OM/RV
WY Sge	1783	3.687216			13.5	20.7 <sup>2</sup>	0.45	E
V4007 Sgr	1982	3.84	20	100	14	21		OM
DO Aql	1925	4.026288	450	900	7.8	16.5		OM/E
V849 Oph	1919	4.14612	88	175	9.8	17		E
DQ Her	1934	4.64688	67	94	13.2	14.5	0.08	E/RV
CT Ser	1948	4.68	100	> 100	> 11	16.6		RV
T Aur	1891	4.90512	80	100	11	14.9	0.39	E/RV
V533 Her	1963	5.0352	26	44	12	15.6	0.03	OM
PW Vul	1984	5.1288		97	10.6	17		OM
HR Del	1967	5.14008	152	230	8.5	12.1	0.15	RV
V705 Cas	1993	5.472						OM
U Leo	1855	6.4176				17.3		OM
V838 Her	1991	7.14384	1.5	4	15.6	18		E
BT Mon	1939	8.0112	140	190	11.8	15.3		E
V368 Aql	1936	8.16	15	42	11.7	18		E/OM
QZ Aur	1964	8.58	< 17	26	13	18		E
DI Lac	1910	13.05048	20	43	10.3	14.5	0.41	RV
V841 Oph	1848	14.5008	56	130	11.5	13.4	0.39	RV
GK Per	1982	47.9232	6	13	12.7	13.0	0.29	RV

<sup>1</sup>E = eclipse; OM = modulação orbital; RV = velocidade radial, <sup>2</sup>magnitude B.

$t_2$  = tempo que a nova leva para decair duas magnitudes a partir do brilho máximo

$t_3$  = tempo que a nova leva para decair três magnitudes a partir do brilho máximo

## 1.5 Questões atuais sobre novas

As erupções de novas estão entre os poucos eventos astronômicos que evoluem ao longo de uma escala de tempo tal que podem ser estudadas por completo, incluindo todas as fases de desenvolvimento. A evolução da maior parte dos outros fenômenos requer o estudo de muitos objetos, cada qual em uma fase distinta de desenvolvimento, e a partir daí, a evolução de um objeto individual é idealizada. Assim, as novas oferecem a oportunidade de se observar diretamente processos que de outro modo poderiam ser mal compreendidos, como por exemplo, a evolução das reações nucleares na superfície da anã branca ou a formação de poeira no envelope ejetado. Relativamente poucas novas foram seguidas ao longo de um grande intervalo de tempo depois da erupção, em primeiro lugar pela imprevisibilidade do próprio evento explosivo, e em segundo, pela necessidade de se seguir sistematicamente o objeto durante vários anos. Assim, embora os aspectos fundamentais da ionização do material ejetado sejam compreendidos, existem poucos estudos nos quais as condições físicas detalhadas tenham sido calculadas em diferentes estágios do desenvolvimento. Uma tarefa importante para a astronomia do século XXI será comparar observações sistemáticas de objetos bem estudados com os resultados de modelos que incluam ferramentas como os códigos de fotoionização do tipo “CLOUDY” (Ferland et al. 1998). O acesso observacional crescente à região do infravermelho próximo será importante para tornar mais restrito o cotejo entre modelos teóricos e observações. A situação ideal seria aquela em que tivéssemos um modelo autoconsistente que incluísse a ionização e a dinâmica ao longo do desenvolvimento da erupção.

Existem outras questões mais específicas em aberto sobre as novas, algumas das quais apontamos a seguir.

Entre as questões mais fáceis de serem atacadas com recursos observacionais bastante modestos (isto é, telescópios de pequeno porte) está a distribuição de períodos orbitais das novas, em comparação com as demais variáveis cataclísmicas, já comentada anteriormente. A prioridade aqui é estabelecer a realidade ou não da diferença

entre as distribuições e neste contexto se insere uma das contribuições do presente trabalho. O conhecimento de  $P_{orb}$  logo após a erupção pode ter uma utilidade adicional: no caso de V1500 Cyg onde a anã branca possui um campo magnético  $\sim 2.5 \times 10^7$  G (portanto uma variável cataclísmica do tipo polar com sincronismo entre as estrelas componentes), Schmidt e Stockman (1991) observaram um *alongamento* do período orbital alguns anos após a erupção, indicando que o sistema, dessincronizado no evento explosivo, retornará ao sincronismo numa escala de tempo de séculos, muito antes da próxima erupção. Se houver alguma correlação entre a perturbação que a órbita da binária sofre e a natureza da detonação, por exemplo, através da transferência de momento linear na explosão para momento angular do sistema, então seria de se esperar que sistemas com forte campo magnético, como V1500 Cyg, fossem os mais afetados. Este ponto obviamente está aberto à investigação, pois não se conhece a história da evolução do período orbital de nenhuma outra nova após a erupção.

Um tema bastante discutido na literatura diz respeito ao fenômeno “novas de Neônio”. A presença de linhas de emissão proibidas extremamente intensas de Ne, no UV ([NeIII] $\lambda$  1815, [NeIV] $\lambda$  1602 e [NeV] $\lambda$  1575, 2976), ótico ([NeIII] $\lambda$  3869, 3968 e [NeV] $\lambda$  3426) e no IR ([NeV] $\lambda$  12.8 $\mu$ m), no espectro nebuloso de algumas novas caracteriza esses objetos, e não é compreendido no momento. Essas novas desenvolvem-se como rápidas ou muito rápidas (com exceção de V2214 Oph) e em alguns casos (por exemplo, V1500 Cyg) são intrinsecamente mais brilhantes (de cerca de 1 magnitude) que o resto das novas. Entre as cinco novas suspeitas de conterem uma primária com forte campo magnético, V1500 Cyg, V2214 Oph e CP Pup são novas de Neônio. Uma vez que elementos de massa intermediária não podem ser produzidos às temperaturas em que ocorrem as reações nucleares de anãs brancas de CO, Starrfield (1992) sugere que o fenômeno “nova de Neônio” esteja relacionado com a emissão de material que foi levado das proximidades do núcleo para a superfície de uma anã branca de ONeMg relativamente massiva. Os detalhes desse cenário, no entanto, não foram ainda bem explorados.

A natureza do mecanismo que produz flutuações quase-periódicas de grande amplitude na curva da erupção (ver Figura 1.1) de algumas novas rápidas também é pouco clara e nunca foi investigada em detalhe. Objetos como V603 Aql, GK Per e DK Lac apresentaram oscilações com escalas de tempo de 12, 5 e 25 dias, respectivamente. Sparks et al. (1976) atribuem as oscilações ao envelope quase-hidrostático da primária, cujo raio excede a separação das estrelas componentes, provocando períodos de pulsação da ordem de dias. Claramente este é um problema que requer cobertura fotométrica e espectroscópica detalhada para ser resolvido, mas não necessita de telescópios de grande porte.

A proposta de evolução cíclica, que é consistente com o cenário de hibernação discutido na seção 1.1 poderia ser explorada com testes observacionais específicos, como monitoramento de objetos que já sofreram erupção, utilizando-se telescópios como o SOAR e Gemini, uma vez que estes instrumentos terão sensibilidade e resolução espacial para estudar em boas condições observacionais objetos muito fracos ou em campos ricos. O modelo de evolução cíclica advoga que as novas anãs podem tornar-se novas clássicas e vice-versa (Vogt, 1982). A questão sobre se todas as novas anãs com  $P_{orb} \geq 3$  horas são novas clássicas que atualmente estão entrando ou deixando a fase de hibernação, continua em aberto. .

## CAPÍTULO 2

### Observações e redução dos dados

A Nova Centauri 1995 foi descoberta em 23 de fevereiro (Liller et al. 1995) e confirmada em 24 de fevereiro, em  $\alpha = 13^h02^m32^s.07$ , e  $\delta = -60^\circ11'39.8''$  (2000.0), com magnitude  $V \simeq 7.2$  às 23.31 UT. Liller e colaboradores também obtiveram uma medida de  $V \sim 12$  em 27 de janeiro, antes do máximo da erupção. O estudo que realizamos sobre este objeto tem base em dados de três fontes: as circulares da IAU, como a que relatou a descoberta do objeto, a fotometria fotoelétrica realizada com o FOTRAP/LNA e imagens CCD sobre as quais realizamos fotometria diferencial. As seções a seguir detalham melhor as características das observações realizadas no LNA. Foram obtidos também alguns dados espectroscópicos que serão discutidos no próximo capítulo. Para fins de ilustração, mostramos na Figura 2.1 uma imagem CCD do campo da nova obtida em 25 de Julho de 1997. O objeto é indicado com um "V". São indicadas também as estrelas usadas como comparação na fotometria diferencial CCD, discutida mais adiante.

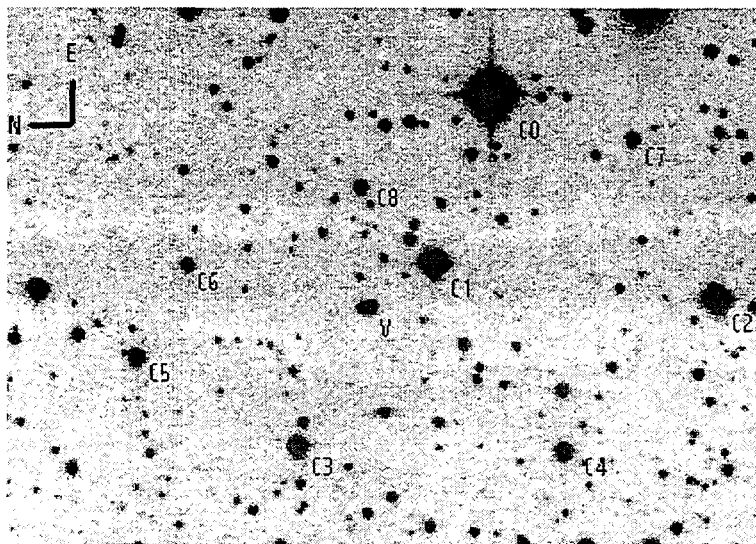


Fig. 2.1 - Imagem do campo da N Cen 1995 com  $3.5' \times 2.5'$ .



## 2.1 Fotometria $UBV(RI)_C$ com o FOTRAP

O FOTRAP/LNA é descrito em Jablonski et al. (1994). Resumidamente, é um fotômetro fotoelétrico de um canal que permite medidas quase simultâneas em  $UBV(RI)_C$ . O sistema fotométrico é bastante estável e conhecido a partir de centenas de noites com calibração completa, incluindo determinação dos coeficientes de extinção. A redução dos dados do FOTRAP é realizada com o programa MAGS que se acha instalado no computador de aquisição de dados do instrumento e documentado na *home page* do LNA. Esse programa permite a obtenção dos coeficientes de transformação ao sistema padrão, bem como coeficientes de extinção para a noite de observação, a partir do ajuste simultâneo das variáveis de interesse, por mínimos quadrados multilinear, aos dados de estrelas padrão fotométricas observadas para esse fim. O método é descrito em Harris et al. (1981).

Utilizando o FOTRAP em 16, 17, 18 e 19 de Março, 4 de Abril, 4, 20, 22 e 23 de Maio e 1, 2, 3, 6, 7, 8, 27, 28, 29 de Junho de 1995 e em 26 de Abril e 24, 26, 27 e 28 de Maio de 1996, foram determinadas as magnitude e cores de N Cen 1995, e de três objetos de comparação, um dos quais ( $C_0$ ) foi adotado como objeto de referência para as medidas realizadas com o FOTRAP. As medidas para a N Cen 1995 e a média das medidas para  $C_0$  são listadas nas Tabelas 2.1 e 2.2. Infelizmente, o objeto  $C_0$  é brilhante demais para a fotometria diferencial CCD nas fases mais avançadas da curva de erupção da N Cen 1995, de modo que novos objetos de comparação foram estabelecidos, agora a partir das imagens CCD em que  $C_0$  não estivesse saturada. As estrelas de comparação mais adequadas em termos de brilho e um relativo isolamento no campo são mostradas na Figura 2.1, com os valores de magnitude correspondentes tabelados na Tabela 2.4.

Tab. 2.1 - Magnitude e cores a partir de medidas do FOTRAP

DJ 2440000	V	U-B	B-V	V-R	R-I
$C_0$	$10.507 \pm 0.005$	$0.27 \pm 0.01$	$0.455 \pm 0.005$	$0.272 \pm 0.004$	$0.292 \pm 0.003$
9792.743	$9.87 \pm 0.02$	$-0.54 \pm 0.02$	$0.32 \pm 0.01$	$1.38 \pm 0.02$	$0.128 \pm 0.008$
9792.753	$9.88 \pm 0.02$	$-0.52 \pm 0.02$	$0.32 \pm 0.01$	$1.34 \pm 0.02$	$0.12 \pm 0.009$
9792.762	$9.89 \pm 0.02$	$-0.52 \pm 0.02$	$0.33 \pm 0.01$	$1.35 \pm 0.02$	$0.13 \pm 0.008$
9792.804	$9.89 \pm 0.02$	$-0.51 \pm 0.02$	$0.37 \pm 0.01$	$1.37 \pm 0.02$	$0.13 \pm 0.007$
9793.686	$9.78 \pm 0.02$	$-0.63 \pm 0.03$	$0.30 \pm 0.03$	$1.35 \pm 0.02$	$0.13 \pm 0.01$
9793.690	$9.77 \pm 0.02$	$-0.63 \pm 0.03$	$0.31 \pm 0.03$	$1.35 \pm 0.02$	$0.12 \pm 0.01$
9793.696	$9.79 \pm 0.02$	$-0.61 \pm 0.03$	$0.30 \pm 0.03$	$1.34 \pm 0.02$	$0.14 \pm 0.01$
9794.687	$9.97 \pm 0.01$	$-0.57 \pm 0.03$	$0.35 \pm 0.01$	$1.34 \pm 0.01$	$0.09 \pm 0.009$
9794.693	$9.97 \pm 0.01$	$-0.59 \pm 0.03$	$0.35 \pm 0.01$	$1.34 \pm 0.01$	$0.09 \pm 0.009$
9794.700	$9.97 \pm 0.01$	$-0.54 \pm 0.02$	$0.32 \pm 0.01$	$1.38 \pm 0.01$	$0.08 \pm 0.009$
9794.741	$9.99 \pm 0.01$	$-0.58 \pm 0.03$	$0.39 \pm 0.01$	$1.36 \pm 0.01$	$0.06 \pm 0.01$
9794.746	$9.99 \pm 0.01$	$-0.58 \pm 0.03$	$0.39 \pm 0.01$	$1.36 \pm 0.01$	$0.07 \pm 0.009$
9795.685	$11.01 \pm 0.30$	$-0.83 \pm 0.30$	$0.36 \pm 0.2$	$1.41 \pm 0.07$	$0.11 \pm 0.06$
9795.694	$10.91 \pm 0.30$	$-0.63 \pm 0.30$	$0.39 \pm 0.1$	$1.41 \pm 0.07$	$0.09 \pm 0.06$
9811.636	$10.36 \pm 0.01$	$-0.53 \pm 0.02$	$0.11 \pm 0.01$	$1.14 \pm 0.01$	$-0.09 \pm 0.009$
9811.643	$10.36 \pm 0.01$	$-0.52 \pm 0.02$	$0.12 \pm 0.01$	$1.13 \pm 0.01$	$-0.09 \pm 0.009$
9811.659	$10.38 \pm 0.01$	$-0.54 \pm 0.02$	$0.14 \pm 0.01$	$1.15 \pm 0.01$	$-0.12 \pm 0.01$
9841.639	$11.73 \pm 0.03$	$-0.26 \pm 0.03$	$0.17 \pm 0.01$	$0.87 \pm 0.02$	$-0.32 \pm 0.01$
9841.656	$11.75 \pm 0.03$	$-0.26 \pm 0.03$	$0.17 \pm 0.02$	$0.87 \pm 0.02$	$-0.38 \pm 0.01$
9841.669	$11.75 \pm 0.03$	$-0.28 \pm 0.03$	$0.18 \pm 0.02$	$0.87 \pm 0.02$	$-0.36 \pm 0.01$
9841.681	$11.76 \pm 0.03$	$-0.24 \pm 0.03$	$0.16 \pm 0.02$	$0.86 \pm 0.02$	$-0.37 \pm 0.01$
9841.746	$11.69 \pm 0.04$	$-0.21 \pm 0.03$	$0.16 \pm 0.02$	$0.89 \pm 0.02$	$-0.35 \pm 0.02$

