

**Espectroscopia da Galáxia NGC 3819 e
Companheiras**

Natália Rezende Landin

Maio 2002

NATÁLIA REZENDE LANDIN

**Espectroscopia da Galáxia NGC 3819 e
Companheiras**

Dissertação submetida à UNIVERSIDADE FEDERAL DE
MINAS GERAIS como requisito parcial para a obtenção do
grau de MESTRE EM FÍSICA.

Área de Concentração: ASTROFÍSICA

Orientador: Prof. Dr. Domingos Sávio de Lima Soares (UFMG)

Departamento de Física - ICEX - UFMG

2002

Agradecimentos

Agradeço:

à **Deus** pela oportunidade de realizar este trabalho e, ao mesmo tempo um sonho.

aos meus pais, **Eustáquio** e **Lia**, pelo amor, carinho, dedicação e por desempenharem tão bem o difícil papel de pais.

aos meus irmãos **Rodrigo**, **Randal** e **Nardelle** pelo apoio, companheirismo e amizade constantes.

à minha sobrinha **Isabela** por encher nossa casa e nossas vidas de alegria.

à minha avó **Carmelina** pelo carinho e exemplo de vida.

ao **Domingos** pela orientação, aprendizado e tudo mais ...

ao **Luiz Paulo** por toda ajuda, atenção e amizade.

ao **Wagner Corradi** pelo apoio e aprendizado fundamentais, especialmente no início do trabalho.

à grande amiga **Kelly** pela preciosa amizade, convivência, aprendizado e por ter compartilhado comigo os momentos difíceis durante todo este tempo.

aos amigos e professores da astrofísica, **Bruno Aguiar**, **David Balparda**, **Felipe Alves**, **João Francisco**, **Leandro de Abreu**, **Leandro Chieza**, **Luiz Themystokliz**, **Marcelo Medeiros**, **Marcos Juliano**, **Rodrigo Társia**, **Sérgio Luiz**, que, cada um a sua maneira, contribuíram para a realização deste trabalho. E à **Vera**, que é uma amiga incrível para todas as horas.

à **Cláudia Mendes de Oliveira**, **Max Faúndez-Abans** e **Domingos da Costa Rodrigues** pelas contribuições dadas a este trabalho.

aos funcionários do departamento de física, pela contribuição anônima.

ao **Observatório do Monte Palomar** pelo tempo de observação.

à **CAPES**, pelo apoio financeiro.

à **FAPEMIG** (processo CEX 2261/97) pelo suporte financeiro dado para aquisição de computadores.

à **Universidade Cornell** (Dr. Yervant Terzian), pelo apoio financeiro parcial, para a missão observacional.

Acknowledgements

I thank:

God for the opportunity to do this work and, at the same time, to achieve a dream.

my parents, **Eustáquio e Lia**, for their love, care, dedication and for to perform so good their hard paper of parents.

my brothers **Rodrigo, Randal** and my sister **Nardelle** for their constant support, company and friendship.

my niece, **Isabela**, for fill our house and ours lives of joyfulness.

Domingos for the orientation, apprenticeship, and everything more ...

Luiz Paulo for all his help, attention and friendship.

Wagner Corradi for the essential support and apprenticeship, especially at the beginning of this work.

my friend **Kelly** for precious friendship, company, apprenticeship, and for to share with me the hard moments during this time.

my friends and professors of the astrophysics lab, **Bruno Aguiar, David Balparda, Felipe Alves, João Francisco, Leandro de Abreu, Leandro Chieza, Luiz Themystokliz, Marcelo Medeiros, Marcos Juliano, Rodrigo Társia, Sérgio Luiz**, who, each one in his way, contributed for the accomplishment of this work. And **Vera**, who is an incredible friend for all time.

Max Faúndez-Abans for the contributions given to this work.

Department of Physics' servants for anonymous contributions.

Mount Palomar Observatory for the observational time.

CAPES for the financial support.

FAPEMIG (process CEX 2261/97) for financial support given to acquisition of computers.

Cornell University (Dr. Yervant Terzian), for the partial financial support to the observational mission.

*Tudo passa
A dor é limitada
O medo é passageiro
A posse é temporária
Cada vida humana é um capítulo a mais no livro da vida
O conhecimento humano é irrisório
A fome se desfaz com o alimento
A sede se elimina com a água
Os píncaros são atingidos, escaladas as altitudes
O sofrimento morre quando volta a alegria
A tristeza passa ao contato do prazer
A luta se acaba atingido o objetivo
O sacrifício se extingue, resgatada a imperfeição
A inferioridade cede terreno, conquistada a elevação
A ambição se ridiculariza diante da morte
O ódio se aniquila com o amor ...*

Conteúdo

1	Introdução	1
2	Fundamentos e Revisão da Literatura	3
2.1	Classificação Morfológica de Galáxias	3
2.2	Classificação Espectral de Galáxias	5
2.2.1	Descrição dos Espectros de Galáxias Normais	6
2.2.2	Descrição dos Espectros de Galáxias Peculiares	7
2.3	A Lei de Hubble	10
2.3.1	Desvio para o Vermelho, Distância, e a Idade do Universo	12
2.3.2	O Significado Físico da Expansão Cósmica	14
2.3.3	Calculando a Constante de Hubble	14
2.3.4	Parametrizando Equações com H	14
2.4	Interações Gravitacionais	15
2.4.1	Fusão entre Galáxias	15
2.5	Ambientes Densos	16
2.5.1	Grupos Compactos de Hickson	16
2.6	Revisão da Literatura	18
2.6.1	Grupo Compacto de Hickson 58	18
2.6.1.1	NGC 3819	19
2.6.1.2	H58D1	22
2.6.1.3	H58D2	22
3	As Galáxias e as Observações	23
3.1	As Galáxias	23
3.2	As Observações	23
3.2.1	Ângulo de Posição	25
3.3	O Dispositivo de Cargas Acopladas, CCD	25
3.4	DBSP: Double Spectrograph	26
3.4.1	Introdução	26
3.4.2	Óptica	26
3.4.3	Ângulo de Rede e Resolução Espectral	30
3.4.4	A Escolha das Fendas	33
3.4.5	Curvas Dicroicas	33
3.4.6	Especificações da Rede	36

4	Redução dos Dados	37
4.1	Introdução	37
4.2	Necessidade da Redução de Dados	37
4.3	Preparação das Imagens	38
4.3.1	Edição dos Cabeçalhos Astronômicos	38
4.3.2	Adição da Base de Dados do Observatório	38
4.3.3	Criação do Arquivo de Parâmetros <i>Default</i> para o Instrumento Utilizado e do Arquivo de Tradução de Palavras-Chave	38
4.4	Análise Estatísticas dos Erros	39
4.5	Estágios Básicos da Redução de Dados	43
4.6	Extração e Calibração dos Espectros	45
4.6.1	Determinação das Velocidades Radiais	54
5	Resultados e Discussões	57
5.1	A Extração dos Espectros	57
5.2	NGC 3819	62
5.3	H58D1	72
5.4	H58D2	79
5.5	Sumário dos Resultados	86
5.5.1	Análise dos Erros e Resultados Finais	88
5.6	Estimativa da Massa de NGC 3819	89
6	Conclusões e Perspectivas para o Futuro	94
6.1	Conclusões	94
6.2	Perspectivas para o Futuro	95
	Referências	95
	Apêndices	100
A.1	Programas em IDL	100
A.1.1	Programa <code>imstat.pro</code>	100
A.1.2	Programa <code>ctioext.pro</code>	103
A.1.3	Programa <code>kepmass.pro</code>	104
A.2	Imagens das Galáxias	106

Lista de Figuras

2.1	O sistema de Hubble.	3
2.2	Estrelas da biblioteca de Jacoby.	6
2.3	Espectros de galáxias normais.	8
2.4	Espectros de galáxias peculiares.	11
2.5	A Lei de Hubble.	12
2.6	Grupo Compacto de Hickson HCG 16.	19
2.7	Grupo Compacto de Hickson HCG 58.	20
2.8	Mapa isofotal de NGC 3819.	21
3.1	Ângulo de posição.	25
3.2	DBSP.	27
3.3	Caminho da luz.	28
3.4	Diagrama de uma das câmeras.	29
3.5	Fendas inclinadas.	30
3.6	O efeito do alargamento das fendas.	31
3.7	O ângulo de risco.	32
3.8	Curva de transmissão de D52.	34
3.9	Curva de transmissão de D55.	35
4.1	Eficiências quânticas.	42
4.2	Curvas de extinção médias CTIO $\times$ KPNO.	52
5.1	Posição da abertura central.	57
5.2	Aberturas laterais.	58
5.3	Janelas de subtração de fundo de céu.	59
5.4	Janelas de extração dos espectros do céu.	59
5.5	Espectro do céu - câmera azul.	60
5.6	Espectro do céu - câmera vermelha.	60
5.7	Espectro de HD19445 - câmera azul.	61
5.8	Espectro de HD19445 - câmera vermelha.	61
5.9	Fenda no ângulo de posição zero.	62
5.10	Imagem obtida pelo CCD.	62
5.11	Fenda no ângulo de posição 109°.	63
5.12	Função correlação (NGC 3819 e HD19445).	66
5.13	Espectro central de NGC 3819 (azul).	67
5.14	Espectro central de NGC 3819 (vermelho).	67
5.15	Espectro de NGC 3819 (abertura 1 da câmera azul).	68

5.16	Espectro de NGC 3819 (abertura 1 da câmara vermelha).	68
5.17	Espectro de NGC 3819 (abertura 2 da câmara azul).	69
5.18	Espectro de NGC 3819 (abertura 2 da câmara vermelha).	69
5.19	Espectro de NGC 3819 (abertura 3 da câmara azul).	70
5.20	Espectro de NGC 3819 (abertura 3 da câmara vermelha).	70
5.21	Espectro de NGC 3819 (abertura 4 da câmara azul).	71
5.22	Espectro de NGC 3819 (abertura 4 da câmara vermelha).	71
5.23	Função correlação (H58D1 e NGC 3819).	73
5.24	Espectro central de H58D1 (azul).	74
5.25	Espectro central de H58D1 (vermelho).	74
5.26	Espectro de H58D1 (abertura 1 da câmara azul).	75
5.27	Espectro de H58D1 (abertura 1 da câmara vermelha).	75
5.28	Espectro de H58D1 (abertura 2 da câmara azul).	76
5.29	Espectro de H58D1 (abertura 2 da câmara vermelha).	76
5.30	Espectro de H58D1 (abertura 3 da câmara azul).	77
5.31	Espectro de H58D1 (abertura 3 da câmara vermelha).	77
5.32	Espectro de H58D1 (abertura 4 da câmara azul).	78
5.33	Espectro de H58D1 (abertura 4 da câmara vermelha).	78
5.34	Função correlação (H58D2 e NGC 3819).	80
5.35	Espectro central de H58D2 (azul).	81
5.36	Espectro central de H58D2 (vermelho).	81
5.37	Espectro de H58D2 (abertura 1 da câmara azul).	82
5.38	Espectro de H58D2 (abertura 1 da câmara vermelha).	82
5.39	Espectro de H58D2 (abertura 2 da câmara azul).	83
5.40	Espectro de H58D2 (abertura 2 da câmara vermelha).	83
5.41	Espectro de H58D2 (abertura 3 da câmara azul).	84
5.42	Espectro de H58D2 (abertura 3 da câmara vermelha).	84
5.43	Espectro de H58D2 (abertura 4 da câmara azul).	85
5.44	Espectro de H58D2 (abertura 4 da câmara vermelha).	85
5.45	Curvas $\Delta V \times R$.	92
A.1	NGC 3819 e companheiras e NGC 3820 (mapa isofotal em cores).	107
A.2	Imagem deconvoluída	108

Lista de Tabelas

2.1	Dados da curva $V \times d$ (Lei de Hubble).	13
3.1	Imagens observadas.	24
3.2	Especificações das redes.	36
3.3	Informações adicionais.	36
4.1	Valores do ganho e do ruído de leitura.	40
4.2	Coordenadas galácticas dos objetos.	55
5.1	Resultados da identificação das linhas (azul).	86
5.2	Resultados da identificação das linhas (vermelha).	86
5.3	Resultados da correlação cruzada (azul).	87
5.4	Resultados da correlação cruzada (vermelha).	87
5.5	Larguras equivalentes e intensidades.	88
5.6	Resultados finais.	89
5.7	Magnitudes e índices de cor.	92

Resumo

Esta dissertação é dedicada à galáxia NGC 3819 e suas companheiras mais próximas. Este sistema foi retirado da amostra de galáxias em ambientes densos de Veiga (1996). Este objeto foi escolhido para um estudo espectrofotométrico, com o intuito de investigar o jato nuclear localizado no ângulo de posição de 109° . A presença deste jato é um indício de que interações gravitacionais possam estar ocorrendo entre esta galáxia e suas companheiras, H58D1 e H58D2, que também foram estudadas.

As observações foram feitas no instrumento *Double Spectrograph* montado no telescópio Hale de 5m do Observatório do Monte Palomar, EUA, em 28/29 de fevereiro de 1998, por Domingos S. L. Soares, Tyler Nordgren e Paulo M. V. Veiga.

Foram obtidas imagens espectrocópicas (CCD) das três galáxias, que foram reduzidas com o pacote de programas IRAF. Os espectros foram calibrados em fluxo e a partir deles, foram determinados os desvios para o vermelho, velocidades radiais e distâncias em relação ao Sol, de cada galáxia. As velocidades radiais foram obtidas com o método de correlação cruzada (Tonry e Davis 1979) e identificação das linhas espectrais. Estes resultados foram utilizados para verificar se H58D1 e H58D2 eram apenas projeções ópticas no campo do grupo compacto HCG 58, ou se eram componentes gravitacionalmente ligados.

Utilizando os perfis de brilho obtidos por Rubin et al (1991) e por Veiga (1996), como ponto de partida, foi feita uma classificação espectral de cada objeto.

Considerando que as diferenças de velocidades entre H58D e suas companheiras sejam apenas devidas à um movimento orbital Kepleriano, obtivemos uma estimativa para o limite inferior da massa de H58D. Estimativas dos valores mínimos das massas de H58D1 e H58D2 foram feitas utilizando-se as magnitudes integradas na banda R obtidas por Rubin et al (1991), para encontrar as razões das luminosidades de H58D1/H58D e H58D2/H58D (que também fornecem as razões das massas).

Abstract

This dissertation is dedicated to the galaxy NGC 3819 and its nearest companions. This system was taken from Veiga's sample of galaxies in dense environments (1996). This object was chosen for a spectrophotometric study, with the aim of to investigate the nuclear jet on the positional angle of 109° . The presence of the jet is an indication that gravitational interactions may be taking place between this galaxy and its companions, H58D1 and H58D2, which were also studied.

The observations were made with the instrument Double Spectrograph at the 200" telescope at the Palomar Observatory, EUA, on February 28/29 1998, by Domingos S. L. Soares, Tyler Nordgren and Paulo M. V. Veiga.

Spectroscopic CCD images of all galaxies were obtained and reduced with the package of programs IRAF. The spectra were flux calibrated and, from them, red shifts, radial velocities and the distances to the Sun were determined for each galaxy. The radial velocities were obtained with the cross correlation method and the spectral line identification. This results were used to verify whether H58D1 and H58D2 were just projections on the field of the Hickson compact group HCG 58, or whether they were components gravitationally bound.

Using the brightness profiles obtained for Rubin et al (1991) and Veiga (1996), as starting point, a spectral classification was made for each object.

Considering that the differences in velocities, between H58D and its companions, are due to bound orbital motion (Keplerian), we obtained an estimate for the lower limit to H58D's mass. Estimates for the minimum values of H58D1 and H58D2's masses, were made using the integrated magnitude in the R band (Rubin et al 1991), to find the luminosity ratios of H58D1/H58D and H58D2/H58D (which also give the mass ratios).

Capítulo 1

Introdução

Neste trabalho foi realizado um estudo espectrofotométrico da galáxia NGC 3819 e suas companheiras, usando imagens CCD. Este sistema foi retirado da amostra de galáxias em ambientes densos de Veiga (1996). Este objeto foi escolhido, com o intuito de se investigar o jato nuclear localizado no ângulo de posição 109° , observado fotometricamente por Veiga (1996). A presença deste jato está diretamente relacionada com as interações gravitacionais de NGC 3819 e as galáxias próximas. Determinou-se, pela primeira vez, os desvios para o vermelho de H58D1 e H58D2, as companheiras mais próximas de NGC 3819. Confirmou-se portanto, que NGC 3819 é o centro de um subsistema fortemente interagente.

Neste trabalho apresenta-se as características espectroscópicas, assim como as velocidades radiais das galáxias em questão, e uma análise da dinâmica do sistema, foi feita considerando-se que as galáxias menores se encontram em movimento orbital Kepleriano em torno de NGC 3819.

As observações foram feitas no instrumento *Double Spectrograph* montado no telescópio Hale de 5m do Observatório do Monte Palomar, EUA, em 28/29 de fevereiro de 1998, por Domingos S. L. Soares, Tyler Nordgren e Paulo M. V. Veiga.

No capítulo 2 são apresentados conceitos fundamentais, utilizados neste trabalho e uma revisão da literatura sobre as galáxias a serem estudadas.

No capítulo 3 são apresentados os objetos observados e os instrumentos utilizados nas observações.

No capítulo 4 descreve-se, detalhadamente, todo o processo de redução dos dados, que foi feita com o pacote de programas IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*).

A apresentação e análise dos resultados obtidos para cada galáxia encontram-se no capítulo 5, onde apresenta-se, também, alguns passos da extração dos espectros. Na seção 5.5 é

apresentado um sumário dos resultados e uma análise dos erros. Na seção 5.6 são apresentadas estimativas das massas e das luminosidades das três galáxias, utilizando o modelo Kepleriano e dados fotométricos já existentes, destas galáxias.

No capítulo 6 encontram-se as conclusões e as perspectivas de trabalho com estes objetos que poderão ser realizadas no futuro.

Finalmente apresenta-se, nos apêndices, os programas usados durante o trabalho e alguns comentários sobre os mesmos (apêndice A.1) e algumas imagens de interesse (apêndice A.2).

Capítulo 2

Fundamentos e Revisão da Literatura

2.1 Classificação Morfológica de Galáxias

Edwin Hubble foi pioneiro no estudo de galáxias baseado simplesmente na aparência. A maioria das galáxias podem ser separadas em três categorias maiores: elípticas, espirais e irregulares. A figura 2.1 mostra o sistema de classificação, que é conhecido como diagrama do diapasão.

A separação no diagrama surge porque as galáxias espirais barradas e as espirais ordinárias, cada uma mostra uma progressão similar de estrutura quando se move de Sa para Sc. Hubble achou que a sequência de classificação provavelmente formava uma sequência evolutiva. Por essa razão, galáxias Sc foram chamadas de espirais de tipo tardio e Sa de espirais recentes. Apesar de Hubble esperar que existisse uma classe S0, que na visão dele seria uma ponte evolutiva que ligasse os estágios de elípticas aos estágios de espirais, ele nunca as observou. As galáxias S0 foram adicionadas ao esquema por Allan Sandage.

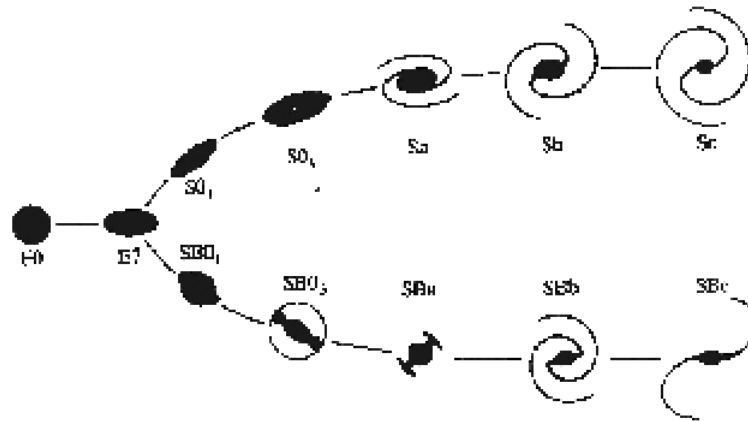


Figura 2.1: O sistema de Hubble para classificação morfológica de galáxias (Mihalas e Binney 1981).

Uma outra adição importante foi feita por de Vaucouleurs, que enfatizou que o sistema de classificação era realmente contínuo, e não apenas composto de classes discretas, e adicionou classes espirais de tipos mais tardios que Sc, as Sd e Sm. As Sm são espirais tipo “Magalhães”.

Galáxias Elípticas - Acreditou-se inicialmente que galáxias elípticas (designadas por E) teriam a forma de um esferóide oblato. Atualmente, não há um consenso se eles são oblatos, prolatos ou triaxiais. Eles aparecem no céu como discos elípticos luminosos. A distribuição de luz é suave, o brilho superficial diminui a medida que se afasta do centro, com uma queda na intensidade que varia aproximadamente com $\log[I(r)] \propto -r^{1/4} + \text{constante}$. Galáxias elípticas são classificadas de acordo com a elongação da imagem aparente projetada no plano do céu, isto é, se a e b são os eixos maior e menor da elipse aparente, então $n = 10(a - b)/a$ expressa a elipticidade observada multiplicada por 10. A razão axial verdadeira não pode ser encontrada porque a orientação de uma galáxia não pode ser determinada. Então galáxias E0 parecem circulares e a medida que a elipticidade aumenta elas recebem designações que vão de E1 a E7. As E7 são as mais achatadas. As galáxias E não possuem eixo de rotação e são suportadas por dispersão. Suas estrelas seguem órbitas com inclinações variadas. Estudos estatísticos levam a conclusão que as elipticidades verdadeiras dessas galáxias são representadas bem uniformemente de E0 a E7.

Galáxias cD - Uma classe adicional, galáxias cD, foi introduzida por W. W. Morgan (c historicamente denota super-gigantes na nomenclatura astronômica e D difusa). Superficialmente elas parecem ser elípticas, mas têm envelopes que se estendem a grandes distâncias e freqüentemente possuem núcleos múltiplos. Seus diâmetros são de alguns megaparsecs. A origem mais provável de galáxias cD é o crescimento por canibalismo de uma elíptica super-gigante “normal” localizada no centro de aglomerados galácticos.

Galáxias Espirais - As galáxias espirais são divididas em ordinárias (designadas por S ou SA) e as espirais barradas (SB). Ambos os tipos têm braços espirais, com dois braços localizados simetricamente em relação ao centro do eixo de rotação. Nas espirais ordinárias os braços surgem diretamente do núcleo e nas barradas uma barra atravessa o centro e os braços surgem nas extremidades da mesma. Ambos os tipos são classificados de acordo com quão fortemente enrolados estão os braços e o tamanho relativo do núcleo. As espirais ordinárias de tipo Sa tem braços suaves e mal definidos que estão fortemente enrolados em relação ao núcleo. De fato os braços formam um padrão quase circular. As galáxias Sb possuem braços mais abertos, que são parcialmente resolvidos em fragmentos de regiões HII e associações de estrelas de população I. Os núcleos nas galáxias Sc são usualmente pequenos, e os braços espirais são extensos e bem resolvidos em grumos de estrelas. Populações de estrelas jovens e velhas coexistem em galáxias espirais, mas a proporção de objetos de população jovem aumentam de Sa para Sc. Espirais barradas exibem uma sequência paralela de tipos: SBa, SBb, e SBc. Uma explicação para a existência de dois tipos de galáxias espirais foi dada por J. P. Ostriker e P. J. E. Peebles, que estudaram a dinâmica de galáxias espirais com variadas massas de halo. Eles descobriram que se um halo de uma galáxia de disco não for suficientemente massivo, instabilidades como barras se desenvolveriam. O grau de desenvolvimento dos braços espirais está relacionado à luminosidade da galáxia. Em analogia com as classes de luminosidade estelares, estas classes para galáxias são I, II, III, IV, e V, com I sendo a mais luminosa e V a menos luminosa.

Diferentemente da componente esferoidal destas galáxias, cuja intensidade cai apro-

ximadamente com a lei $\log[I(r)] \propto -r^{1/4} + \text{constante}$ (como nas galáxias elípticas), a componente do disco possui uma distribuição de intensidade conhecida como “disco exponencial”, isto é, $I(r) = I_0 e^{-\alpha r}$. Note que $\log[I(r)] \propto -r + \text{constante}$, implicando numa queda mais suave do que na componente esferoidal.

Galáxias S0 - As galáxias S0 são intermediárias entre as elípticas E7 e as espirais Sa. Elas são mais achatadas que as E7 e também se diferem das elípticas por ter um disco fino e um bojo nuclear esferoidal. Vistas de perfil elas as vezes tem a forma de uma lente convexa e por isso são também chamadas de lenticulares. Em muitos aspectos, galáxias S0 lembram muito as espirais verdadeiras, mas não contêm objetos de população I. Uma S0 vista de perfil é facilmente distinguida de uma galáxia elíptica porque é mais achatada e tem um disco, mas não é fácil distingui-la de uma Sa. Por outro lado, uma S0 vista de frente é facilmente distinguida de uma Sa, porque a última possui estrutura espiral definida, mas seria difícil distingui-la de uma elíptica E0, pois nenhuma delas possui braços espirais. Para classificar corretamente galáxias S0 e E0 é necessário obter imagens que revelem o disco externo fraco de uma S0, e seus perfis de intensidade luminosa $I(r)$.

Galáxias Irregulares - Outras galáxias caem na classe das irregulares porque elas não mostram nenhuma estrutura simétrica ou regular. Mesmo assim, esta classe pode ser dividida em dois grupos distintos. Galáxias do grupo Irr I possuem estrelas OB resolvidas e regiões HII e possuem grande quantidade de objetos de população I. A classificação Irr II é às vezes ambígua e pode incluir galáxias que são simplesmente peculiares. Particularmente, estas galáxias são amorfas e não resolvidas em estrelas. Tais galáxias mostram absorções que surgem na poeira interestelar, e emissões gasosas também são observadas.

Galáxias Anãs - É importante enfatizar que o sistema de classificação padrão não se aplica à maioria das galáxias do universo. As galáxias anãs tem morfologia diferente das galáxias gigantes. O tipo mais comum é o de forma elíptica e com pouco gás, sendo chamadas anãs elípticas ou *dE*. A diferença mais óbvia entre estas galáxias e as verdadeiras elípticas, além do tamanho, é a falta de uma região nuclear brilhante nas galáxias dE. O outro tipo principal de galáxias anãs é o dIrr ou anã irregular. Até pouco tempo acreditava-se que não existiam galáxias espirais anãs, mas em alguns artigos recentes há indicações da existência das mesmas (Garrido et al 2002).

Galáxias Peculiares - Nem todas as galáxias caem nas classes discutidas acima, estas são chamadas de galáxias peculiares. Bons exemplos são as bizarras galáxias aneladas e outras galáxias que vem sofrendo distorções de maré devido à interação gravitacional com outra galáxia.

2.2 Classificação Espectral de Galáxias

A classificação morfológica de galáxias, apresentada acima se baseia na aparência que o objeto exhibe quando projetado no plano do céu. Este método de classificação é limitado quanto à magnitude aparente da galáxia, que por sua vez depende da magnitude absoluta da mesma e principalmente, da distância a que ela se encontra da Terra. Devido a dificuldade de se obter informações sobre a aparência de galáxias distantes usando fotometria, é impossível classificá-las morfológicamente por este método. Nestes casos o espectro é a única informação disponível, e a classificação espectral é a única que pode ser feita. A fim de caracterizar as propriedades espectrais da sequência de Hubble, Kennicutt (1992a) observou galáxias em toda a faixa de tipos morfológicos. Além de observar galáxias nor-

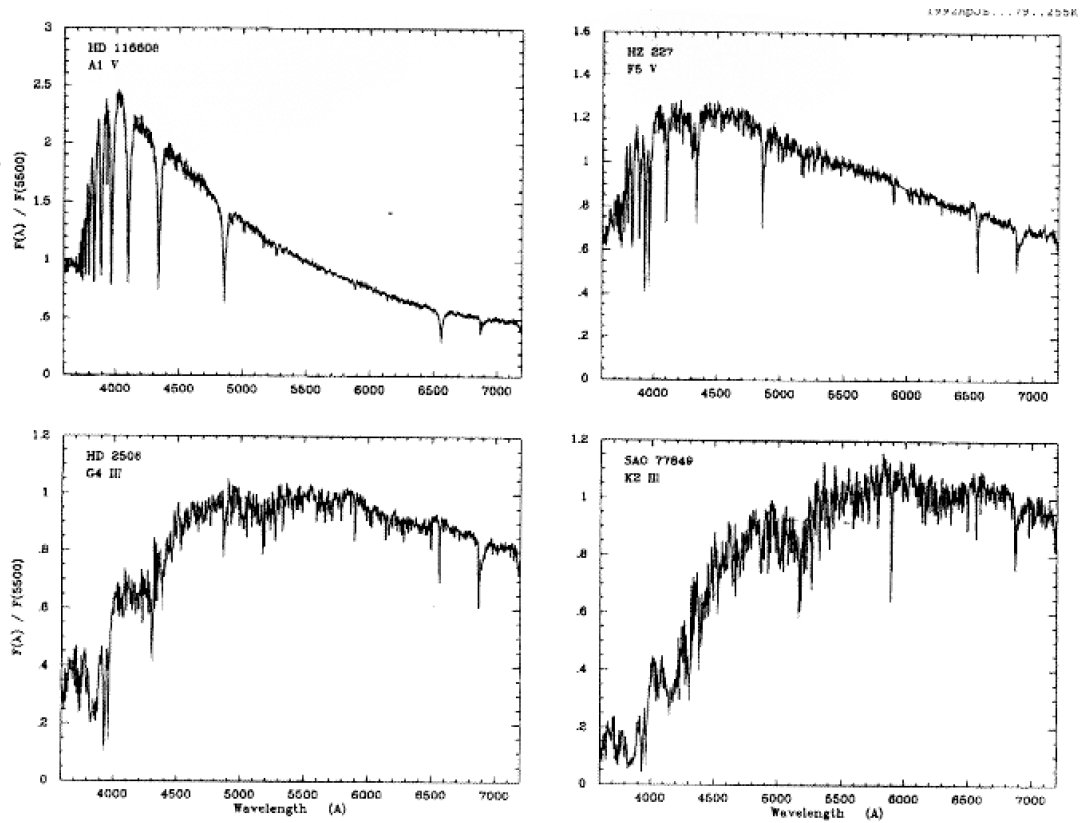


Figura 2.2: Espectros de quatro estrelas tiradas da biblioteca de Jacoby et al (1984). A partir do canto superior esquerdo, no sentido horário, aparecem HD 116608 (tipo espectral A1 V), HZ 227 (F5 V), SAO 77849 (K2 III) e HD 2506 (G4 III). Note que o fluxo está normalizado pelo fluxo em 5500Å.

mais, Kennicutt mediu um conjunto diverso de galáxias próximas que exibem linhas de emissão e outros sistemas peculiares. Tudo isso foi feito para criar um Atlas Espectrofotométrico de Galáxias (Kennicutt 1992b). Com o objetivo de interpretar os espectros das galáxias, a figura 2.2 reproduz espectros de estrelas de referência de quatro tipos espectrais diferentes, retiradas da biblioteca de Jacoby et al (1984). Estas estrelas incluem os contribuidores predominantes para a luminosidade total da maioria das galáxias e pode fornecer um meio de identificar muitas das características de absorção proeminentes.

2.2.1 Descrição dos Espectros de Galáxias Normais

A figura 2.3 exibe espectros de galáxias ao longo da sequência de Hubble. A ordenada mostra o fluxo normalizado pelo fluxo em 5500Å. Segue abaixo um resumo das propriedades espectrais de cada classe de galáxias normais, ao longo da sequência de Hubble, e exemplos representativos de cada classe.

Galáxias Elípticas - As galáxias elípticas mostram espectros relativamente homogêneos dominados por linhas de absorção provenientes de estrelas gigantes frias. A variação nas características das linhas são principalmente devidas às diferenças em metalicidade e alargamento das linhas. NGC 4889, uma E4 (figura 2.3), não mostra nenhuma linha de emissão detectável. Em galáxias E/S0 a linha de emissão mais facilmente observada é [O II] $\lambda 3727\text{\AA}$, quando presente.

Galáxias S0-S0/a - O espectro de uma S0 é praticamente indistinguível do de uma elíptica. Linhas fracas de [O II] $\lambda 3727\text{\AA}$ e [N II] $\lambda 6584\text{\AA}$ são frequentemente observadas, com larguras equivalentes de poucos angstroms. Linhas de emissão da série de Balmer podem estar presentes também, mas elas quase sempre se perdem na absorção estelar nos espectros integrados. A galáxia NGC 4262, uma SB0, é uma representante desta classe e pode ser vista na figura 2.3.

Galáxias Sa-Sab - Embora os espectros destas galáxias na região do visível serem dominados pelas estrelas gigantes evoluídas, registros adicionais de estrelas de população mais jovem são agora evidentes. O registro mais óbvio é o aparecimento de linhas de emissão (em ordem decrescente) [N II] $\lambda 6584\text{\AA}$, [O II] $\lambda 3727\text{\AA}$, H_α , e raramente H_β ou [O III] $\lambda 5007\text{\AA}$. A presença de estrelas jovens pode ser vista no aumento do contínuo azul, especialmente na quebra em $4000\text{\AA}$ $H+K$ (CaII). Um exemplo representativo desta classe é NGC 2775 (ver figura 2.3).

Galáxias Sb - A presença de uma população estelar de idade mista é mais evidente em galáxias Sb. Linhas de emissão nebular são agora características proeminentes, incluindo H_α + [N II] $\lambda 6584\text{\AA}$, e linhas de emissão (em ordem decrescente) [S II] $\lambda\lambda 6717, 6731\text{\AA}$, [O II] $\lambda 3727\text{\AA}$, H_β e [O III] $\lambda 5007\text{\AA}$ começam a aparecer. Na região do azul, a única linha consistentemente detectável é a de [O II] $\lambda 3727\text{\AA}$. O contínuo azul de estrelas jovens é prontamente aparente e as linhas de absorção de estrelas G e K começam a enfraquecer. NGC 4750 é um exemplo de uma galáxia Sb.