Tab. 2.2 - Magnitude e cores - continuação

9857.534	12.22 ± 0.02	-0.18 ± 0.06	0.27 ± 0.03	0.78 ± 0.02	-0.36 ± 0.03
9857.540	11.82 ± 0.02	-0.23 ± 0.05	0.25 ± 0.02	0.72 ± 0.02	-0.34 ± 0.02
9857.547	11.87 ± 0.01	-0.20 ± 0.05	0.21 ± 0.02	0.75 ± 0.02	-0.34 ± 0.02
9860.502	11.66 ± 0.03	-0.39 ± 0.05	0.13 ± 0.03	0.83 ± 0.02	-0.30 ± 0.03
9860.509	11.64 ± 0.03	-0.41 ± 0.05	0.14 ± 0.03	0.81 ± 0.02	-0.28 ± 0.03
9870.492	11.63 ± 0.01	-0.37 ± 0.06	0.24 ± 0.03	0.58 ± 0.02	-0.41 ± 0.03
9870.498	11.65 ± 0.01	-0.35 ± 0.06	0.25 ± 0.02	0.60 ± 0.02	-0.40 ± 0.03
9870.504	11.65 ± 0.01	-0.33 ± 0.06	0.23 ± 0.02	0.60 ± 0.02	-0.40 ± 0.03
9870.639	11.59 ± 0.02	-0.32 ± 0.07	0.24 ± 0.02	0.57 ± 0.02	-0.36 ± 0.04
9871.632	11.75 ± 0.01	-0.27 ± 0.04	0.27 ± 0.02	0.55 ± 0.01	-0.43 ± 0.02
9874.608	11.79 ± 0.01	-0.27 ± 0.03	0.31 ± 0.01	0.50 ± 0.01	-0.37 ± 0.02
9875.574	11.83 ± 0.03	-0.27 ± 0.06	0.27 ± 0.03	0.50 ± 0.02	-0.50 ± 0.04
9876.490	11.79 ± 0.02	-0.24 ± 0.02	0.32 ± 0.01	0.46 ± 0.01	-0.43 ± 0.01
9876.510	11.83 ± 0.02	-0.27 ± 0.02	0.28 ± 0.01	0.48 ± 0.01	-0.44 ± 0.01
9895.559	11.95 ± 0.02	-0.26 ± 0.07	0.26 ± 0.02	0.48 ± 0.02	-0.30 ± 0.03
9895.572	11.97 ± 0.03	-0.27 ± 0.08	0.23 ± 0.02	0.46 ± 0.02	-0.32 ± 0.02
9896.408	11.99 ± 0.02	-0.24 ± 0.07	0.29 ± 0.02	0.42 ± 0.01	-0.27 ± 0.02
9896.420	12.00 ± 0.03	-0.25 ± 0.09	0.31 ± 0.04	0.42 ± 0.03	-0.25 ± 0.03
9897.404	11.97 ± 0.02	-0.27 ± 0.06	0.31 ± 0.02	0.38 ± 0.01	-0.28 ± 0.02
10199.594	14.41 ± 0.2	-0.60 ± 0.09	0.45 ± 0.07	0.19 ± 0.06	0.33 ± 0.06
10199.601	14.41 ± 0.2	-0.55 ± 0.09	0.56 ± 0.06	0.07 ± 0.06	0.21 ± 0.06
10228.392	14.21 ± 0.4	-0.62 ± 0.05	0.30 ± 0.04	0.18 ± 0.05	0.47 ± 0.04
10228.413	14.83 ± 0.04	-0.68 ± 0.06	0.54 ± 0.05	0.11 ± 0.04	-0.03 ± 0.05
10229.543	14.51 ± 0.02	-0.60 ± 0.09	0.57 ± 0.04	0.21 ± 0.03	0.38 ± 0.03
10230.420	14.67 ± 0.04	-0.65 ± 0.06	0.54 ± 0.04	0.12 ± 0.03	0.29 ± 0.03
10230.422	14.67 ± 0.04	-0.65 ± 0.06	0.54 ± 0.04	0.12 ± 0.03	0.29 ± 0.03
10231.448	14.61 ± 0.3	-0.60 ± 0.4	0.56 ± 0.2	0.18 ± 0.08	0.34 ± 0.08

## 2.2 Fotometria CCD

As imagens CCD de N Cen 1995 foram obtidas no OPD/LNA, com os telescópios de 0.6 m Boller & Chivens (IAG), o 0.6 m Zeiss-Jena e também com o 1.6 m Perkin-Elmer (imagem obtida no infravermelho próximo, discutida na seção 3.4.3). Os detetores utilizados em cada missão, ou seja, o CCD 301 (EEV CCD-02-06-1-206, 385 x 578 pixels, 22 x 22  $\mu\text{m}^2$ , retro-iluminação, modo de leitura *frame transfer*), o CCD048 (EEV CCD-05-20-0-202, 770 x 1152 pixels, 22.5 x 22.5  $\mu\text{m}^2$ ) e o CCD009 (EEV P8603A, 385 x 578 pixels, 22 x 22  $\mu\text{m}^2$ ) os dois últimos com iluminação frontal, são listados na Tabela 2.3, juntamente com os demais parâmetros de relevância para cada noite de observação como: número de exposições, o tempo de integração para cada exposição, o filtro usado, o telescópio onde foram feitas as respectivas observações e a escala de placa correspondente. As últimas colunas mostram informações que comentaremos mais adiante, como a largura total à meia altura (FWHM) do perfil das estrelas e o raio da abertura de extração considerado ideal para cada conjunto de dados.

As observações propriamente ditas são bastante simples. Considerando os tempos de integração utilizados, na maioria dos casos, nem sequer guiagem foi necessária. A Figura 2.1 mostra uma imagem típica do programa observacional. As magnitudes dos objetos de comparação indicados na figura são mostradas na Tabela 2.4, tendo sido obtidas a partir das diferenças de magnitude com relação ao objeto  $C_0$ , medido precisamente com o FOTRAP, conforme discutimos anteriormente.

A fotometria diferencial CCD foi realizada utilizando as facilidades instaladas nas estações de trabalho da DAS/INPE. Foram utilizados os pacotes de programas do IRAF para as correções de *bias*<sup>1</sup>, *flat-field*<sup>2</sup>, e corrente de escuro<sup>3</sup>. A extração dos

---

<sup>1</sup>Bias é uma componente aditiva ao sinal, variável de pixel para pixel.

<sup>2</sup>Fazer o *flat-fielding* é levar em conta as variações de ganho, pixel a pixel, no detetor. É uma correção multiplicativa. É realizada a partir de imagens de uma cena uniformemente iluminada.

<sup>3</sup>A corrente de escuro é desprezível nos CCD utilizados no LNA, mesmo no caso do Fotômetro CCD, refrigerado termoelectricamente.

Tab. 2.3 - Resumo das condições observacionais

Data	Nexp	Texp (s)	Filtro	Telescópio	CCD	Escala ("/pix)	FWHM (")	Abertura (")
21/03/96	180	60	R	Zeiss	009	0.61	1.5	3.7
24/03/96	8	10	R	Zeiss	009	0.61	1.0	3.1
04/05/96	20	60	V	IAG	048	0.57	1.3	2.9
05/05/96	21	60	V	IAG	048	0.57	1.4	2.3
07/05/96	190	60	V	IAG	048	0.57	1.3	2.9
17/05/96	991	10	B	Zeiss	301	1.22 <sup>1</sup>	1.5	4.9
19/05/96	585	10	V	Zeiss	301	1.22 <sup>1</sup>	2.5	4.9
19/05/96	10	10	B	Zeiss	301	1.22 <sup>1</sup>	2.5	4.9
13/07/96	2602	5	V	Zeiss	301	1.22 <sup>1</sup>	1.9	4.9
15/07/96	10	10	V	Zeiss	301	1.22 <sup>1</sup>	1.6	4.9
20/05/97	1126	10	R	IAG	301	1.12 <sup>1</sup>	2.1	3.4
07/06/97	33	60	V	Zeiss	301	0.61	2.1	3.1
08/06/97	421	60	V	Zeiss	301	0.61	2.1	3.1
09/06/97	180	60	V	Zeiss	301	0.61	2.2	3.1
24/06/97	500	20	V	IAG	301	1.12 <sup>1</sup>	1.5	4.5
24/07/97	121	60	V	IAG	301	0.56	1.5	4.5
25/07/97	180	60	V	IAG	301	0.56	1.5	3.9
26/07/97	184	60	V	IAG	301	0.56	1.3	3.9
27/07/97	180	60	V	IAG	301	0.56	1.4	3.4
28/07/97	161	60	V	IAG	301	0.56	1.4	4.5
29/07/97	180	60	V	IAG	301	0.56	1.5	4.5
30/03/98	154	60	V	IAG	301	1.12 <sup>2</sup>	1.3	4.5
28/06/99	30	20	V	IAG	301	0.56	1.5	3.4

<sup>1</sup> Imagens reamostradas em  $2 \times 2$  pixels

<sup>2</sup> Imagens coletadas com o redutor focal.

Tab. 2.4 - Estrelas de comparação na fotometria diferencial

Objeto	V
C0	$10.507 \pm 0.005$
C1	$12.741 \pm 0.005$
C2	$12.735 \pm 0.006$
C3	$14.089 \pm 0.006$
C4	$14.526 \pm 0.006$
C5	$14.700 \pm 0.007$
C6	$15.827 \pm 0.008$
C7	$15.651 \pm 0.007$
C8	$15.851 \pm 0.009$

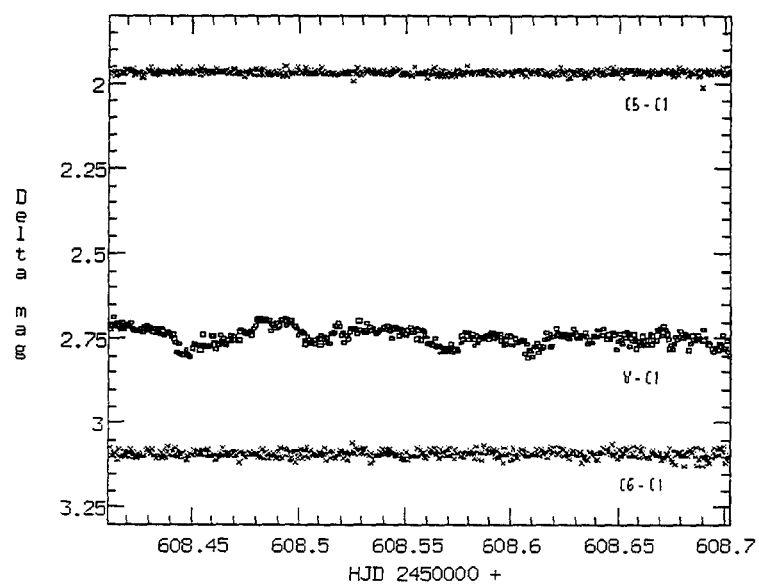


Fig. 2.2 - Curva de luz de alguns objetos da Fig. 2.1 para a noite de 08 de Junho 1997

fluxos propriamente dita é muito facilitada pelo uso dos *scripts* para o CL do IRAF escritos por F. Jablonski. No caso do *script* CHFOT, a saída é data Juliana heliocêntrica, magnitude bruta de um objeto de referência e diferenças de magnitude do objeto alvo e outras estrelas de comparação com relação ao objeto de referência. A Figura 2.2 mostra a curva de luz da fotometria diferencial de N Cen 1995 e duas estrelas de comparação em 08/06/97.

### 2.2.1 Escolha da abertura de extração

A fotometria de abertura foi adotada como ponto de partida para a procura do período orbital em N Cen 1995 uma vez que esta técnica alia robustez à simplicidade. No *script* CHFOT, por exemplo, toda a operação de extração dos fluxos é automatizada o que permite rapidez na redução dos dados. A fotometria de abertura não é no entanto, a técnica mais apropriada para a N Cen 1995, uma vez que o objeto está bastante próximo de uma estrela de campo que contribui para o fluxo dentro da abertura de extração. Esse objeto só foi descoberto quando a nova se tornou suficientemente fraca (em 1997).

Em imagens CCD há um compromisso entre extrair o máximo fluxo possível sob o perfil estelar e minimizar os efeitos do ruído proveniente do fundo de céu na abertura de extração. Esse compromisso é bem expresso pela expressão para a relação sinal/ruído de uma extração:

$$S/R = \frac{N_{\star}}{[N_{\star} + N_{pix}(N_{ceu} + N_{dark} + RON^2)]^{1/2}} \quad (2.1)$$

onde  $N_{\star}$  é o sinal líquido (em elétrons) correspondente ao objeto;  $N_{pix}$  é o número de pixels na abertura de extração;  $N_{ceu}$  é o valor do fundo do céu por pixel;  $N_{dark}$  é a corrente de escuro por pixel e  $RON$  é o valor RMS do ruído de leitura, em elétrons. Vê-se que, em princípio, quanto menor  $N_{pix}$ , melhor. É comum se utilizar a abertura de extração igual à largura total à meia altura (FWHM) das imagens estelares. No caso de séries temporais de imagens isso nem sempre é possível, em primeiro lugar porque o perfil das imagens não é constante ao longo da noite e em

segundo lugar, porque eventuais imperfeições na taxa de acompanhamento sidereal ou mesmo efeitos de vento sobre a estrutura do telescópio podem produzir imagens alongadas ou distorcidas. Na prática, somos forçados a utilizar aberturas maiores que FWHM.

O procedimento adotado para escolher a melhor abertura é o seguinte: (i) calcula-se o valor mediano da curva de luz (diferencial) de uma das estrelas de comparação com brilho não muito diferente da nova, para diferentes aberturas de extração. (ii) Calcula-se a mediana dos desvios absolutos na mesma curva de luz com relação ao valor obtido em (i). A abertura para a qual o passo (ii) fornecer o menor valor é a abertura escolhida para extração. Evidentemente, a razão para se utilizar as medianas em vez da média e variância nos passos (i) e (ii) é evitar imagens afetadas por raios cósmicos ou passagem de nuvens. A melhor abertura para cada noite acha-se listada na última coluna da Tabela 2.3.

### 2.2.2 Contaminação por um objeto de campo

A Figura 2.1 mostra que N Cen 1995 tem uma companheira óptica a 2.0 segundos de arco ao Norte. A Figura 2.3 mostra de forma mais ilustrativa os dois objetos. A redução produziu fluxos extraídos numa abertura que contém ambos os objetos, desta forma é necessária a separação do fluxo das duas componentes através do ajuste de um perfil (*Point Spread Functions* - PSF - usando rotinas do pacote DAOPHOT no IRAF) para se obter a magnitude da nova sem contaminação. O ajuste de PSF é bastante utilizado no contexto de fotometria em campos densamente povoados e consiste basicamente em: (i) escolher no campo em questão, utilizando o task PSTSELECT, o maior número possível de estrelas isoladas e com boa estatística de fótons para construir uma PSF “modelo”, através do task PSF. A imagem de saída é computada junto com um arquivo de fotometria de um grupo de estrelas pré-selecionadas no campo, e subtraída da imagem original correspondente, resultando numa imagem como a mostrada na Fig 2.4. As eventuais imperfeições no processo de subtração devem-se principalmente à estatística de fótons pobre (importante para



as estrelas fracas) e à variação da PSF ao longo do campo. O último efeito não é muito importante para imagens relativamente próximas do eixo óptico do telescópio, mas pode se tornar importante para detetores de grandes dimensões. A Figura 2.5 ilustra o perfil estelar da nova após o processo de subtração.

Como o processo de ajuste de perfil e subtração da componente contaminante envolve tratamento de imagem por imagem, torna-se inviável a sua aplicação para todas as 7946 imagens coletadas. Desta forma foram selecionadas duas noites; a noite de 25 de julho de 1997 e a de 28 de julho de 1997. Essas noites foram escolhidas em função do brilho relativo da nova+companheira, qualidade da imagem e um bom número de estrelas presentes nas imagens.

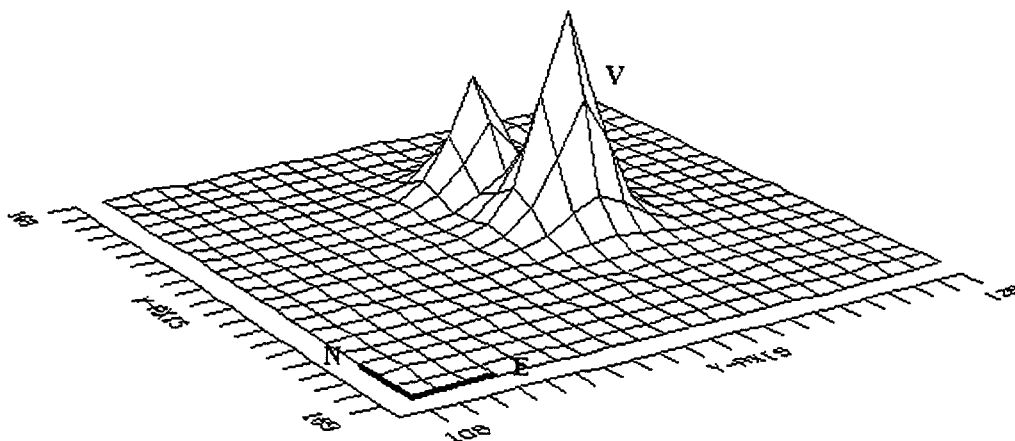


Fig. 2.3 - O perfil do par ótico contendo a N Cen 1995.

O processo de subtração foi realizado de duas maneiras. Primeiro subtraímos a nova e obtivemos a fotometria apenas da companheira, assim determinamos uma magnitude de  $16.70 \pm 0.05$  em V, para este objeto. Como esse objeto parece ser razoavelmente constante, podemos descontar a sua contribuição em fluxo das medidas fotométricas obtidas nos dois últimos anos. Para efeito de comparação, fizemos o processo de subtração da companheira, deixando a nova “livre” da contaminação. A Figura 2.4 mostra o campo resultante da subtração: o objeto “V” é a nova.

Comparando as Figs. 2.4 e 2.1, pode-se ver que a subtração elimina de forma

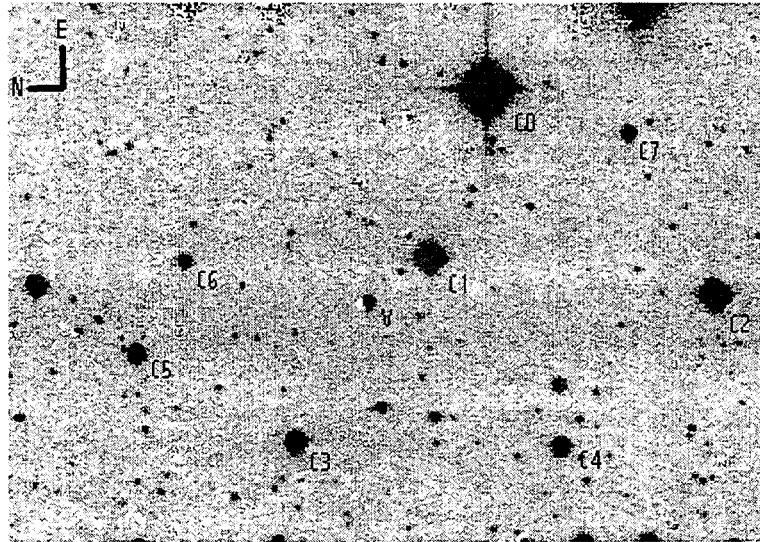


Fig. 2.4 - Imagem do campo da N Cen 1995 após o processo de subtração.

bastante satisfatória os objetos escolhidos para essa operação.

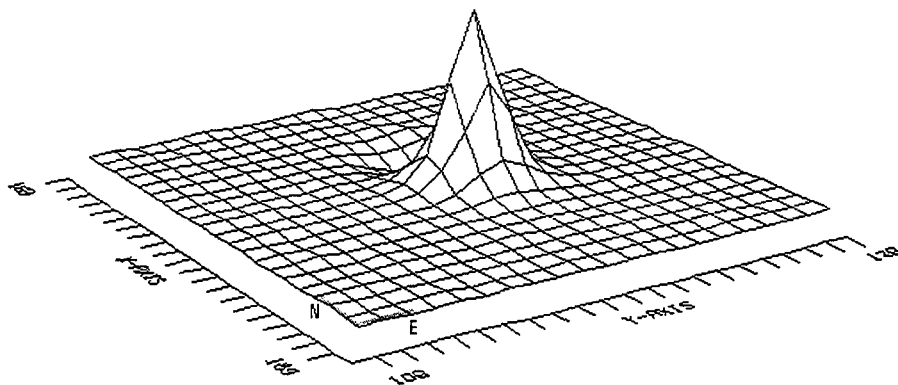


Fig. 2.5 - Perfil estelar de uma imagem da nova após o processo de subtração da companheira óptica.

A partir das imagens obtidas podemos aplicar a fotometria diferencial, obtendo dois conjuntos de dados, um com a nova e o outro apenas com a companheira óptica. A curva de luz para os dois objetos separados é mostrada na Figura 2.6.

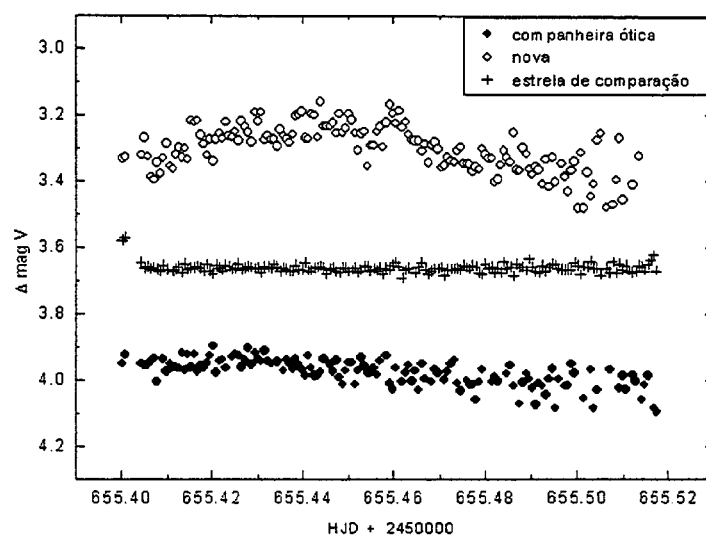


Fig. 2.6 - Curvas de luz obtidas pelo ajuste de PSF para a N Cen 1995 (círculos abertos) e companheira ótica (círculos fechados) . A tendência ao enfraquecimento mostrada pela última está relacionada com a deterioração da qualidade da imagem ao longo da monitoria, com *seeing* aumentando quase de um fator 2 do início para o final. A curva intermediária mostra que a fotometria diferencial de objetos isolados não é afetada.

## CAPÍTULO 3

### Análise dos resultados

Como argumentamos na introdução, uma das informações mais básicas e importantes para caracterizar um sistema binário é o seu período orbital. Para novas, a determinação do período orbital encontra as mesmas dificuldades que o caso das variáveis cataclísmicas em geral, ou seja, os objetos são relativamente fracos, a presença de *flickering* pode mascarar sinais de amplitude pequena, e por fim, em determinados casos (como o da N Cen 1995), a presença de estrelas próximas pode tornar a fotometria difícil de ser realizada. De qualquer modo, a fotometria nos primeiros anos após a erupção é extremamente propícia a esse tipo de investigação, uma vez que o sistema pode mostrar a assinatura de componentes altamente moduladas em fluxo, por exemplo, aquela produzida pelo aquecimento da atmosfera da estrela companheira pela radiação proveniente da anã branca. Esse foi o caso de N Mus 1983 (Diaz e Steiner 1989) e N Oph 1988 (Baptista et al. 1993).

A procura de modulações fotométricas sincronizadas com a revolução orbital é realizada sobre as amostras de fluxo extraídas da fotometria CCD. Utilizamos fluxos (ou magnitudes) diferenciais para minimizar efeitos sistemáticos que podem afetar de maneira severa a fotometria absoluta.

As ferramentas utilizadas para investigar a presença de sinais periódicos em astronomia baseiam-se nas correspondências entre o espaço direto (ou temporal) e o espaço de frequências (ou de Fourier) associados a uma série temporal. Os métodos utilizados neste trabalho são: Minimização da Dispersão em Fase (PDM - conforme *Phase Dispersion Minimization* em Inglês) e Transformada Discreta de Fourier (DFT - *Discrete Fourier Transform*). Para o último caso, é possível levar em conta os efeitos da janela de amostragem dos dados, e isso é feito com a aplicação do método CLEAN (Roberts et al., 1987). Ambas as famílias de métodos têm uma gama de variantes na literatura especializada. Em particular, os métodos do tipo DFT são

frequentemente referenciados pelo nome genérico de *Espectro de Potência*.

No restante desta seção resumiremos os pontos importantes a serem levados em conta quando da aplicação de tais ferramentas.

### 3.1 Método PDM - Minimização da Dispersão em Fase

Como em todos os métodos de procura de periodicidades, a variável independente consiste dos instantes de observação  $t_i$ , e a variável dependente das magnitudes (ou fluxos)  $x_i$ . Uma série temporal consiste dos pares  $(t_i, x_i)$ ,  $i = 1, \dots, N$ , onde  $N$  é o número de pontos na série.

O PDM (Stellingwerf 1978) é um método apropriado para a análise de variações altamente não senoidais, como as encontradas em curvas de luz que apresentam eclipses ou excursões com aumentos e diminuições de brilho a taxas bem diferentes. O método DFT (ver seção 3.2) é menos sensível nesses casos, uma vez que a função harmônica utilizada (uma combinação de senos e cossenos) descreve de maneira pobre os sinais. Dada uma grade de frequências tentativas a serem varridas, o PDM procura o equivalente ao *diagrama de fase* com o menor espalhamento dos dados observacionais em relação a curva de luz média para a frequência em questão.

A referência com a qual comparar se um determinado diagrama de fase é “bem comportado” e quão pequena é a dispersão em torno da curva de luz média é a *variância* da amostra:

$$\sigma^2 = \frac{\sum (x_i - \bar{x})^2}{N - 1} \quad (3.1)$$

onde  $\bar{x}$  é a média dos  $x_i$ .

Se supusermos  $M$  divisões arbitrárias do diagrama de fases para cada frequência, cada divisão contendo  $n_j$  pontos e caracterizada por variância  $s_j^2$ , podemos definir a quantidade

$$s^2 = \frac{\sum (n_j - 1) s_j^2}{\sum n_j - M} \quad (3.2)$$

que é a variância da amostra, e construir a figura de mérito  $\theta$ :

$$\theta = \frac{s^2}{\sigma^2} \quad (3.3)$$

No caso de uma série temporal composta por ruído somente, o parâmetro  $\theta$  tende à unidade (ou seja, o diagrama de fase mostra ruído com variância  $\sigma^2$  para qualquer frequência tentativa). Na presença de um sinal cuja excursão esteja contribuindo significativamente para aumentar  $\sigma$ , o parâmetro  $\theta$  cai, pois  $s^2$  torna-se menor que  $\sigma^2$ .

A significância estatística do parâmetro  $\theta$  (quer dizer, a expressão quantitativa da probabilidade de que uma detecção seja real, e não causada por flutuações estatísticas na série temporal) é analisada por Stellingwerf (1978). Como o parâmetro  $\theta$  é uma razão de variâncias, a estatística apropriada é a estatística- $F$ . Especificamente,

$$F_{(P/2, N_{1f}, N_{2f})} = 1/\theta, \quad N_{1f} = N - 1, \quad N_{2f} = \sum n_j - M \quad (3.4)$$

onde  $P$  é probabilidade de que  $\theta$  assuma um determinado valor por acaso.  $P$  também é chamada de *significância*.