Galáxias Sbc-Sc - As formas dos contínuos das galáxias Sbc-Sc são qualitativamente diferentes das formas de contínuos de galáxias de tipos de Hubble mais recentes (as primeiras possuem contínuo mais azul). Todas as principais linhas de emissão nebular (H_α , H_β , [O II] $\lambda 3727\text{\AA}$, [O III] $\lambda 5007\text{\AA}$, [N II] $\lambda 6584\text{\AA}$, [S II] $\lambda 6717, 6731\text{\AA}$) aparecem nos espectros integrados, e são características de regiões de formação estelar. O contínuo e o espectro estelar são compostos, com contribuições de estrelas gigantes G e K e estrelas A-F, mas no azul, os espectros de Balmer das estrelas jovens de tipo recente tornam-se as características dominantes do espectro. Isto difere significativamente da classificação espectral destas galáxias no sistema Yerkes (Morgan 1958); no sistema de Morgan, uma típica galáxia Sc tem um tipo espectral médio de F a G-K. A diferença pode ser atribuída ao fato de que os tipos de Morgan foram calibrados com base em espectros de regiões próximas do núcleo, onde a luz do bojo é mais importante.

Galáxias Irregulares Magalhães e Espirais - O espectros destas galáxias são completamente dominados por estrelas jovens e regiões HII. A amostra de Kennicutt (1992a) não deve ser uma amostra representativa de galáxias irregulares, mas todas as galáxias observadas exibem linhas com altas larguras equivalentes e cores muito azuis que indicam que todas as galáxias da amostra estão em processo de formação estelar em taxas mais altas que as que podem ser sustentadas ao longo do tempo de Hubble, isto é, nós estamos observando estas galáxias durante um surto de formação estendido. O espectro de absorção destas galáxias é dominado pelas linhas de Balmer. NGC 4449, uma Sm, ilustra esta situação.

2.2.2 Descrição dos Espectros de Galáxias Peculiares

A figura 2.4 exhibe espectros de galáxias peculiares. A ordenada mostra o fluxo normalizado pelo fluxo em $5500\text{\AA}$. Segue abaixo um resumo das propriedades espectrais de cada classe de galáxias peculiares, ao longo da sequência de Hubble, e exemplos representativos

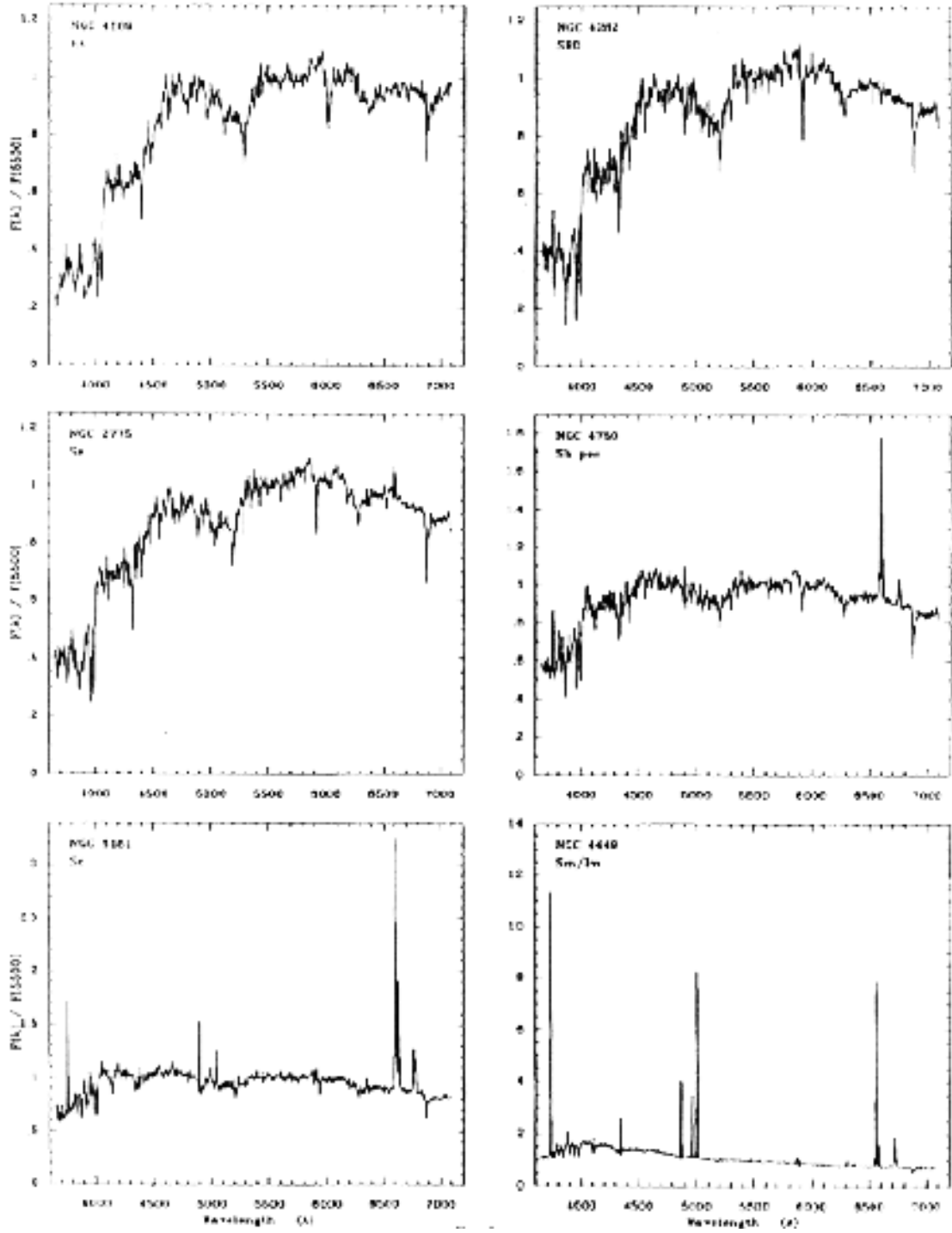


Figura 2.3: Espectros de seis galáxias normais ao longo da sequência de Hubble. A partir do canto superior esquerdo, no sentido horário, aparecem NGC 4889 (E4), NGC 4262 (SB0), NGC 4750 (Sb), NGC 4449 (Sm/Im), NGC 6181 (Sc) e NGC 2775 (Sa).

de cada classe.

Galáxias IO (IrrII) - A galáxia M82 (ou NGC 3034) é o protótipo desta classe (ver figura 2.4), com corpo principal amorfo, estrutura filamentar fraca, e absorções provenientes de fragmentos de nuvens de poeira interestelar. M82 exibe linhas de emissão fortes e um contínuo bastante avermelhado dominado por linhas de absorção de Balmer. A maioria das galáxias desta classe são também fontes fortes de infra-vermelho distante, como é o caso de NGC 6240 (figura 2.4), cujo espectro é extremamente peculiar, com linhas de [O I] $\lambda 6300\text{\AA}$ e [S II] $\lambda\lambda 6717, 6731\text{\AA}$ mais fortes e mais largas do que é normalmente observado. Por outro lado, o espectro de absorção se parece com um típico espectro de uma galáxia normal de tipo tardio com formação estelar.

Galáxias com Surto de Formação Estelar e Galáxias com Linhas de

Emissão - As galáxias desta classe são as que possuem as linhas de emissão mais fortes no levantamento de Kennicutt (1992a). Os contínuos estelares lembram galáxias de tipo tardio com formação estelar. A principal diferença entre estas galáxias com surto de formação de estrelas e as irregulares Magalhães é que a excitação média é um pouco menor nas primeiras, o que é consistente com o fato de que estas galáxias tendem a ser mais massivas e provavelmente mais ricas em metais. NGC 3310 e NGC 7714 são exemplos de galáxias com linhas de emissão devidas a surtos de formação estelar. NGC 3310 é um exemplo de uma galáxia com surto de formação estelar no disco, enquanto que NGC 7714 é um protótipo de uma galáxia com surto de formação estelar nuclear. É praticamente impossível separar estas duas classes usando apenas os espectros integrados. O meio mais efetivo de distinguir AGNs distantes de galáxias com formação estelar no disco é correlacionar a força da linha [O II] $\lambda 3727\text{\AA}$ com a cor do contínuo, como proposto originalmente por Dressler e Gunn (1982). Segundo eles existe uma correlação entre o logaritmo da largura equivalente e a cor do contínuo de galáxias com formação estelar no disco.

Galáxias Seyfert - Os espectros integrados destas galáxias são muito parecidos com aqueles de galáxias com linhas de emissão devido ao surto de formação estelar. Quando se tem o espectro óptico completamente disponível, as galáxias Seyfert 1 são facilmente identificadas pela presença de uma de emissão em H_α muito larga, como pode ser visto em NGC 3516, uma Seyfert 1, na figura 2.4. A separação torna-se mais difícil se apenas a parte azul do espectro é disponível, como acontece frequentemente em levantamentos de galáxias distantes. Nas Seyfert 2 não há linhas de Balmer largas para fornecer um registro não ambíguo de um núcleo ativo, como no caso das galáxias Seyfert 1. As Seyfert 2 possuem espectros com linhas de emissão de alta excitação (alta razão [O III] $\lambda 5007\text{\AA}/H_\beta$), mas isso também pode ser encontrado em galáxias com formação estelar. No entanto, um espectro com contínuo relativamente vermelho e evoluído é a melhor indicação de que as emissões surgem de um núcleo ativo, ao invés de um surto de formação estelar. Mrk 270 é um exemplo de uma Seyfert 2.

Galáxias Peculiares, Fusões - As propriedades espectrais deste tipo de galáxia são muito diversas. Processos de fusão podem alterar as populações estelares. Os espectros destas galáxias são frequentemente dominados por formação estelar e lembram outras galáxias com linhas de emissão. Algumas mostram população mista, com linhas de absorção da série de Balmer extraordinariamente fortes. Algumas apresentam linha de emissão de [O II] $\lambda 3727\text{\AA}$ extremamente forte. O que há de comum entre estes objetos é a evidência de um evento recente de fusão com outra galáxia ou com uma grande quantidade de gás intergaláctico. A galáxia NGC 6240 apresenta um espectro bizarro, mostrado

na figura 2.4, é uma I0 e também cai nessa categoria de galáxias peculiares.

2.3 A Lei de Hubble

Nós vivemos em um universo tri-dimensional, mas apenas duas dimensões podem ser facilmente medidas. Obviamente, estas são as coordenadas leste-oeste e norte-sul de um objeto no céu. Não seria um exagero dizer que, historicamente, o trabalho mais importante em astrofísica foi o grande passo no entendimento produzido quando um novo método de medir distância foi encontrado. Antes do século vinte, os trabalhos mais importantes neste campo foram: (1) Copérnico e Kepler que mostraram-nos a escala e dinâmicas do Sistema Solar e (2) Bessel que foi o primeiro a medir a paralaxe trigonométrica de estrelas, que levou ao entendimento que o universo era muito maior que o volume ocupado pelo nosso sistema planetário. Um outro método profundamente importante é o uso da lei do período-luminosidade para estrelas variáveis cefeidas descoberto por Henrieta Leavitt, em 1912, na Pequena Nuvem de Magalhães. Hoje sabemos que a Pequena Nuvem é uma galáxia pequena próxima à Via Láctea e se encontra em movimento orbital em torno dela. Mas Henrieta não sabia disso naquele tempo. Contudo ela supôs corretamente que as estrelas na Pequena Nuvem estavam aproximadamente à mesma distância da Terra. A relação período-luminosidade é também uma relação período-magnitude aparente quando as estrelas estão aproximadamente à mesma distância. Harlow Shapley calibrou a relação período-luminosidade e aplicou-a em análises de tamanho e forma da Via Láctea. Usando o telescópio de 100 polegadas (2,5m) do Observatório de Monte Wilson, Edwin Hubble procurou por variáveis cefeidas na grande nebulosa de Andrômeda. Esta foi a primeira grande descoberta de Hubble: ele descobriu que as cefeidas em Andrômeda estavam muito mais afastadas do que qualquer porção da Via Láctea ou da Pequena Nuvem de Magalhães, e que Andrômeda deveria ser uma galáxia separada da nossa. Um longo debate sobre a natureza das nebulosas espirais se estendeu. Elas não eram componentes da Via Láctea como Shapley havia dito anteriormente. Imediatamente o universo em grande escala estava estendido. Nossa percepção do universo mudou de uma que era de alguns milhões de anos-luz para uma que é no mínimo de bilhões de anos-luz. Como na maioria das descobertas, Hubble se baseou no trabalho de astrônomos que o antecederam; neste caso V.M. Slipher e K. Lundmark. Por volta de 1912, Slipher descobriu que o desvio Doppler visto nos espectros de nebulosas espirais eram frequentemente maiores que 300 km/s, o máximo encontrado para estrelas individuais na Via Láctea. Antes da demonstração de Hubble que as nebulosas espirais eram galáxias, o grande valor das velocidades radiais era um dos pontos mais usados nos debates sobre a natureza das espirais. No artigo de 1929 no qual Hubble anunciou a relação que agora nós chamamos *Lei de Hubble* seguiu uma longa tradição defendida por Lundmark na qual as galáxias espirais eram usadas para tentar encontrar o movimento do Sol em relação a um suposto referencial de repouso. As soluções do movimento solar incluíram não somente termos dependentes da direção mas também da distância. A descoberta de Hubble ajudou a encontrar que o coeficiente do termo de distância não era nulo.

Considere uma dada galáxia a uma distância d . Se esta galáxia emite uma linha espectral de comprimento de onda λ_0 e nós detectamos esta linha em um comprimento de onda maior λ , então o desvio para o vermelho é definido como:

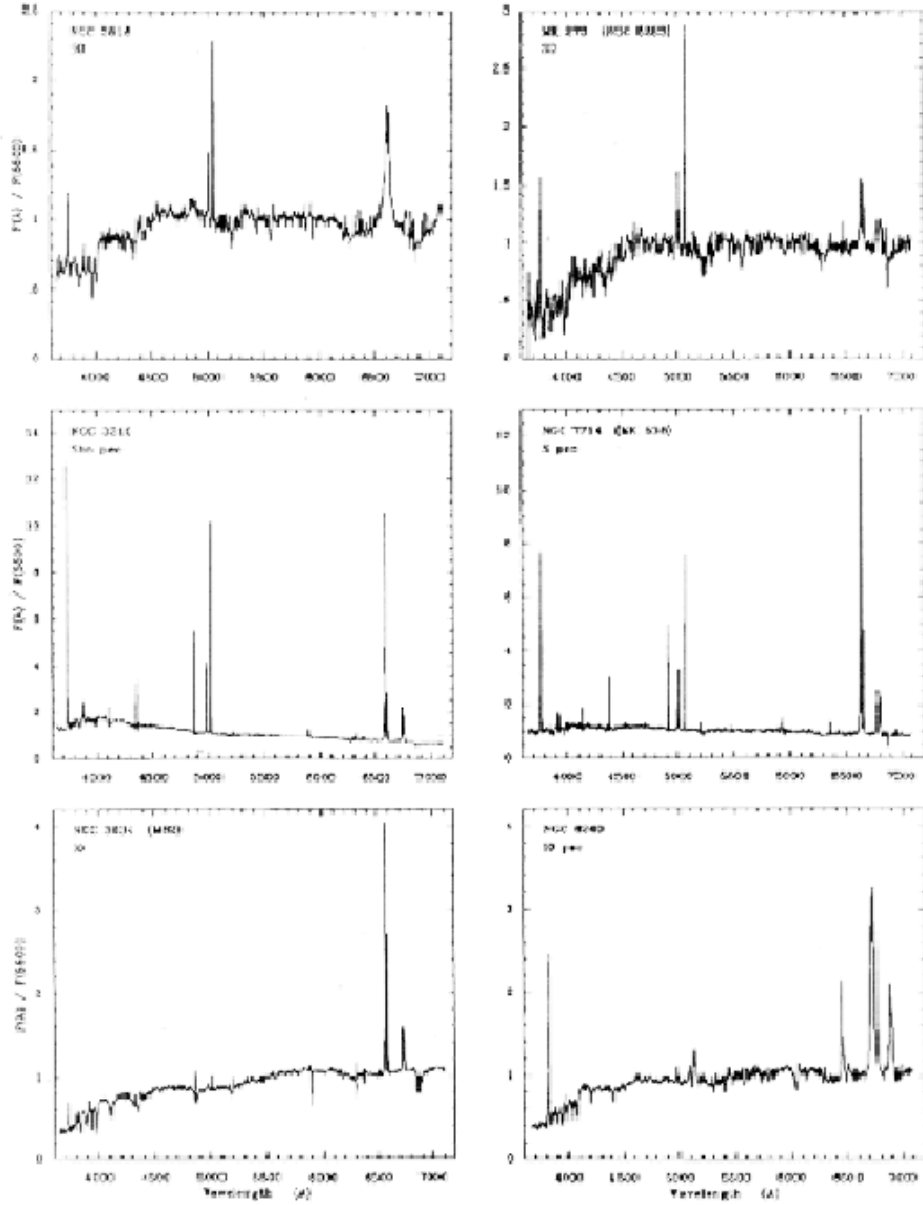


Figura 2.4: Espectros de seis galáxias peculiares ao longo da sequência de Hubble. A partir do canto superior esquerdo, no sentido horário, aparecem NGC 3516 (S0 - Sey 1), MK 270 ou NGC 5283 (S0 - Sey 2), NGC 7714 ou MK 538 (S pec com surto de formação estelar no núcleo), NGC 6240 (I0 pec), NGC 3034 ou M82 (I0) e NGC 3310 (Sbc pec).

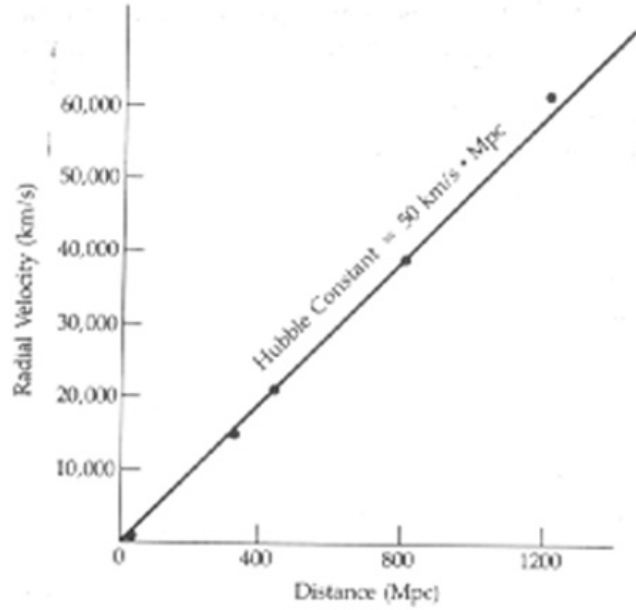


Figura 2.5: A Lei de Hubble traçada para as galáxias da tabela 2.1 (Zeilik e Gregory 1998).

$$z = (\lambda - \lambda_o) / \lambda_o = \Delta\lambda / \lambda_o. \quad (2.1)$$

(Note que $\Delta\lambda$ seria negativo se o objeto estivesse se aproximando; isto seria um desvio para o azul.) Se a mudança em comprimento de onda é interpretada como um desvio Doppler de velocidade, então a velocidade de recessão da galáxia observada é:

$$v = c(\Delta\lambda / \lambda_o) = cz, \quad (2.2)$$

onde c é a velocidade da luz. Usando a magnitude aparente da galáxia para medir sua distância relativa, Hubble descobriu a correlação

$$cz = Hd, \quad (2.3)$$

onde H é a **Constante de Hubble**; comparando a equação 2.3 com a equação 2.2, encontra-se uma forma alternativa da Lei de Hubble:

$$v = Hd. \quad (2.4)$$

A Lei de Hubble é comumente ilustrada de maneiras variadas. A figura 2.5 é um gráfico que expressa a Lei de Hubble traçada para cinco galáxias (ver tabela 2.1). A inclinação da reta é a constante de Hubble H .

2.3.1 Desvio para o Vermelho, Distância, e a Idade do Universo

A simples afirmação matemática expressa na equação 2.4 é muito importante por diversas razões. Primeiro, ela é um novo método de determinação de distância. Hubble usou distâncias encontradas por outros meios para descobrir a lei e calibrá-la, mas uma vez que

Tabela 2.1: Galáxias usadas para traçar a Lei de Hubble da figura 2.5.

Galáxia	Distância (Mpc)	Velocidade (km/s)
Virgo	19	1210
Ursa Major	300	15000
Corona Borealis	430	21600
Bootes	770	39300
Hydra	1200	61200

a calibração é conhecida ela pode ser invertida para dar a estimativa da distância baseada no desvio para o vermelho da galáxia. Rearranjando a equação 2.3, obtemos:

$$d = cz/H. \quad (2.5)$$

O segundo aspecto importante da Lei de Hubble é que quase todas as galáxias têm espectros desviados para o vermelho. (Os únicos desvios para o azul surgem em poucas galáxias próximas, devido à movimentos aleatórios ou devido ao fato de que o referencial de repouso da Terra está em movimento orbital em torno do centro da Via Láctea.) Por isso, as galáxias estão se afastando umas das outras - o universo está expandindo. O terceiro aspecto está relacionado; galáxias mais distantes estão se movendo mais rápido que aquelas que estão mais próximas. Este efeito não é aceleração mas sim uma expansão uniforme. Antes da descoberta de Hubble, essencialmente todo pensamento sobre o estado dinâmico do universo considerava que ele era estático - nem se expandindo nem se contraindo. De fato, a Teoria da Relatividade Geral de Einstein de 1915 foi adulterada com a inclusão da famosa constante cosmológica a fim de “salvar” a teoria. Einstein percebeu que sua equação melhor descrevia um universo dinamicamente ativo mas não poderia naquele tempo acreditar que isso era possível. A relação simples da equação 2.5 considera apenas galáxias com desvios para o vermelho pequenos. Para valores de z maior que aproximadamente 0,8, efeitos cosmológicos tornam-se importantes para converter desvios para o vermelho em distâncias. Para um universo plano, a relação apropriada (ver Bowers e Deeming 1984) é:

$$d = \frac{2c}{H} \left[1 - \frac{1}{\sqrt{1+z}} \right]. \quad (2.6)$$

Vamos comparar a lei de Hubble, equação 2.4, com a relação de distância-tempo para um movimento em velocidade constante. Esta relação é:

$$d = Vt \quad (2.7)$$

de modo que

$$t = d/V. \quad (2.8)$$

Comparando com a equação 2.4

$$1/H = d/V \quad (2.9)$$

isso implica que

$$t = 1/H. \quad (2.10)$$

Este t é o tempo transcorrido desde que a expansão começou, e é chamado de *Tempo de Hubble*. Este modelo simplificado é apenas ilustrativo e serve para esclarecer o significado da constante de Hubble. O cálculo da idade do universo deve levar em conta o conteúdo de matéria e energia no universo, utilizando-se uma teoria apropriada, usualmente, a Teoria da Relatividade Geral.

2.3.2 O Significado Físico da Expansão Cósmica

O tempo de Hubble é o tempo decorrido desde que um determinado evento fez com que todas as galáxias, que antes estavam juntas, comessem a se afastar umas das outras, se nenhuma aceleração tiver ocorrido em seus movimentos. Este evento é conhecido como a *Explosão (Big Bang)*. A Explosão ocorreu em um determinado tempo, não em um determinado lugar, porque todas as partes do universo estavam juntas na Explosão. Desde então o universo vem se expandindo, mas não em um espaço vazio: o próprio espaço expande enquanto o tempo passa. As galáxias servem simplesmente de marcadores luminosos desta expansão. Então os desvios para o vermelho das galáxias, embora comumente chamados de desvios Doppler, possuem outra natureza. Eles surgem das diferentes distâncias de nossos marcadores, galáxias, em diferentes tempos na história do universo. A expansão observada não implica que nós estamos no centro do universo. Se a expansão é uniforme, um observador em uma outra galáxia observaria a mesma Lei de Hubble. Finalmente, reconhecemos que H não é realmente uma constante; ela deve mudar com o tempo devido aos efeitos gravitacionais que as galáxias exercem umas sobre as outras, e devido aos efeitos da energia do vácuo (a chamada “energia escura” - ver, por exemplo, Turner 2001 e Filippenko 2001) sobre as galáxias. O valor da constante H que foi mencionada são adequadas para nossa época, elas são usualmente escritas como H_0 .

2.3.3 Calculando a Constante de Hubble

O problema em encontrar H é encontrar a distância d precisamente porque o desvio para o vermelho pode ser bem medido. (Incertezas típicas na determinação do desvio para o vermelho de galáxias estão na faixa de 50 km/s para um objeto de brilho superficial baixo observado em comprimentos de onda ópticos, e menor que 10 km/s para objetos de tipo tardio observados em 21 cm por um radiotelescópio.) Basicamente nós ainda não sabemos qual é o valor de H por fator de 2. Estimativas nos últimos dez anos estão compreendidas na faixa de 50 a 100 km/s Mpc⁻¹.

2.3.4 Parametrizando Equações com H

Atualmente, há considerável incerteza entre as várias medidas da constante de Hubble; muitas das equações que são frequentemente usadas têm incertezas correspondentes. Por isso, muitos astrônomos escrevem suas equações em forma parametrizada usando a definição

$$H = H_0 h \text{ km/s Mpc}^{-1}. \quad (2.11)$$

Como H possui um valor entre 50 e 100 km/s Mpc⁻¹ o valor de h será um parâmetro tendo um valor na faixa de $0,7 < h_{72} < 1,4$, se adotarmos $H_0 = 72$ km/s Mpc⁻¹ (Freedman et al 2001). A equação 2.5 torna-se:

$$d = \frac{cz}{H} = \frac{v}{72} h_{72}^{-1} \text{ Mpc}, \quad (2.12)$$

Similarmente, a equação 2.10 torna-se

$$t = 1/H = 1,36 h_{72}^{-1} \times 10^{10} \text{ anos}. \quad (2.13)$$

2.4 Interações Gravitacionais

Galáxias, assim como estrelas, não são entidades isoladas no universo. Elas aparecem em grupos que interagem formando estruturas como pontes, caudas e anéis. O entendimento teórico de tais sistemas avançou devido às simulações numéricas. A maior perturbação resulta de órbitas que provocam distorções perto da borda de um dos discos participantes e esse material passa a se mover na mesma direção da galáxia que provocou a distorção. Se as massas das galáxias são muito diferentes, a menor pode puxar material das bordas da maior e formar uma ponte que, temporariamente, ocupa o espaço entre as duas galáxias. Se as massas forem aproximadamente iguais, uma longa cauda de cada galáxia se desenvolve e geralmente se estende para longe dos corpos principais. Estes resultados são devidos às interações de marés semelhantes aquela que ocorre no sistema Terra-Lua. Longas caudas e pontes são melhor produzidos quando a órbita das duas galáxias são ligadas.

2.4.1 Fusão entre Galáxias

Os encontros entre galáxias produzem movimentos internos nas mesmas, utilizando, provavelmente, energia do movimento orbital. Em um sistema que consiste de um conjunto de pontos (estrelas) gravitando, a energia cinética do movimento não pode ser dissipada, para deixar o sistema como radiação. As estrelas se movem umas em direção as outras, sofrendo apenas deflexões gravitacionais produzidas pelo conjunto de todas as estrelas. As nuvens de gás interestelar podem se chocar inelasticamente, mas o conjunto de estrelas tenderiam a conservar a energia total. As estrelas devem transformar energia orbital em movimentos aleatórios. Devido à conservação de momento angular e energia totais, um encontro entre duas galáxias ligadas tende a aproximá-las mais. Isto é também apoiado na segunda lei da termodinâmica que, quando aplicada a trilhões de estrelas, ainda estabelece que a ordem é trocada pela desordem. Neste processo de fusão há uma violenta mudança nos campos gravitacionais que ajuda a produzir uma distorção final de estrelas que é ‘suave’ e ‘relaxada’, exceto quando se tem uma grande quantidade de gás e poeira interestelar. Estudos espectroscópicos em sistemas candidatos a estarem em processo de fusão, revelam longas caudas, movimentos internos caóticos e evidência de muito gás, poeira e formação estelar. Geralmente o corpo central do sistema é uma galáxia elíptica gigante, que pode ser o resultado de uma fusão entre duas galáxias espirais em um único conjunto de estrelas. O gás e a poeira foram completamente usados na formação estelar. Provavelmente este novo sistema é classificado como uma galáxia elíptica. Alar Toomre (1977) acredita que talvez todas as galáxias elípticas foram formadas desta maneira. Mas

seu argumento é controverso. Talvez uma dúzia das 4000 galáxias do catálogo NGC sejam sistemas interagentes que produzem pontes ou caudas. Por outro lado simulações numéricas mostram que tais formas geométricas não se mantêm por mais de 10^8 anos. Se cada par de galáxias interagentes leva a um processo de fusão então durante 10^{10} anos, pode-se esperar da ordem de 400 das presentes 4000 galáxias NGC podem ter resultado de tais uniões. Em outras palavras, a fusão de galáxias espirais seriam a causa de 10% de todas as galáxias se tornarem elípticas. A atual fração de elípticas é de 20 a 30% e muitas delas são encontradas em aglomerados ricos. É concebível que fusões foram mais comuns no passado do que agora, ou mais comum em aglomerados do que em galáxias de campo. A proposta de Toomre é muito atrativa, mas objeções muito fortes à ela são levantadas. Por exemplo: o brilho superficial das atuais galáxias elípticas são muito maiores que aqueles das galáxias espirais. Talvez algum processo de atrito dinâmico ajude a conduzir os caroços densos das galáxias fundidas em um brilho central comum. Alguns teóricos, tentando explicar melhor tais processos, pensam na possibilidade de que algumas, não todas galáxias elípticas, foram formadas de fusão de galáxias espirais. As idéias fundamentais de interações gravitacionais em sistemas de N corpos podem ser encontradas no artigo clássico de Toomre et al (1972). Simulações mais recentes levam em consideração a componente do gás que é muito importante em fusões (Barnes e Hernquist 1998 e Mihos 2001).

2.5 Ambientes Densos

Nos ambientes densos de grupos e aglomerados de galáxias, a formação e história evolucionária de galáxias deve ser significativamente mais complexa do que para galáxias isoladas. Fatores que favorecem a formação de elípticas são mais comuns no ambiente de aglomerados. Eventos como encontros com forças de marés, que deslocam as galáxias morfológicamente e distorcem-nas cinematicamente ocorrem mais provavelmente em regiões de alta densidade (Moore et al 1998). Rubin et al (1988) e Whitmore et al (1988) detectaram a queda na curva de rotação de algumas galáxias espirais, todas localizadas próximas ao centro de aglomerados ricos. Isto sugere que os bojos (halos) massivos nestas galáxias foram perturbados, ou que eles nunca puderam se formar. Isto também sugere que se pode aprender mais sobre os efeitos dinâmicos de interações gravitacionais a partir do estudo sistemático de galáxias em regiões de densidade muito alta. Por outro lado Amram et al (1996) não confirmam os resultados mencionados acima. Eles obtiveram curvas de rotação de galáxias localizadas em aglomerados e não confirmam a tendência de que galáxias espirais no interior de aglomerados tendem a apresentar queda na curva de rotação. Eles não encontraram nenhuma evidência significativa para a influência do ambiente dos aglomerados sobre a morfologia das galáxias.

2.5.1 Grupos Compactos de Hickson

Utilizando as placas fotográficas do Observatório do Monte Palomar (Palomar Sky Survey) Hickson (1982) catalogou 100 grupos compactos de galáxias. Um grupo de Hickson típico possui as seguintes características:

1. Possui 4 ou mais galáxias dentro da faixa de três magnitudes;

2. Não tem galáxias vizinhas na mesma faixa de magnitude ou brilho dentro de um anel de raio interno igual ao raio do grupo e raio externo igual a três vezes o raio do grupo (onde o raio do grupo é definido como o raio do menor círculo que contém os centros das galáxias);
3. O brilho superficial do grupo deve ser mais brilhante que 26 mag/segarc^2 .

Os modelos sugerem que as galáxias em grupos compactos estão interagindo em taxas mais altas que as galáxias de campo. Sendo assim, espera-se que os grupos ou galáxias individuais apresentem um certo número de propriedades: cores mais azuis comparadas com galáxias de campo de tipo morfológico similar, função luminosidade peculiar, uma distribuição de tipo morfológico deslocada para galáxias de tipo recente, presença de galáxias extensas, tipo cD, e excesso no infravermelho associado ao nascimento de estrelas. Nos grupos de Hickson existe uma fração menor de galáxias espirais se comparado às amostras de campo e esta fração diminui a medida que a densidade superficial média do grupo aumenta. No entanto a fração de espirais dentro dos grupos é significativamente maior do que em aglomerados de densidade equivalente (Rubin et al 1991). Estudos sobre peculiaridades dinâmicas e interações de marés e as pequenas dispersões de velocidades observadas sugerem que muitos grupos são realmente interagentes. Mendes de Oliveira (1992) fez um estudo completo do desvio para o vermelho dos grupos compactos de Hickson comprovando que as galáxias dos grupos não são simples projeções de campo. Os principais resultados encontrados por Mendes de Oliveira são:

1. Aproximadamente 43% das galáxias nos grupos compactos mostram distorções morfológicas e cinemáticas.
2. Aproximadamente 32% dos grupos apresentam três ou mais galáxias que mostram algum sinal de interação/fusão. Em uma sub-amostra de 16 grupos com dados cinemáticos, a fração de grupos interagentes com três ou mais galáxias é 75%.
3. Três das galáxias elípticas com desvio para o vermelho menor que 0,03 tem raio tão grande quanto galáxias tipo cD/D em aglomerados.
4. Forte correlação entre a dispersão de velocidade e a fração de galáxias de tipo recente. Esta correlação explica a concordância morfológica das galáxias em grupos compactos, isto é, a tendência para grupos conter apenas galáxias do tipo recente ou tipo tardio.
5. Galáxias com pequenas velocidades relativas estão frequentemente em interação.
6. A função luminosidade das galáxias mostram uma escassez de galáxias pouco brilhantes e um excesso de galáxias brilhantes.
7. A magnitude característica para a função luminosidade, (Schechter 1976), é significativamente mais brilhante do que para a função luminosidade de galáxias de campo.

Grupos compactos de galáxias podem representar algumas das concentrações de galáxias mais densas conhecidas no universo e então fornecem laboratórios ideais para estudar

efeitos de interações fortes no conteúdo morfológico e estelar de galáxias. Este conceito motivou vários programas observacionais recentes com o objetivo de estabelecer a realidade dinâmica destas estruturas e sinais de interações de galáxias. Enquanto a maioria destes trabalhos (como por exemplo de Rubin et al 1991) que consideraram objetos nos quais sinais morfológicos de fortes interações são evidentes, estudos feitos com grandes amostras mostraram surpreendentemente que a frequência de fusões em grupos compactos é significativamente menor do que o predito por argumentos de dinâmica simples (Zepf 1993). Confirmando este resultado, em uma procura por galáxias anãs formadas em caudas induzidas por maré em 42 galáxias dos grupos compactos de Hickson (1994), Hunsberger et al (1996) mostraram que apenas sete deles exibem sinais claros de tais objetos.

Uma outra questão que pode ser endereçada ao estudo de grupos compactos se refere ao ambiente de origem da atividade nuclear de galáxias (AGNs), representada pela presença de linhas de emissão nuclear que não podem ser explicadas em termos de população estelar normal. Esta questão não está clara ainda. Enquanto estudos de Kennicutt e Keel (1984) e Keel et al (1985) mostraram que o fenômeno de AGN ocorre mais frequentemente em sistemas binários ou sistemas interagentes, outros estudos não descobriram nenhuma correlação relevante entre atividade nuclear e parâmetros de interação (Dahari e De Robertis 1988, Laurikainen e Salo 1995). Contudo, parece claro de estudos de amostras selecionadas opticamente que AGNs próximas evitam sistemas que estão interagindo fortemente. Pode-se especular que se as AGNs realmente preferem sistemas interagentes mas evitam aqueles que são fortemente interagentes, então um lugar ideal para encontrá-las seriam os grupos compactos, ou no mínimo uma subclasse deles, que, embora aparentemente muito denso, como deduzido das suas velocidades radiais (separações espaciais), não mostram sinais de interações violentas. Ribeiro et al (1996) observaram espectroscopicamente um grupo compacto que foi previamente notificado como um sistema que apresentava sinais morfológicos de interação entre galáxias. Este sistema é HCG 16 (ver figura 2.6) do catálogo de grupos compactos de Hickson (1994). Ribeiro et al (1996) descobriram que este grupo é muito rico em galáxias com surto de formação estelar e AGNs. Este mostrou-se um caso muito raro na amostra de grupos compactos observada por eles.

O principal objeto desta dissertação, NGC 3819, faz parte do grupo compacto de Hickson HCG 58. Esta é uma galáxia elíptica (H58D) que exibe sinais morfológicos de interação: uma pluma estelar e um jato nuclear. Esta última estrutura será investigada a fim de verificar se esta galáxia se encontra em processo de atividade nuclear. O grupo de Hickson HCG 58 pode ser visto na figura 2.7.

2.6 Revisão da Literatura

2.6.1 Grupo Compacto de Hickson 58

Hickson 58 é um grupo compacto dentro do aglomerado MK 10 catalogado por Morgan et al (1975) em suas listas de aglomerados pobres. Ele consiste de cinco galáxias bem separadas. As galáxias A e B são espirais com poucos sinais de distúrbios de maré. Além disso, a galáxia A tem duas asas muito brilhantes ao longo do eixo maior a aproximadamente 10 Kpc do núcleo. Esta galáxia é também uma fonte compacta de rádio (Burns et al 1987) e foi detectada por IRAS (IRAS *Point Source Catalog* 1985). A galáxia B tem uma barra interna no ângulo de posição 45° e uma barra externa no ângulo de posição

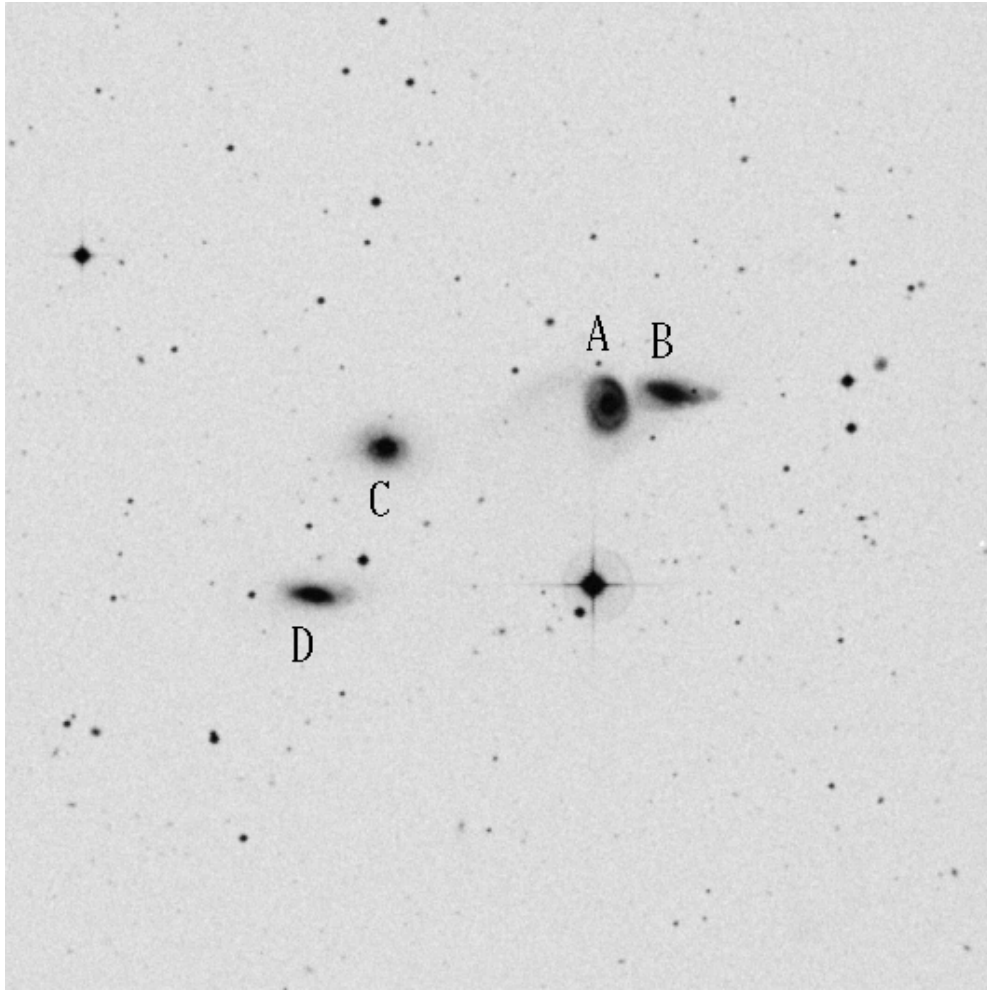


Figura 2.6: Grupo Compacto de Hickson HCG16 (figura extraída do *Digital Sky Survey*, página eletrônica http://archive.stsci.edu/cgi-bin/dss_form). O campo da figura é de $15' \times 15'$ e a orientação é norte para cima e leste para a esquerda. As demais figuras seguem esta orientação. As galáxias estão identificadas na figura, seguindo a nomenclatura de Hickson (1982, 1994).

110° com dois braços emergindo das extremidades da barra externa. Os outros membros do grupo mostram peculiaridades interessantes. H58C exibe isofotas não usuais. Na região interna as isofotas são circulares se tornando elípticas e então em forma de caixa e finalmente elípticas na parte externa da galáxia. A galáxia E lembra uma pata de urso na banda R e torna-se nodular e irregular em H_α .

A galáxia D e suas duas companheiras, H58D1 e H58D2, são apresentadas com maiores detalhes nas próximas seções.

2.6.1.1 NGC 3819

Também conhecida como H58D, ou seja, a galáxia D do grupo de Hickson 58 (Hickson 1994). Rubin et al (1991) classificaram esta galáxia como elíptica. Veiga (1996) fez uma classificação mais completa de NGC 3819 como sendo do tipo E2 pec. A peculiaridade na classificação se deve à presença de jatos. Rubin et al (1991) descobriram um jato estelar estreito no ângulo de posição 199° . A existência deste jato é inquestionável na banda R,

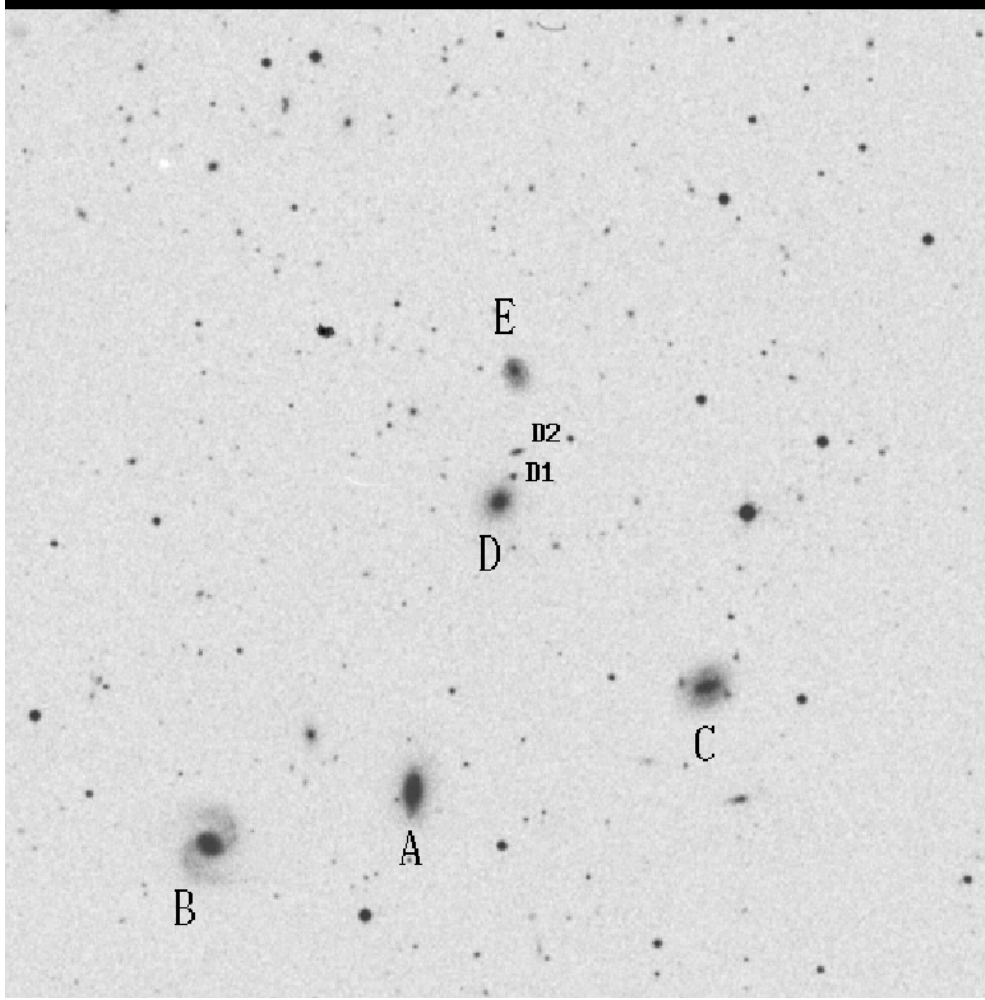


Figura 2.7: Grupo Compacto de Hickson HCG 58 (figura extraída do *Digital Sky Survey*, página eletrônica http://archive.stsci.edu/cgi-bin/dss_form). O campo da figura é de $15' \times 15'$. As galáxias estão identificadas na figura, seguindo a mesma nomenclatura da figura 2.6.

mas ele não aparece em $H\alpha$. Este jato também foi observado por Veiga (1996). Esta galáxia possui um outro jato no ângulo de posição 109° . Este jato é menos extenso, mais estreito e mais intenso que o primeiro. Este segundo jato foi observado na banda R e na imagem deconvoluída obtida por Veiga (1996 - ver apêndice A.2 figura A.2). Estes dois jatos são substancialmente diferentes. O primeiro é uma pluma estelar e o segundo parece ter origem não térmica. O jato não térmico é suficientemente intenso para ser visto nos mapas isofotais das figuras 2.8 e A.1 (Veiga 1996). E a pluma pode ser vista na imagem colorida (mapa isofotal em cores A.1).

A galáxia NGC 3819 já foi bastante estudada, mas o jato nuclear mencionado por Veiga nunca foi investigado. Sua magnitude aparente na banda B é $m_B = 15,1$ e na banda R é $m_R = 13,6$, segundo Hickson et al (1989). O diâmetro visível desta galáxia é de $86,36''$, aproximadamente $50 h_{72}^{-1}$ Kpc (Veiga 1996). Sua velocidade radial foi obtida por Beers et al (1995) e o valor encontrado por eles é 6270 km/s com um erro de 27 km/s. Na ascensão reta $11^h 39^m 41^s,1$ e declinação $+10^\circ 33' 41'',1$, existe uma fonte de rádio cuja magnitude estimada é 18 (Veron-Cetty e Veron 1983). Suspeita-se que NGC 3819 é a

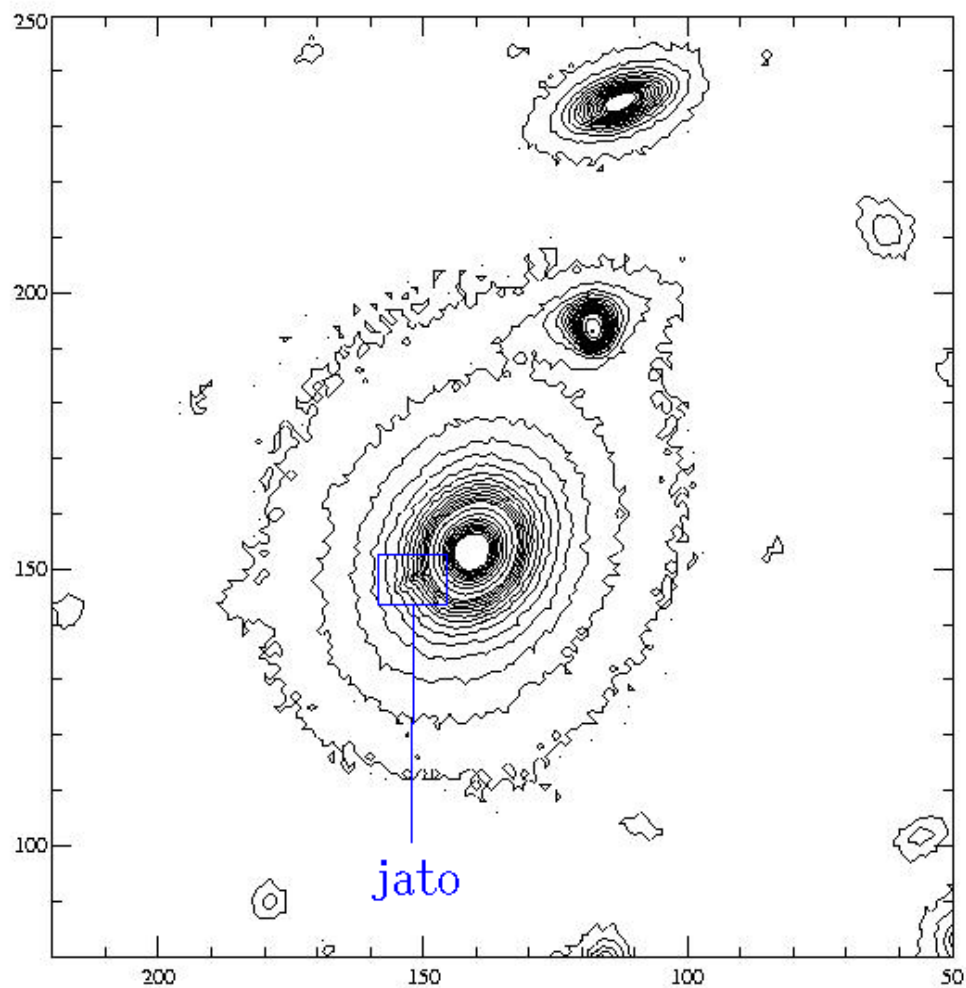


Figura 2.8: Mapa isofotal de NGC 3819. Escala de placa: $0,6''/\text{pixel}$. O jato está identificado na figura (Veiga 1996).

origem desta fonte. Incidentalmente, deve-se ressaltar que a radiofonte está localizada na direção do jato no ângulo de posição de 109° . A existência de um buraco negro no centro desta galáxia é uma das possíveis causas desta radiação. A galáxia M87, no centro do aglomerado de Virgem, também possui um jato nuclear. Ela é uma radiogaláxia cujo

centro coincide em alinhamento com o jato nuclear. Pode-se então imaginar que existe uma relação entre o jato nuclear e a fonte de rádio em NGC 3819.

A noroeste de NGC 3819 existem duas galáxias pequenas, H58D1 e H58D2 (ver figuras 2.7 e 2.8).

2.6.1.2 H58D1

A galáxia H58D1 foi observada por Rubin et al (1991). Eles obtiveram um perfil de brilho (brilho superficial *versus* o raio e magnitude integrada na banda R *versus* o raio) para esta galáxia. Estes perfis mostram que H58D1 deve ser uma galáxia de disco fraco e um núcleo intenso. A magnitude integrada na banda R é de $m_R = +16,0$. Veiga (1996) não tinha resolução suficiente para traçar perfis fotométricos, estruturais e morfológicos de H58D1. Esta galáxia parece estar dentro do envelope de H58D (NGC 3819).

2.6.1.3 H58D2

Esta galáxia está localizada mais ao norte de H58D. Rubin et al (1991) obtiveram, para H58D2, os mesmos perfis de brilho que obtiveram para H58D1 e observaram que H58D2 parece ser uma lenticular de alto brilho superficial. Veiga (1996) também obteve perfis de brilho para esta galáxia e chegou as mesmas conclusões que Rubin et al (1991), sobre sua morfologia. A magnitude integrada na banda R de H58D2 é $m_R = +16,0$.

Capítulo 3

As Galáxias e as Observações

3.1 As Galáxias

A galáxia estudada (NGC 3819) pertencia originalmente a amostra de Veiga (1996), retirada do Catálogo de Galáxias Múltiplas (CGM, Soares 1989). Esta galáxia foi catalogada por Hickson em seu Atlas de Grupos Compactos de Galáxias (*Atlas of Compact Groups of Galaxies*, Hickson 1994), como H58D. Esta galáxia é o membro D do Grupo Compacto de Hickson número 58. Foram também observadas duas galáxias companheiras de H58D (H58D1 e H58D2 - que parecem ser satélites) e que se localizam nas proximidades da mesma. Será feito um estudo espectrofotométrico destes três objetos com o objetivo de se investigar o jato no ângulo de posição 109° em NGC 3819 e verificar se as galáxias companheiras são realmente satélites ou se estão próximas apenas por efeitos de projeção.

3.2 As Observações

Foi realizada uma missão no Observatório do Monte Palomar, em San Diego, no estado da Califórnia, EUA, em 28/29 de fevereiro de 1998, por Domingos S.L. Soares, Tyler Nordgren e Paulo M. V. Veiga. As observações foram feitas com o instrumento Double Spectrograph, descrito na seção 3.4, montado no telescópio Hale de 5m. Foram feitas observações espectroscópicas das galáxias e obtidas outras imagens necessárias à redução dos dados (ver capítulo 4). O detetor usado foi um Dispositivo de Cargas Acopladas (*Charge Coupled Device*, CCD), de 1024×1024 pixels de $24\mu \times 24\mu$ cada pixel. As imagens foram reduzidas com o pacote de programas IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*), descrito no capítulo 4. A tabela (3.1) contém as imagens observadas e algumas informações importantes sobre elas. A coluna (1) apresenta os objetos. bzero e rzero são as imagens de viés (*bias*) nas câmeras azul e vermelha, respectivamente; bdome e rdome são os campos planos de cúpula nas câmeras azul e vermelha, respectivamente. A coluna (2) apresenta ascensão reta, a coluna (3) a declinação, a coluna (4) o tempo universal, a coluna (5) o ângulo horário, a coluna (6) a massa de ar, a coluna (7) a câmera, a coluna (8) o tempo de integração e a coluna (9) o ângulo de posição.

Tabela 3.1: Imagens observadas. Os significados dos nomes do objetos estão descritos no texto.

Objeto	AR (J2000)	DEC (J2000)	TU	AH	MA	CAM	T_{int}	AP
bzero	-	-	00 ^h 10 ^m 40 ^s	-	-	b	Ø	-
bzero	-	-	00 ^h 11 ^m 31,7 ^s	-	-	b	Ø	-
bzero	-	-	00 ^h 12 ^m 23,2 ^s	-	-	b	Ø	-
bzero	-	-	00 ^h 13 ^m 14,6 ^s	-	-	b	Ø	-
bzero	-	-	00 ^h 14 ^m 06,1 ^s	-	-	b	Ø	-
rzero	-	-	00 ^h 15 ^m 06,1 ^s	-	-	r	Ø	-
rzero	-	-	00 ^h 15 ^m 54,6 ^s	-	-	r	Ø	-
rzero	-	-	00 ^h 16 ^m 43,2 ^s	-	-	r	Ø	-
rzero	-	-	00 ^h 17 ^m 31,7 ^s	-	-	r	Ø	-
rzero	-	-	00 ^h 18 ^m 20,2 ^s	-	-	r	Ø	-
bdome	-	-	00 ^h 29 ^m 22,5 ^s	-	-	b	100 s	-
bdome	-	-	00 ^h 32 ^m 05,2 ^s	-	-	b	100 s	-
bdome	-	-	00 ^h 34 ^m 48 ^s	-	-	b	100 s	-
bdome	-	-	00 ^h 37 ^m 30,6 ^s	-	-	b	100 s	-
bdome	-	-	00 ^h 40 ^m 13,4 ^s	-	-	b	100 s	-
rdome	-	-	02 ^h 03 ^m 34,4 ^s	-	-	r	60 s	-
rdome	-	-	02 ^h 05 ^m 24,2 ^s	-	-	r	60 s	-
rdome	-	-	02 ^h 07 ^m 13,9 ^s	-	-	r	60 s	-
rdome	-	-	02 ^h 09 ^m 03,8 ^s	-	-	r	60 s	-
rdome	-	-	02 ^h 10 ^m 53,6 ^s	-	-	r	60 s	-
FeAr	-	-	02 ^h 07 ^m 05,1 ^s	-	-	b	30 s	-
HeNeAr	-	-	03 ^h 09 ^m 00,4 ^s	-	-	r	1 s	-
HD19445	03 ^h 08 ^m 25,58 ^s	+26°20'1,3''	03 ^h 11 ^m 18,7 ^s	+02 ^h 46 ^m 31,1 ^s	1,244071	b	15 s	45,77°
HD19445	03 ^h 08 ^m 25,58 ^s	+26°20'1,3''	03 ^h 11 ^m 18,7 ^s	+02 ^h 46 ^m 31,1 ^s	1,244071	r	15 s	45,77°
HD19445	03 ^h 08 ^m 24,77 ^s	+26°20'1,6''	03 ^h 15 ^m 08,9 ^s	+02 ^h 50 ^m 22,7 ^s	1,257266	b	15 s	45,77°
HD19445	03 ^h 08 ^m 24,77 ^s	+26°20'1,6''	03 ^h 15 ^m 08,9 ^s	+02 ^h 50 ^m 22,7 ^s	1,257266	r	15 s	45,77°
HD19445	03 ^h 08 ^m 26,99 ^s	+26°20'2,0''	03 ^h 17 ^m 43,7 ^s	+02 ^h 52 ^m 55,7 ^s	1,266274	b	15 s	45,77°
HD19445	03 ^h 08 ^m 26,99 ^s	+26°20'2,0''	03 ^h 17 ^m 43,7 ^s	+02 ^h 52 ^m 55,7 ^s	1,266274	r	15 s	45,77°
HD19445	03 ^h 08 ^m 23,39 ^s	+26°20'1,2''	03 ^h 21 ^m 23,4 ^s	+02 ^h 56 ^m 39,6 ^s	1,279889	b	15 s	45,77°
HD19445	03 ^h 08 ^m 23,39 ^s	+26°20'1,2''	03 ^h 21 ^m 23,4 ^s	+02 ^h 56 ^m 39,6 ^s	1,279889	r	15 s	45,77°
FeAr	-	-	03 ^h 24 ^m 35,8 ^s	-	-	b	30 s	-
HeNeAr	-	-	03 ^h 26 ^m 00,7 ^s	-	-	r	1 s	-
FeAr	-	-	07 ^h 58 ^m 43,5 ^s	-	-	b	30 s	-
HeNeAr	-	-	07 ^h 59 ^m 51,6 ^s	-	-	r	1 s	-
NGC 3819	11 ^h 42 ^m 05,78 ^s	+10°21'4,4''	08 ^h 33 ^m 26,2 ^s	-00 ^h 24 ^m 10,9 ^s	1,091564	b	1800 s	109°
NGC 3819	11 ^h 42 ^m 05,78 ^s	+10°21'4,4''	08 ^h 33 ^m 26,2 ^s	-00 ^h 24 ^m 10,9 ^s	1,091564	r	1800 s	109°
FeAr	-	-	08 ^h 35 ^m 43,3 ^s	-	-	b	30 s	-
HeNeAr	-	-	08 ^h 36 ^m 56,5 ^s	-	-	r	1 s	-
H58D1	11 ^h 42 ^m 04,96 ^s	+10°21'28,0''	09 ^h 11 ^m 46,1 ^s	+00 ^h 14 ^m 16,0 ^s	1,087981	b	1800 s	100°
H58D1	11 ^h 42 ^m 04,96 ^s	+10°21'28,0''	09 ^h 11 ^m 46,1 ^s	+00 ^h 14 ^m 16,0 ^s	1,087981	r	1800 s	100°
FeAr	-	-	09 ^h 14 ^m 35,1 ^s	-	-	b	30 s	-
HeNeAr	-	-	09 ^h 15 ^m 49,3 ^s	-	-	r	1 s	-
H58D2	11 ^h 42 ^m 04,67 ^s	+10°21'52,5''	09 ^h 48 ^m 24,0 ^s	+00 ^h 51 ^m 00,2 ^s	1,110436	b	1800 s	110°
H58D2	11 ^h 42 ^m 04,67 ^s	+10°21'52,5''	09 ^h 48 ^m 24,0 ^s	+00 ^h 51 ^m 00,2 ^s	1,110436	r	1800 s	110°
FeAr	-	-	09 ^h 50 ^m 54,9 ^s	-	-	b	30 s	-
HeNeAr	-	-	09 ^h 52 ^m 02,2 ^s	-	-	r	1 s	-
NGC 3819	11 ^h 42 ^m 05,84 ^s	+10°21'10,7''	10 ^h 39 ^m 31,9 ^s	+01 ^h 42 ^m 15,4 ^s	1,189879	b	2700 s	109°
NGC 3819	11 ^h 42 ^m 05,84 ^s	+10°21'10,7''	10 ^h 39 ^m 31,9 ^s	+01 ^h 42 ^m 15,4 ^s	1,189879	r	2700 s	109°
FeAr	-	-	10 ^h 42 ^m 13,8 ^s	-	-	b	30 s	-
HeNeAr	-	-	10 ^h 42 ^m 23,6 ^s	-	-	r	1 s	-

3.2.1 Ângulo de Posição

A orientação da fenda no céu é dada pelo ângulo de posição, definido como na figura 3.1.

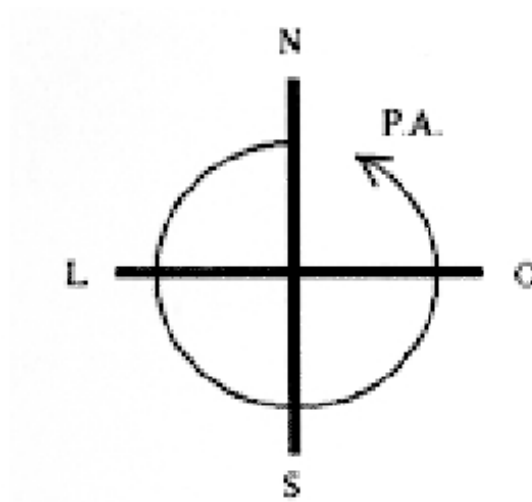


Figura 3.1: Ângulo de posição (Veiga 1996).

3.3 O Dispositivo de Cargas Acopladas, CCD

O CCD (Massey e Jacoby 1992) foi inventado em 1969 por W.S. Boyle e G.E. Smith do Laboratório de Bell. Eles não estavam interessados em detetores astronômicos, foi inicialmente criado para ser utilizado como memória de computadores. De forma a funcionar como memória, deve existir uma quantidade física que represente um bit de informação, um meio de reconhecer a presença ou ausência do bit (leitura), e um meio de criar e destruir a informação (escrever e apagar). Os CCDs foram usados em astronomia pela primeira vez em 1976 quando J. Janesick e B. Smith obtiveram imagens de Júpiter, Saturno e Urano usando um detetor CCD acoplado ao telescópio de 61 polegadas (152,5 m) no Monte Bigelow no Arizona. Os CCDs foram rapidamente adotados em astronomia e hoje são os mais populares e mais difundidos dispositivos de imageamento usados na região óptica e infra-vermelho próximo. Um CCD é melhor descrito como um *chip* semiconductor, no qual uma das faces é sensível à luz. A face sensível à luz é retangular e subdividida em uma rede de áreas retangulares discretas (pixels). O CCD é colocado no plano focal de um telescópio de modo que a superfície sensível à luz seja iluminada e uma imagem do campo do céu que está sendo visto se forma nele. A chegada de um fóton em um pixel gera uma pequena carga elétrica que é armazenada para mais tarde ser lida. O tamanho da carga aumenta cumulativamente quanto mais fótons chegam em sua superfície: quanto maior a iluminação maior é a carga. Um CCD isolado é apenas um *chip* semiconductor. A fim de torná-lo um instrumento astronômico útil ele deve estar conectado a alguns equipamentos eletrônicos para controlá-lo e fazer sua leitura. Usando alguns circuitos marcadores de

tempo, um amplificador e um rápido conversor analógico-digital (ADC), usualmente de 16 bits de precisão, é possível estimar a quantidade de luz que cai em cada pixel examinando a quantidade de carga que ele armazenou. Então a carga que se acumulou em cada pixel é convertida em um número. Este número está em unidades arbitrárias conhecidas como *Analogue Data Units* (ADUs); isto é, ela ainda não foi calibrada em unidades físicas. O fator ADC é a constante de proporcionalidade para converter ADUs em quantidade de carga (expressa como números de elétrons por ADU) armazenados em cada pixel. Este fator é necessário durante a redução de dados e é usualmente incluído na documentação do instrumento. O *chip* é usualmente colocado em um cantil de isolamento e resfriado (geralmente com nitrogênio líquido) para reduzir o nível de ruído.

3.4 DBSP: Double Spectrograph

O Double Spectrograph está instalado no telescópio Hale de 5m no Observatório do Monte Palomar, que é dirigido pelo *California Institute of Technology* e está localizado ao norte da cidade de San Diego no estado da Califórnia. O DBSP funciona com filtros dicróicos que separam a luz em duas componentes: azul e vermelha, sendo que cada uma é detectada em uma câmera diferente. Nas próximas seções apresenta-se uma visão geral do DBSP. As informações foram obtidas na página eletrônica do Observatório do Monte Palomar: http://www.astro.caltech.edu/palomar/200inch_spec/dbspoverview.html e de Oke e Gunn (1982).

3.4.1 Introdução

A foto da figura 3.2 mostra o DBSP em sua bancada. As fendas de entrada estão no alto, e as redes estão na parte de baixo. O botão de ajuste do ângulo de rede do lado azul está visível no centro da região circular preta. A câmera vermelha e o frasco de hélio líquido estão montados à direita enquanto que a câmera azul está parcialmente visível à esquerda.

3.4.2 Óptica

O diagrama da figura 3.3, adaptado por Oke e Gunn (1982), mostra a trajetória da luz até as partes iniciais das câmeras azul e vermelha. A fenda fica no plano focal do telescópio Cassegrain f/15,7 do observatório do Monte Palomar: O Telescópio Hale de 5m. O filtro dicróico, que divide a luz em duas componentes, deve ser escolhido pelo observador (um para cada missão) dentre os quatro disponíveis. Estes apresentam comprimentos de onda de separação diferentes de aproximadamente 4800Å, 5200Å, 5500Å e 6800Å. (Curvas de transmissão para os dicróicos de 5200Å e 5500Å são mostradas nas figuras 3.8 e 3.9). Então a luz passa através do campo de lentes, de prismas e atravessa os filtros antes de passar pelos orifícios dos colimadores primários. Os filtros podem ser trocados por controle remoto durante as observações. Os colimadores secundários são presos à placas de quartzo fundido e transparente que são opticamente planas.