O método PDM é simples de ser utilizado e interpretado, e possui uma implementação no pacote IRAF.

### 3.2 Método DFT - Transformada Discreta de Fourier

O método DFT utiliza uma função harmônica para descrever de maneira aproximada a curva de luz observada. A referência básica para esse método é Deeming (1975), mas ele é amplamente documentado na literatura. Pode-se visualizar seu funcionamento de forma simples imaginando que para cada ponto da grade de frequências tentativas a serem examinadas é realizado um ajuste por mínimos quadrados de uma senóide aos dados. Um indicador proporcional à amplitude da função ajustada é uma figura de mérito adequada para a busca de sinais periódicos. Vejamos em um

pouco mais detalhes os princípios básicos do método.

Uma função contínua pode ser expressa com uma superposição de funções harmônicas,

$$f(t) = \int_{-\infty}^{\infty} F(\nu) e^{2\pi i \nu t} d\nu \quad (3.5)$$

note-se que  $\nu$  é a variável correspondente ao domínio das frequências, sendo  $t$  a correspondente ao domínio direto. A contribuição de cada frequência é dada pela Transformada de Fourier de  $f(t)$ ,

$$F(\nu) = \int_{-\infty}^{\infty} f(t) e^{-2\pi i \nu t} dt \quad (3.6)$$

As variâncias de  $f$  e  $F$  são relacionadas pelo Teorema de Parseval (Rayleigh)

$$\int_{-\infty}^{\infty} |f(t)|^2 dt = \int_{-\infty}^{\infty} |F(\nu)|^2 d\nu \quad (3.7)$$

Isso quer dizer que a energia contida na variação representada no domínio temporal por  $f(t)$  é igual à energia contida em  $F(\nu)$  no domínio das frequências. Dessa forma, define-se o espectro de potência de  $f$  como:

$$P(\nu) = |F(\nu)|^2 \quad (3.8)$$

O fato de chamarmos genericamente esta família de métodos pelo nome de DFT tem a ver simplesmente com o fato de o algoritmo de Transformada de Fourier (discreta) ser utilizado para calcular o espectro de potência.

Algumas considerações importantes devem ser levadas em conta quando analisamos os domínios temporal e de frequências discretamente.

- Se a série temporal é amostrada a intervalos regulares no tempo com separação  $\Delta t$ , então a frequência mais alta que pode ser examinada com a DFT é a *Frequência de Nyquist*  $\nu_{Ny} = 1/2(\Delta t)^{-1}$
- A *resolução* em frequência é dada por  $(N\Delta t)^{-1}$ , onde  $N$  é o número total de pontos na série temporal

- Se a série temporal for limitada em banda a frequências menores que  $\nu_{Ny}$ , então pode ser completamente reconstruída a partir das amostras discretas.

Formalmente, definimos o espectro de potência para o caso discreto como sendo proporcional ao quadrado da Transformada Discreta de Fourier:

$$P(\nu_0) = \frac{1}{N} \left| \sum_{i=1}^N x_i \exp(-i2\pi\nu_0 t_i) \right|^2, \quad (3.9)$$

Aqui é interessante lembrar que existem definições alternativas para o espectro de potência, particularmente quando não se dispõe de uma série temporal igualmente espaçada no tempo. Uma delas é dada por Scargle (1982):

$$P(\nu_j) = \frac{1}{2} \left\{ \frac{[\sum_i x_i \cos\{2\pi\nu_j(t_i - \tau)\}]^2}{\sum_i \cos^2\{2\pi\nu_j(t_i - \tau)\}} + \frac{[\sum_i x_i \sin\{2\pi\nu_j(t_i - \tau)\}]^2}{\sum_i \sin^2\{2\pi\nu_j(t_i - \tau)\}} \right\} \quad (3.10)$$

e  $\tau$  é definido para cada frequência  $\nu_j$  por:

$$\tan(4\pi\nu_j\tau) = \frac{[\sum_i \sin(4\pi\nu_j t_i)]}{[\sum_i \cos(4\pi\nu_j t_i)]} \quad (3.11)$$

O espectro de potência acima também é chamado de *Periodograma de Lomb-Scargle* e possui uma implementação discutida em detalhes no *Numerical Recipes* (Press et al. 1992).

De particular interesse para o caso da análise de séries temporais de dados amostrados é a incerteza nos parâmetros derivados a partir do espectro de potências. Se o sinal para uma dada frequência  $\nu$  for escrito como

$$x_i = a \cos(2\pi\nu t_i) + b \sin(2\pi\nu t_i), \quad i = 1, \dots, N \quad (3.12)$$

a incerteza no período  $P = 1/\nu$  da oscilação a partir da identificação do máximo no espectro de potência é dada por (Kay 1993):

$$\sigma_P = \frac{\sigma}{R} \frac{P^2}{2\pi} \sqrt{\frac{24N}{N^2 - 1}} \quad (3.13)$$



onde  $\sigma$  é a dispersão em torno da função  $x$  e  $R = \sqrt{a^2 + b^2}$ . É comum estarmos interessados também na incerteza na *fase*  $\phi$  de  $x$ . Usando

$$\phi = \tan^{-1} \left( \frac{-b}{a} \right) \quad (3.14)$$

temos

$$\sigma_\phi = 2 \frac{\sigma P}{R 2\pi} \sqrt{\frac{2N-1}{N(N+1)}} \quad (3.15)$$

### 3.3 Método CLEAN

Embora o método CLEAN não seja por si próprio um método de procura de periodicidades, descreveremos abaixo suas principais características, uma vez que é amplamente utilizado em astronomia.

O principal objetivo desse método é contornar uma dificuldade inerente à maneira com que os dados astronômicos frequentemente são coletados, ou seja, de forma não regular, com interrupções devido ao tempo limitado que um objeto fica acima do horizonte observável. Para entender o problema e apreciar os efeitos do método CLEAN, vamos utilizar o roteiro de Roberts et al. (1987), seguindo sua notação. Consideremos um sinal monocromático na forma

$$f(t) = A \cos(2\pi \hat{\nu} t + \phi), \quad (3.16)$$

onde  $A$  é a amplitude harmônica,  $\hat{\nu}$  é a frequência do sinal e  $\phi$  é a sua fase. O espectro amplitudes de  $f(t)$  é :

$$F(\nu) = a \delta(\nu - \hat{\nu}) + a^* \delta(\nu + \hat{\nu}), \quad (3.17)$$

onde:

$$a = \frac{A}{2} e^{+i\phi}, \quad (3.18)$$

O espectro de amplitudes é complexo, e como esperado para uma função real, apresenta um par de componentes espectrais em  $\pm\hat{\nu}$ , com amplitudes  $(A/2)$ . Como a amostragem no tempo tem uma contrapartida no domínio das frequências (a chamada *janela espectral*  $W(\nu)$ ), o espectro resultante para a  $f(t)$  amostrada é a convolução de  $W(\nu)$  e  $F(\nu)$ ,

$$D(\nu) = aW(\nu - \hat{\nu}) + a^*W(\nu + \hat{\nu}) \quad (3.19)$$

$D(\nu)$  é chamada de *espectro sujo*, uma vez que contém a assinatura de todas as particularidades da amostragem. É fácil perceber que quando a série temporal é composta de vários sinais, os lobos laterais de cada componente em  $D(\nu)$  podem interagir de forma complicada, realçando ou suprimindo picos no espectro de potências.

Aqui pode-se ver o objetivo do método CLEAN. Da mesma forma que no caso bidimensional dos mapas de síntese de abertura, o que se quer é “limpar” os picos no espectro de amplitudes (ou potências) dos efeitos da janela de amostragem. Usando as simetrias da Transformada de Fourier pode-se mostrar que a amplitude de uma componente isolada no espectro é

$$a = \frac{D(\hat{\nu}) - D^*(\hat{\nu})W(2\hat{\nu})}{1 - |W(2\hat{\nu})|^2} \quad (3.20)$$

Como a interação entre os lobos laterais dos picos correspondentes aos sinais é complicada, e a própria frequência do sinal é uma incógnita, em geral não se pode obter  $a$  com a expressão acima. O que se faz é estimar  $a$  a partir do valor de pico de  $D(\nu)$ ,

$$\alpha(D; \nu) = \frac{D(\nu) - D^*(\nu)W(2\nu)}{1 - |W(2\nu)|^2}, \quad (3.21)$$

e usar  $a \simeq \alpha(D; \hat{\nu})$ . A receita para extrair o valor correto de  $a$  para cada componente porventura existente no espectro consiste utilizar a expressão acima iterativamente, retirando a cada passo apenas uma fração de  $a$  que vai sendo acumulada, componente a componente de frequência, num espectro CLEAN.

O programa Kleanfft (desenvolvido por F. Jablonski) implementa o método descrito em Roberts et al. (1987) e foi utilizado para a análise de todas as noites de dados de N Cen 1995 reunidas num conjunto único. Os resultados são discutidos adiante.

### 3.4 Fotometria

#### 3.4.1 A curva de luz da erupção

A Figura 3.1 mostra a curva de luz da erupção da N Cen 1995. O máximo não foi observado diretamente, mas deve ter ocorrido por volta de DJ 2449771.

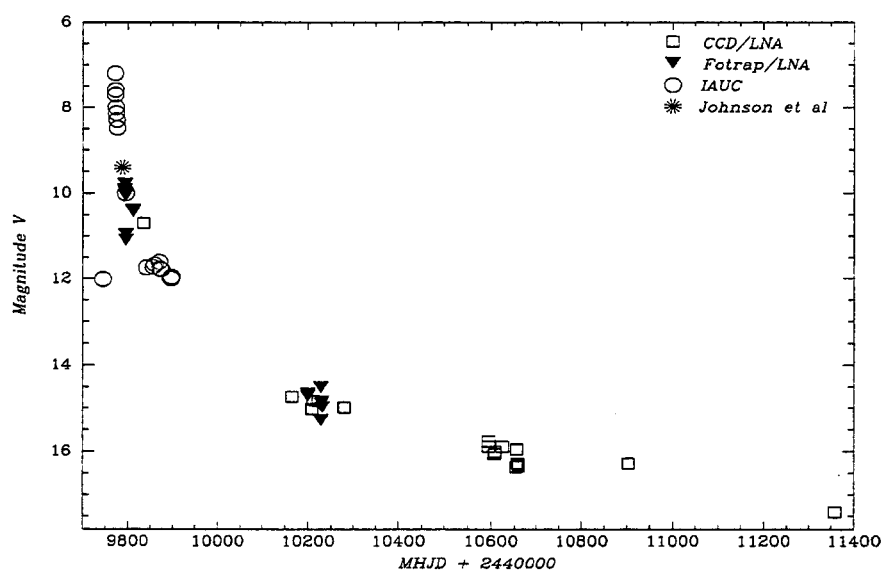


Fig. 3.1 - Curva de luz da erupção da N Cen 1995

Para obter o parâmetro  $t_2$ , procedemos da seguinte forma: as primeiras 7 medidas fotométricas das circulares da IAU mostram um decaimento praticamente linear ao longo do tempo, cobrindo uma faixa de  $\sim 1.5$  mag em brilho. Ajustando uma reta a esse conjunto de pontos e extrapolando para obter o instante em que  $\Delta m = 2$  mag, obtemos  $t_2 \sim 4.5$  dias. De maneira mais conservadora, notando que o último ponto dessas 7 medidas já mostra alguma tendência a um decaimento menos pronunciado,

podemos traçar uma curva suave entre as medidas iniciais e as primeiras medidas disponíveis a seguir: a medida apresentada em Johnson et al. (1997) e as primeiras medidas com o FOTRAP. Esse procedimento produz  $t_2 \sim 8.5$  dias. Como a referência para estas estimativas é a primeira medida de magnitude existente após a descoberta, ambas as estimativas de  $t_2$  devem ser consideradas *limites superiores*. As nossas estimativas estão de acordo com o valor obtido por Harris et al. (1999), que se basearam em dados não publicados. De qualquer modo, N Cen 1995 caracteriza-se como uma nova muito rápida. O parâmetro  $t_3$ , definido de forma semelhante a  $t_2$  é mais incerto para este objeto, pois depende mais do conhecimento do real instante de máximo. O valor que se obtém tomando como referência a mesma medida de magnitude usada para estimar  $t_2$  fornece  $t_3 \sim 23$  dias.

### 3.4.2 Procura do período orbital

O trabalho de Diaz & Bruch (1997) mostra que mais de 1/3 das novas da Tabela 1.2 apresentam *modulação fotométrica* sincronizada com o período de revolução orbital do sistema. A modulação pode provir da variação de aspecto do “*hot-spot*” na borda do disco de acréscimo, como nas novas anãs e novae-like, ou do aquecimento da face da estrela secundária iluminada pela anã branca. Este último efeito é particularmente importante nos primeiros anos após a erupção e permitiu a determinação do período orbital de GQ Mus  $\equiv$  N Mus 1983 (Diaz & Steiner, 1989) e V2214 Oph  $\equiv$  N Oph 1988 (Baptista et al., 1993), ambas realizadas no LNA.

O exame dos conjuntos individuais de fotometria (como o da Fig. 2.2) mostra que N Cen 1995 não é um sistema eclipsante. Por outro lado, o sistema é manifestamente variável, apresentando *flickering* e variações de brilho com escala de tempo de algumas horas.

Para analisar a fotometria diferencial CCD de N Cen 1995 no filtro V, primeiramente reunimos todos os conjuntos de dados num conjunto único contendo 5833 medidas individuais. Produzimos também subconjuntos anuais com 3436 pontos para 1996, 2281 pontos para 1997 e 116 pontos para 1998. Para controle, conjuntos com os

mesmos números de pontos foram construídos a partir das curvas de luz da estrela de comparação rotulada com o número 8 na Fig. 2.1. Conforme discutimos antes, para tornar possível a utilização do método CLEAN, criamos também conjuntos de dados reamostrados em “janelas” de 30 minutos de duração. Esse número é um tanto arbitrário mas justifica-se pelo fato de querermos reduzir o número de pontos, sem correr o risco de perder sinais que possam estar presentes na curva de luz. Tanto por razões estatísticas (Tabela 1.2) quanto pelo comportamento das curvas de luz para cada noite individual, não esperamos modulações de natureza orbital com período muito mais curto que o menor valor observado para as demais novas. Isto significa que uma amostragem de 30 minutos é satisfatória.

O passo seguinte na análise da fotometria CCD é subtrair de alguma forma o efeito do decaimento de brilho associado à erupção propriamente dita. Como essa componente de variabilidade tende a ser monotônica, tanto o procedimento de ajustar uma curva suave (do tipo spline cúbico, por exemplo) às médias noite a noite quanto a subtração da mediana de cada noite são adequados para realizar a filtragem desejada. A primeira opção atenua as frequências mais baixas que as correspondentes a períodos da ordem de dias, enquanto a segunda produz um corte em frequências mais altas que no caso anterior.