Dos colimadores, os feixes colimados azul e vermelho prosseguem para as duas redes e então para as duas câmeras. A câmera vermelha, atualmente, consiste de uma óptica transmissiva (lentes) enquanto o lado azul tem uma câmera Schmidt refletora f/1,5



Figura 3.2: Foto do DBSP em sua bancada (figura extraída da página eletrônica http://www.astro.caltech.edu/palomar/200inch_spec/dbspoverview.html).

com uma lente de campo aplanado imediatamente na frente do detetor. O esquema da figura 3.4 mostra a configuração da rede e define os ângulos relevantes para cálculos dos comprimentos de onda. A quantidade diretamente fixada por mostradores na lateral do espectrografo é chamada ângulo de rede, e é o ângulo entre o feixe óptico incidente (vindo

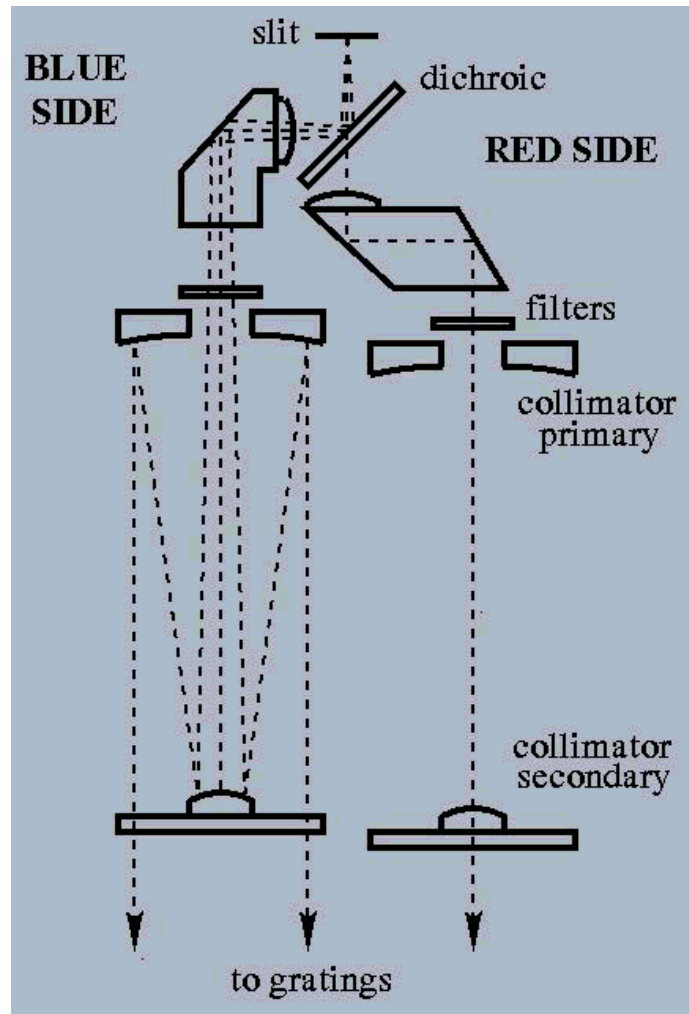


Figura 3.3: Caminho da luz através das partes iniciais dos lados azul e vermelho (Oke e Gunn 1982).

do colimador) e a normal à rede.

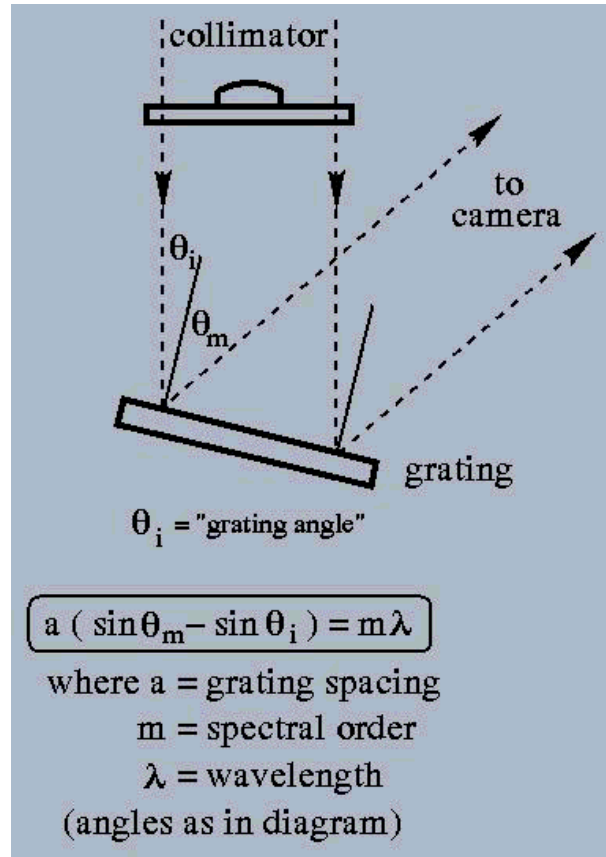


Figura 3.4: Diagrama mostrando o colimador e a rede para um dos lados (figura extraída página eletrônica http://www.astro.caltech.edu/palomar/200inch_spec/dbspoverview.html).

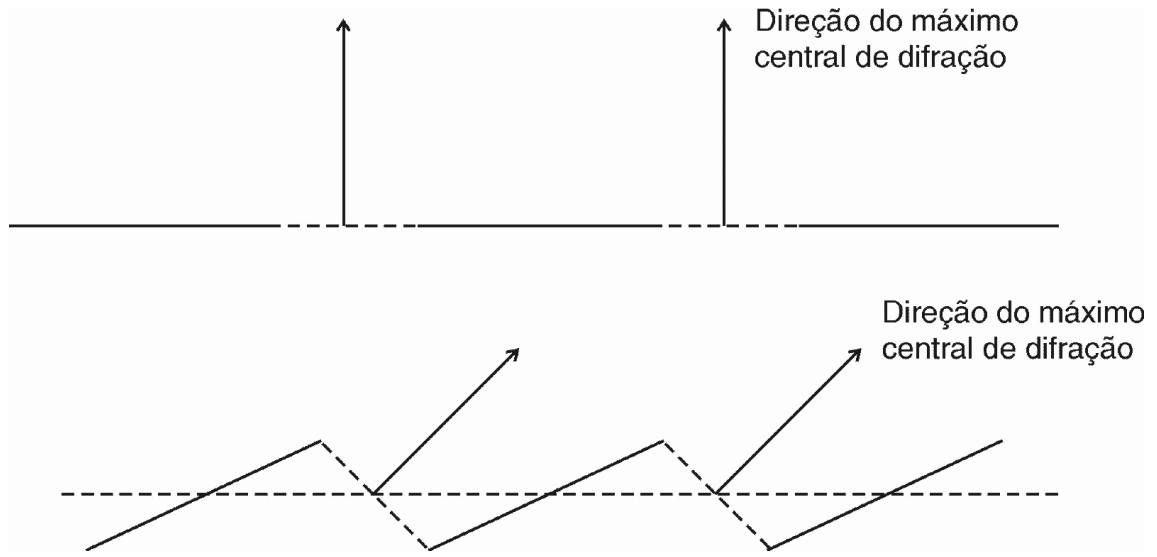


Figura 3.5: Fendas inclinadas deslocam o máximo do perfil de difração.

3.4.3 Ângulo de Rede e Resolução Espectral

A equação

$$a(\sin \theta_m - \sin \theta_i) = m\lambda \quad (3.1)$$

é usada para saber qual ângulo de rede deve ser escolhido para que o comprimento de onda central desejado caia no centro do CCD. Um ponto importante é que a soma do ângulo de rede e o ângulo feito pelo feixe difratado e a normal à fenda, ou seja, θ_m é determinado pela geometria do instrumento. Para o lado vermelho esta soma é 35° e para o lado azul é $38,5^\circ$. Pelo fato de haver apenas uma cópia de cada rede (com um dado número de linhas por mm e ângulo de risco) não se pode ter redes com as mesmas especificações nos dois lados, azul e vermelho, simultaneamente. Em redes de difração por reflexão (como é o caso) há muita perda de luz por reflexão. Desde que as intensidades dos máximos da interferência são moduladas pelo padrão de difração, podemos concentrar a luz numa única ordem alargando os riscos até que a franja central da modulação esteja tão larga quanto as franjas de interferência, responsáveis pelo espectro. Neste caso, no entanto, boa parte da luz se concentraria na ordem zero e não teríamos espectro. A solução para redes de difração por reflexão é inclinar cada risco para que o máximo de modulação se direcione para a ordem espectral de interesse (ver figuras 3.6 e 3.7). A esta inclinação dá-se o nome de ângulo de risco (*blaze*). O análogo para redes de difração por fendas seria alargar as fendas até que a franja central da modulação esteja tão larga quanto as franjas de interferência e inclinar ligeiramente as fendas. As figuras 3.5 e 3.6 ilustram bem esta situação para uma luz monocromática incidindo sobre uma rede de difração e a figura 3.7 mostra o ângulo de risco para uma rede de difração por reflexão. Nas figuras 3.5 e 3.7 as inclinações das fendas e dos riscos, respectivamente, estão exageradamente maiores que as reais, para efeito de visualização.

A resolução espectral é dada pela equação

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}, \quad (3.2)$$

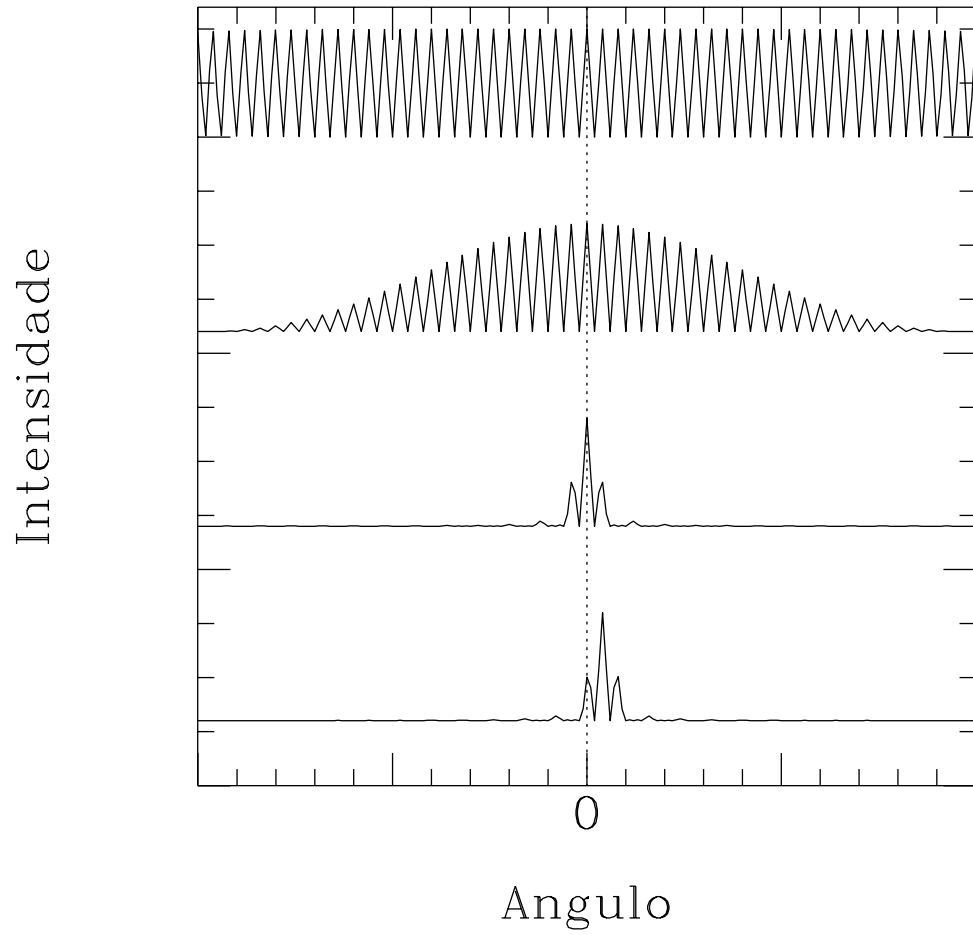


Figura 3.6: O efeito do alargamento das fendas numa rede de difração e inclinação do plano das mesmas. A separação das fendas é $d = 0,12\text{mm}$, A largura das fendas a_i (onde $i = 1, 2, 3$) assume diferentes valores. Sendo $a = 0,025\text{mm}$, temos: $a_1 = a/500$, para a primeira curva; $a_2 = a/25$, para a segunda curva e $a_3 = a/2$, para a terceira curva. A quarta curva possui as mesmas especificações que a anterior porém inclinada do ângulo de risco.

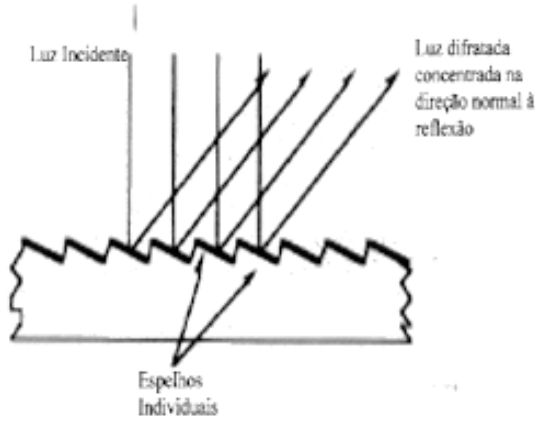


Figura 3.7: O ângulo de risco (Kitchin 1995).

onde λ é o comprimento de onda funcional e $\Delta\lambda$ é o menor intervalo de comprimento de onda em que o espectro pode ser resolvido. A resolução espectral para redes de difração também pode ser escrita da seguinte maneira $R = nN$, onde n indica a ordem espectral e N o número de fendas (ou linhas) da rede. As redes de difração utilizadas foram as de 600 linhas/mm e 1200 linhas/mm, respectivamente nas câmeras azul e vermelha.

Para obter-se um espectro de boa qualidade, deve-se observar, dentre outros fatores, a resolução angular do espectrógrafo. Segundo o critério de Rayleigh, em um espectro angularmente bem resolvido, o máximo de intensidade de uma franja de padrão primário deve estar superposto ao zero de intensidade de uma franja de padrão secundário. Então a resolução angular de Rayleigh para redes de difração R_R é dada por $\Delta\theta$:

$$R_R = \Delta\theta = \frac{\lambda}{Ns \cos \theta}, \quad (3.3)$$

onde s é a separação das fendas (ou linhas) nas rede. A dispersão D de um espectro, ou seja, a variação do comprimento de onda com a posição angular pode ser obtida diferenciando-se a equação de rede ($a \sin \theta_m - a \sin \theta_i = m\lambda$):

$$D = d\theta_m/d\lambda \quad (3.4)$$

$$a \cos \theta_m d\theta_m = m d\lambda \quad (3.5)$$

$$D = \frac{d\theta_m}{d\lambda} = \frac{m}{a \cos \theta_m} \quad (3.6)$$

Para objetos difratores circulares a resolução angular, segundo o critério de Rayleigh, é dada por:

$$\alpha = \frac{1,22\lambda}{D_{obj}}, \quad (3.7)$$

onde D_{obj} é o diâmetro da objetiva (lente ou espelho) do instrumento em questão.

3.4.4 A Escolha das Fendas

O DBSP pode ser utilizado com uma fenda longa de $128''$ (escala: $2,57''/mm$), de comprimento e as larguras disponíveis são $1/2$, 1 , 2 , 4 , 6 , 8 e $10''$. Essas diferentes fendas estão posicionadas em uma roda, permitindo que sejam trocadas rapidamente durante as observações. A fenda utilizada possui $128''$ de comprimento e $1''$ de largura. A oitava posição da roda de fendas é uma linha de 7 aberturas circulares, de $3,6''$ de diâmetro e o espaço entre elas é de $20''$, usada para espectrofotometria.

3.4.5 Curvas Dicroicas

O observador pode escolher usar um dos 4 filtros dicroicos, que são elementos ópticos que dividem a luz incidente em duas componentes (no nosso caso azul e vermelha) em um dado comprimento de onda. Os dicroicos disponíveis separam as componentes da luz nos comprimentos de onda $4800\text{\AA}$ (D48), $5200\text{\AA}$ (D52), $5500\text{\AA}$ (D55) e $6800\text{\AA}$ (D68). As curvas de transmissão para os dicroicos D52 (que foram usados nas observações deste trabalho) e D55 são mostradas nas figuras 3.8 e 3.9, respectivamente.

É possível observar sem usar nenhum dicroico (fornecendo luz máxima à câmera vermelha) ou à um espelho colocado no lugar do dicroico [fornecendo luz máxima à câmera azul (desconsiderando a perda por reflexão)]. Estes modos não são recomendáveis pelas seguintes razões:

- 1) Este modo dá um caminho óptico que não é padrão, na câmera vermelha, e pode não ser possível conseguir um foco otimizado, isto é, melhor resolução espectral.
- 2) O espelho no lugar do dicroico tem uma cobertura de alumínio velha que, provavelmente tem maior perda na reflexão azul do que o dicroico D68, sendo preferível utilizar o segundo.

Dichroic D52

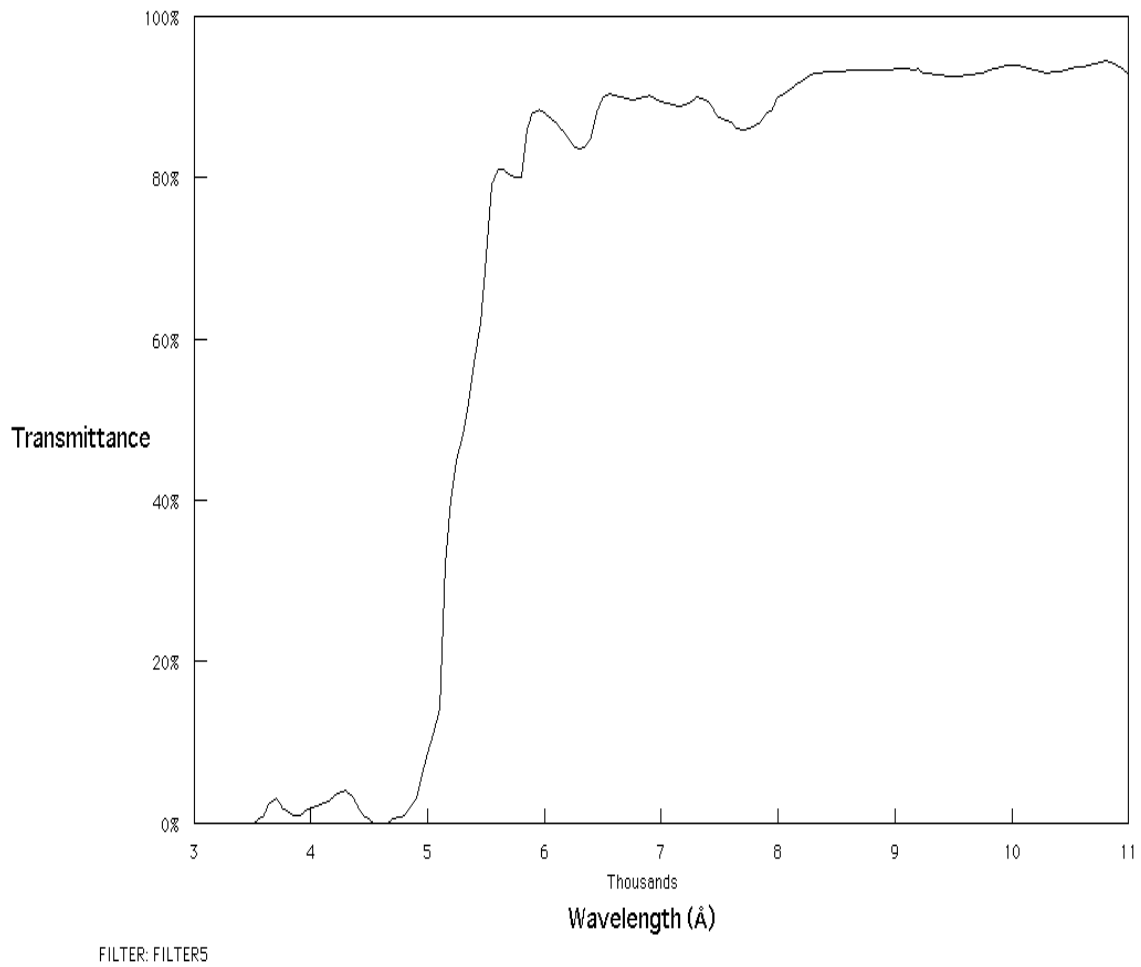


Figura 3.8: Curva de transmissão do dicróico D52 (figura extraída da página eletrônica http://www.astro.caltech.edu/palomar/200inch_spec/dbspoverview.html).

Dichroic D55

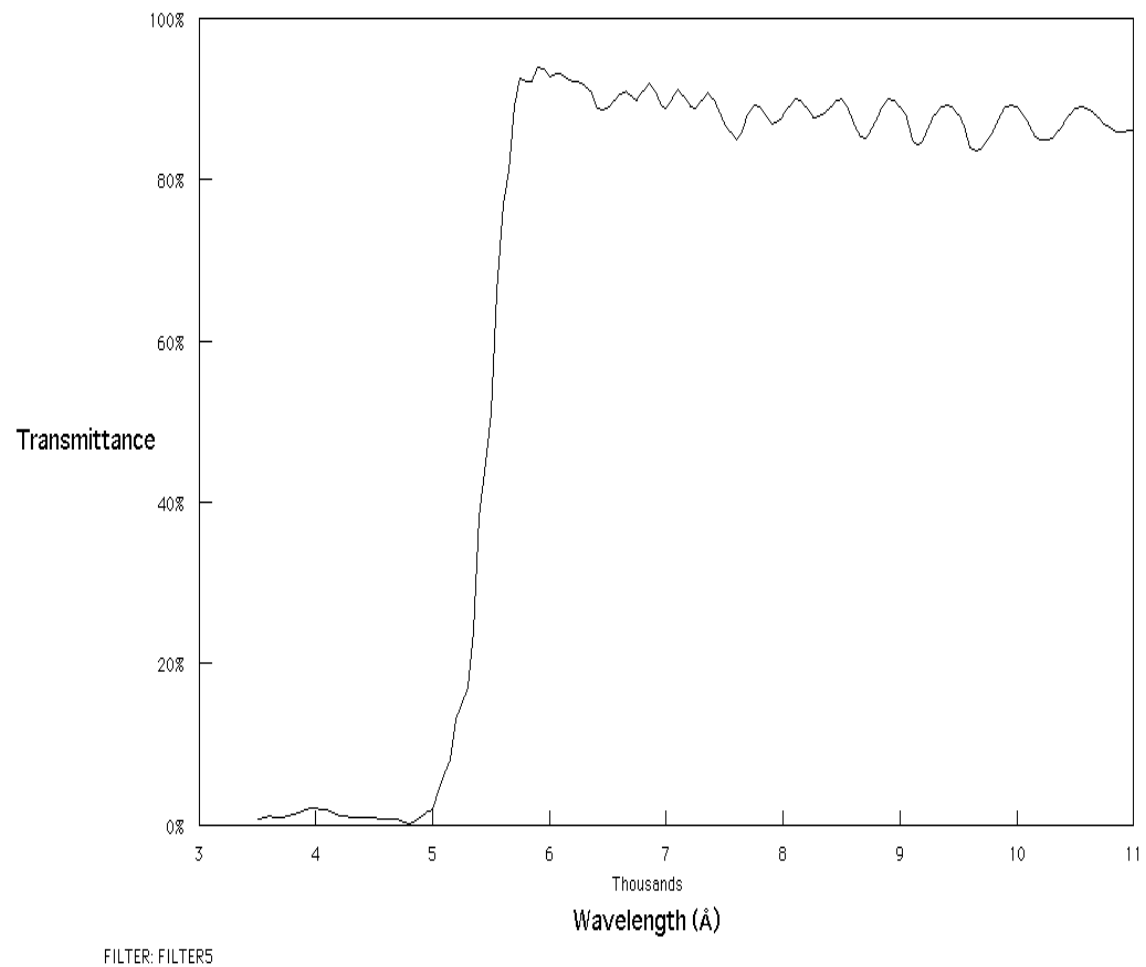


Figura 3.9: Curva de transmissão do dicróico D55 (figura extraída da página eletrônica http://www.astro.caltech.edu/palomar/200inch_spec/dbspoverview.html).

3.4.6 Especificações da Rede

A tabela 3.2 contém especificações de todas as redes disponíveis para o Double Spectrograph.

Tabela 3.2: Especificações das redes.

linhas/mm	Intervalo usado (para blaze 1/2-intensidade)	Dispersão (Å/mm) câmera vermelha	Dispersão (Å/mm) câmera azul
158	7560	201 1 ^a	135 2 ^a
300	3990	-	140 1 ^a
316	7150	102 1 ^a	-
600	3780	-	71 1 ^a
600	9500	54 1 ^a	-
1200	4700	-	36 1 ^a
1200	7100	27 1 ^a	36 1 ^a
1200	9400	26 1 ^a	35 1 ^a

A tabela 3.3 contém alguns dados adicionais das redes usadas.

Tabela 3.3: Informações adicionais sobre as redes.

Dados	câmera vermelha	câmera azul
Rede (l/mm)	1200	600
Ângulo de rede	42°38, 4''	27°17, 9''
Escala ("/pixel)	0,468	0,624
Resolução angular (Å/largura da fenda)	1,39	2,75
Dispersão (Å/mm)	27	71
Dispersão (Å/pixel)	0,7	1,7
Dispersão (km/s/pixel)	29	117
Resolução Espectral (R)	10.383	2.566
Resolução instrumental ($\delta\lambda$ - Å)	5,3	2,0
Comprimento de onda Central (Å)	6.753	4.406
Cobertura (Å)	666Å	1.758Å
Cobertura (km/s)	29.564	119.593

Capítulo 4

Redução dos Dados

4.1 Introdução

A redução dos dados foi feita com o pacote de programas IRAF ¹ (Tody 1986, 1993). O IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) fornece ao usuário uma grande variedade de ferramentas de processamento de imagens. O IRAF foi desenvolvido para a comunidade astronômica embora pesquisadores em outros campos da ciência vêm descobrindo que o IRAF é muito útil no processamento de imagens em geral.

4.2 Necessidade da Redução de Dados

A redução dos dados deve ser feita a fim de remover os sinais instrumentais que surgem quando se obtém imagens com CCD. Estes sinais podem ser aditivos ou multiplicativos. De modo geral, imagens de viés (*bias*) e corrente de escuro (*dark current*) são usadas para remover efeitos aditivos e imagens de campo plano, de cúpula e de céu de crepúsculo (*domeflat* e *skyflat*, respectivamente), são usadas para remover efeitos multiplicativos. O **viés** é uma contagem estacionária originária do circuito eletrônico. Imagens de viés são obtidas com o obturador fechado e em um tempo de exposição muito pequeno, menor que 1 segundo. Algumas colunas do CCD, que se situam em uma de suas extremidades e são para a leitura dos dados, são também usadas para remover este efeito. Esta região é chamada de região de *overscan*.

A **corrente de escuro**, em geral, pode ser de dois tipos:

1. Um nível de fundo resultante de elétrons criados termicamente, que é muito baixo e da ordem de poucos elétrons por hora.
2. Pixeis localmente “quentes” que apresentam uma taxa alta de criação de elétrons térmicos.

¹IRAF é distribuído pelo *National Optical Astronomical Observatories* (NOAO), que são operados pela *Association of Universities for Research in Astronomy, Inc.*, em cooperação com a *National Science Foundation*, instituições dos Estados Unidos.

O nível de corrente de escuro foi sempre abaixo de 1,7 ADU com ruído menor que 5 ADU, em exposições de 1800 s. Estes valores são pequenos perto do nível de contagens dos espectros e seus efeitos não se pronunciam de forma significativa (Corradi 1998). Portanto o efeito da corrente de escuro não foi removido de nossos dados.

O **campo plano** corrige, no mínimo, as variações pixel a pixel através do *chip*. As variações na sensibilidade são multiplicativas. As imagens de campo plano são também utilizadas para remover gradientes de iluminação nos espectros, quando presentes.

4.3 Preparação das Imagens

4.3.1 Edição dos Cabeçalhos Astronômicos

Seguindo as instruções de Massey et al (1992), pode ser necessário traduzir as palavras-chave do seu cabeçalho para as palavras-chave que as tarefas do IRAF usam. No nosso caso o cabeçalho foi criado pelo programa de aquisição de imagens do Palomar. Mas ainda é necessário fazer operações com o conteúdo das palavras-chave, por vezes escritas em formatos diferentes. A edição no cabeçalho é realizada com a tarefa *images.imutil.hedit*, mas antes disso, deve-se criar arquivos de tradução, criar a sua base de dados caso o IRAF não a tenha incorporada. Deve-se também criar a base de dados para seu instrumento.

4.3.2 Adição da Base de Dados do Observatório

Os dados do observatório (latitude, altitude, *time-zone*, etc) devem ser incorporados na base de dados (*database*). No caso do Palomar esses dados, que já se encontram adicionados, são:

```
Observatory parameters for The Hale Telescope
observatory = palomar
timezone = 8
altitude = 1706.
latitude = 33:21:21.6
longitude = 116:51:46.80
name = 'The Hale Telescope'
```

Para atualizar apenas a palavra-chave OBSERVAT pode ser usada a tarefa *noao.observatory*. No nosso caso o parâmetro “obsid” é Palomar. Para incluir um outro observatório na base de dados usa-se a mesma tarefa.

4.3.3 Criação do Arquivo de Parâmetros *Default* para o Instrumento Utilizado e do Arquivo de Tradução de Palavras-Chave

Pode-se criar um arquivo com os parâmetros mais adequados ao instrumento, adaptando-se os arquivos da base de dados do IRAF. Uma lista dos instrumentos disponíveis pode ser obtida com o comando *setinstrument ?*. Como este trabalho se trata de uma redução de dados espectrofotométricos, o arquivo escolhido foi o *specphot.dat*, listado abaixo:

```
#Use to produce the final calibration images
subset          camera

BIAS            zero
DARK            dark
OBJECT          object
'DOME FLAT'     flat
'PROJECTOR FLAT' flat
'COMPARISON'    comp
'SKY FLAT'      object
```

Após a escolha é mostrado o editor de parâmetros do pacote *noao.imred.ccdred*, onde devemos verificar se o tipo de pixel (parâmetro “*pixeltype*” é real) e o parâmetro “*ssfile*” (subset files), ou seja, arquivo de tradução de subconjuntos, que no nosso caso são as câmeras azul e vermelha. Este é o arquivo de tradução de subconjuntos chamado CAMERA:

```
'red'   red
'blue'  blue
```

Para criar um arquivo de tradução de palavras-chave é importante observar alguns detalhes:

1. Não se pode usar palavras-chave com mais de 8 letras.
2. Os espaços em branco são levados em conta.
3. As linhas dos diferentes arquivos devem corresponder-se uma a uma.

Um arquivo de tradução pode conter muitos outros dados como o tipo de imagem que é útil quando se que combinar imagens de viés, campo plano, corrente de escuro, etc. No nosso caso esta palavra-chave foi editada no cabeçalho das imagens usando a tarefa *noao.imred.ccdred.ccdhedit*. Com o arquivo de tradução de subconjuntos pode-se dividir as imagens em subgrupos. Quando se tem diferentes posições da rede ou filtros, a tarefa *noao.imred.ccdred.ccdproc* agrupa, por *default*, as imagens, usando a palavra-chave GRATPOS ou FILTER, respectivamente. No nosso caso o subconjunto CAMERA teve que ser especificado pelo arquivo de tradução “câmera” no parâmetro “*ssfile*” na tarefa *noao.imred.ccdred*.

4.4 Análise Estatísticas dos Erros

Pode-se fazer uma análise estatística dos erros através do cálculo do ruído de leitura, em elétrons, e do ganho, em elétrons/ADU, para conferir com os valores do Palomar.

As imagens originais de viés (*bias*) e campo plano (*flat*) são utilizadas. Com a tarefa *images.imutil.imarith*, obtem-se as imagens:

$$\begin{aligned}\Delta bias &= bias_1 - bias_2 \\ \Delta flat &= flat_1 - flat_2.\end{aligned}\tag{4.1}$$

Precisa-se também dos valores médios das distribuições de pixels (MEAN) e dos desvios padrão (STDDEV) das imagens que são obtidos com a tarefa *images.util.imstat*. No nosso caso usamos as mesmas regiões definidas nos parâmetros “trim”, da tarefa *noao.imred.ccdred.ccdproc* (ver seção 4.5), referentes às câmeras azul e vermelha. Para calcular o ruído de leitura (RO) e o ganho (GAN) usa-se as seguintes equações (Massey et al 1992):

$$GAN = \frac{[\langle flat_1 \rangle + \langle flat_2 \rangle] - [\langle bias_1 \rangle + \langle bias_2 \rangle]}{[STDDEV(\Delta flat)]^2 - [STDDEV(\Delta bias)]^2}\tag{4.2}$$

$$RO = \frac{GAN \times STDDEV(\Delta bias)}{\sqrt{2}}\tag{4.3}$$

O programa *imstat.pro* (ver apêndice A.1.1), calcula o ganho e o ruído de leitura de acordo com as fórmulas acima (equações 4.2 e 4.3) para diferentes pares de imagens de viés e campo plano (usados nas equações 4.2). Os resultados são reproduzidos na tabela 4.1.