A Fig. 3.2 é um exemplo típico do que vemos nas curvas de luz individuais de N Cen 1995. Quando há alguma modulação presente, ela tem escala de tempo de horas. Deve-se lembrar aqui que não faz muito sentido tentar obter valores de período nos conjuntos individuais, uma vez que a presença do *flickering* pode modificar muito os resultados com relação ao que se esperaria para um sinal coerente e de amplitude constante. Em 1997 obtivemos dados que permitem verificar em condições quase ideais as características de modulações com escala de tempo de horas na N Cen 1995. Trata-se de seis conjuntos consecutivos de dados, todos obtidos em boas condições fotométricas e que são mostradas na Fig. 3.3. Na segunda e na sexta noites, as excursões correspondentes à uma modulação com escala de tempo de horas, como aquela vista na Fig. 3.2, são bem evidentes. Há uma modulação adicional,

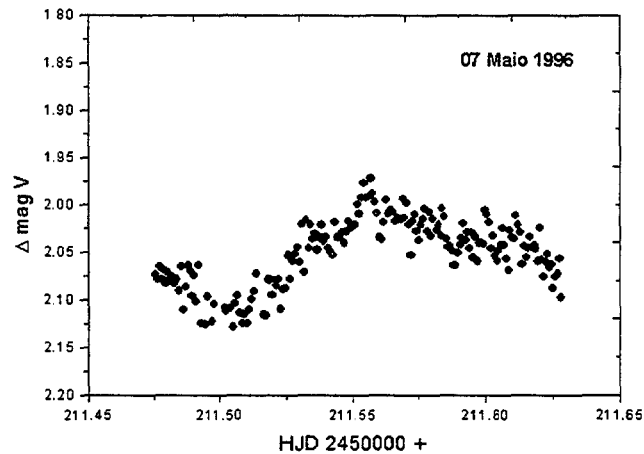


Fig. 3.2 - Curva de luz de N Cen 1995 obtida em 07/05/96 mostrando uma proeminente modulação fotométrica

com escala de tempo da ordem de dias visível no conjunto de dados da Fig. 3.3, mas infelizmente a cobertura observacional não é suficientemente abrangente para podermos caracterizar sua natureza.

A Fig. 3.4 mostra o espectro de potência calculado através da DFT para o conjunto de dados da Fig. 3.3. Pode-se ver o padrão característico produzido pela janela de amostragem. O pico mais alto corresponde a um período de 0.13 dias. O método CLEAN encontra este mesmo valor como sendo o período mais consistente com aquele conjunto de dados. Já o método PDM encontra o valor de 0.15 dias que corresponde ao segundo maior pico da Fig. 3.4. Em princípio, a discrepância não é importante, e para avançar, passaremos a discutir os resultados dos conjuntos agrupados ano a ano, bem como os resultados do conjunto contendo todos os dados.

A Tabela 3.1 resume os resultados da procura de períodos nos conjuntos anuais e no conjunto contendo todos os dados. De maneira geral podemos dizer que os resultados são consistentes com a presença de um sinal coerente com período de 0.13 dias. No entanto, os seguintes pontos precisam ser destacados: (i) A cobertura observacional em 1996 é mais pobre que em 1997, com 6 noites individuais distribuídas em 3

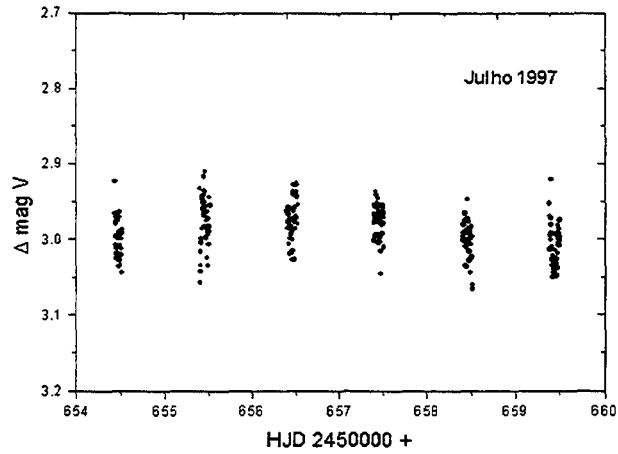


Fig. 3.3 - Curva de luz de N Cen 1995 para seis noites consecutivas em julho de 1997

Tab. 3.1 - Modulações fotométricas em N Cen 1995.

Método	1996 (dias)	1997 (dias)	Todos (dias)
PDM	0.1304228(39)	0.136011(12)	0.13598998(44)
DFT	0.1306362(59)	0.135948(12)	0.13040183(40)
Lomb-Scargle	0.1427161(63)	0.136008(12)	0.13508450(80)
Clean	0.1362450(41)	0.157443(15)	0.13599119(44)

grupos, o primeiro separado do segundo por  $\sim 12$  dias e o segundo separado do terceiro por  $\sim 55$  dias. Em 1997, além de termos um maior número de noites (10), temos uma distribuição um pouco melhor dos dados, com 3 grupos também, desta vez separados de 16 e 32 noites. O terceiro grupo é o que contém as seis noites consecutivas. Como resultado, os erros formais dos períodos encontrados pelos distintos métodos são menores, de um fator 4-5 com relação a 1996. (ii) De modo geral, tanto o conjunto de dados de 1996 quanto o de 1997 podem ser considerados *esparcos*, de forma que devemos esperar severos efeitos da janela de amostragem.

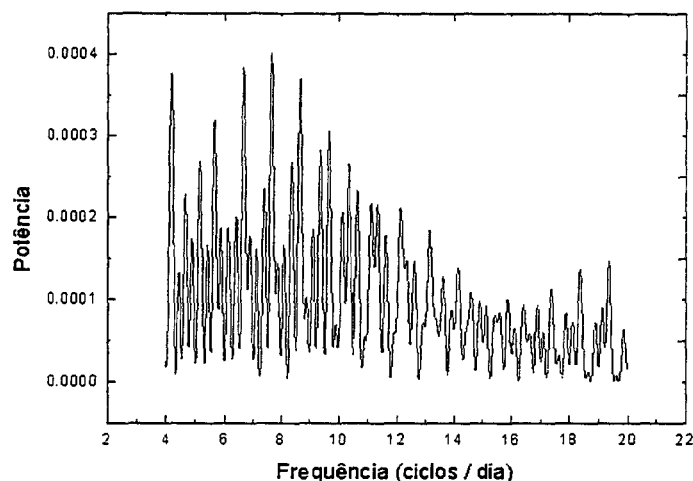


Fig. 3.4 - Espectro de Potência para as seis noites consecutivas de 1997

A discrepância que vemos na Tab. 3.1 no que diz respeito aos valores do melhor período encontrado pelos diferentes métodos deve ser interpretada da seguinte maneira: os valores mostrados são consistentes com os esperados para pico principal e os picos secundários de um mesmo sinal monocromático, dada a natureza esparsa da amostragem. Ocorre que esses picos diferem muito pouco em amplitude, fazendo com que as particularidades da figura de mérito de um ou de outro métodos levem frequentemente à indicação de valores distintos para o melhor pico. O método CLEAN, supostamente o mais adequado para tratar o problema da janela de amostragem esparsa, encontra o valor 0.136 dias para o conjunto de dados de 1996. Em 1997, embora os métodos PDM, DFT e Lomb encontrem todos valores próximos de 0.136 dias, o valor encontrado pelo CLEAN é 0.157 dias. Quando reunimos todos os dados, o sinal mais proeminente continua em torno de 0.13 dias, com o método CLEAN encontrando 0.136 dias como o melhor período. Adotamos esse valor como o melhor candidato ao período orbital de N Cen 1995, mas enfatizamos que o valor correto pode estar na faixa 0.13-0.16 dias.

A seguinte ressalvas devem ser feitas ao associar o período de 0.136 dias ao período



orbital do sistema. Primeiro, ter em mente que o sinal encontrado tem baixa amplitude (apenas 0.037 de semi-amplitude) e portanto, pode estar sendo afetado pelo *flickering* mesmo quando consideramos todos os conjuntos de dados reunidos. Em segundo lugar, porque o valor correto do período orbital poderia ser o *dobro* do valor encontrado. Isso seria o esperado se por exemplo, a modulação de 0.136 dias fosse produzida primariamente pelas variações de aspecto devidas à forma elipsoidal da estrela secundária no sistema. No entanto, para o caso da N Cen 1995, é pouco provável que variações elipsoidais sejam proeminentes no ótico, principalmente numa fase em que a nova ainda se encontra bastante brilhante.

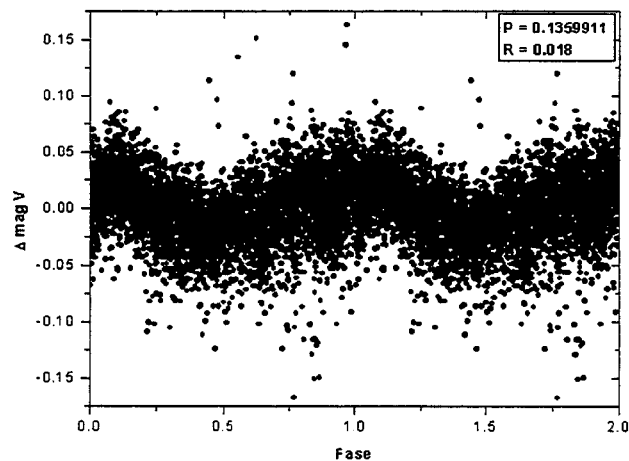


Fig. 3.5 - Diagrama de fase para o melhor candidato ao período orbital de N Cen 1995

A Fig. 3.5 mostra o diagrama de fase para o melhor candidato ao período orbital de N Cen 1995. Para podermos comparar resultados futuros com os obtidos neste trabalho, estabelecemos uma *efeméride* para os instantes de máximo da modulação mostrada na Fig. 3.5, na forma,

$$T_{\max} = \text{HJD } 2445208.7056 \pm 0.0006 + N \times 0.13599119 \pm 0.00000044 \quad (3.22)$$

onde  $N$  é o número de ciclos orbitais a partir da época fiducial escolhida.

### 3.4.3 O avermelhamento interestelar no campo da N Cen 1995

Para fins de ilustração, e particularmente, para que se possa apreciar a grande extinção interestelar na linha de visada à N Cen 1995, mostramos na Fig. 3.6 o campo em torno do objeto através do filtro J da Câmera Infravermelho (CamIV) utilizada no LNA. A orientação é a mesma da Fig. 2.1 e a imagem mostra além da nova, as estrelas de comparação  $C_1$  e  $C_3$ . É notável como objetos brilhantes na imagem em J são virtualmente invisíveis na imagem em V. A Fig. 3.7 mostra que a extinção pronunciada a que está submetido este campo está relacionada com o Saco de Carvão. A localização da nova é mostrada com um "+" nessa figura. A grande intensidade das linhas de absorção do sódio interestelar (Jablonski 1995) mostra que a linha de visada à N Cen 1995 intercepta material pertencente ao Saco de Carvão. As velocidades das duas componentes distintas observadas no óptico são consistentes com as velocidades observadas em rádio (Nyman, Bronfman & Thaddeus 1989).

Uma estimativa do avermelhamento na direção da nova pode ser realizada a partir da informação de que as Novas Clássicas têm  $(B - V)_0 = -0.02 \pm 0.04$ , duas magnitudes abaixo do máximo (Warner 1995). Utilizando os dados da Tabela 2.1 que mais se aproximam daquela condição (2 magnitudes abaixo do máximo) temos que a cor observada é  $B - V \approx 0.33$ , e  $E(B - V) = +0.35$ . Apesar de não se poder utilizar as relações padrão para obter a distância, a estimativa pode ser cotejada com resultados de outros métodos.

A comparação entre as imagens no óptico e no infravermelho próximo mostra que a extinção é suficientemente alta na região para que se tenha grandes cuidados com a aplicação do método de estimativa de distância via avermelhamento pela poeira interestelar. Cabe lembrar ainda que estudos sobre o avermelhamento interestelar para novas como o de Williams (1994) indicam a presença de material circunstelar contribuindo para a absorção seletiva. Isto apenas enfatiza que a determinação de distâncias a esses objetos utilizando a lei padrão para o avermelhamento pelo meio interestelar não é facilmente aplicável.

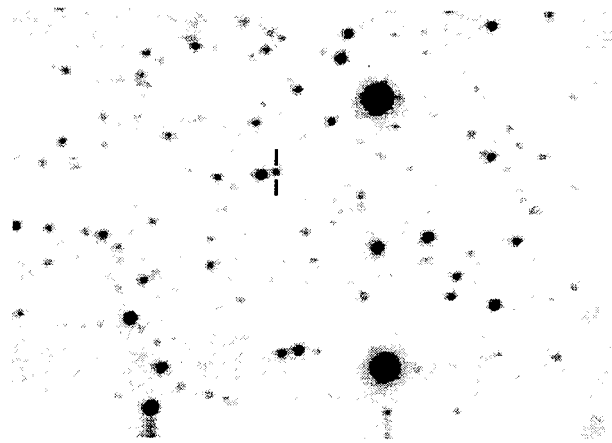


Fig. 3.6 - Campo da N Cen 1995 no filtro J

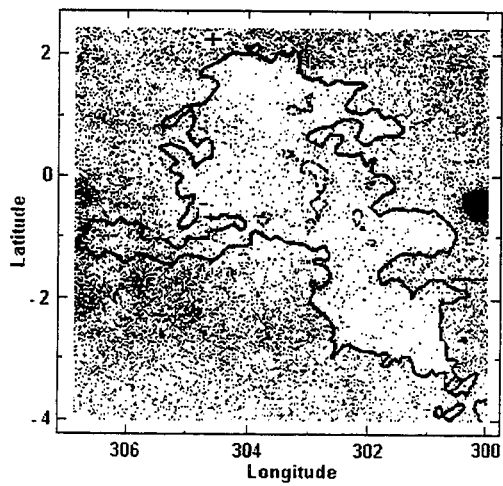


Fig. 3.7 - Imagem do Saco de Carvão, com a borda definida a partir de medidas na banda  $R$  (Nyman, Bronfman e Thaddeus (1989)).

### 3.5 Espectroscopia

A espectroscopia da N Cen 1995 não constitui o escopo deste trabalho e o material obtido caracteriza-se por ser esparso, tendo sido obtido ao longo do desenvolvimento de outros projetos observacionais. Para situar o leitor, resumiremos as principais fases do desenvolvimento espectral das novas e a seguir, situaremos os espectros obtidos no contexto da descrição geral.