Tabela 4.1: Valores obtidos para o ganho (em elétrons/ADU) e para o ruído de leitura (em elétrons). Os índices *b* e *r* se referem às câmeras azul e vermelha, respectivamente.

câmera azul		câmera vermelha	
<i>ganho_b</i>	<i>ruído_b</i>	<i>ganho_r</i>	<i>ruído_r</i>
1.761	8.765	1.959	7.788
0.009	0.046	1.963	7.522
0.009	0.044	1.974	8.839
0.009	0.043	1.958	8.450
0.009	0.046	1.991	7.844
0.009	0.043	1.995	9.080
0.009	0.043	1.988	8.788
0.894	4.648	1.989	8.783
0.759	3.931	1.993	8.514
1.790	8.787	2.002	9.728
$\langle ganho_b \rangle$	$\langle ruido_b \rangle$	$\langle ganho_r \rangle$	$\langle ruido_r \rangle$
0.5256	2.640	1.981	8.534

Os valores nominais do Palomar são $GAN = 2,13$ e $RO = 4,05$, para a câmera azul e $GAN = 2,0$ e $RO = 7,5$, para a câmera vermelha. Os valores exibidos na página eletrônica são os mesmos, com exceção do ruído de leitura para a câmera azul que é 8,6. Os valores do ganho e do ruído de leitura obtidos a partir de nossas imagens apresentam valores discrepantes dos fornecidos na página eletrônica e dos valores nominais para a

câmera azul. Acredita-se que isso ocorreu devido à algum problema na hora da obtenção da imagens de campo plano que apresentam um comportamento não usual na região mais azul do espectro. Percebemos que na câmera azul apenas dois dos valores obtidos para o ganho e para o ruído de leitura são razoáveis, os demais são completamente discrepantes dos valores nominais. Certamente o número de imagens de viés e campo plano obtidos (apenas cinco por câmera) não foram suficientes para se fazer um estudo estatísticos dos dados. Sendo assim não utilizamos estes valores na redução das imagens. Foram utilizados os valores nominais do Palomar.

Após decidir qual ruído de leitura e ganho que devem ser usados na redução de dados, podemos armazená-los nos cabeçalhos das imagens. Estes valores são usados pela tarefa *noao.imred.ccdred.ccdproc*. Se o tipo de operação de rejeição usado nas tarefas do pacote *noao.imred.ccdred* for *crreject* ou *ccdclip*, usa-se os valores nominais do ruído e do ganho. Se a opção *avsigmaclip* for selecionada os valores são obtidos das imagens em estudo.

Nos esquemas “reject=ccdclip” e “reject=crreject” é preciso saber qual é o desvio da média em ADUs dos valores dos nossos dados. Se conhecemos o valor médio do dado em um pixel (X - em ADU), o ganho (em e^-/ADU) e o ruído de leitura em (e^-), então o número de elétrons em um dado pixel é $GAN \times X$, e espera-se da estatística de Poisson que o desvio no dado deve ter um valor de sigma (σ), em ADUs, de:

$$\sigma_{ADU} = \frac{(GAN \times X + RO^2)^{1/2}}{GAN} \quad (4.4)$$

Este é o critério de rejeição mais legítimo (matematicamente justificado). Monitorando a melhoria do ruído pixel-a-pixel usa-se o parâmetro STDDEV. Pode-se comparar as imagens antes e depois de combiná-las. Este procedimento é válido quando se combina um grande número de imagens.

Uma observação de boa qualidade deve conter o máximo de informação possível, e isso é medido em termos da razão sinal/ruído (S/R). Todas as observações contêm ruído, mesmos se os instrumentos fossem perfeitos, devido as flutuações estatísticas no feixe de fótons agindo como partículas. A quantidade σ_{ADU} é o desvio padrão da média em uma série de medidas de contagens de fótons. Então se $\langle N \rangle$ é o número médio de fótons contados, quanto maior for a razão S/R, melhor a qualidade da imagem. Fótons obedecem a distribuição de probabilidade estatística de Poisson, de modo que se estas flutuações são a única fonte de ruído, então:

$$\sigma_{ADU} = \sqrt{\langle N \rangle}, \quad (4.5)$$

daí segue que

$$S/R = \langle N \rangle / \sqrt{\langle N \rangle} = \sqrt{\langle N \rangle}. \quad (4.6)$$

Considerando-se que em um detetor caia um fluxo de fótons f_p , medido em fótons por segundo o número total de fótons detectados é o produto da eficiência quântica do CCD (QE), do fluxo de fótons (f_p), e do tempo de exposição (t).

$$\langle N \rangle = QE \times f_p \times t, \quad (4.7)$$

e então

$$S/R = \sqrt{QE \times f_p \times t}. \quad (4.8)$$

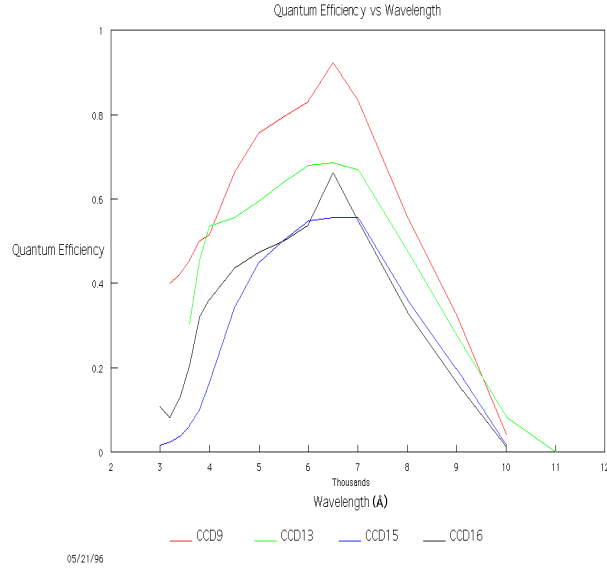


Figura 4.1: Gráficos das eficiências quânticas de 4 CCDs do Palomar (figura extraída da página eletrônica http://www.astro.caltech.edu/palomar/200inch_spec/dbspoverview.html).

Esta equação fundamental (equação 4.8), fala do limite essencial das observações e da regra crítica da eficiência quântica dos detetores. Perto do visível a eficiência quântica dos CCDs é máxima. (Ver a figura 4.1 que mostra curvas de QE para quatro CCDs do Palomar). Os CCDs usados nas observações deste trabalho possuem curvas de eficiência quântica parecidas com as apresentadas na figura 4.1.

Os valores dos dados obtidos com um CCD estão inicialmente em números digitais (*Digital Numbers* - DN), que é igual ao número de elétrons (fótons detectados) dividido pelo número de elétrons por ADU. O número de contagens lidas é chamado de DN, ADU, ou apenas “contagens”. Esta não é uma fonte de ruído clássica, mas a conversão de unidades analógicas para digitais deve ser justificada em argumentos estatísticos. Os argumentos da estatística de Poisson são válidos depois que a conversão de DN para elétrons (igual ao número de fótons detectados) for feita. A presença do fator de conversão *GAN* (em e^-/ADU), entre a medida analógica de carga em um pixel do CCD, e sua representação digital é uma complicação menor na consideração dos níveis de sinal e ruído. É importante lembrar que o ruído de leitura é fixado em elétrons, diretamente relacionado ao número de fótons detectados, mas que o nível de sinal digital associado com cada pixel é escalonado por *GAN*. É sempre mais seguro converter todas as grandezas para elétrons (equivalente ao número de fótons detectados) antes de argumentar sobre a razão S/R. Considerando um caso em que se queira saber a S/R para um único pixel sujeito apenas às variações de Poisson na qual X contagens (DN ou ADU) foram detectadas:

$$S/R = GAN \times X / \sqrt{GAN \times X} = \sqrt{GAN \times X}. \quad (4.9)$$

Uma outra fonte de ruído muito comum em observações astronômicas é o ruído de leitura. Supõe-se que o ruído de leitura seja independente da posição do CCD e representável como uma distribuição de erro gaussiana. A razão S/R de um único pixel com X DN, e sujeito a um ruído de leitura de RO e^- é:

$$S/R = GAN \times X / \sqrt{GAN \times X + RO^2} \quad (4.10)$$

Se o número de pixels N_{pix} for somado para obter o sinal, $GAN \times X$, então:

$$S/R = GAN \times X / \sqrt{GAN \times X + N_{pix}RO^2} \quad (4.11)$$

É comum se referir ao dado como dominado, ou limitado pelo ruído de leitura, quando o ruído de leitura excede ao termo sinal e ruído associado.

4.5 Estágios Básicos da Redução de Dados

Nesta seção apresentaremos detalhadamente os passos de redução, assim como as tarefas utilizadas. Os parâmetros de todas as tarefas do IRAF possuem valores *default* (ou de instalação) que são recuperados toda vez que é dado o comando:

```
cl> unlearn nomedatarefa.
```

Vamos apresentar aqui apenas os parâmetros que foram modificados.

O primeiro passo na redução de dados é decidir qual parte do *chip* contém dado proveitoso, e exatamente onde está a região de *overscan*. O pacote *noao.imred.ccdred* (onde estão as rotinas utilizadas para combinar os vários tipos de imagens) reconhece estas duas regiões como “trimsec”, a seção da imagem crua que será salva, e “biassec”, a seção da imagem crua que será usada para ajustar o nível de viés. O IRAF usa a notação *nomedaimagem*[x1:x2,y1:y2] para descrever esta parte da imagem que vai da coluna x1 até a x2, e da linha y1 até a y2.

Para determinar estas seções deve-se examinar as exposições de campo plano usando a tarefa *plot.implotes*.

Para as imagens obtidas com a câmera azul o parâmetro “trimsec” é “[6:1021,51:240]”. E para a câmera vermelha é “[6:1021,70:270]”. As tarefas no pacote *noao.imred.ccdred* dependem fortemente do cabeçalho de imagens para que tudo funcione corretamente. É por isso que deve-se fazer um arquivo de tradução, como explicado anteriormente. No cabeçalho de cada uma de nossas imagens não estava estabelecido o tipo das imagens nem o subconjunto CAMERA, ou seja, não haviam as palavras-chave IMAGETYPE e CAMERA. Inserimos essas informações no cabeçalho das imagens usando as tarefas *noao.imred.ccdred.ccdhedit* e *images.imutil.hedit*, respectivamente. Um outro dado importante é especificar no cabeçalho das imagens o observatório onde as imagens foram obtidas. Ele deve estar definido na variável ambiente *noao.observatory*. Para acrescentar ou modificar esta palavra-chave no cabeçalho usa-se a tarefa *images.imutil.hedit*.

O próximo passo seria combinar as exposições de viés em um viés médio, utilizando a tarefa *noao.imred.ccdred.zerocombine*. Esta tarefa não foi utilizada neste trabalho, pois os efeitos aditivos de viés foram removidos das imagens por um programa do observatório, logo depois da obtenção das imagens.

Agora vamos combinar as exposições de campo plano em um campo plano médio, usando a tarefa *noao.imred.ccdred.flatcombine*. Segue abaixo os parâmetros usados:

```

PACKAGE = ccdred
TASK = flatcombine
(eject =                crreject) Type of rejection
(rdnoise=                rdnoise) ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain   =                gain) ccdclip: CCD gain (electrons/DN)

```

Neste caso não precisamos fazer distinção entre as imagens da câmera azul e vermelha porque o parâmetro “subset” combina apenas as imagens de campo plano de um mesmo subconjunto. A tarefa irá combinar as imagens pela média e usará o tipo de rejeição “crreject” que rejeita apenas pixels positivos usando o ruído de leitura nominal do CCD. Este tipo de parâmetro de rejeição realiza um trabalho mais detalhado ao remover efeitos multiplicativos e eventos de radiação como raios cósmicos. Para remover os efeitos multiplicativos em espectros não basta apenas dividir a imagem resultante da combinação de vários campos planos pelo seu valor médio. É preciso eliminar as variações ao longo do eixo de dispersão, ou seja, remover uma estrutura peculiar deste tipo de exposição que é a dependência em grande escala em relação ao comprimento de onda. A tarefa *twodspec.longslit.response* permite ajustar uma função na direção de dispersão. O resultado dessa tarefa é uma imagem que é a razão entre o campo plano médio e o ajuste. O ajuste é feito sobre a soma de todas as linhas ou colunas (dependendo se a direção de dispersão está ao longo das colunas ou linhas) do eixo espacial. Então cada linha será dividida pela função de ajuste, produzindo nossa função resposta. Em nossas imagens a direção de dispersão está ao longo das linhas. Os parâmetros utilizados nesta tarefa, referentes à câmera azul, foram:

```

PACKAGE = longslit
TASK = response

calibrat=          Flatb  Longslit calibration images
normaliz=          Flatb  Normalization spectrum images
response=          Respb  Response function images

```

Para a câmera vermelha, mudamos os parâmetros “calibrat” e “normaliz” para “Flatr” e o parâmetro “response” para “Respr”.

Em alguns casos, pode ocorrer que os procedimentos acima não removam todos os registros instrumentais do espectro. Este não foi o nosso caso, mas é necessário verificar se os espectros apresentam alguma função de fenda, ou melhor, se existe alguma inclinação perpendicular à dispersão. Se isso ocorrer, deve-se combinar as exposições de fundo de céu (ou plano de céu - *sky flat*) e dividir o resultado pela função resposta. A tarefa *images.imutil.imarith*, que realiza operações aritméticas com imagens, pode ser utilizada para isto. A imagem resultante deste procedimento (SkyFlat), também deve fazer a correção de campo plano junto com a função resposta (Resp), quando for o caso.

É conveniente verificar se a inclinação foi totalmente removida com o procedimento acima, caso contrário a tarefa *noao.twodspec.longslit.illumination* permite descrever uma função para o perfil da fenda da imagem SkyFlat. Isto é feito primeiramente dividindo o espectro em caixas ao longo da direção de dispersão. Estas caixas são somadas na direção perpendicular à dispersão e ajustadas com uma função, estas funções são normalizadas e

estendidas para toda a imagem. Os espectros são divididos por esta função iluminação com o objetivo de aplainar o céu perpendicular à dispersão. Como nossos espectros não apresentam nenhuma inclinação perpendicular à dispersão, o procedimento acima não foi realizado.

Quando se tem uma função resposta e uma função iluminação deve-se dividir todas as imagens de objetos e lâmpadas por ambas. A tarefa *noao.imred.ccdred.ccdproc* efetua este procedimento, bastando que o nome da imagem que fará a correção seja dado. No nosso caso, como não temos uma função iluminação, a correção será feita pela função resposta apenas. Nos casos em que inclinações estão presentes, a imagem que fará a correção de campo plano é a multiplicação das funções resposta e iluminação. Esta imagem pode ser obtida com a tarefa *images.imutil.imarith*. Para realizar todas as correções mencionadas devemos processar nossas imagens chamando a tarefa *noao.imred.ccdred.ccdproc*, ativando agora o parâmetro “flatcor” e atribuindo ao parâmetro “flat” o nome da imagem que fará correção de campo plano (no nosso caso Respb). Os parâmetros utilizados nesta tarefa para a câmera azul foram:

```
PACKAGE = ccdred
TASK = ccdproc

(fixpix =                no) Fix bad CCD lines and columns?
(oversca=                no) Apply overscan strip correction?
(zeroeor=                no) Apply zero level correction?
(darkcor=                no) Apply dark count correction?
                           correction?
(readaxi=                column) Read out axis (column|line)
(trimsec=                [6:1021,51:240]) Trim data section
(flat   =                Respb) Flat field images
(funcio=                chebyshev) Fitting function
```

As imagens das câmeras azul e vermelha foram processadas separadamente pois as seções de desbaste e as imagens que fazem a correção de campo plano são diferentes. Para a câmera vermelha devemos modificar apenas os parâmetros “trimsec=[6:1021,70:270]” e “flat=Respr”.

Os raios cósmicos foram identificados comparando-se as contagens em cada pixel com a média local e desvio padrão (baseado na estatística de Poisson dos fótons usando o ganho e o ruído de leitura do detetor). Nós corrigimos os dados interpolando um valor adequado. Este é um procedimento usual (por exemplo, Funes et. al. 2002). Uma outra alternativa seria usar a tarefa *noao.imred.ccdred.cosmicrays*.

4.6 Extração e Calibração dos Espectros

As rotinas do IRAF que fazem a extração e calibração espectral estão relacionadas com o pacote *noao.twodspec.apextract*. Quando cada passo da extração é finalizado, é feita uma entrada em um subdiretório local chamado *database* em um arquivo chamado “apnomedaimagem”. É através das entradas no *database* que uma parte do processo

de redução comunica com o próximo. Este arquivo no *database* irá conter especificações tais como o tamanho e localização da abertura de extração, o tamanho e localização da janela de fundo, e a função e os coeficientes do ajuste do rastreamento. Isso permite ao astrônomo extrair um espectro de comparação, por exemplo, usando parâmetros idênticos aos que foram usados na extração do espectro do objeto. As rotinas usadas para identificar as linhas de comparação e encontrar a solução de dispersão tem uma entrada separada no diretório *database*. Os dados referentes à calibração ficam no arquivo “*idnomedaimagem*”. Isso permite identificar qual solução de dispersão corresponde a qual espectro, e facilita também a criação de uma solução para um espectro de comparação similar usando a anterior como ponto de partida. As rotinas que fazem a calibração de fluxo estão no pacote *noao.onedspec*. Precisamos primeiramente caracterizar o dado, saber qual a largura razoável para a janela de extração e onde as janelas de fundo devem estar localizadas. Usando a tarefa *plot.implot* podemos ver um corte perpendicular ao eixo de dispersão e devemos determinar a largura do perfil espacial perto da base. Devemos também rastrear o centro do perfil espacial como função do eixo de dispersão. Mesmo se considerássemos que o eixo de dispersão fosse exatamente ao longo das linhas ou colunas (como já foi discutido), o espectro não estaria exatamente perpendicular ao eixo espacial (isto é, o espectro estelar não é exatamente paralelo ao que nós tomamos como o eixo de dispersão teórico). O centro do perfil espacial irá desviar ligeiramente ao longo do eixo de dispersão. Isso acontece por três razões: (a) a óptica da câmera introduz distorções que serão piores ao longo do eixo maior (dispersão). (b) as redes não se enquadram exatamente em suas células e (c) a refração atmosférica diferencial faz com que o lado azul do espectro esteja desviado ao longo da fenda mais próximo do zênite do que o lado vermelho. Em cada ponto ao longo do eixo de dispersão, o dado é somado dentro da janela de extração (centrado espacialmente baseado no valor que o rastreamento possui naquele ponto), e o fundo do céu é subtraído. Nós usamos o algoritmo de extração ótima (Horne 1979), para extrair os espectros centrais, com os pesos calculados a partir do ruído estimado. Para determinar alguns parâmetros da tarefa *noao.twodspec.apextract.apall*, tais como a largura das janelas de extração e de fundo, etc, analisamos as imagens com a tarefa *plot.implot*. As tarefas apresentadas nesta seção serão explicadas detalhadamente. Os parâmetros que não são *default* para o IRAF, serão apresentados. Os demais parâmetros podem ser obtidos usando-se o comando *unlearn*, como explicado na seção 4.5. Para a câmera azul os parâmetros para a tarefa *noao.twodspec.apextract.apall*, que foram modificados, são:

```
PACKAGE = apextract
TASK = apall

(format =          onedspec) Extracted spectra format
(extras =          no) Extract sky, sigma, etc.?
(nsum   =          1000) Number of dispersion lines to sum or
                        median

# DEFAULT APERTURE PARAMETERS
(lower  =          -30.) Lower aperture limit relative to center
(upper  =           30.) Upper aperture limit relative to center
# DEFAULT BACKGROUND PARAMETERS
(b_order=          3) Background function order
```

```

(b_sampl=          -88:-38,40:90) Background sample regions
# APERTURE CENTERING PARAMETERS
(width   =          10.) Profile centering width
(thresho=          0.05) Detection threshold for profile
                           centering
# AUTOMATIC FINDING AND ORDERING PARAMETERS
nfind    =          1  Number of apertures to be found
                           automatically
# RESIZING PARAMETERS
(r_grow  =          0.05) Grow limits by this factor
# TRACING PARAMETERS
(t_nsum  =          50) Number of dispersion lines to sum
(t_step  =          25) Tracing step
# EXTRACTION PARAMETERS
(backgro=          fit) Background to subtract
(weights=          variance) Extraction weights (none|variance)
(clean   =          yes) Detect and replace bad pixels?
(readnoi=          4.05) Read out noise sigma (photons)
(gain    =          2.13) Photon gain (photons/data number)

```

Para a câmera vermelha deve-se mudar apenas os valores do ruído de leitura para 7,5 e o ganho para 2,0. O processo de extração de um espectro unidimensional (format = onedspec) foi feito interativamente (interactive = yes). A tarefa encontra o pico do perfil espacial (find = yes e nfind = 1); recentra a abertura (recenter = yes), pois nem sempre o centro está exatamente no meio da janela de extração indicada; redimensiona o tamanho da abertura (resize = yes); edita a abertura (edit = yes); rastreia a abertura ao longo do eixo de dispersão (trace = yes); ajusta os pontos do rastreamento interativamente (fittrace = yes) e extrai o espectro (extract = yes). Os limites inferior e superior em relação ao centro são determinados pelos parâmetros “lower” e “upper”, que variam de objeto para objeto dependendo da largura do perfil do espectro. Para ajustar os pontos do fundo do céu usamos uma função *chebyshev* de segunda ordem. A região usada para fazer este ajuste está definida no parâmetro “b-sample”. Para que o fundo do céu seja subtraído do espectro devemos fixar “bgk = yes”. Para ajustar os pontos do rastreamento usamos inicialmente uma função de legendre de segunda ordem, mas isso foi modificado interativamente. O número de linhas de dispersão somadas antes de procurar o pico do perfil espacial é dado pelo parâmetro “t-sum” e “t-step” é o passo do rastreamento. Fixando o parâmetro “background = fit”, ajustamos uma função para o fundo do céu usando os parâmetros mencionados acima. Fazendo “weights = variance”, garantimos uma extração otimizada e com “clean = yes” eliminamos pontos muito discrepantes. O alinhamento dos espectros foi sempre melhor que $\approx 0,004$ pixel/linha para as duas câmeras, e como a área útil da imagem de campo plano possui 190 pixels na direção espacial, o desalinhamento máximo foi cerca de 0,8 pixel. Comparando este valor com a largura do perfil espacial dos espectros (26 - 36 pixels), este desalinhamento não introduziu nenhuma degradação na extração dos mesmos. O processo de extração de espectros de lâmpadas é feito diferentemente do processo de extração de espectros de objetos. Como não há contínuo não podemos rastrear os espectros de lâmpadas. Então usamos uma imagem de referência (por exemplo

a imagem de um objeto) para extrair os espectros das lâmpadas. Em outras palavras, usamos um dos arquivos do *database* criados anteriormente quando extraímos os espectros dos objetos. Como este trabalho envolve o cálculo de velocidades radiais, extraímos os espectros de cada lâmpada usando o respectivo objeto como referência. A tarefa usada neste processo foi *noao.twodspec.apextract.apsum*, cujos parâmetros, para a câmera azul, estão listados abaixo:

```
PACKAGE = apextract
TASK = apsum

(format =          onedspec) Extracted spectra format
(referen=         referenceimage) List of aperture reference images
(interac=          no) Run task interactively?
(find   =          no) Find apertures?
(edit    =          no) Edit apertures?
(trace   =          no) Trace apertures?
(fittrac=          no) Fit the traced points interactively?
(readnoi=          READNOISE) Read out noise sigma (photons)
(gain    =          GAIN) Photon gain (photons/data number)
```

Na câmera vermelha os valores do ruído de leitura e do ganho devem ser mudados para 7,5 e 2,0, respectivamente. Os espectros extraídos são unidimensionais (format = onedspec). Cada lâmpada possui um objeto de referência correspondente (referencei = referenceimagem). Uma vez que o espectro não será rastreado (trace = no), não precisamos encontrá-lo (find = no), nem recentrá-lo (recenter = no), nem redimensioná-lo (resize = no), nem ajustá-lo (fittrace = no), etc, precisamos apenas fazer a extração (extract = yes). Neste tipo de exposição não há a contribuição do fundo do céu, então “background = none”.

Para determinar a calibração em comprimento de onda das lâmpadas de comparação usamos um mapa de linhas. É preciso medir a largura do perfil das linhas, como foi feito anteriormente para os objetos. Isso determina o parâmetro “width” na tarefa *noao.onedspec.identify*, que nos permite identificar qual linha de comparação possui qual comprimento de onda de laboratório e ajustar uma função de dispersão a estes dados. A resolução instrumental foi medida através do ajuste do perfil das linhas das lâmpadas de comparação com Gaussianas. O valor médio da largura à meia altura (FWHM) foi de 3,1 pixels para a câmera azul e 3,0 para a câmera vermelha, e a escala de comprimentos de onda por pixel foi de 1,7 Å/pixel (71 Å/mm) na câmera azul e 0,65 Å/pixel (27 Å/mm) para a câmera vermelha. A resolução instrumental ($\delta\lambda$) pode então ser encontrada por $\delta\lambda = 3,1 \times 1,7 = 5,3\text{Å}$ (câmera azul) e $\delta\lambda = 3,0 \times 0,65 = 2,0\text{Å}$ (câmera vermelha). Dados sobre as redes e propriedades dos espectros podem ser encontrados na tabela 3.3 na seção 3.4 Os parâmetros abaixo da tarefa *noao.onedspec.identify* se referem à câmera azul:

```
PACKAGE = onedspec
TASK = identify

(coordli= linelists$idfear.dat) User coordinate list
```

(fwidth = 6.) Feature width in pixels

Para a câmera vermelha deve-se modificar o parâmetro “fwidth” para “8.” e o parâmetro “coordli” para:

```
linelists$idhenear.dat.
```

O parâmetro “coordlist” deve ser um arquivo que contenha os comprimentos de onda de laboratório das linhas proeminentes das lâmpadas de comparação (FeAr para a câmera azul e HeNeAr para a câmera vermelha). Vários arquivos deste tipo se encontram na variável ambiente do IRAF *onedspec.linelists*. Como se trata de uma lâmpada, o tipo de característica a ser identificada é emissão (ftype=emission). O parâmetro “fwidth” indica a largura em pixels da característica e “minsep” determina a separação mínima entre elas. Para ajustar este dado usamos uma função de legendre de ordem 5. A solução de dispersão é criada com base nestes parâmetros. As soluções para as demais lâmpadas podem ser encontradas baseando-se na primeira. A tarefa *noao.onedspec.reidentify* usa os comprimentos de onda de laboratório e os centros das linhas das entradas no diretório local *database* do espectro de referência como um ponto de partida. Seguem abaixo os parâmetros da tarefa *noao.onedspec.reidentify* referentes à câmera azul:

```
PACKAGE = onedspec
TASK = reidentify

referenc=          referenceimage  Reference image
(override=          yes) Override previous solutions?
(search =          10.) Search radius
(coordli= linelists$idfear.dat) User coordinate list
(verbose=          yes) Verbose output?
```

Para a câmera vermelha deve-se modificar apenas o parâmetro “coordli” para:

```
linelists$idhenear.dat.
```

Depois de obtermos as soluções de dispersão para as lâmpadas devemos registrar os espectros de referência para os objetos. Isso pode ser feito utilizando-se a tarefa *noao.onedspec.refspectra*, que nos permite selecionar várias maneiras de efetivar este registro. Os parâmetros “select” e determina o método de seleção para o espectro de referência. Os espectros são ordenados baseado em um parâmetro numérico do cabeçalho das imagens especificado pelo parâmetro “sort”, que pode ser temporal. Neste caso supõe-se que este é cíclico com um período de 24 horas e o parâmetro “time” deve receber o valor “yes”. O parâmetro “timewrap” define a origem do ciclo. Estes parâmetros não foram usados neste trabalho. Os espectros de referência foram indicados manualmente.

```
PACKAGE = onedspec
TASK = refspectra
```

```

(referen=      referenceimages ) List of reference spectra
(select =      match) Selection method for reference spectra
(sort   =      none) Sort key
(group  =      none) Group key
(override=    yes) Override previous assignments?
(verbose=    yes) Verbose log output?
answer  =      yes  Accept assignment?

```

A tarefa que efetivamente aplica a calibração em comprimento de onda aos dados é *noao.onedspec.dispcor*. Ela usa as informações da palavra-chave “refspec”, no cabeçalho da imagem, para determinar qual espectro de lâmpada usar para aplicar a solução de dispersão para cada objeto.

```

PACKAGE = onedspec
TASK = dispcor

```

```

output  =      outputimages  List of output spectra
(flux   =      no) Conserve flux?
(samedis=    yes) Same dispersion in all apertures?
(ignorea=    yes) Ignore apertures?
(confirm=    yes) Confirm dispersion coordinates?

```

Os dados serão linearizados (*linearize = yes*), ou seja, o dado é rearranjado (*rebinned*) para que cada pixel tenha a mesma variação em comprimento de onda. Se a escolha fosse não linearizar, então os valores do dado não seriam alterados e os coeficientes da solução seriam armazenados no cabeçalho da imagem. Os parâmetros “w1 (comprimento de onda inicial)”, “w2 (comprimento de onda final)”, “dw (intervalo de comprimento de onda por pixel)” e “nw (número de pixels da imagem resultante)” foram deixados livres. Como a calibração em fluxo é um dos objetivos deste trabalho não é interessante manter o fluxo constante (“flux = no”). Para fazer a calibração em fluxo foi observada a estrela padrão espectrofotométrico HD19445. Para realizar a calibração em fluxo precisamos primeiramente corrigir o valor da massa de ar para o meio da exposição, usando a tarefa *astutil.setairmass*.

```

PACKAGE = onedspec
TASK = setairmass

```

```

(intype =      end) Input keyword time stamp
(outtype=    middle) Output airmass time stamp

```

A tarefa *astutil.setairmass* calcula a massa de ar efetiva, a massa de ar para o começo, o meio ou o fim da exposição de uma imagem astronômica. O “tipo” de massa de ar desejado deve ser informado no parâmetro “outtype”. A tarefa requer a distância zenital instantânea no começo meio ou fim da exposição, que são calculados usando a ascens ao

reta, declinação, época, tempo sideral, tempo de exposição, data e observatório especificados no cabeçalho das imagens. No parâmetro “intype” devemos informar se o tempo sideral do cabeçalho se refere ao começo, meio ou fim da exposição. O parâmetro “show” pode ser usado para controlar a exibição dos resultados no terminal. Os parâmetros “update” e “override” controlam a saída de palavras-chave no cabeçalho. Esta tarefa calcula o tempo universal no meio da exposição e coloca este valor no cabeçalho. A palavra-chave que recebe este valor é especificada pelo parâmetro “utmiddle”. A massa de ar efetiva é calculada usando a fórmula descrita por Stetson (1988). Esta fórmula simples é:

$$MA_{eff} = [MA_i + 4 \times MA_m + MA_f]/6, \quad (4.12)$$

onde MA_i , MA_m e MA_f são as massas de ar do início, meio e fim da exposição, respectivamente. As massas de ar para o começo, meio e fim da exposição são calculadas usando a relação entre a massa de ar e a elevação (ou distância zenital):

$$MA = \sqrt{x^2 + 2 \times escala + 1} - x, \quad (4.13)$$

onde $x = escala \times \sin(elev) = escala \times \cos(ZD)$, onde $elev$ é a elevação. O parâmetro atmosférico *escala* escolhido foi 750 (Allen 1973). ZD é a distância zenital do objeto. Para cada exposição de estrela padrão devemos executar a tarefa *noao.onedspec.standard* e informar o nome dessa estrela, que deve estar listado em um dos subdiretórios de calibração. No nosso caso este subdiretório é o *onedstds.irscal*. A rotina *noao.onedspec.standard* integra o dado ao longo da banda de passagem apropriada, divide pelo tempo de exposição, e devolve um arquivo contendo uma lista de contagens observadas dentro de cada banda de passagem. Os parâmetros para a tarefa *noao.onedspec.standard*, referentes à câmera azul são:

```
PACKAGE = onedspec
TASK = standard
```

```
output      =          stdb Output flux file (used by SENSFUNC)
(bandwid=    49.) Bandpass widths
(bandsep=    49.) Bandpass separation
(extinct=    ctioextinct.dat) Extinction file
(caldir =    onedstds$irscal/) Directory containing calibration data
star_nam=    hd19445   Star name in calibration list
answer      =          yes  (no|yes|NO|YES|NO!|YES!)
```

Para a câmera vermelha deve-se modificar o parâmetro “output” para “output = stdr”. O parâmetro “fnuzero” estabelece o fluxo absoluto por unidade de frequência na magnitude zero. Ele é usado para converter a calibração de magnitudes para fluxo absoluto pela fórmula:

$$Fluxo = fnuzero \times 10^{(-0,4 \times magnitude)} \quad (4.14)$$

O fluxo também é determinado por este parâmetro. Contudo, o intervalo de conversão de frequência para comprimento de onda assume que a frequência está em hertz. O valor

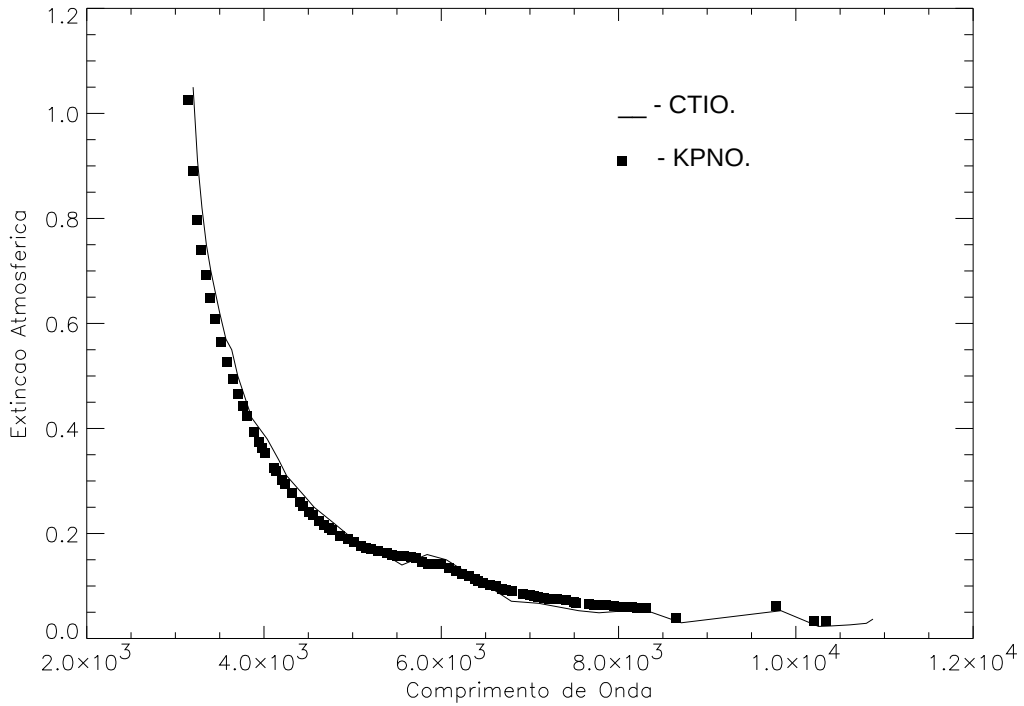


Figura 4.2: Curvas de extinção médias do CTIO e do KPNO.

default é baseado na calibração de Vega em 5556 Å de $3,5 \times 10^{-20}$ ergs/cm²/s/Hz para uma magnitude de 0,048. No parâmetro “extinct” deve-se indicar o nome do arquivo que contém os dados de extinção, ou seja, comprimento de onda, extinção e banda de passagem. Não foram obtidas imagens adequadas para que uma boa curva de extinção atmosférica daquela noite fosse construída. Alternativamente, usamos a curva de extinção média do Cerro Tololo Interamerican Observatory (CTIO). Este é um procedimento usual (de Souza et. al. 1997). Ao compararmos as curvas de extinção médias do Kitt Peak National Observatory (KPNO) e do CTIO vemos que elas são bastante parecidas. Supõe-se então que as curvas de extinção variam pouco de lugar para lugar, e adotamos, como solução alternativa, a curva de extinção média do CTIO. Na figura 4.2 podemos ver as duas curvas mencionadas. O programa `ctioext.pro`, apresentado no apêndice A.1.2, foi utilizado para traçar esta curva com base nos dados do arquivo `ctioextinct.dat` e `kpnoextinct.dat`, que se encontram no subdiretório do IRAF *noao.onedspec.lcalib*.

Em um diretório do IRAF, *onedstds*, existe um arquivo que especifica o comprimento de onda, largura da banda de passagem e a magnitude da estrela padrão. Estes dados são provenientes da calibração de Vega. O parâmetro “caldir” indica o diretório de calibração contendo os dados da estrela padrão. Se o observatório no qual os espectros foram obtidos não está especificado no cabeçalho da imagem pela palavra-chave OBSERVAT, esta informação deve ser dada no parâmetro “observatory”. Assim os dados como massa de ar, tempo de exposição, etc, não precisam ser informados, pois a tarefa pode conseguí-los no cabeçalho da imagem. No parâmetro “star_name” devemos informar o nome da estrela padrão observada. Os dados de calibração para esta estrela devem estar especificados no diretório de calibração “caldir”. O objetivo desta tarefa é produzir

intensidades instrumentais integradas observadas sem correção de extinção. A correção de extinção é feita para um gradiente de extinção na banda de passagem. Isto é feito aplicando uma correção de extinção, integrando na banda de passagem, e então corrigindo a intensidade integrada para a extinção no centro da banda de passagem. Os parâmetros “bandwidth” e “bandsep” podem ser especificados ou seus valores podem ser deixados indefinidos. No último caso serão usados os valores indicados no arquivo de calibração. A tarefa *noao.onedspec.sensfunc* nos permite ajustar interativamente uma função sensibilidade como função do comprimento de onda usando o arquivo de saída da tarefa *noao.onedspec.standard*. Abaixo estão listados os parâmetros para a tarefa *noao.onedspec.sensfunc*, referentes à câmera azul:

```
PACKAGE = onedspec
TASK = sensfunc
standard=          stdb  Input standard star data file
                      (from STANDARD)
sensitiv=          sensb Output root sensitivity function
                      imagename
(ignorea=          yes) Ignore apertures and make one
                      sensitivity function?
(extinct=          ctioextinct.dat) Extinction file
(newexti=          newext.dat) Output revised extinction file
(graphs =          sri) Graphs per frame
```

Para a câmera vermelha os únicos parâmetros que devem ser modificados são “standard” que deve ser “standard = stdr” e “sensitiv” que deve ser “sensitiv = sensr”. O parâmetro “extinct”, como na tarefa *noao.onedspec.standard*, indica o nome do arquivo de extinção. Quaisquer determinações de extinção são então residuais para esta tabela de extinção de entrada. O fator de calibração em cada ponto é calculado como:

$$C = 2,5 \log(O/(TBF)) + AE, \quad (4.15)$$

onde O é a contagem observada na banda de passagem de uma observação, T é o tempo de exposição da observação, B é a largura da banda de passagem, F é o fluxo por angstrom na banda de passagem para a estrela padrão, A é a massa de ar da observação, e E é a extinção na banda de passagem. Então C é a razão entre a taxa de contagem por angstrom corrigida para alguma curva de extinção e o fluxo esperado expresso em magnitudes. Esta tarefa ajusta as observações para a relação:

$$C = S(W) + AE(W), \quad (4.16)$$

onde W é comprimento de onda, S(W) é a função sensibilidade, e E(W) é a função extinção residual relativa à extinção usada na equação (4.15). Se nenhum arquivo de extinção for dado então o termo E em (4.15) é zero e E(W) determinado em (4.16) é a extinção absoluta. Se os dados não estão bons o suficiente para determinar a extinção então, usar uma das curvas de extinção padrão reduz o problema a ajustar:

$$C = S(W). \quad (4.17)$$

A função $S(W)$, determinada por *noao.onedspec.sensfunc*, será aplicada aos nossos dados pela tarefa *noao.onedspec.calibrate*. Os espectros do programa são corrigidos pela extinção atmosférica, divididos pelo tempo de exposição, e finalmente transformados usando a curva de sensibilidade. Abaixo seguem os parâmetros da tarefa *noao.onedspec.calibrate*, referentes à câmera azul:

```
PACKAGE = onedspec
TASK = calibrate

output =          outputimage  Output calibrated spectra
(extinct=         ctioextinct.dat) Extinction file
(ignorea=         yes) Ignore aperture numbers in flux
                        calibration?
(sensiti=         sensr) Image root name for sensitivity spectra
```

Para a câmera vermelha deve-se modificar apenas o parâmetro “sensiti” para “sensiti = sensr”. Os espectros de entrada são corrigidos de extinção e calibrados para a escala de fluxo usando a função sensibilidade produzidos pela tarefa *noao.onedspec.sensfunc*. Uma ou mais calibrações podem ser feitas selecionando-se os parâmetros apropriados. A correção de extinção é dada pelo fator:

$$10^{(0.4 \times MA \times extinc)}, \quad (4.18)$$

onde *extinc* é a extinção, cujo valor é interpolado do arquivo de extinção especificado para cada comprimento de onda de cada pixel e *MA* é a massa de ar. Quando a calibração de fluxo é aplicada, os espectros são divididos pela sensibilidade que é representada pelo espectro produzido por *noao.onedspec.sensfunc*. O espectro sensibilidade está em unidades de:

$$2.5 \times \log [(contagens/s/Ang)/(ergs/cm^2/s/Ang)] \quad (4.19)$$

Um novo espectro é criado com unidades $ergs/cm^2/s/Ang$ (se “fnu = no”) ou $ergs/cm^2/s/Hz$ (se “fnu = yes”).

Os espectros não foram corrigidos do avermelhamento Galáctico nem do avermelhamento dentro das próprias galáxias. Os três objetos foram observados em alta latitude Galáctica, onde os efeitos do avermelhamento são pequenos. As coordenadas galácticas das três galáxias estudadas e da estrela padrão são apresentadas na tabela 4.2.

4.6.1 Determinação das Velocidades Radiais

Os métodos usados para determinar as velocidades radiais das galáxias foram correlação cruzada e identificação de linhas espectrais. Para cada galáxia temos dois espectros em regiões espectrais diferentes e cada método foi aplicado separadamente para cada um dos espectros fornecendo, no mínimo, duas medidas para as velocidades radiais por galáxia.

Correlação cruzada - A técnica de correlação cruzada (Tonry e Davis 1979), supõe que o espectro de uma galáxia $g(n)$ é simplesmente a convolução de um espectro estelar gabarito (*template*) $t(n)$ com uma Gaussiana que descreve a dispersão de velocidades da

Tabela 4.2: Coordenadas galácticas para as galáxias estudadas e para a estrela padrão.

Galáxia	l (Latitude Galáctica)	b (Longitude Galáctica)
NGC 3819	+66°21'46"	16°55'04"
H58D1	+66°21'53"	16°54'57"
H58D2	+66°21'48"	16°54'58"
HD19445	−27°12'	10°29'55"

linha de visada das estrelas que constituem a galáxia. Estes espectros estão discretamente amostrados em N caixas (1 pixel ou um conjunto de pixels), rotuladas pelo número n de uma dada caixa. A relação entre comprimento de onda e número de caixa é:

$$n = A \ln \lambda + B. \quad (4.20)$$

Supõem-se que os espectros são periódicos de período N para as propostas de transformadas de Fourier discretas e as funções correlação são derivadas daqui. Além disso, os espectros são subtraídos do contínuo, alisados nas extremidades por um filtro de altas frequências e filtrados para remover as variações espectrais de baixa frequência que surgem das variações de contínuo e de sensibilidade não uniforme no detetor, e componentes de ruído de alta frequência além da resolução. A idéia básica é supor que $g(n)$ é um múltiplo α de $t(n)$, mas desviado de uma quantidade δ e alargado pela convolução (no espaço de Fourier) com uma função simetria $b(n)$. Isto é:

$$g(n) = \alpha t * b(n - \delta). \quad (4.21)$$

onde o símbolo matemático “*” representa a operação de convolução entre as duas funções. Correlacionar um espectro gabarito com o espectro de uma galáxia produz uma função (chamada de função correlação) que possui um pico no desvio para o vermelho e com a largura relacionada à dispersão de velocidades da galáxia. Picos na função correlação são identificados e ajustados por uma parábola para obter o desvio para o vermelho e a dispersão de velocidades da galáxia. A correlação cruzada foi utilizada apenas para calcular as velocidades radiais das galáxias. Para aplicar esta técnica foi utilizada a tarefa *noao.rv.fxcor*, cujos parâmetros são mostrados abaixo:

```
PACKAGE = rv
TASK = fxcor

objects =          objectspectra  List of object spectra
template=          templatespectra List of template spectra
(output =          filename) Root spool filename for output
(observa=          Palomar) Observation location database
```

Identificação das Linhas Espectrais - As velocidades radiais dos espectros foram calculadas determinando-se o desvio em comprimento de onda das linhas espectrais em relação ao comprimento de onda de repouso especificado. A aplicação deste método consiste em identificar uma ou mais linhas, especificar seu comprimento de onda de repouso, calcular o desvio médio e converter para velocidade radial. Linhas adicionais podem ser

acrescentadas através de uma lista de coordenadas de comprimento de onda de repouso. Para aplicar este método foi usada a tarefa *noao.rv.rvidlines*. Os parâmetros usados nesta tarefa são mostrados abaixo:

```
PACKAGE = rv
TASK = rvidlines
(coordli=      ablinesb.dat) User coordinate list
(ftype =  absorption/emission) Feature type
```

O parâmetro “ftype” foi usado, ora com o valor “absorption” hora com o valor “emission”. Com a tarefa *stdas.sobsolete.newredshift*, que muda a escala de comprimento de onda dos espectros de um dado desvio para o vermelho para outro, obtivemos os espectros nos referenciais de repouso das galáxias. Os parâmetros utilizados nesta tarefa são mostrados abaixo:

```
PACKAGE = sobsolete
TASK = newredshift

input    =      inpputspectra  >input spectra
output   =      outputspectra  >output spectra or directory
(oldz    =      redshiftvalue) >original redshift
```

Capítulo 5

Resultados e Discussões

5.1 A Extração dos Espectros

De cada uma das imagens observadas foram extraídos espectros em várias posições do perfil. Primeiro foi obtido o espectro central, com uma abertura de extração larga, de modo a cobrir uma região extensa do perfil, como mostrado na figura 5.1.

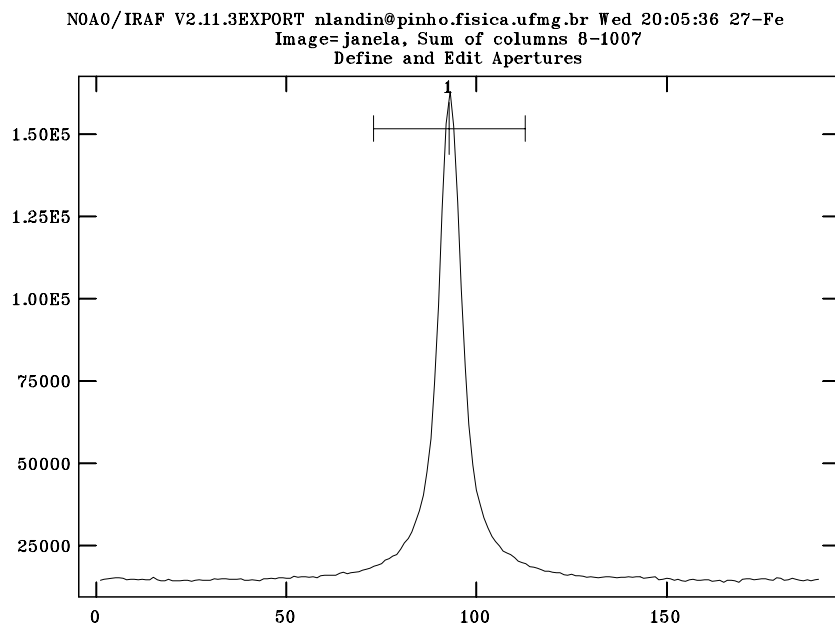


Figura 5.1: Posição da abertura de extração do espectro central.

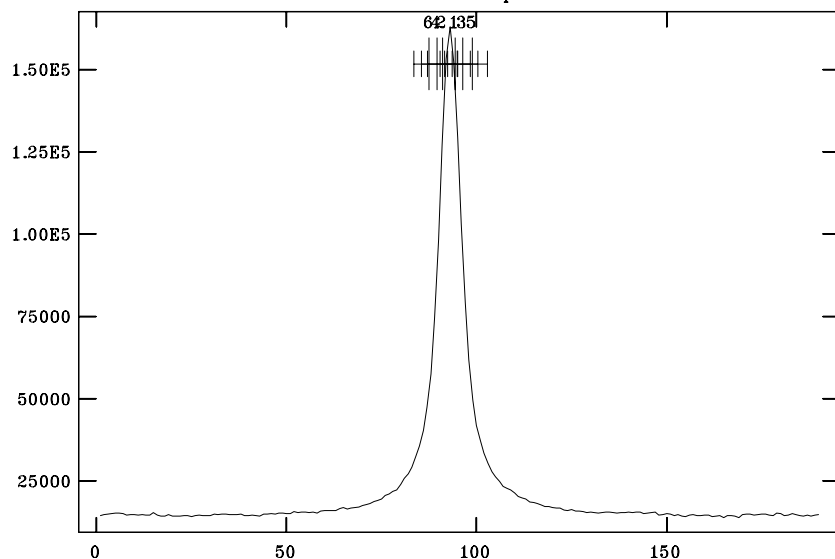


Figura 5.2: Posições das aberturas dos espectros laterais.

O tamanho da janela de extração depende da largura do perfil. Outros 6 espectros foram obtidos com aberturas estreitas (oito pixels) e posicionadas nas periferias do perfil como mostra a figura 5.2.

Quando observamos um espectro de um objeto obtemos o espectro do céu superposto a ele. É necessário então eliminar o máximo possível das características introduzidas pelo fundo de céu. Para isso o espectro de fundo de céu tem que ser subtraído do espectro do objeto utilizando janelas de subtração que são escolhidas durante a extração. As janelas de subtração de fundo do céu são apresentadas na figura 5.3

Foram extraídos ainda espectros dentro das regiões de fundo de céu para se conhecer quais linhas, telúricas ou de iluminação pública, contaminaram os espectros das galáxias (algumas características não foram removidas com o procedimento de subtração de fundo de céu). A figura 5.4 mostra as posições das aberturas de extração dos espectros do céu. Na câmera azul não houve contaminação dos espectros pelas linhas do céu nem das lâmpadas, mas na câmera vermelha eles foram contaminados por duas linhas de emissão do céu, $\text{HeI}\lambda\ 6678.1\text{\AA}$, e por uma outra linha em $\lambda\ 6999\text{\AA}$. Esta última linha não foi precisamente identificada, mas há suspeitas de que se trata de uma linha de $\text{N II}\lambda\ 7003\text{\AA}$. Características de absorção telúricas (por exemplo, a banda B próxima a $\lambda\ 6870\text{\AA}$) também aparecem e, assim como as linhas de emissão telúricas, não foram removidas.

As figuras 5.5 5.6 mostram os espectros do céu para as câmeras azul e vermelha.

A estrela padrão observada foi HD19445, de tipo espectral A4p. Suas magnitudes nas bandas B e V são, respectivamente, 8,51 e 8,05. O espectro de HD19445 são mostrados nas figuras 5.7 e 5.8.

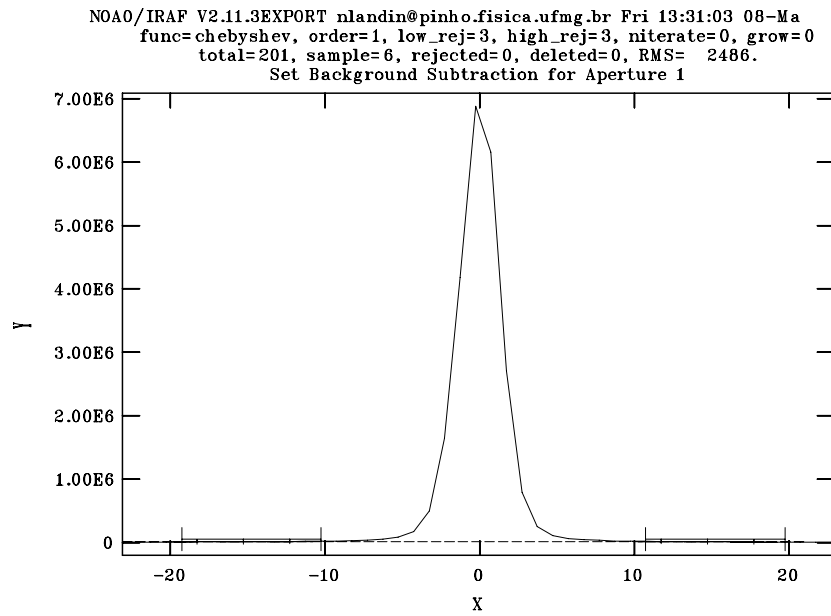


Figura 5.3: Posições das janelas de subtração de fundo de céu.

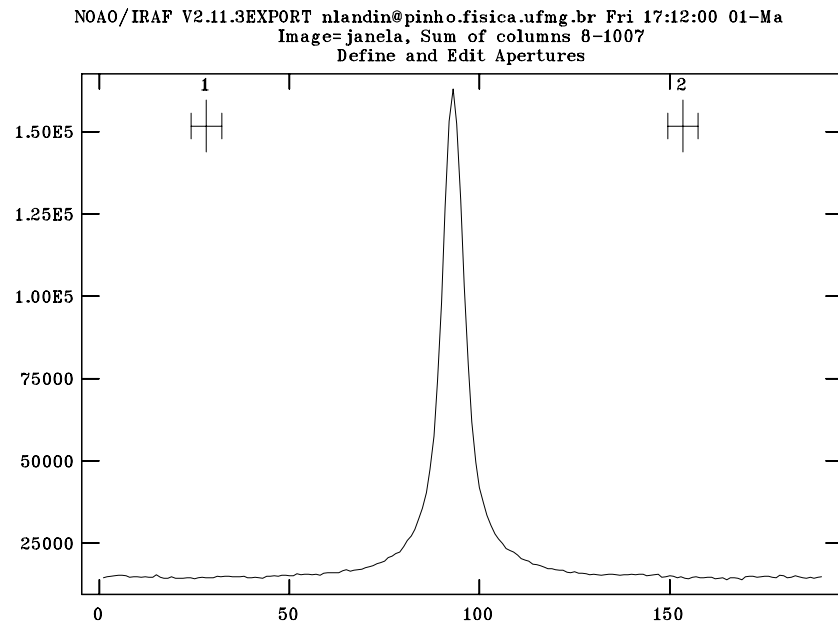


Figura 5.4: Posições das janelas de extração dos espectros de fundo de céu.

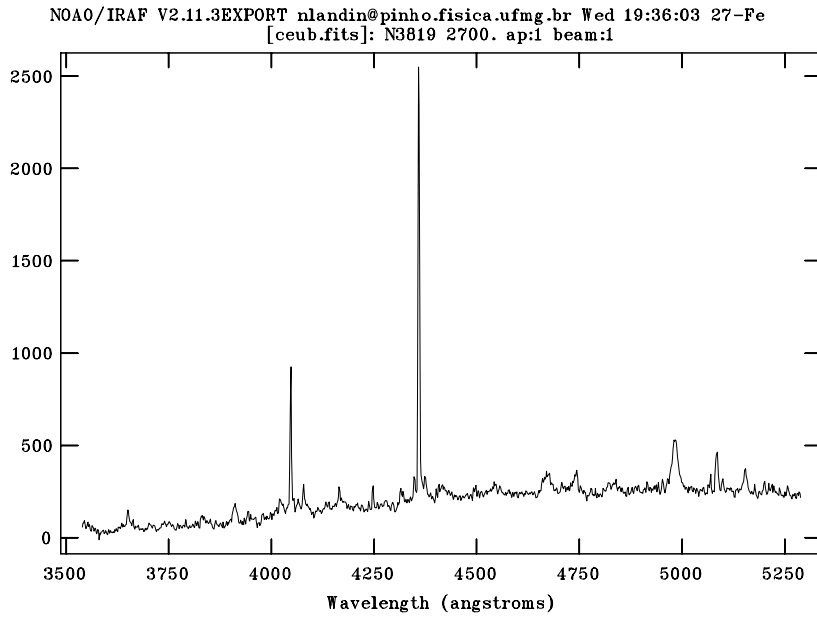


Figura 5.5: Espectro do céu da câmera azul.

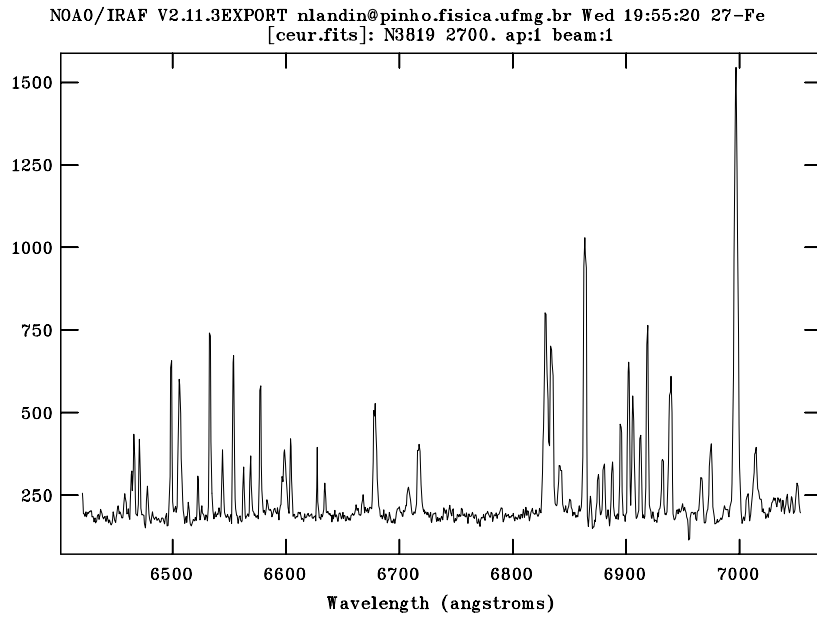


Figura 5.6: Espectro do céu da câmera vermelha.

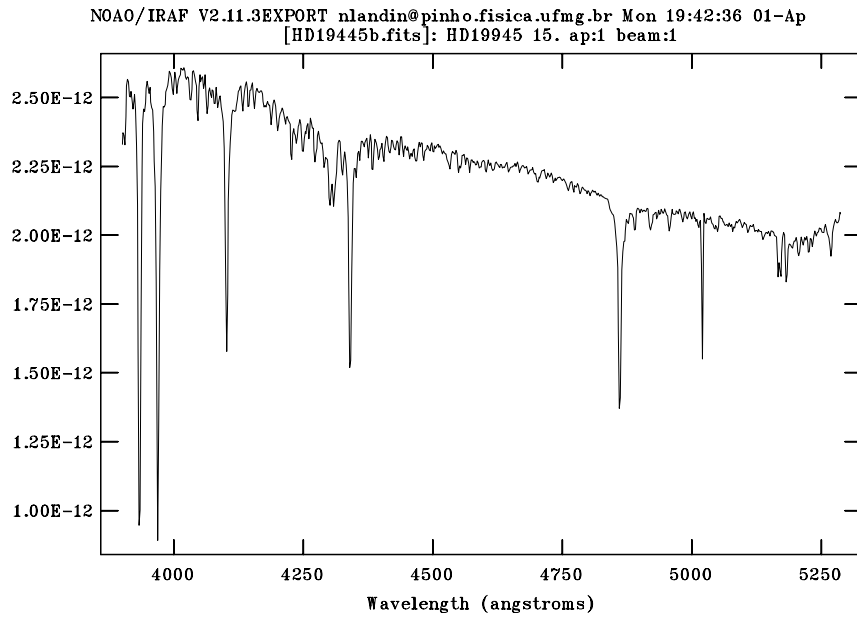


Figura 5.7: Espectro de HD19445 - câmara azul. Este e os demais espectros deste trabalho são apresentados em fluxo por unidade de comprimento de onda (eixo das ordenadas) por comprimento de onda (eixo das abcissas).

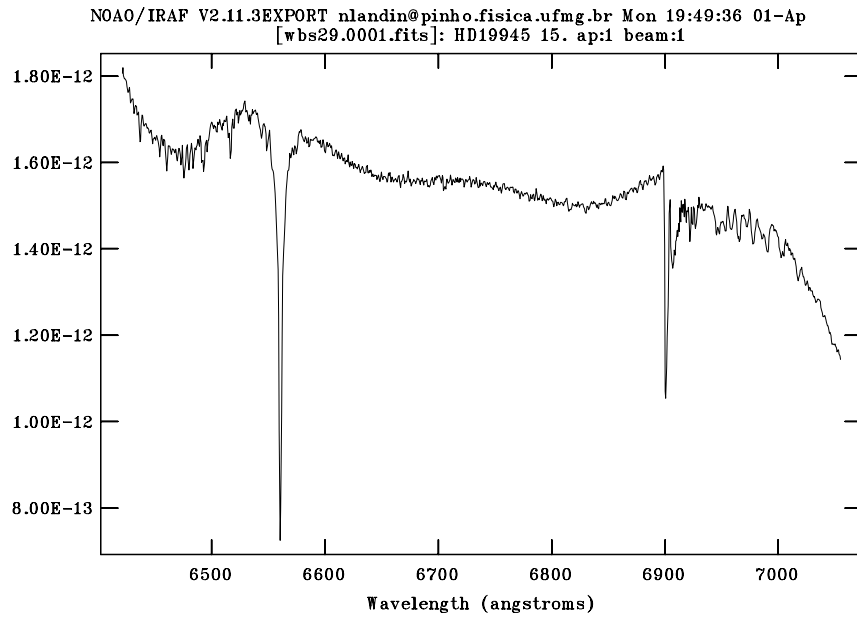


Figura 5.8: Espectro de HD19445 - câmara vermelha.

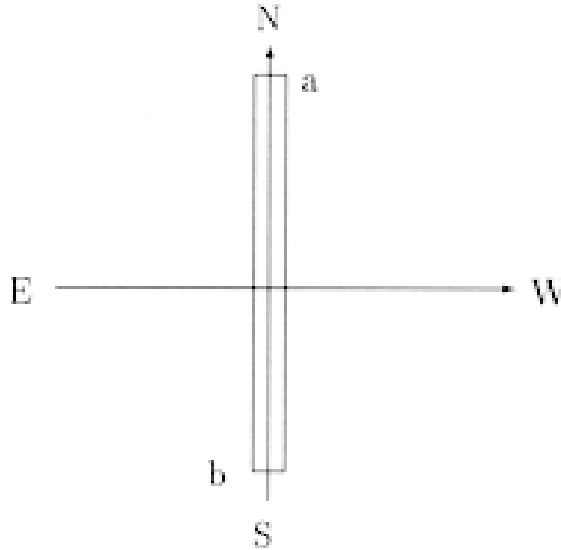


Figura 5.9: Disposição da fenda quando o ângulo de posição é zero.

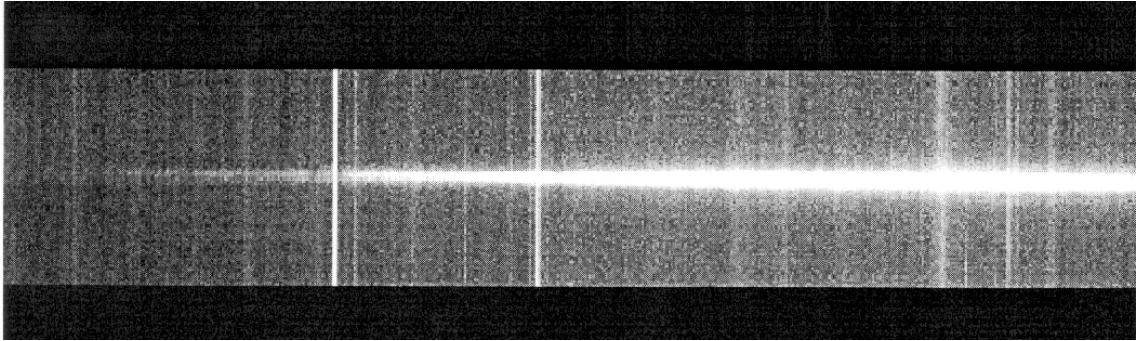


Figura 5.10: Imagem obtida pelo CCD.

5.2 NGC 3819

Foram obtidos 2 espectros de NGC 3819, de 1800 s e 2700 s de exposição, no ângulo de posição 109° , posição do suposto jato. Estes dois espectros foram combinados de modo a obtermos uma melhor razão sinal/ruído. As razões S/R para os espectros centrais combinados de NGC 3819 são de $S/R_a = 28,4$, para a câmera azul e de $S/R_v = 26,2$, para a câmera vermelha. A posição do jato no perfil depende da posição da fenda no céu. Quando o ângulo de posição é zero a parte da imagem que fica na extremidade *a* da fenda, voltada para o norte (ver figura 5.9), cai na parte superior do CCD (ver figura 5.10). A parte da imagem que fica na extremidade *b* da fenda, voltada para o sul, cai na porção inferior do CCD.