O espectro de uma nova consiste inicialmente de linhas permitidas, quase sempre de baixa excitação. Com o decorrer do tempo, o nível de ionização aumenta e começam aparecer linhas proibidas. O desenvolvimento inicial é bastante rápido, com escala de tempo de dias. É importante mencionar que a classificação tradicional, como a adotada em Warner (1995) não está associada a parâmetros físicos da erupção ou do envelope da nova e portanto, tem caráter puramente taxonômico. O período sobre o qual se considera o desenvolvimento do espectro obviamente tem grande importância, uma vez que a evolução do espectro de emissão da envoltória ejetada só pode ser considerada completa ao chegar ao estágio em que predominam as linhas de baixa excitação de um gás tênue (Williams et al. 1991). Este processo geralmente leva mais de 5 anos, e em alguns casos pode chegar a 25 anos. A Fig. 1.1 mostra as principais fases de desenvolvimento do espectro ao longo da curva de luz esquemática de uma nova.

O espectro *pré-máximo* corresponde à fase de aumento de brilho inicial da nova antes de atingir o máximo. Fisicamente, temos a predominância da emissão em um meio opticamente espesso, em expansão e se resfriando. As linhas de absorção apresentam-se largas, ocasionalmente com uma componente P Cyg em emissão. Em geral o espectro pré-máximo é comparável ao espectro de uma supergigante, apresentando evolução de classe B para A tardia, e tende a ser mais quente do que o espectro principal, descrito a seguir.

O *espectro principal* segue-se ao espectro pré-máximo e permanece até a nova cair de brilho em cerca de 4 magnitudes. Este espectro, também em absorção, é similar

ao de uma supergigante A ou F, porém com a intensidade das linhas do CNO muito pronunciada. No máximo de brilho ou logo após, começam a se desenvolver perfis P Cyg. Aparecem muitas linhas de emissão neste ponto, sendo as mais fortes no visível as de H, CaII, NaI e FeII. À medida que o brilho da nova decai, as absorções do espectro principal tornam-se mais fracas sendo completamente substituídas por um espectro em emissão somente. Nesta fase aparecem as emissões de [OI], [NII] e depois [OII].

O *espectro difuso* é uma terceira componente em absorção, que aparece um pouco depois do espectro principal e alcança o máximo de intensidade em torno de 2 magnitudes abaixo do máximo de brilho. Apresenta linhas largas e fortes de HI, CaII e usualmente FeII, OI e NaI. As novas lentas são mais ricas nesta fase com linhas de TiII e CrII. Em estágios posteriores as linhas de hidrogênio podem apresentar várias componentes. A velocidade de expansão radial é aproximadamente duas vezes maior do que a indicada pelo espectro principal.

O *espectro tipo Orion* é um quarto sistema de linhas em absorção, apresentando-se com linhas simples, e aparecendo quando a nova está a 1 – 2 mag abaixo do máximo. O sistema é deslocado para o azul pelo menos da mesma quantidade que o espectro difuso e é caracterizado principalmente por linhas do HeI, CII, NII e OII, sendo seguido mais tarde por emissões do NIII e NV. O espectro tipo Orion atinge máxima intensidade no ponto em que o espectro difuso desaparece. O nome provém da semelhança com as linhas de absorção produzidas nos ventos de estrelas OB luminosas.

O *espectro nebuloso* desenvolve-se a partir das componentes em emissão do espectro principal. No início do declínio, as transições do [OI] e o [NII] são fortes. À medida que as linhas do [OIII] e [NeIII] aparecem, tornam-se intensas com relação às linhas permitidas em emissão do HI, HeI,II e NII,NIII. A evolução se dá no sentido de aproximar o espectro nebuloso ao espectro de uma nebulosa planetária. Se a temperatura da fonte ionizante central supera  $10^6$  K, aparecem linhas coronais, ou seja, linhas proibidas correspondentes a altos graus de ionização. As linhas coronais tornam-se

observáveis poucos meses após a erupção e permanecem visíveis às vezes por anos.

Na tentativa de obter uma classificação que seja mais relacionada a características físicas do sistema, Williams (1992) propôs um esquema em que as novas são divididas basicamente em duas classes, a partir das linhas de emissão que não sejam as linhas de Balmer: novas de “FeII” e novas de “He/N”. De modo geral, as novas com linhas proeminentes de FeII evoluem mais lentamente, apresentam níveis de ionização mais baixos e mostram perfis P Cyg com estruturas de absorção bastante pronunciadas. Novas em que as linhas mais fortes (não sendo as de Balmer) sejam de He ou de N, têm velocidades de expansão maiores, níveis de ionização maiores e os perfis tendem a ser chatos ou em forma de sela com pouca absorção. A evolução espectral das novas de “He/N” costuma ser bem rápida, produzindo linhas coronais, linhas fortes de neônio ou com a ausência de linhas proibidas, enquanto pelo menos metade das novas de “FeII” desenvolvem o espectro de linhas proibidas. Williams interpreta os dois tipos de espectro em termos de um meio contendo duas componentes: a envoltória gasosa discreta, tipo casca, ejetada na erupção, e um vento contínuo proveniente da anã branca aquecida. O espectro mais “estrito” de FeII forma-se no vento, enquanto a componente mais larga de He/N forma-se na casca ejetada na erupção. A Tab. 3.2 resume as principais características desse esquema de classificação.

### **3.5.1 Dados Espectroscópicos para N Cen 1995**

As principais características dos espectros que coletamos são resumidas na Tab. 3.3 e são ilustrados na Fig. 3.8. Os espectros obtidos em Março de 1995 foram tomados utilizando-se o espectrógrafo Coudé no telescópio de 1.6 do LNA, e portanto, possuem grande dispersão mas pequena cobertura espectral. Os demais espectros foram tomados com o espectrógrafo Cassegrain e cobrem a região de  $H\alpha$ , com uma exceção. Em termos de cobertura temporal estes espectros situam-se desde  $\sim 20$  dias após o máximo da erupção (espectros Coudé) até 522 dias depois do máximo. Apenas dois espectros foram calibrados em fluxo ( 5 de Junho 1995 e 22 de Julho

Tab. 3.2 - O esquema de classificação de Williams (1992) dividindo as novas em objetos de “FeII” ou “He/N”.

Classe “Fe II”	Classe “He/N”
Linhas estreitas (HWZI < 2500 km/s)	Linhas largas (HWZI > 2500 km/s)
Perfis P Cygni com absorção pronunciada	Linhas com picos planos com poucas absorções
Evolução espectral lenta (semanas)	Evolução espectral rápida (dias)
Linhas proibidas iniciais:	Linhas proibidas iniciais:
Transições aurorais de N e O	[FeX] $\lambda$ 6374 e [FeVII] $\lambda$ 6087
[OI] $\lambda$ 6300	[NeII] ou [NeV]
Linhas fluorescentes de baixa ionização no vermelho	...ou nenhuma linha proibida
	F(HeII $\lambda$ 4686) > F(H $\beta$ ), eventualmente
	Continuo azulado e plano

1996), mas todos estão corrigidos em função da sensibilidade relativa do detector.

As poucas informações espectrais encontradas na literatura (a maior parte referente à fase logo após a erupção) podem ser resumidas da seguinte forma: Em fevereiro (25.43 UT), Hearnshaw e Watson (IAUC 6139) obtiveram espectros que mostravam uma forte emissão nas linhas de Balmer com perfis P Cyg, com largura total à meia altura (FWHM) de  $H\gamma$  e  $H\delta$  de 55 Å. No dia 27.2 de fevereiro (UT) Benetti, della Valle e Molendi (IAUC 6141) confirmaram este objeto como sendo uma nova galáctica no início do declínio. O espectro apresentava forte emissão de  $H\alpha$ , OI (multipletos 1, 4, 34) e CaII (triplete infravermelho) onde  $H\alpha$  e OI (8446 Å) tinham uma largura total à intensidade zero (FWZI) de aproximadamente 6000 km/s e um perfil de duplo pico (separação pico a pico de aproximadamente 2000 km/s), com o pico no vermelho sempre mais forte. Foram detectadas também emissões mais fracas de FeII (multipletos 42, 46, 48, 49), NaI D, e HeI. Em 17 de Março de 1995, Jablonski (IAUC 6154) obteve um espectro CCD que apresentava fortes características interestelares em 5890/5896 Å. Este espectro é mostrado na Fig. 3.9. Johnson et al. (1997) apresentam um espectro UV obtido com o experimento

Tab. 3.3 - Resumo da espectroscopia.

Data	Nº de espectros	Exptime (s)	Dispersão (Å /pix)	Interv. Espectral (Å )
16/03/95	1	240	0.130	5920 - 6069
17/03/95	2	300	0.132	5826 - 5979
12/04/95	1	900	1.24	5860 - 7240
05/06/95	2	60, 300	1.14	5522 - 6827
30/01/96	1	900	0.77	5803 - 6689
12/06/96	1	600	1.24	4190 - 5100
06/07/96	2	300, 600	1.24	5589 - 6860
07/07/96	1	900	1.24	5589 - 6860
22/07/96	1	900	1.24	5577 - 6842

WUPPE 15 dias depois da descoberta da nova. São proeminentes as linhas de emissão do MgII 2800 Å e [NIII] 1750 Å com HWZI (meia largura à intensidade zero) de 2700 km/s e 2650 km/s, respectivamente.

Na medida do possível, face ao carácter esparso dos dados, procuramos comparar os espectros de N Cen 1995 com espectros de outras novas na mesma fase de evolução. Em termos de interação com o meio interestelar, N Cen 1995 possui no intervalo de 5650 - 6800 Å duas características em absorção. Uma delas é o dubleto do NaI (Fig. 3.9) cuja detecção e características são relatadas por Jablonski (1995). Devido à presença do Saco de Carvão na linha de visada, as linhas apresentam-se provavelmente saturadas, com larguras equivalentes de  $\sim 1$  Å e 0.7 Å respectivamente. Ratering, Bruch e Diaz (1993) estimam uma largura equivalente de cerca de 1 Å para KT Per (uma variável cataclísmica com grande absorção na linha de visada. A outra característica em absorção no espectro de N Cen 1995 é a banda interestelar difusa em 6280 Å (Jenniskens & Désert, 1994). A presença dessa banda não surpreende, tendo-se em vista a linha de visada já mencionada anteriormente.



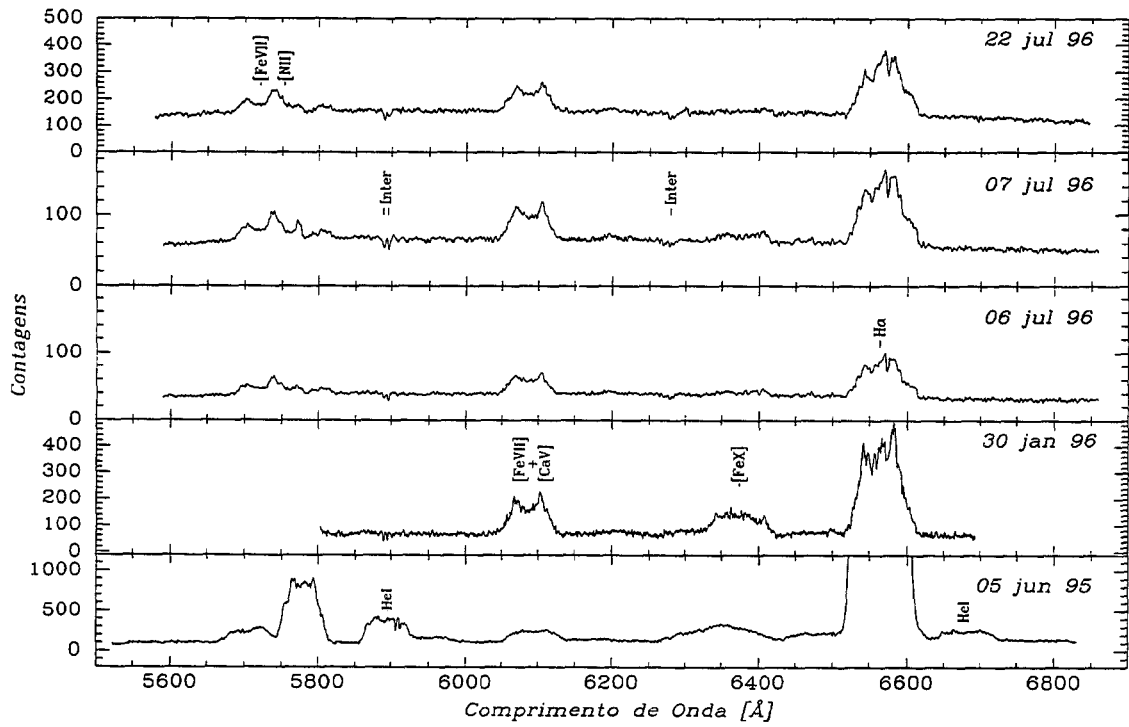


Fig. 3.8 - O desenvolvimento espectral de N Cen 1995

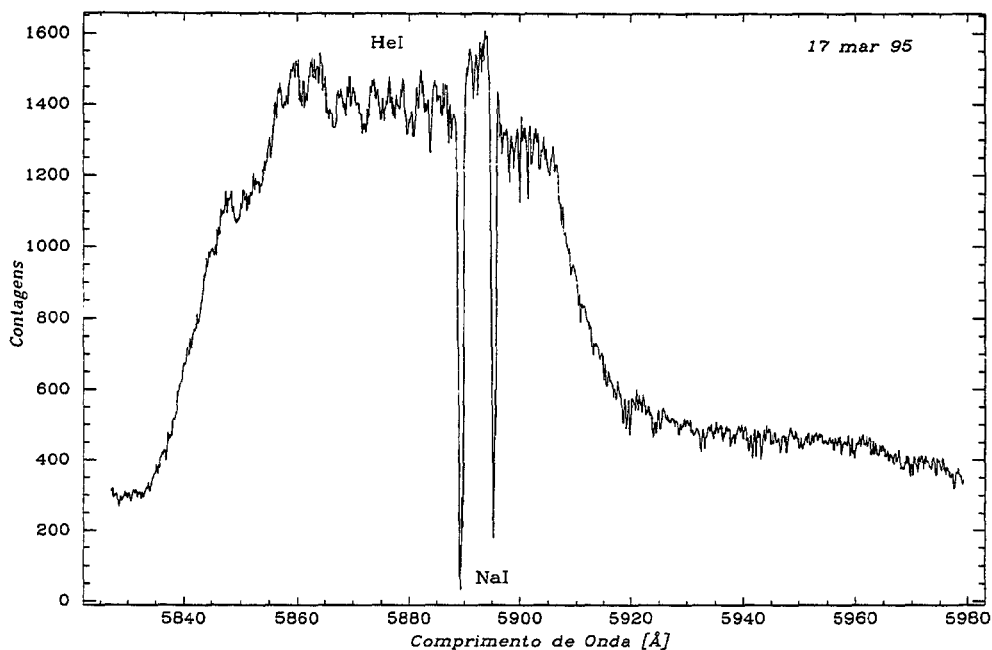


Fig. 3.9 - Espectro coletado com o espectrógrafo Coudé em 17 Março de 1995

Os espectros obtidos em Março de 1995 cobrem apenas  $\sim 150 \text{ \AA}$  mas são importantes por terem sido tomados apenas 23 dias após o máximo da erupção. Além da presença do NaI D (devido ao meio interestelar), é proeminente a linha do HeI 5876  $\text{ \AA}$  em emissão. Essa linha possui HWZI de  $\sim 2200 \text{ km/s}$ , com HWHM de cerca de 1680  $\text{ km/s}$ . A linha possui um perfil relativamente achatado no topo. Segundo Williams (1992), perfis largos com topo relativamente chato ou em sela são comuns em objetos do tipo “He/N”. Embora no espectro de Março de 1995 o parâmetro HWZI não atinja o limiar sugerido por Williams para separar uma classe da outra (2500  $\text{ km/s}$ ), deve-se lembrar que os espectros logo após a erupção mostravam HWZI de  $\sim 3000 \text{ km/s}$  (Benetti, Della Vale e Monendi 1995). Cabe lembrar ainda que Williams procurou utilizar espectros tomados poucos dias após o máximo de luz para seu esquema de classificação, o que infelizmente não é possível para o nosso caso.