O ângulo de posição da imagem de NGC 3819 é de 109° . Quando a fenda sofre uma rotação deste ângulo (ver figura 5.11), as extremidades *a* e *b* continuam ocupando as partes superior e inferior do CCD, respectivamente. Como pode ser visto no mapa isofotal de NGC 3819 (ver figura 2.8) o jato está mais voltado para a extremidade *a* da fenda e cai na parte superior do CCD. As linhas no CCD são contadas de baixo para

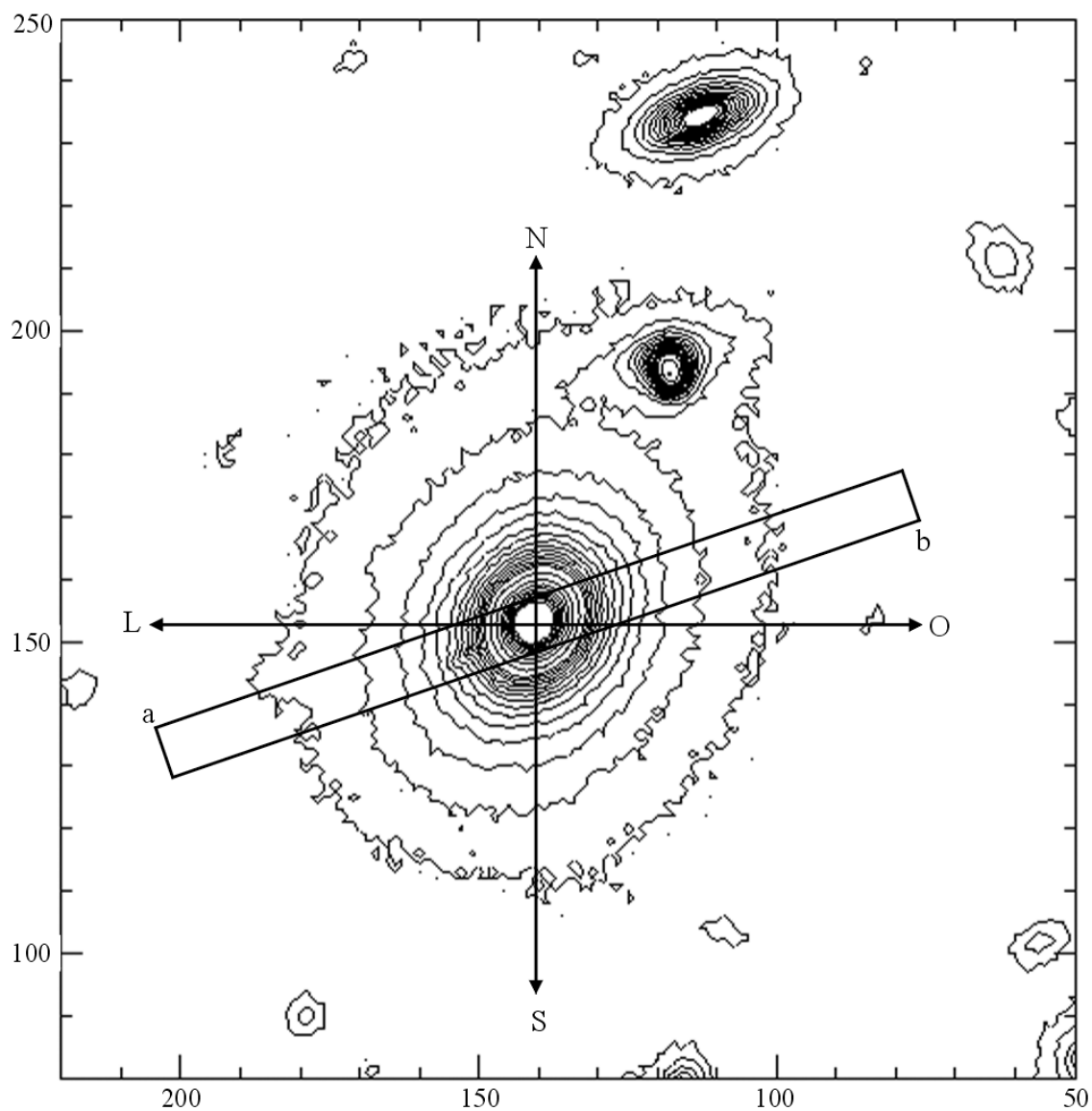


Figura 5.11: Ângulo de posição da imagem de NGC 3819 (as dimensões da fenda não estão em tamanho real (a largura da fenda é aproximadamente três vezes maior) para efeito de maior clareza. Escala de placa: $0,6''/\text{pixel}$.

cima, na direção espacial. Fazendo um corte perpendicular à direção de dispersão, temos o perfil espacial do espectro, onde as linhas são contadas da esquerda para a direita (ver figura 5.1). Sendo assim, o jato, que ocupa a parte superior do CCD, se localiza à direita do centro do perfil espacial. O jato está dentro da abertura número 1 de extração de espectros laterais. O tamanho desta janela foi escolhido de acordo com o tamanho do jato, que é aproximadamente ± 7 pixels). Como a razão sinal/ruído diminui a medida que se afasta do centro da galáxia seria mais conveniente usarmos aberturas de extração mais largas nas extremidades, para manter uma boa razão S/R em todas as aberturas (ao invés de aberturas do mesmo tamanho, como foi feito). Os espectros laterais foram extraídos com o objetivo de verificar se existe sinais de atividade ao longo desta galáxia. Atenção especial foi dada à abertura de número 1, por ser a abertura que contém o jato (ver figuras 5.15 e 5.16). A abertura de número 2 é diametralmente oposta a abertura 1 (ver figuras 5.17 e 5.18). Se houvesse alguma atividade devido ao jato esperaríamos observar alguma diferença nos espectros destas duas aberturas. No entanto, eles são bastante semelhantes indicando que a presença do jato em NGC 3819 não implica necessariamente que ela é uma galáxia ativa. Rubin et al (1991) classificaram esta galáxia como E2, e Veiga (1996) classificou-a como E2 pec, sendo que a peculiaridade seria devido ao jato. No entanto, o termo peculiar é usado para designar objetos com morfologias peculiares, assim como sistemas fortemente interagentes, galáxias com núcleo ativo, galáxias com taxa de formação estelar alta, e galáxias com linhas de emissão. Devido a presença do jato, Veiga suspeitou que NGC 3819 fosse uma galáxia de núcleo ativo. Neste trabalho investigamos este jato espectroscopicamente. Como não foram detectadas linhas de emissão em NGC 3819, abaixo da resolução e razão S/R consideradas, sugere-se que ela seja reclassificada como E2. O espectro de NGC 3819 é típico de uma galáxia elíptica, dominado por linhas de absorção de estrelas frias gigantes, e de contínuo mais vermelho, como pode ser visto nas figuras 5.13 e 5.14. A ausência de linhas de emissão (sob as condições já mencionadas) indica que esta galáxia não se encontra em processo de atividade ou formação estelar. Este fato parece estar em contradição com a descrição de sua morfologia feita por Rubin et al (1991) e Veiga (1996), que reportaram sinais de interações em formas de jatos e plumas. Na verdade, seguindo modelos de galáxias interagentes, o desenvolvimento de tais estruturas, especialmente caudas muito longas, requerem uns 10^8 anos (Barnes 1990), que é também comparável ao tempo de enfraquecimento de um processo de formação estelar induzido devido ao esgotamento do gás (Mihos et al 1993). Apoiado na presença de características de maré em NGC 3819, pode-se supor que ela não é um exemplo de galáxia em processo de interação recente. É possível que a interação tenha ocorrido há bastante tempo (há mais de 10^8 anos) e por isso o gás já se esgotou não havendo mais formação estelar. Esta é uma forte justificativa para o fato de não termos encontrado linhas de emissão no espectro desta galáxia, mas não é a única. Existe ainda a possibilidade das linhas de emissão existirem e não terem sido vistas abaixo da resolução e razão sinal ruído consideradas. Uma outra possibilidade esta relacionada com a posição da fenda no momento de aquisição do dado. Como a fenda e o jato têm aproximadamente a mesma largura ($\pm 1''$) qualquer erro no posicionamento da fenda poderia nos levar a perder o jato.

Em uma primeira análise Ribeiro et al (1996) acreditaram que as galáxias H16A e H16B, do grupo compacto de Hickson 16, eram galáxias normais, apesar de apresentarem sinais fotométricos de interações, pois não observaram linhas de emissão. Eles acreditaram que as galáxias não apresentavam sinais de formação estelar (linhas de emissão fortes) porque o gás do sistema já havia se esgotado. Posteriormente, utilizando dados com

maior razão S/R descobriu-se que essas galáxias são bastante ativas (Mendes de Oliveira et al 1998 e Turner et al 2001). Portanto, as condições de Ribeiro et al foram influenciadas pela baixa razão S/R de seus dados.

Para se fazer a identificação das linhas foram feitas consultas à várias fontes que fornecem o comprimento de onda de repouso de várias linhas espectrais de interesse astrofísico (Allen 1973, Lang 1974 e Moore 1945). Segue abaixo um breve discussão a respeito de cada espectro de NGC 3819 (os espectros das três galáxias foram corrigidos para a velocidade zero).

Figuras 5.13 e 5.14 - Estas figuras correspondem, respectivamente aos espectros centrais de NGC 3819 na câmera azul e vermelha. Na câmera azul podemos ver as linhas de absorção da série de Balmer (H_β , H_γ e H_δ). Há também muitas linhas metálicas como K e H do Ca II $\lambda\lambda 3933$, $3968\text{\AA}$, Mg I $\lambda 4351\text{\AA}$, Mg I $\lambda 5167\text{\AA}$, e muitas linhas do ferro, inclusive o tripleto Fe I $\lambda\lambda 4271$, 4325 , $4383\text{\AA}$. Aparecem também a banda G do radical CH em $\lambda 4301\text{\AA}$, a banda do radical CN $\lambda 4200\text{\AA}$. Na câmera vermelha vemos, em absorção, a linha H_α da série de Balmer, e algumas linhas metálicas, como K V $\lambda\lambda 6317$, $6447\text{\AA}$, Fe II $\lambda\lambda 6507$, $6698\text{\AA}$, Mn II $\lambda\lambda 6590$, $6668\text{\AA}$.

Figuras 5.15, 5.16, 5.17, 5.18, 5.19, 5.20, 5.21 e 5.22 - Estas figuras correspondem aos espectros de NGC 3819 nas aberturas 1 à 4, respectivamente. Basicamente, as mesmas linhas vistas no espectro central de NGC 3819 são vistas no espectro da abertura 1. O ruído aumenta progressivamente a medida que se afasta do centro do perfil. Uma linha de absorção em $\lambda 6999\text{\AA}$, que não aparece nos espectros centrais surge nas aberturas de 1 à 4 devido a subtração de fundo de céu utilizando uma janela maior que a janela de extração em uma região de baixa razão S/R.

Os espectros das aberturas 5 e 6 se referem as partes mais externas da galáxia, onde a razão S/R é baixa, produzindo espectros completamente dominados pelo ruído. Para encontrar a velocidade radial desta galáxia usamos a técnica de correlação cruzada desenvolvida por Tonry e Davis (1979). O espectro usado como gabarito (*template*) foi o da estrela padrão HD19445, cuja velocidade radial é $v_{hel} = -139,3$ km/s. A função correlação produzida por este procedimento é apresentada na figura 5.12. Será apresentada apenas uma função correlação por galáxia (nesta e nas seções 5.3 e 5.4).

Em geral, a função correlação possui valor máximo no desvio para o vermelho do objeto. Neste caso, temos um espectro cuja razão S/R é razoável (S/R=27), mas o objeto e o gabarito não são de tipos espectrais parecidos. Então pode ocorrer que a correlação não produza um pico muito bem definido, ou que o pico não corresponda ao desvio para o vermelho da galáxia. No presente caso acontece exatamente isto, e então tivemos que “escolher” outro pico da função que fornecesse a velocidade de NGC 3819. Isso só foi possível porque o desvio para o vermelho desta galáxia já havia sido bem determinado por outro método (identificação das linhas espectrais).

O desvio para o vermelho desta galáxia já havia sido calculado por Beers et al (1995), que encontraram um valor de $z_{hel} = 0,0209$. A velocidade radial correspondente encontrada por eles foi de $v_{hel} = 6270 \pm 27$ km/s. O valor encontrado neste trabalho para a velocidade radial heliocêntrica de NGC 3819 foi de $v_{hel} = 6225 \pm 19$ km/s e o desvio para o vermelho correspondente é $z_{hel} = 0,02075$.

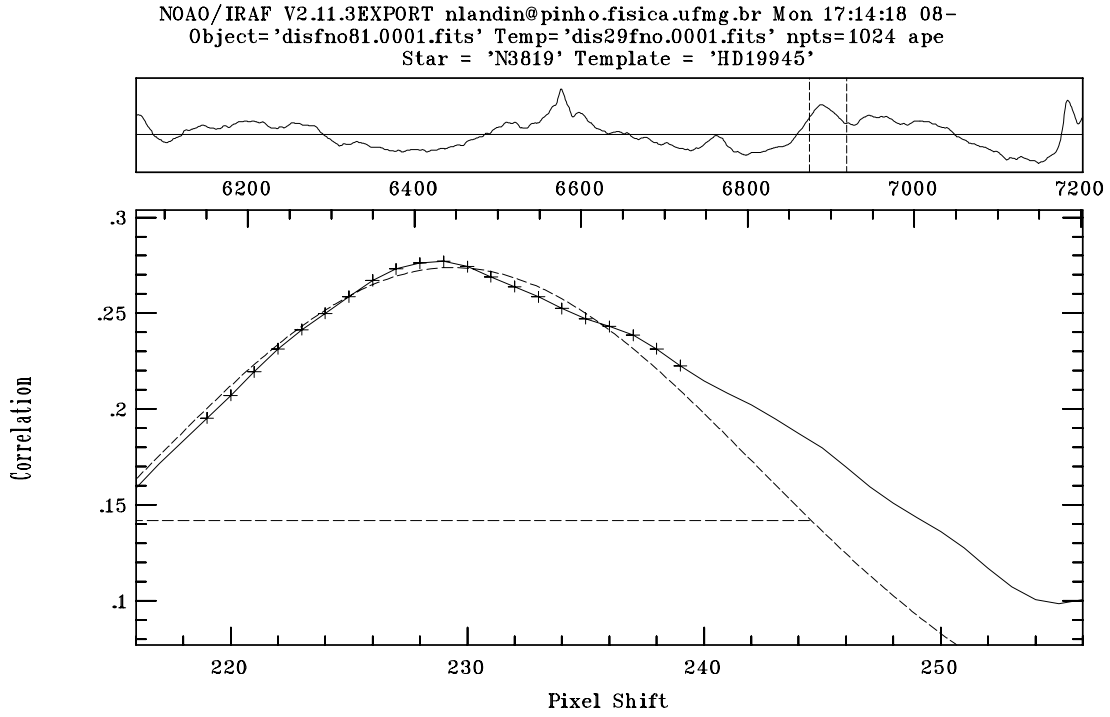


Figura 5.12: Função correlação referente à correlação cruzada entre NGC 3819 e HD19445. O quadro superior apresenta a função correlação versus velocidade relativa dos espectros. O quadro inferior é uma ampliação do setor delimitado pelas linhas verticais no quadro superior. As demais figuras que ilustram as correlações cruzadas, seguem o mesmo esquema.

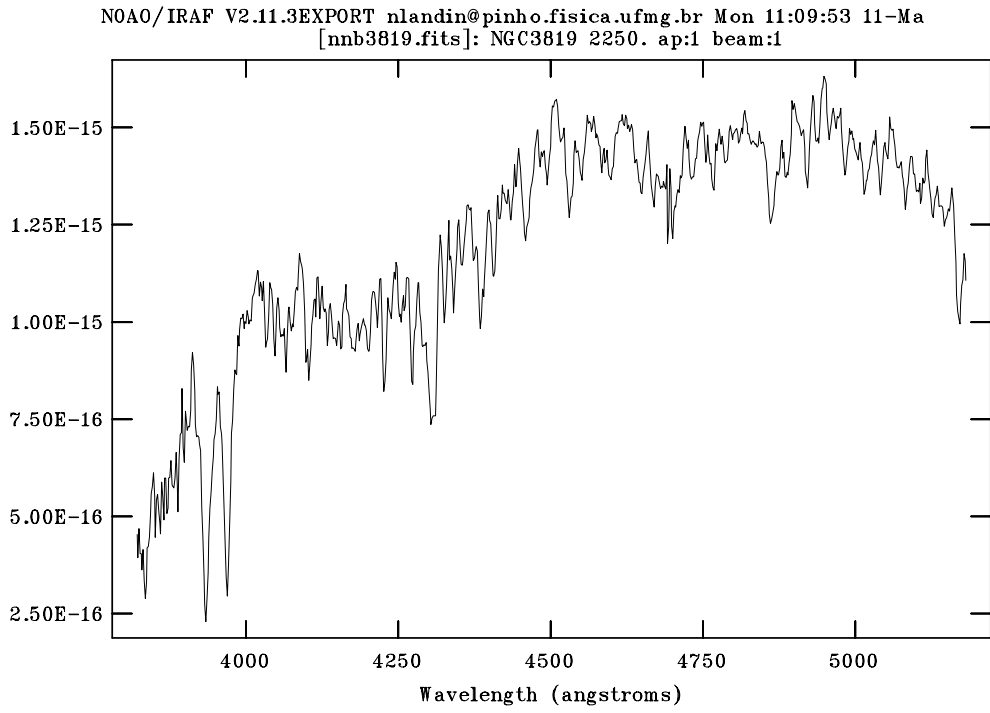


Figura 5.13: Espectro central de NGC 3819 - câmera azul. Todos os espectros estão em unidades $\text{ergs/cm}^2/\text{s}/\text{\AA} \times \text{\AA}$ e foram corrigidos para a velocidade zero.

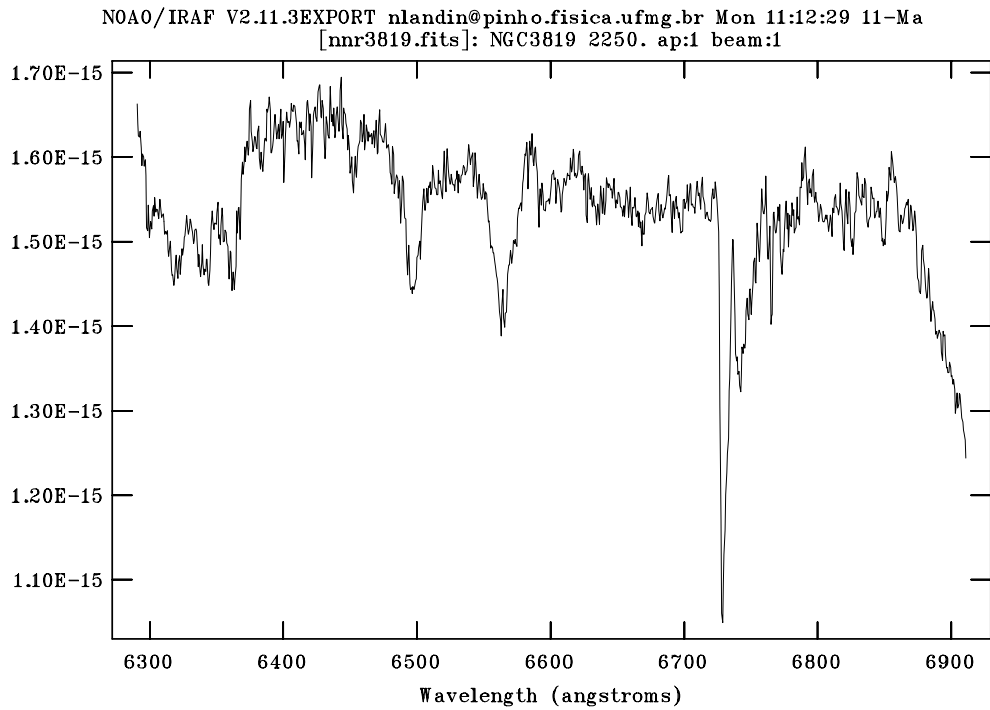


Figura 5.14: Espectro central de NGC 3819 - câmera vermelha.

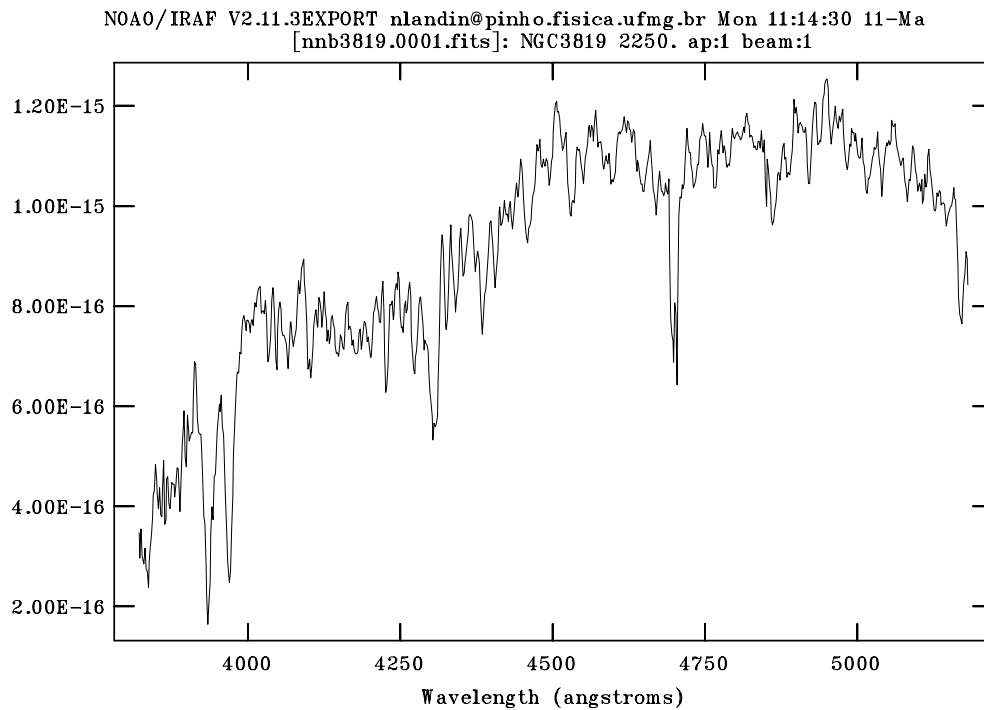


Figura 5.15: Espectro de NGC 3819 (abertura 1 da câmera azul).

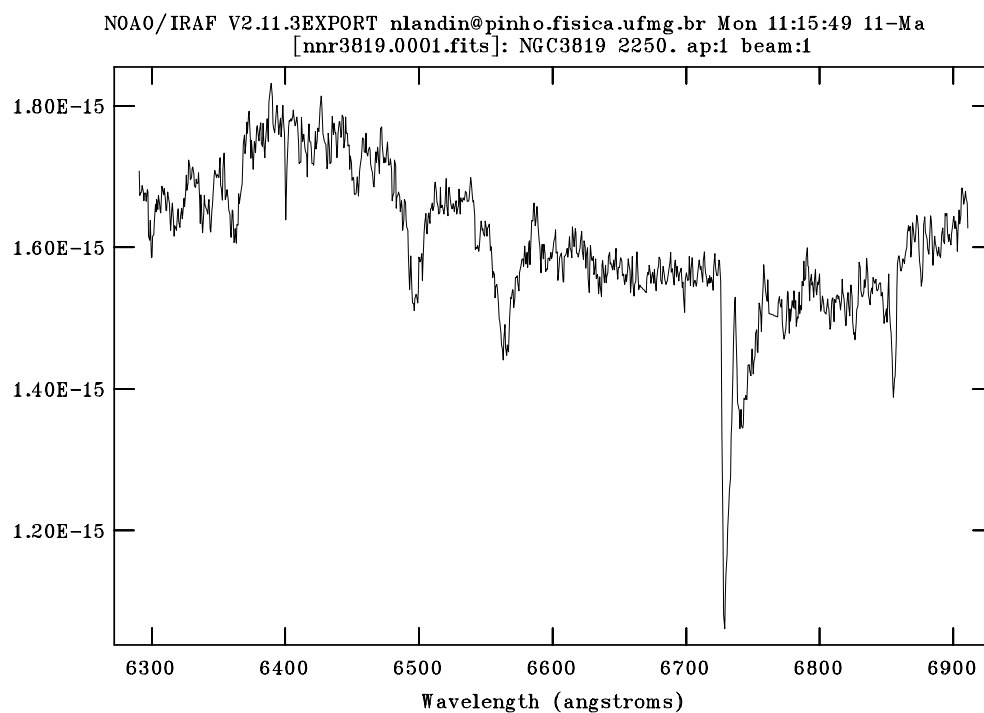


Figura 5.16: Espectro de NGC 3819 (abertura 1 da câmera vermelha).

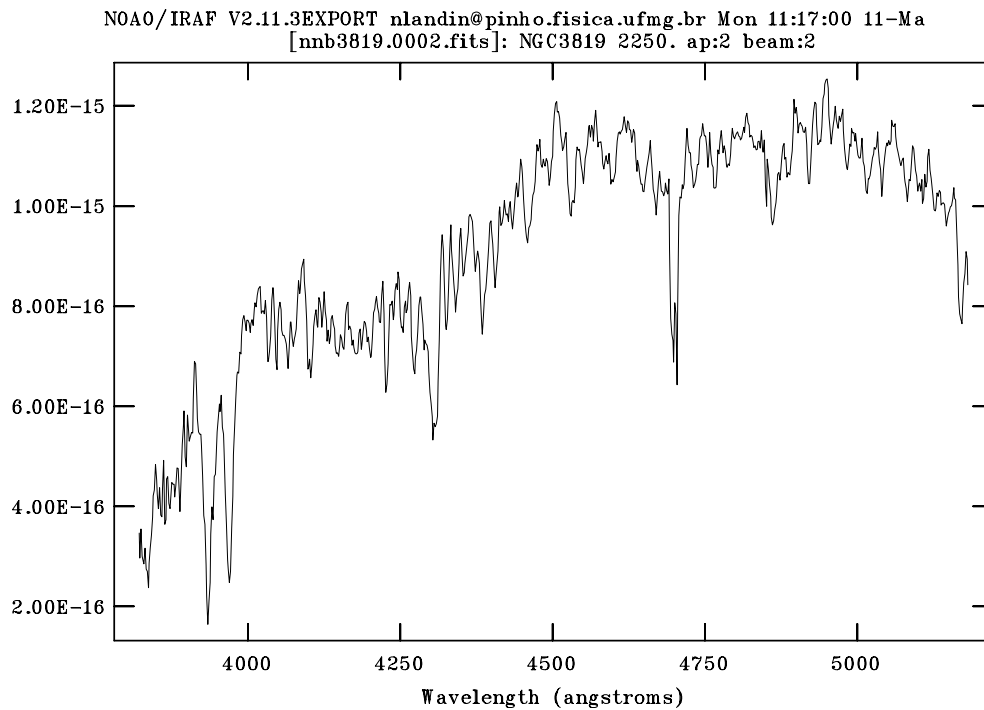


Figura 5.17: Espectro de NGC 3819 (abertura 2 da câmera azul).

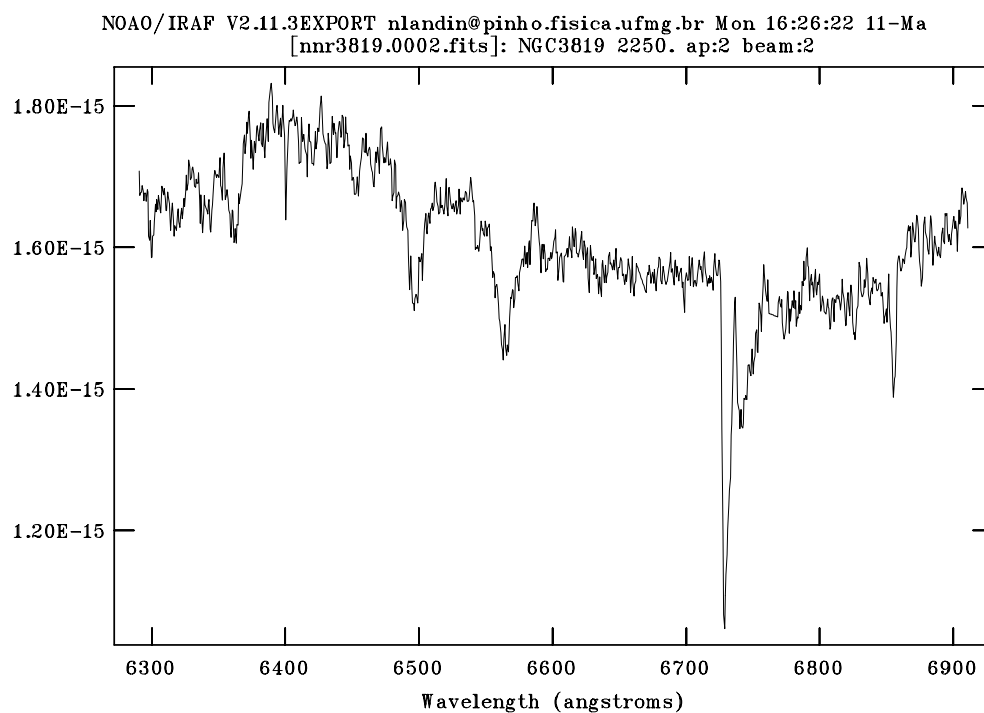


Figura 5.18: Espectro de NGC 3819 (abertura 2 da câmera vermelha).

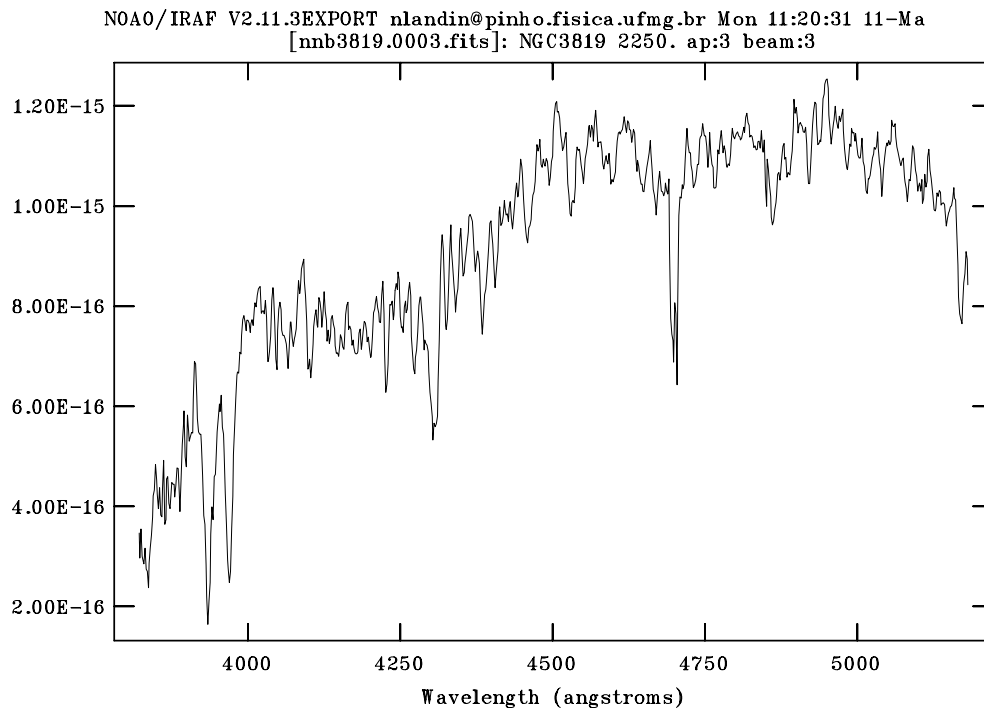


Figura 5.19: Espectro de NGC 3819 (abertura 3 da câmera azul).

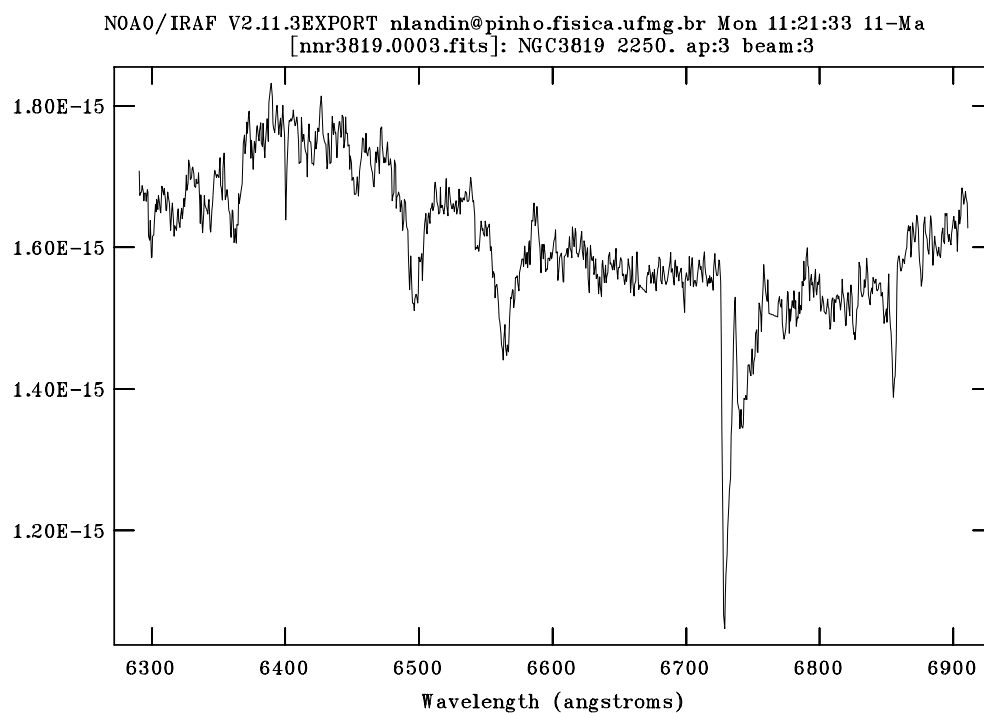


Figura 5.20: Espectro de NGC 3819 (abertura 3 da câmera vermelha).

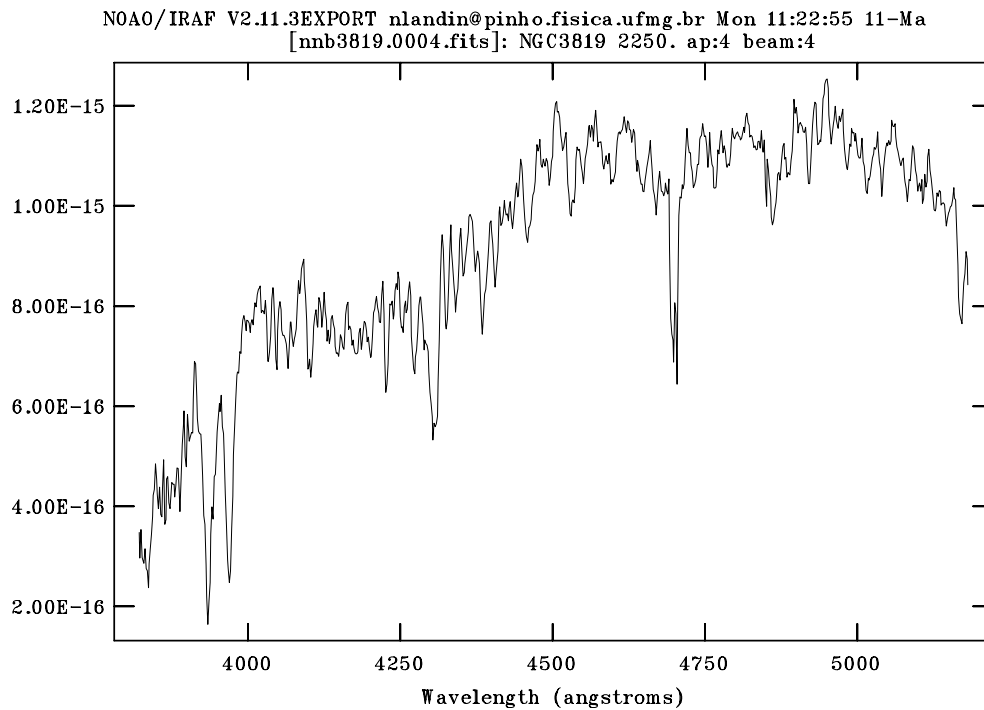


Figura 5.21: Espectro de NGC 3819 (abertura 4 da câmera azul).