O espectro tomado em 12 de Abril de 1995 (48 dias após a descoberta da nova, cortezia de Flávio Elizalde) mostra  $H\alpha$  com um perfil bastante largo (HWZI  $\sim$

2300 km/s), com topo plano e um pico estreito superposto no lado vermelho do comprimento de onda de repouso. Depois de  $H\alpha$ , a linha mais forte no espectro é HeI 7065 Å. A asa vermelha dessa linha tem uma componente que não identificamos. Em alguns objetos observa-se a presença de [ArIII] 7136 Å nessa posição. O HeI 6678 Å também acha-se presente. Identificamos emissão bastante distinta em 6374 Å correspondente ao [FeX]. O perfil dessa característica espectral é complexo, com uma asa azul que poderia ter contribuição de [OI] 6300 Å. Parece distinta a presença de NII 6482 Å na asa azul de  $H\alpha$ . As razões de fluxo entre as diversas linhas neste espectro têm semelhança com o que se observou nos espectros de N Sgr 1991 a 35 dias após o máximo e em N Sco 1989 a 46 dias após o máximo (Williams, Phillips e Hamuy 1994). As características que mais chamam a atenção no espectro de 12 de Abril são a baixa intensidade das linhas do [OI] e o aparecimento relativamente precoce de [FeX] como ocorreu em diversas novas recorrentes.

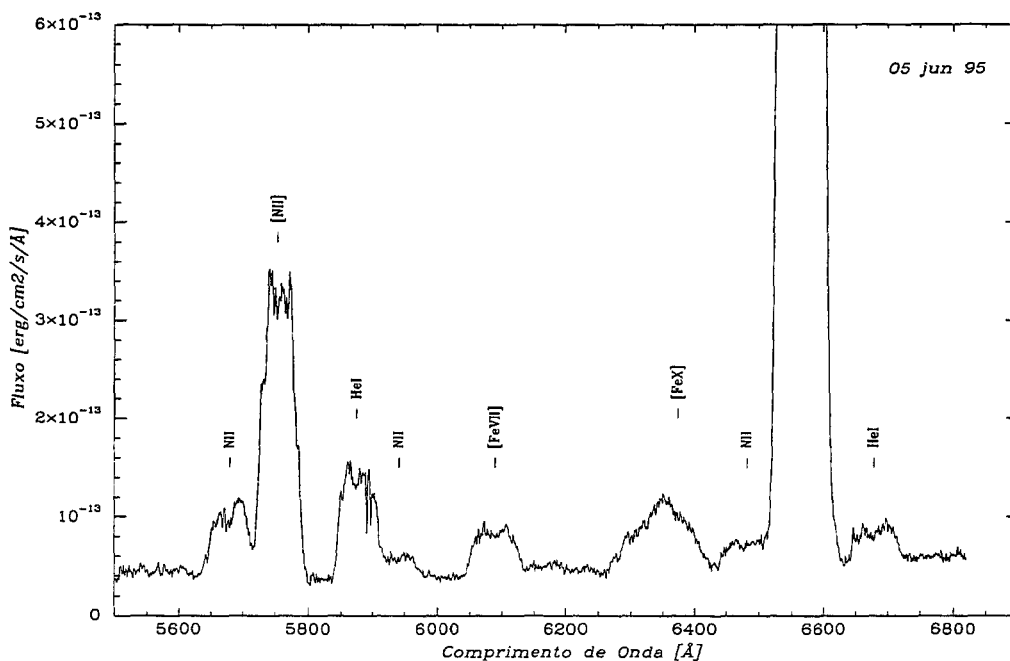


Fig. 3.10 - Detalhe do espectro de 05 Junho de 1995

As linhas de emissão presentes nos espectros a partir de Junho de 1995 mostram um sistema nebuloso bem desenvolvido. Em 5 de Junho de 1995 a nova já havia

decaído em torno de 4 magnitudes e uma das linhas proibidas proeminentes nesta fase é [NII] 5754 Å (Fig. 3.10). Existem também indícios de emissão em 5721 Å. É bem evidente a emissão do [FeVII] em 6086 Å + [CaV] 6086 Å. A característica presente na faixa 6250-6410 Å no espectro de 12 de Abril tornou-se mais larga e mais simétrica, sendo ainda consistente com a emissão do [FeX] 6374 Å e alguma contribuição das linhas do [OI]. As linhas permitidas presentes neste espectro são HeI 5876, 6678 Å e H $\alpha$ . A característica mais marcante deste espectro é a baixa intensidade das linhas do [OI] em comparação com o [NII] e HeI. Tanto em N Cyg 1978 (50 dias após a erupção; Klare, Wolf e Krautter 1980) quanto em N Cyg 1992 (250 dias após a erupção; Rafanelli, Rosino e Radovich 1995), verifica-se que as linhas do [OI] são substancialmente mais pronunciadas do que no nosso espectro de 100 dias. No esquema de classificação de Williams (1992), a ausência de [OI] 6300, 6364 Å nas fases iniciais é um critério para que um objeto pertença à classe “He/N”.

O espectro de 5 de Junho difere do espectro de N Oph 1988 (Williams et al. 1991) no sentido de que naquele objeto, HeI 5876 Å é muito mais proeminente que [NII] 5754 Å e [FeVII] 6086 Å tanto a 76 quanto a 177 dias após o máximo de brilho. Nota-se ainda que N Oph 1988 só desenvolveu [FeVII] 6086,5721 Å a  $\sim$  390 dias após o máximo.

Outros dois objetos para os quais podemos comparar o espectro de 5 de Junho são N Sco 1989 (No. 2) e N Sct 1989, ambos descritos em Williams et al.(1991). Para o primeiro objeto a 189 dias após o máximo, nota-se que a razão de intensidades das linhas do [NII], HeI e [FeVII] é bastante parecida com o que temos para N Cen 1995. A maior diferença na região que cobrimos é o fato de o [OI] 6300 Å e [FeX] 6374 Å aparecerem com picos bem distintos no espectro de N Sco 1989. Para o segundo objeto (N Sct 1989 a 211 e 370 dias após o máximo) temos mais ou menos o mesmo aspecto. porém com [NII] 5754 Å bem mais intenso do que no nosso espectro. O espectro de N Sct 1989 a 1100 dias após o máximo descrito em Williams et al.(1994) mostra características de um espectro nebuloso padrão e as intensidades das linhas

na região observada por nós são bastante semelhantes ao que vemos no espectro de 5 de Junho, à exceção das linhas do [OI] que já comentamos antes. Tanto N Sco 1989 quanto N Sct 1989 foram classificadas por Williams et al (1991) como objetos do tipo “FeII”.

Em 30 de Janeiro de 1996 a nova estava a 6 magnitudes abaixo do máximo. Na faixa 5800-6690 Å destacam-se as linhas coronais de [FeVII] 6086 Å e [FeX] 6374 Å.  $H\alpha$  é proeminente mas as linhas do HeI estão completamente ausentes. A comparação com o comportamento da N Cyg 1992, uma nova rápida com  $t_2 \sim 16$  dias (Rafanelli et al. 1995), mostra as linhas do HeI mais intensas do que na N Cen 1995 tanto a 257 dias quanto a 390 dias após o máximo. O mesmo tipo de comportamento ocorreu com V 745 Sco (Williams et al 1991). Outra característica interessante é que enquanto para a N Cyg 1992 o máximo de intensidade da emissão coronal do [FeX] ocorreu cerca de 500 dias após a erupção, para o caso de N Cen 1995 temos essa componente praticamente invisível na mesma época, ao passo que no espectro de 30 de Janeiro de 1996 ela apresenta-se com a maior intensidade medida nos nossos espectros.

Em 12 de Junho de 1996 obtivemos (cortesia de D. Cieslinski) um espectro na região de  $H\beta$  a 475 após a descoberta. A característica predominante é o par de linhas do [OIII] 4959,5007 Å que aparece com a razão de intensidades prevista para um meio opticamente fino (1 : 3). O perfil é complexo, repetindo-se nas duas linhas, com uma componente azul (a mais intensa) e uma componente vermelha separadas por pelo menos duas outras componentes.  $H\beta$  aparece bastante fraco.  $H\gamma$  aparece um pouco mais intensa, mas certamente possui contribuição de [OIII] 4363 Å. Uma outra característica omnipresente nos espectros de novas nesta região é o complexo NIII 4640 Å + HeII 4686 Å. Aqui, uma peculiaridade adicional é que a linha do HeII parece ser mais intensa que NIII. É importante mencionar que este é o único espectro no qual poderíamos observar uma linha do Neônio. Trata-se do [NeIV] 4721 Å que não está presente.

Os demais espectros na região de  $H\alpha$ , obtidos a 507 e 522 dias após a descoberta.

apresentam as seguintes características: Em 6/7 de Julho de 1996 vemos o complexo  $H\alpha + [\text{NII}]$  com cerca de duas vezes a intensidade de  $[\text{FeVII}] 6087 \text{ \AA}$ . Há vestígios de emissão em  $6374 \text{ \AA}$  porém bastante fraca. O complexo  $[\text{FeVII}] + [\text{NII}]$  em  $\sim 5750 \text{ \AA}$  apresenta superposição das componentes azul e vermelha dos perfis. O espectro de 22 de Julho é bastante parecido com aquele de duas semanas antes, mas a ausência da característica em  $6374 \text{ \AA}$  é mais notável. Nota-se também alguma simplificação no complexo  $[\text{FeVII}] + [\text{NII}]$ .

Em termos de perfis das linhas, nossos espectros têm uma boa semelhança com os espectros de N Her 1991, N Oph 1991 e N Sgr 1991, descritos em Williams et al. (1994). Em particular, a característica alargada observada em 5 de Junho em  $\sim 6370 \text{ \AA}$  poderia ser o que em N Her 1991 é identificado como sendo a superposição de  $[\text{SIII}] 6312 \text{ \AA}$  e  $[\text{FeX}] 6374 \text{ \AA}$  a 31 dias após o máximo. Contudo, o desenvolvimento posterior de N Her 1991 foi bem distinto do que observamos em N Cen 1995, com  $[\text{SIII}]$  permanecendo proeminente enquanto  $[\text{FeX}]$  praticamente sumiu entre 79 e 161 dias após o máximo. N Her 1991 é uma nova “híbrida” que mostrou inicialmente espectro do tipo “FeII” passando após isso por uma breve fase “He/N” antes de entrar na fase nebular. Em N Oph 1991 observou-se o desenvolvimento de uma estrutura de duplo pico na linha do  $[\text{FeVII}] 6086 \text{ \AA}$  a partir de 330 dias depois do máximo, como se as espécies mais ionizadas emanassem de um anel em rotação ou de colunas ou jatos que tivessem velocidades opostas na linha de visada. N Oph 1991 é um exemplar das novas de Neônio. O espectro de N Sgr 1991 também apresenta linhas largas com picos do tipo sela. Esse objeto, classificado como nova do tipo “He/N” é notável por não ter apresentado as linhas do  $[\text{OI}]$ . Esse comportamento mostra que a ausência dessas linhas em N Cen 1995 (pelo menos nos nossos espectros) poderia ser explicado se esta nova pertencesse à classe “He/N”. Tanto o comportamento do  $[\text{OI}]$  quanto o do HeI indicam um desenvolvimento espectral bastante rápido para a N Cen 1995.

A Tabela 3.4 resume as linhas de emissão presentes nas diversas fases da evolução da nova.

Tab. 3.4 - Identificação das linhas de emissão.

$\lambda$	Ion	Mult.	Data*
4340	H $\gamma$	1	6
4963	[OIII]	2F	6
4641	NIII	2	6
4686	HeII	1	6
4861	H $\beta$	1	6
4959	[OIII]	1F	6
5007	[OIII]	1F	6
5679	NII	3	2
5721	[FeVII]	1F	2,4,5,7
5754	[NII]	3F	2,4,5,7
5875	HeI	11	2
5940.3	NII	28	1,2
6086	[FeVII]	1F	2,3,4,5,7
6086	[CaV]	1F	2,3,4,5,7
6300	[OI]	1F	1,2
6310	[SIII]	3F	1,2,3
6374	[FeX]	1F	1,2,3
6482	NII	8	1,2
6563	H $\alpha$	1	1,2,3,4,5,7
6678	HeI	46	1,2
7065	HeI	10	1

\* 12 de Abril de 1995 (1), 05 Junho 1995 (2), 30 de Janeiro de 1996 (3), 06 de Junho de 1996 (4), 07 de Junho de 1996 (5), 12 de Junho de 1996 (6), 22 de Junho de 1996 (7)

## CAPÍTULO 4

### Conclusão

A fotometria de N Cen 1995 produziu resultados importantes e inéditos: primeiro, a determinação da classe de velocidade da nova, caracterizada pelo parâmetro  $t_2$ , o intervalo de tempo a partir do máximo de luz em que o objeto cai 2 magnitudes em brilho. Determinamos que  $t_2 = 4.5 - 8.5$  dias no filtro V. A curva de luz da erupção é relativamente bem coberta em comparação com outras novas e cobre um intervalo de aproximadamente 1500 dias. O segundo resultado da fotometria é uma boa indicação sobre o valor do período orbital na nova. Nossa análise indica que  $P_{orb} \sim 0.136$  dias, embora ressalvemos que o valor correto possa ser um dos muitos aliases produzidos pela complexa janela de amostragem temporal das observações fotométricas. Um terceiro resultado diz respeito ao comportamento em cor desse objeto. A comparação com o comportamento estatístico das novas em torno de  $t_2$  mostra que esse objeto tem  $E(B - V) \sim 0.35$  mag, indicando avermelhamento substancial pelo material na linha de visada. Esse resultado é corroborado pela espectroscopia e pelo fato de o objeto encontrar-se no céu próximo ao Sacó de Carvão. Os resultados da fotometria são importantes no sentido de adicionar informações valiosas ao conjunto de novas como um todo. Vale lembrar que apenas cerca de três dezenas de novas têm período orbital conhecido neste momento.

Um dos temas de maior interesse no estudo das novas é a aparente diferença entre a distribuição de períodos desses objetos em comparação com as variáveis cataclísmicas como um todo. O impacto de se adicionar uma nova a mais, com período orbital de 0.136 dias, ao catálogo de Ritter (1998), produz os seguintes efeitos: a probabilidade de a distribuição de períodos orbitais das novas ser idêntica à distribuição de períodos de todas as variáveis cataclísmicas cai de 0.97% para 0.72% quando incluímos o novo objeto nos cálculos. Caso *retiremos* as novas do conjunto de variáveis cataclísmicas e realizemos a mesma comparação, a probabilidade cai de 0.30% para 0.21%. Nota-se que o efeito de incluímos um objeto a mais nesta



análise é pequeno, no entanto, vai no sentido de corroborar a diferença entre as duas distribuições.

É evidente a necessidade de se aumentar o conjunto de novas com períodos orbitais conhecidos. Tanto os objetos galácticos para os quais se pode realizar programas observacionais como o que descrevemos neste trabalho como objetos nas Nuvens de Magalhães (plenamente ao alcance da fotometria e espectroscopia com o futuro telescópio SOAR) representam uma oportunidade científica importante para a astronomia brasileira.

Os resultados espectroscópicos, ainda que baseados em dados esparsos coletados ao longo de outros programas observacionais, revelaram-se extremamente interessantes. A espectroscopia Coudé mostrou que a linha de visada à N Cen 1995 tem absorção de praticamente 100% da luz em uma das componentes do dubleto do Sódio em 5890,5896 Å. Os mesmos espectros mostram ainda que a largura e perfil da linha do HeI em 5876 Å colocam N Cen 1995 próxima do limite sugerido por Williams (1992) que separa os objetos com alta velocidade de expansão dos objetos de baixa velocidade ( $HWZI \sim 2500$  km/s). Como estes espectros foram obtidos 23 dias após a erupção, pode-se esperar que alguma evolução tenha ocorrido nos perfis, no sentido de apresentar velocidades de expansão menores, uma vez que Bennetti et al. (1995) mediram HWZI de cerca de 3000 km/s. Os dois regimes estão correlacionados com a presença de características espectrais do tipo "He/N" ou "FeII" e provavelmente estão relacionados com diferenças físicas importantes na erupção. Williams sugere que os espectros do tipo "FeII" estejam relacionados com emissão num vento proveniente das proximidades da superfície da anã branca, enquanto os espectros do tipo "He/N" indicariam prevalência de emissão relacionada com a casca de material ejetado na erupção.

Os espectros Cassegrain não permitem definir sem ambiguidade à que classe a N Cen 1995 pertence. No entanto, várias indicações importantes parecem presentes. A fraca intensidade das linhas do [OI] 6300,6364 Å contrasta de modo notável com o comportamento das demais novas, tanto se considerarmos os espectros que tomamos

a  $\sim 50$  e  $\sim 100$  dias após a erupção quanto os demais, tomados a  $\sim 340$  ou  $\sim 500$  dias após o máximo. Na nossa interpretação isso indica um desvio importante dos casos clássicos de novas do tipo "FeII" conhecidos. O desenvolvimento espectral da linha do HeI 5876 Å também chama a atenção. Nesse caso verificamos que N Cen 1995 apresentou um enfraquecimento bastante rápido da emissão nessa transição, a ponto de ser praticamente inexistente a  $\sim 340$  dias após o máximo. Novamente, o comportamento é mais consistente com o que sabemos dos objetos do tipo "He/N".

A emissão do [FeX] 6374 Å também indica um desenvolvimento rápido das condições físicas nos restos ejetados, como no caso da emissão em HeI. O [FeX] está presente nos espectros a  $\sim 50$ ,  $\sim 100$  e  $\sim 340$  dias após o máximo e praticamente invisível nos espectros a  $\sim 500$  dias após o máximo. Nosso único espectro obtido numa região que cobre uma transição do Neônio indica a total ausência de [NeIV] 4721 Å a  $\sim 475$  dias após o máximo.

A presença dos perfis alargados com topo tipo sela pode ser objeto de uma interessante especulação. Da mesma maneira que em N Sgr 1991, conforme a discussão de Williams et al. (1994), essa característica pode provir de jatos emitidos em direções opostas com relação à linha de visada. Muitas novas apresentam assimetrias significativas quando se consegue resolver a emissão dos restos alguns anos após a erupção. Para N Cen 1995, Johnson et al. (1997) mediram polarização *intrínseca* de  $2.6 \pm 0.02\%$ , o que indica a presença de envelope assimétrico. N Cen 1995 torna-se desse modo, um alvo interessante para telescópios com bom poder de resolução espacial, como são os instrumentos Gemini e SOAR. Prevemos que o objeto venha a apresentar morfologia bipolar no material ejetado.

A classificação de N Cen 1995 como objeto do tipo "He/N" não é segura contudo. Os contra-argumentos mais importantes são: os primeiros espectros logo após a erupção (IAUC 6139, IAUC 6141) mostravam perfis P Cyg nas linhas de Balmer, tendo sido detectada emissão fraca de FeII além de HeI. Da mesma forma, a escala de tempo de decaimento do brilho utilizada no esquema de Williams ( $t_3 \sim 23$  dias) é mais consistente com o que apresentam os objetos do tipo "FeII". Devemos lembrar

aqui, que a estimativa de  $t_3$  é mais incerta que a de  $t_2$ , e que este último indica que N Cen 1995 foi uma nova muito rápida.

Os aspectos discordantes a respeito da classificação de N Cen 1995 apenas enfatizam a necessidade de realizarmos estudos espectroscópicos mais detalhados a respeito do objeto. Embora a classificação mais segura seja aquela proveniente dos estágios precoces do desenvolvimento da nova, as peculiaridades descobertas neste trabalho podem ser suficientes para que mesmo um estudo tardio possa revelar a natureza do processo predominante ocorrido na erupção.

## REFERÊNCIAS

- Baptista, R., Jablonski, F., Cieslinski, D., & Steiner, J. **Nova V2214 Ophiuchi 1988 - A magnetic nova inside the period gap** *Astrophysical Journal*, v. 406, p. L67, Apr. 1993
- Benetti, S., Della Valle, M., Molendi, S., Gilmore, A. C. **Nova Centauri 1995** *International Astronomical Union Circular*, 6141, Feb. 1995
- Bode, M. F. & Evans, A., C. **Classical Novae**, John Wiley & Sons LTD. 1989
- Clemens, J. C., Reid, I. N., Gizis, J. E., O'Brien, M. S., **The lower main sequence and the orbital period distribution of cataclysmic variable stars** *Astrophysical Journal*, v. 496, p. 352, Mar. 1998
- Deeming, T. J., **Fourier analysis with unequally - space data** *Astrophysics and Space Science*, V. 36, n. 1, P. 137-158, 1975
- Diaz, M., & Bruch, A., **The orbital period distribution of novae** *Astronomy and Astrophysics*, v. 322, p. 807-816, June 1997
- Diaz, M., & Steiner, J. **The photometric period of Nova Muscae 1983** *Astrophysical Journal*, Part 2 - Letters, v. 339, p. L41-L43, Apr. 1989
- Duerbeck, H. M., **Galactic Distribution and Outburst Frequency of Classical Novae** *Proceedings of Colloquium No.122 of the International Astronomical Union*, p. 34, 1990
- Ferland, G.J., Korista, K.T., Verner, D.A., Ferguson, J.W., Kingdon, J.B., e Verner, E.M., **CLOUDY 90: Numerical Simulation of Plasmas and Their Spectra** *Publication of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 110, p. 1040-1045, Set. 1998
- Fujimoto, M. **A theory of hydrogen shell flashes on accreting white dwarfs. I - Their progress and the expansion of the envelope. II - The**

- stable shell burning and the recurrence period of shell flashes** *Astrophysical Journal Part 1*, v.257, p. 752-779, June 1982a
- Fujimoto, M. **A Theory of hydrogen shell flashes on accreting white dwarfs - part two - the stable shell burning and the recurrence period of shell flashes** *Astrophysical Journal*, v. 257, p. 767, June 1982b
- Harris, W.E., Fitzgerald, M.P., Reed, B.C. **Photoelectric photometry - an approach to data reduction** *Publication of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 93, p. 507-517, Aug. 1981
- Harris, M. J., Naya, J. E., Teegarden, B. J., Cline, T. L., Gehrels, N., Palmer, D. M., Ramaty, R., Seifert, H. **Transient Gamma Ray Spectrometer observations of gamma-Ray lines from novae. I. limits on the positron annihilation line in five individual novae** *Astrophysical Journal*, v. 522, p. 424-432, Sep. 1999
- Hearnshaw, J. B., Watson, L. C. **Nova Centauri 1995** *International Astronomical Union Circular*, 6139, Feb. 1995
- Hubble, E. P., **A spiral nebula as a stellar system, Messier 31** *Astrophysical Journal*, v. 69, p. 103-158, Mar. 1929
- Jablonski, F. **Nova Centauri 1995** *International Astronomical Union Circular*, 6154, Mar. 1995
- Jablonski, F., Baptista, R., Barroso, Jr. J., Gneiding, C., Rodrigues, F. & Campos, R. P. **Calibration of the UBVRI high-speed photometer of Laboratorio Nacional de Astrofisica, Brazil** *Publication of the Astronomical Society of the Pacific*, V.106, p. 1172, Nov. 1994
- Jenniskens, P., & Désert, F. X., **A survey of diffuse interstellar bands (3800-8680 A)** *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, v. 106, p. 39-78, July 1994

- Johnson, J. J., Anderson, C. M., Bjorkman, K. S., Code, A. D., Fox, G. K., Weitenbeck, A. J., Sanders, W., Babler, M. R., Zellner, N. E. B., Edgar, R. J., Magalhães, A. M., Clayton, G. C., Schulte-Ladbeck, R. E., Herald, J. E., Lupie, O. L., **Ultraviolet spectropolarimetry of three classical novae early in outburst: evidence for aspherical shells** *Astronomical Journal*, v.113, p. 2200, 1997
- Kay, S. M. , **Fundamentals of Statistical Signal Processing: Estimation Theory** Prentice Hall, N. J.1993
- Klare, G., Wolf, B., Krautter, J., **Spectral evolution of Nova Cygni 1978** *Astronomy and Astrophysics*, v. 89, p. 282-290, 1980
- Kraft, R. P., **Binary Stars among Cataclysmic Variables. I. U Geminorum Stars (dwarf Novae)** *Astrophysical Journal*, V. 135, p. 408, Mar. 1962
- Kovetz, A., Prialnik, D., Shara, M. M., **What does an erupting nova do to its red dwarf companion?** *Astrophysical Journal*, V. 325, p. 828-836, Feb. 1988
- Liller, W., Overbeek, D., Gilmore, A. C., Hearnshaw, J. B., Watson, L. C. **Nova Centauri 1995** *International Astronomical Union Circular*, 6139, Feb. 1995
- Lundmark, K., **The absolute magnitudes of novae** *Publication of the Astronomical Society of the Pacific* v. 34, n. 200, p. 207, Aug. 1922,
- MacDonald, J. **CNO abundances and the strengths of nova outbursts and hydrogen flashes on accreting white dwarfs** *Astrophysical Journal*, v. 267, p. 732-746, Apr. 1983
- McLaughlin, D. B. 1960, **Stellar Atmospheres**, ed J. L. Greenstein, Univ. Chicago Press
- Nauenberg, M., **Analytic approximations to the mass-radius relation and**

- energy of zero-temperature stars** *Astrophysical Journal*, v. 175, p. 417, 1972
- Nyman, L. A., Bronfman, L., Thaddeus, P. **A CO survey of the Southern Coalsack** *Astronomy and Astrophysics*, v. 216, n. 1-2, p. 185-192, June 1989
- Patterson, J. **The evolution of cataclysmic and low-mass X-ray binaries** *Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 54, p. 443-493, Apr. 1984
- Press, W. H, Teukolsky, S., Vetterling, W. T. & Flanery, B. P. **Numerical Recipes**, Cambridge Univ. Press 1992
- Rafanelli, P., Rosino, L., Radovich, M., **Optical spectral evolution of Nova Cygni 1992 = V 1974 Cygni** *Astronomy and Astrophysics*, v. 294, n. 2, p. 488-496, Feb. 1995
- Ratering, C., Bruch, A., & Diaz, M., **A spectroscopic study of the Z Camelopardalis type dwarf nova KT Persei** *Astronomy and Astrophysics*, v. 268, n. 2, p. 694-704, Feb. 1993
- Ritter, H., **Catalogue of cataclysmic binaries, low-mass X-ray binaries and related objects (Sixth edition)** Apr. 1998
- Roberts, D., Lehár, J., & Dreher, J., **Time series analysis with clean - part one - derivation of a spectrum** *Astrophysical Journal*, v. 93, n. 4, p. 968, Apr. 1987
- Scargle, J. D, **Studies in astronomical time series analysis. II - Statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data** *Astrophysical Journal*, v. 263, p. 835-853, Dez. 1982
- Schmidt, G.D., & Stockman, H.S., **Synchronization of the magnetic nova V1500 Cygni** *Astrophysical Journal*, v. 371, p. 749-760, Apr. 1991
- Schaefer, B. E. **Orbital periods of recurrent novae** *Astrophysical Journal*, Part

n. 2, p. 725-733, Aug. 1992,

Williams, R. E., Hamuy, M., Phillips, M. M., Heathcote, S. R., Wells, L. & Navarette, M., **The evolution and classification of postoutburst novae spectral** *Astrophysical Journal Part 1*, v. 376, p. 721-737, Aug. 1991

Williams, R. E. **Extinction, ejecta masses, and radial velocities of novae** *Astrophysical Journal, Part 1*, v. 426, n. 1, p. 279-287, May 1994

Williams, R. E., Phillips, M. M., Hamuy, M., **The Tololo nova survey: Spectra of recent novae** *Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 90, p. 297-316, Jan. 1994