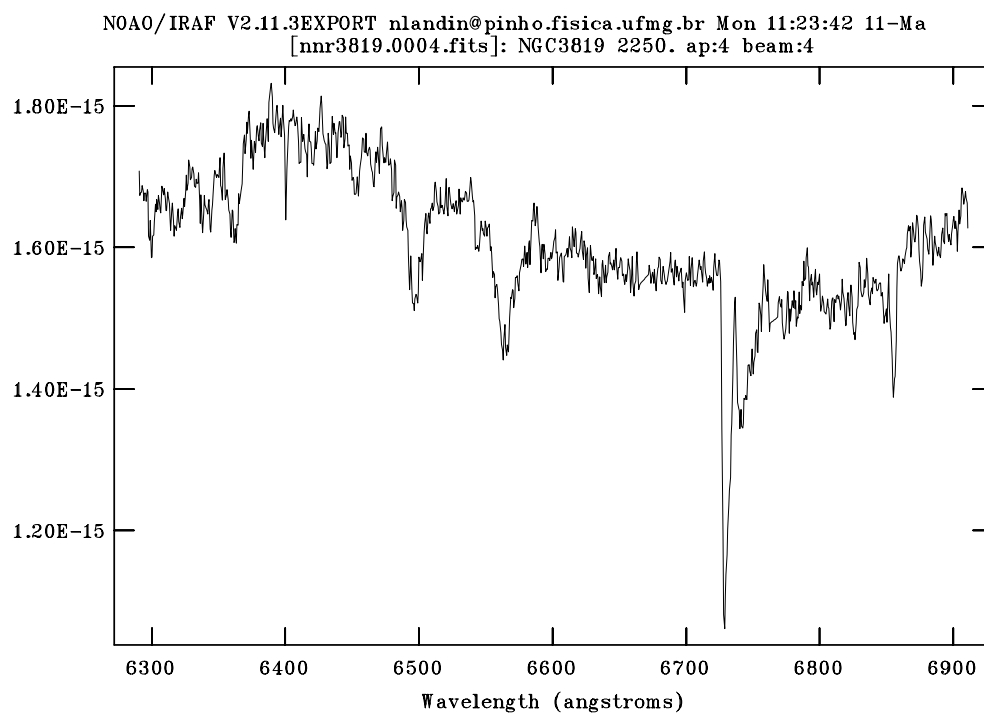


Figura 5.22: Espectro de NGC 3819 (abertura 4 da câmera vermelha).

5.3 H58D1

Foi obtido apenas um espectro de H58D1 de 1800 s de exposição no ângulo de posição 100° , correspondendo ao eixo maior da galáxia. Segundo Rubin et al (1991) esta galáxia possui um disco fraco. Com um tempo de exposição de 1800 s não conseguimos uma boa razão S/R para a imagem desta galáxia. As razões S/R para os espectros centrais desta galáxia são de $S/R = 3,3$, tanto para a câmera azul quanto para a câmera vermelha. Sendo assim os espectros extraídos não são de boa qualidade, principalmente aqueles extraídos de regiões mais externas da galáxia. Os espectros centrais, azul e vermelho, desta galáxia são mostrados nas figuras 5.24 e 5.25, respectivamente.

Em função da baixa razão S/R, não foi possível fazer a identificação das linhas espectrais sem ter uma idéia prévia do desvio para o vermelho. Para determinar a velocidade radial desta galáxia, foi utilizada a técnica de correlação cruzada, usando como gabarito o espectro de NGC 3819, que já possui velocidade radial bem determinada. A função correlação obtida está apresentada na figura 5.23

A correlação entre H58D1 e NGC 3829 produziu uma função correlação cujo pico é muito bem definido. Isto deve ser um indício de que estas galáxias possuem um espectro parecido, e de que o desvio para o vermelho encontrado deve ser confiável.

Tendo em mãos o desvio para o vermelho de H58D1, foi feita uma tentativa de identificação de algumas linhas. Segue abaixo uma breve descrição sobre os espectros de H58D1.

Figuras 5.24 e 5.25 - As figuras correspondem aos espectros centrais azul e vermelho de H58D1. As linhas da série de Balmer aparecem muito fracas em absorção. Algumas linhas metálicas também estão presentes, mas poucas delas são facilmente distinguidas do ruído, que degrada o espectro, principalmente na câmera azul. Algumas linhas metálicas estão presentes, como Fe III $\lambda 4658\text{\AA}$, Mg I $\lambda 4351\text{\AA}$, Mg I $\lambda 5167\text{\AA}$, e algumas linhas de ferro. A banda G do radical CH e a banda do radical CN também estão presentes. Não detectamos linhas de emissão em H58D1. As fortes linhas de emissão que são vistas na figura 5.25, nos comprimentos de onda $\lambda 6678\text{\AA}$ e $\lambda 6999\text{\AA}$, são linhas do espectro do céu.

Figuras 5.26, 5.27, 5.28, 5.29, 5.30, 5.31, 5.32 e 5.33 - Os espectros das aberturas 1 e 2 apresentam, basicamente, as mesmas linhas espectrais que o espectro da abertura central. A razão S/R diminui a medida que se afasta do centro do perfil, sendo que no espectro da abertura 3 já não se pode distinguir características do ruído, principalmente na câmera vermelha. Em $\lambda 6999\text{\AA}$ há uma linha de absorção que aparece devido a subtração de fundo de céu usando uma janela maior que a janela de extração em uma região de baixa razão S/R.

Os espectros das aberturas 5 e 6 são totalmente dominados pelo ruído, sendo assim, não contêm informações proveitosas sobre a galáxia.

A velocidade radial heliocêntrica encontrada para H58D1 foi de $v_{hel} = 6318 \pm 33$ km/s, e o desvio para o vermelho correspondente é $z_{hel} = 0,02106$.

A partir dos dados obtidos para H58D1, foi feita uma classificação espectral desta galáxia, seguindo as informações contidas no atlas espectroscópico de galáxias de Kennicutt e nos dados fotométricos obtidos por Rubin et al (1991) e Veiga (1996). Classificamos H58D1 como uma galáxia lenticular, pois seu espectro é muito semelhante ao de galáxias

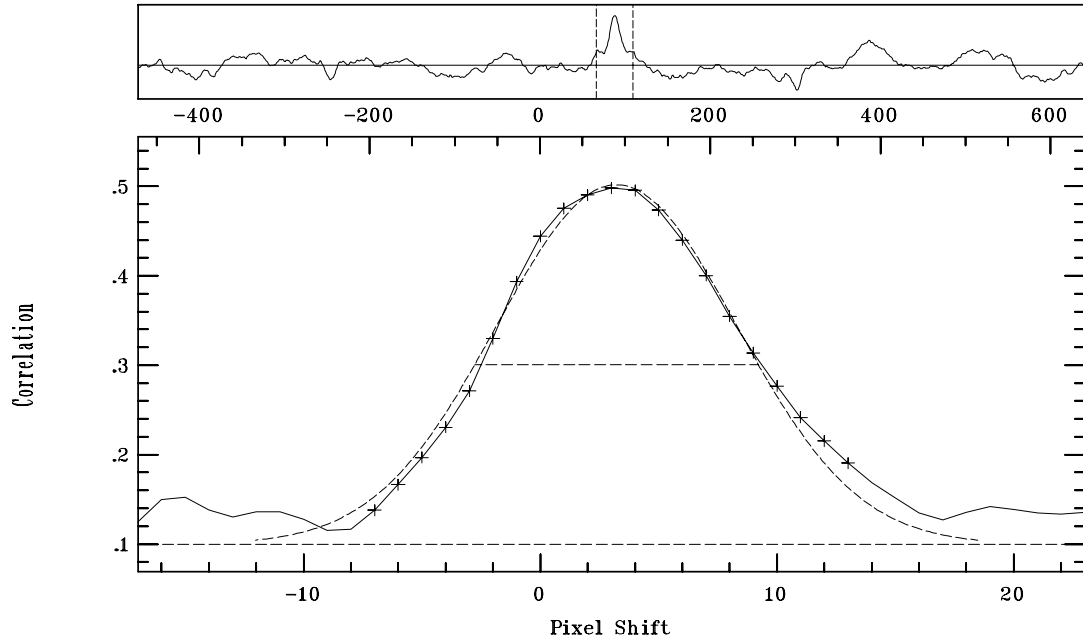


Figura 5.23: Função correlação referente à correlação cruzada entre H58D1 e NGC 3819.

elípticas e bojos de galáxias espirais e lenticulares. A hipótese de que esta galáxia seja uma espiral, não é totalmente descartada, pois seu disco é muito fraco e não foi detectado pela espectroscopia.

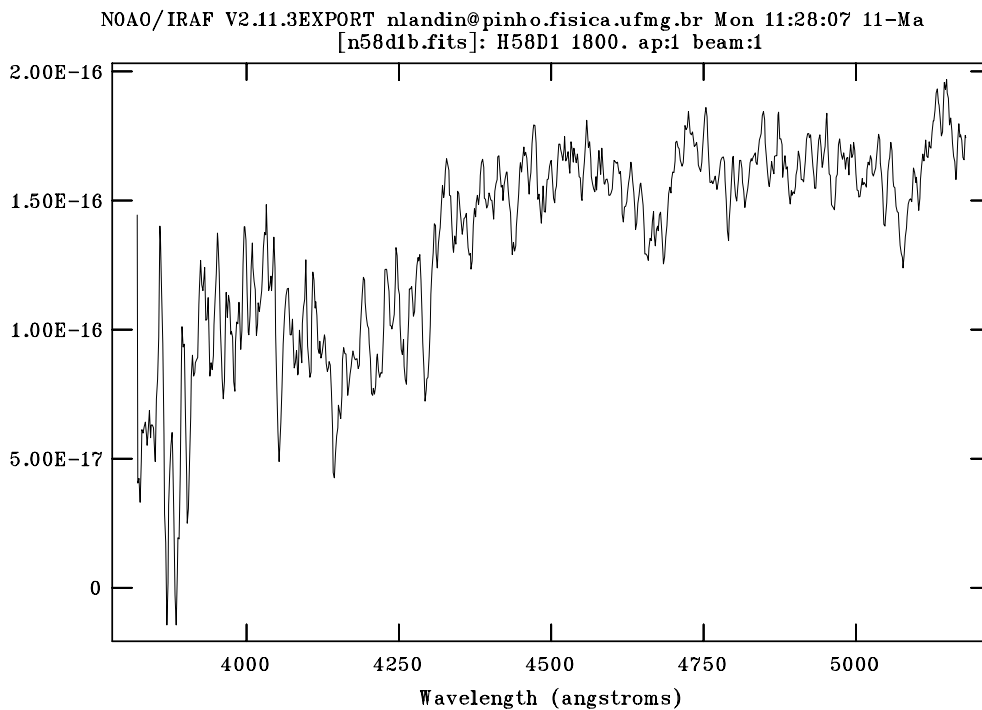


Figura 5.24: Espectro central de H58D1 - câmara azul.

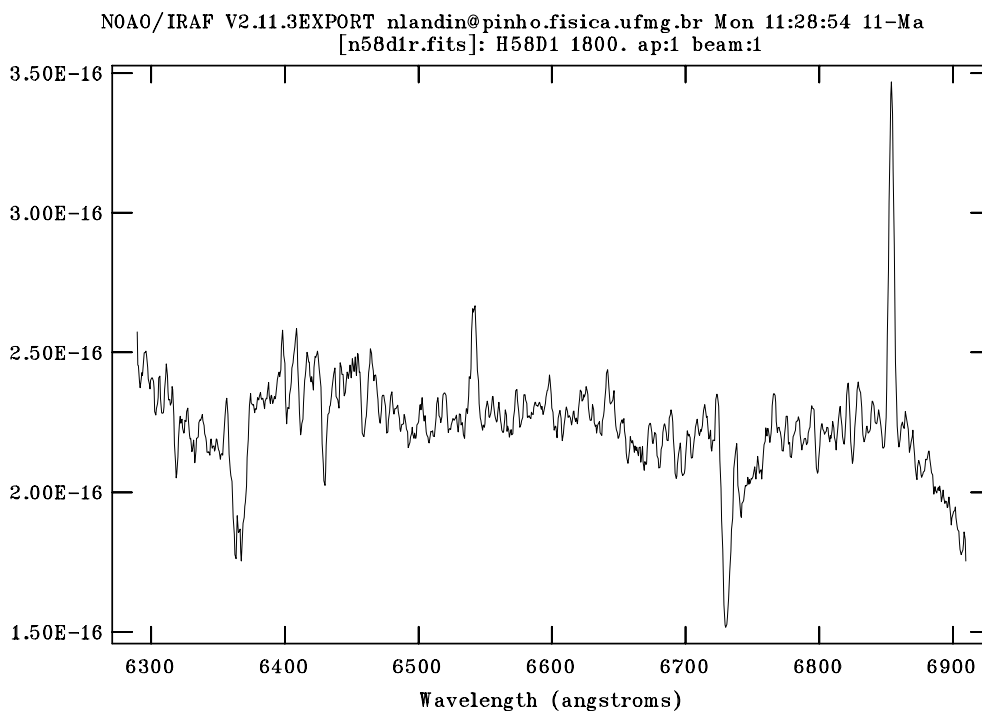


Figura 5.25: Espectro central de H58D1 - câmara vermelha.

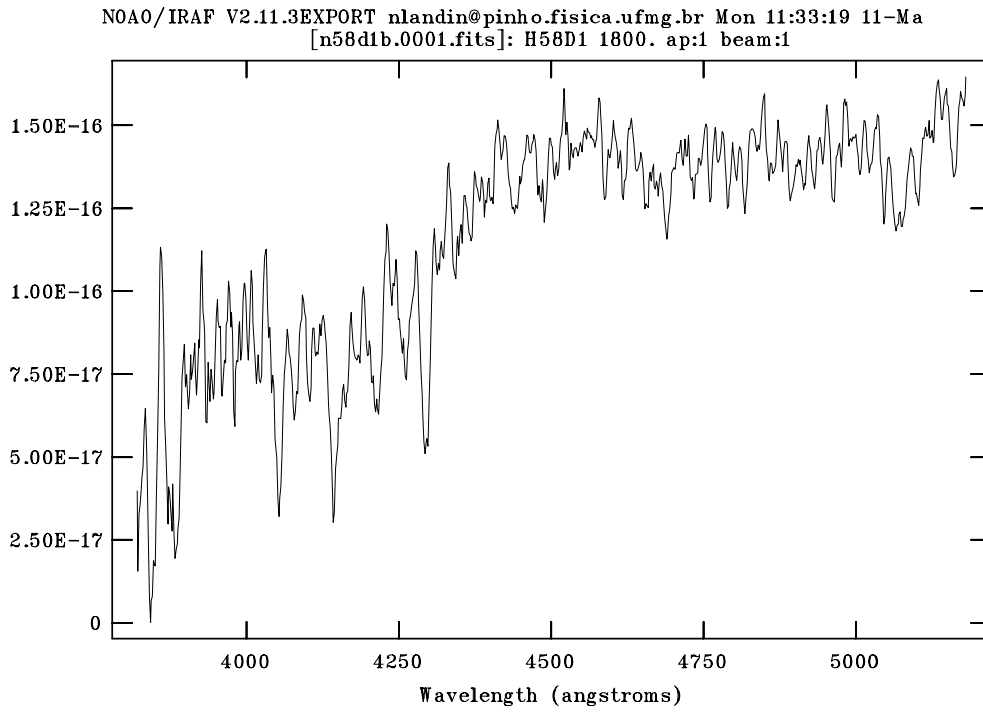


Figura 5.26: Espectro de H58D1 (abertura 1 da câmara azul).

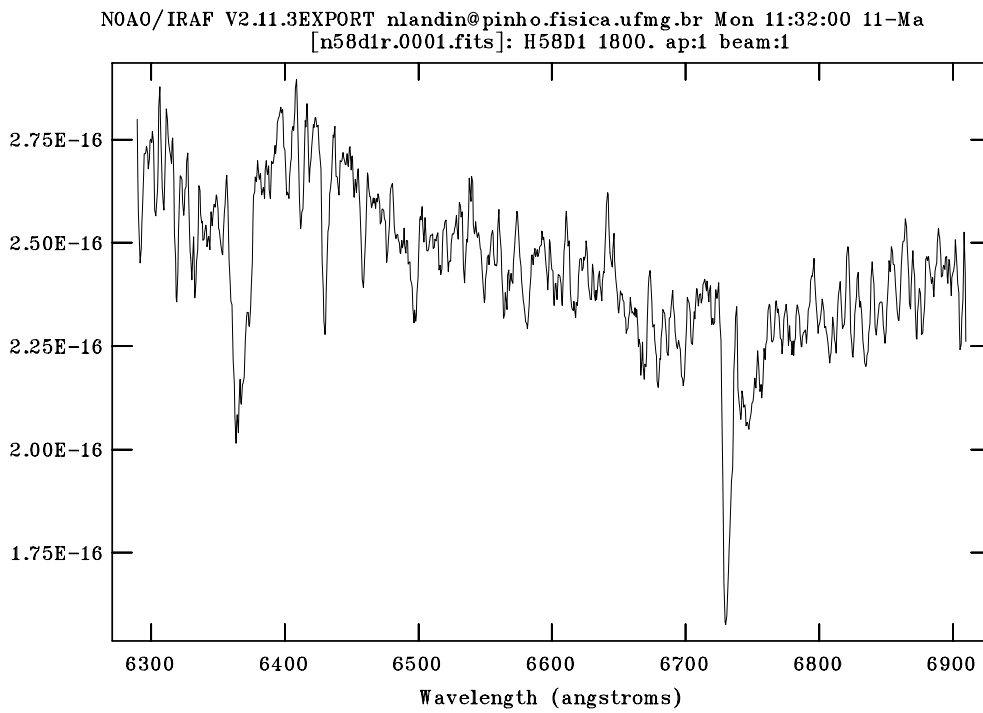


Figura 5.27: Espectro de H58D1 (abertura 1 da câmara vermelha).

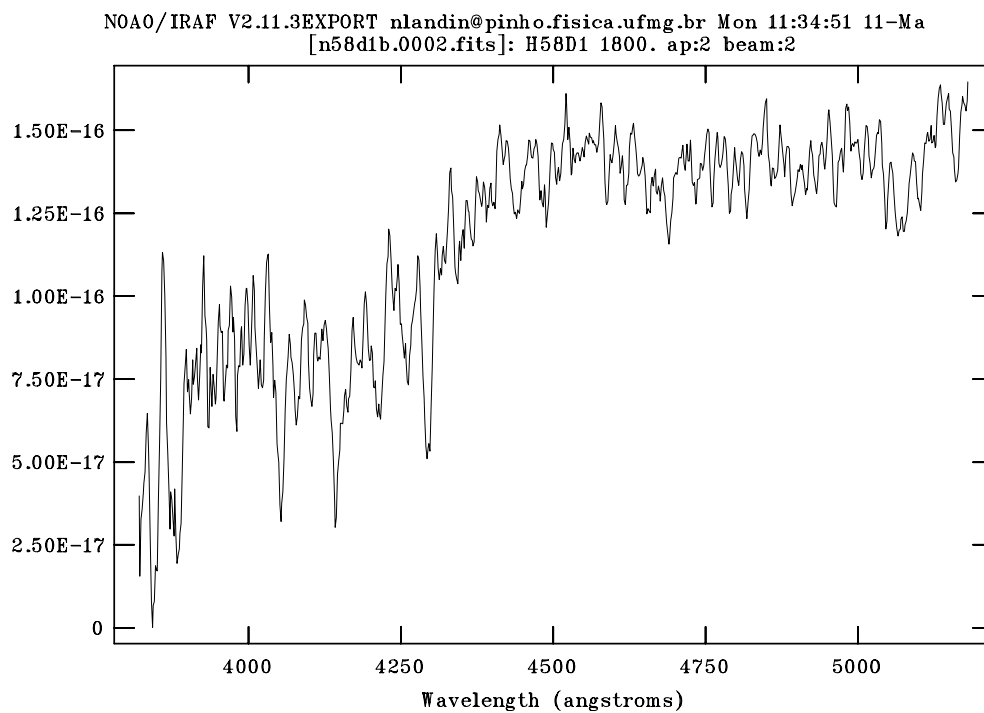


Figura 5.28: Espectro de H58D1 (abertura 2 da câmera azul).

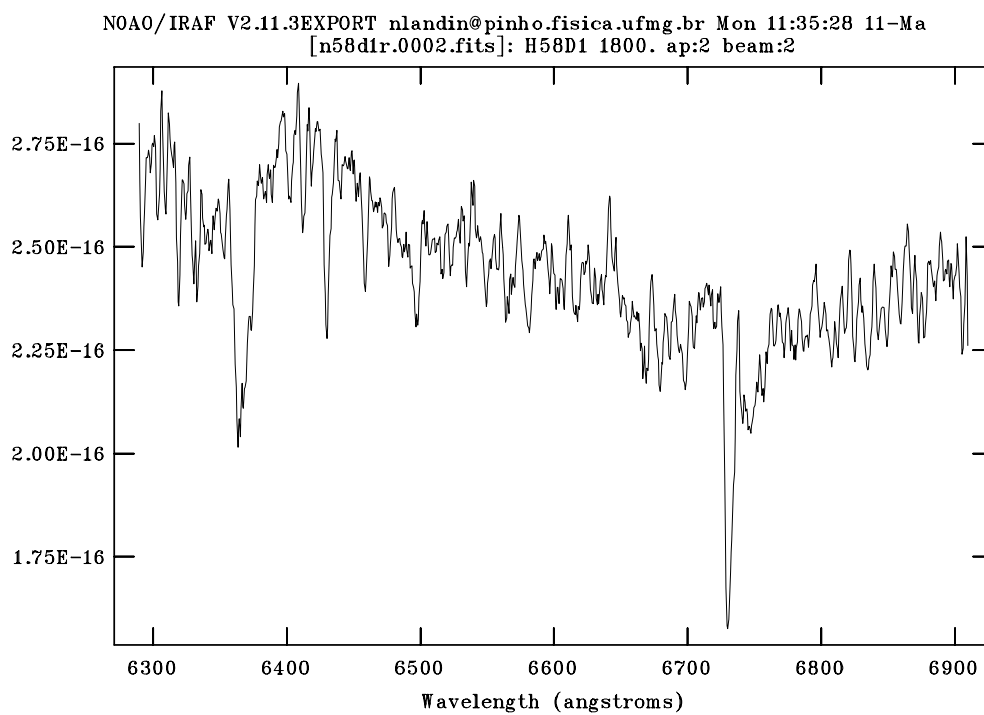


Figura 5.29: Espectro de H58D1 (abertura 2 da câmera vermelha).

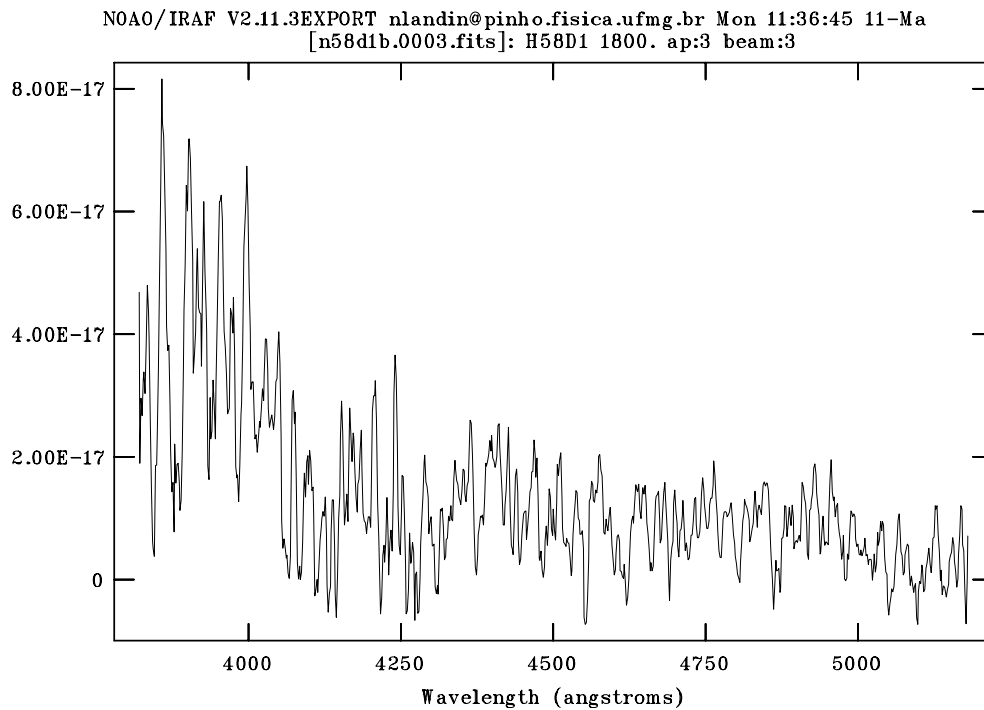


Figura 5.30: Espectro de H58D1 (abertura 3 da câmera azul).

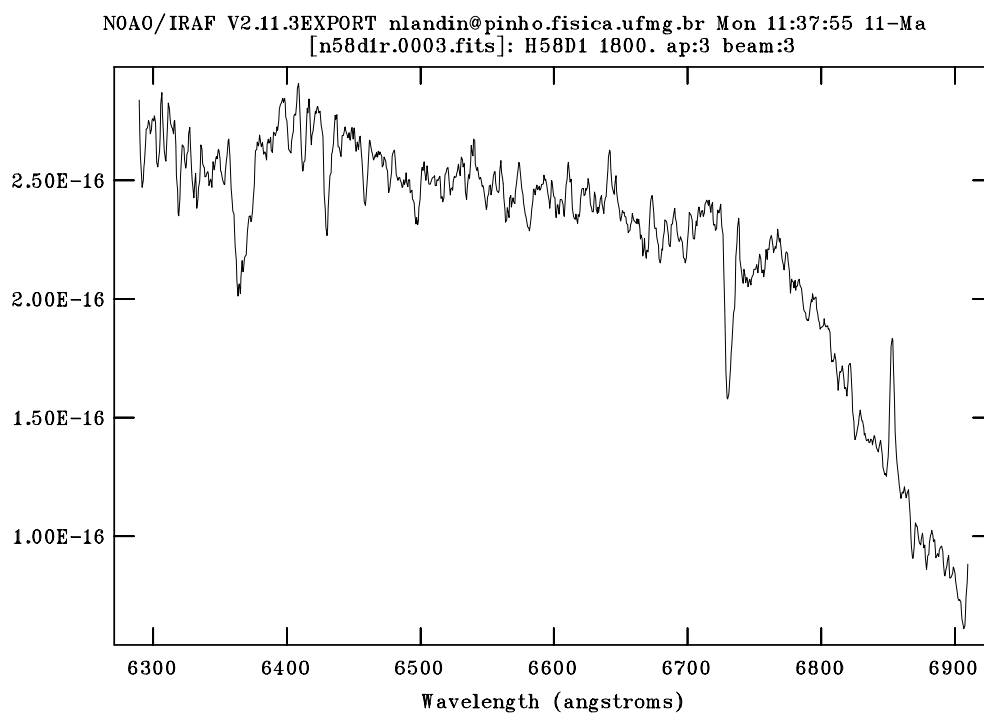


Figura 5.31: Espectro de H58D1 (abertura 3 da câmera vermelha).

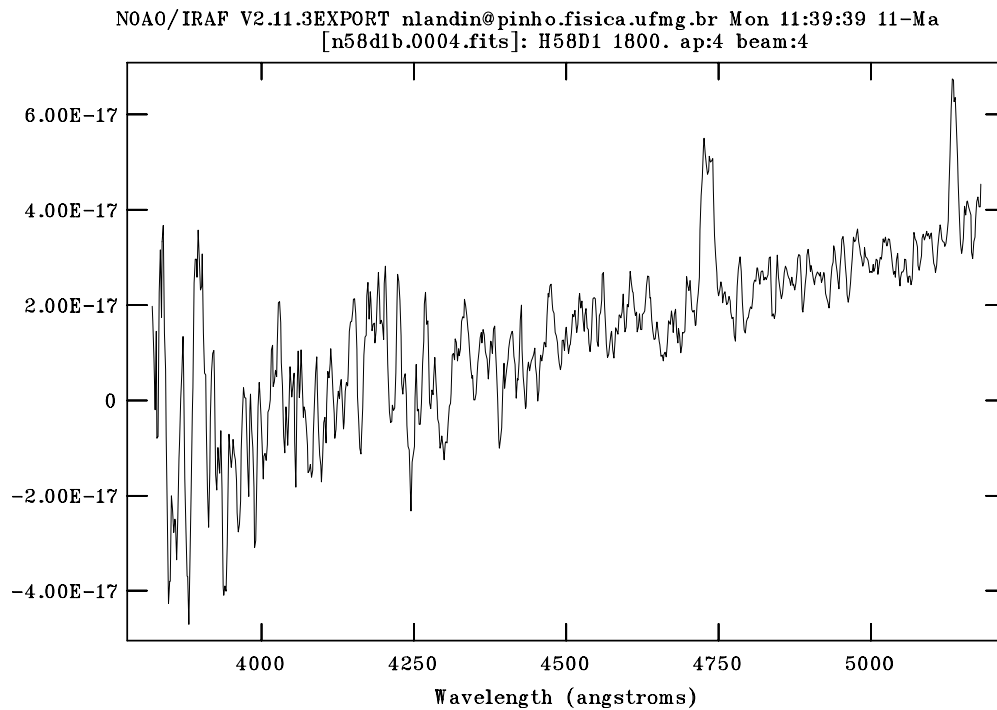


Figura 5.32: Espectro de H58D1 (abertura 4 da câmera azul).

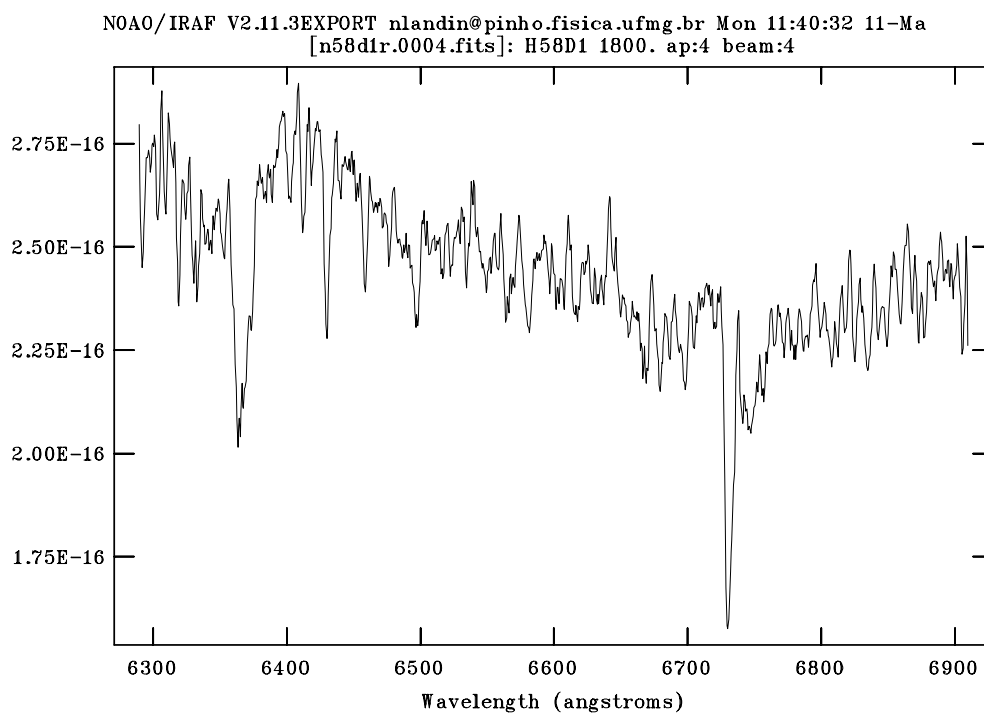


Figura 5.33: Espectro de H58D1 (abertura 4 da câmera vermelha).

5.4 H58D2

Foi obtido apenas um espectro de H58D2 de 1800 s de exposição no ângulo de posição de 110° , que corresponde ao eixo maior da galáxia. As razões S/R dos espectros centrais desta galáxia são de $S/R_a = 3,1$, para a câmera azul e de $S/R_v = 5,5$, para a câmera vermelha. Segundo Rubin et al esta galáxia parece ser lenticular. Seu espectro se assemelha com o de NGC 3819, mas apresenta fortes linhas de emissão indicando que esta galáxia aparentemente “tranquila” possui em seu interior algum tipo de “perturbação”. Os espectros centrais, azul e vermelho, de H58D2 são mostrados nas figuras 5.35 e 5.36. Segue abaixo uma breve descrição dos espectros de H58D2.

Figuras 5.35 e 5.36 - Estas figuras se referem aos espectros centrais de H58D2, nas câmeras azul e vermelha, respectivamente. Na câmera azul as linhas da série de Balmer, H_β , H_γ , H_δ , aparecem em absorção e algumas linhas metálicas como K e H do Ca II $\lambda\lambda 3933, 3968\text{\AA}$, Mg I $\lambda 5167\text{\AA}$ e muitas linhas de ferro, estão presentes. A banda G do CH $\lambda 4301\text{\AA}$ e a banda do CN $\lambda 4200\text{\AA}$, também aparecem. As linhas de emissão mais conhecidas que aparecem no espectro de H58D2 (câmera azul) são [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007\text{\AA}$. Na câmera vermelha, a linha H_α , aparece em absorção, assim como, K V $\lambda\lambda 6317, 6447\text{\AA}$, Fe II $\lambda 6507, 6698\text{\AA}$, Mn II $\lambda 6668\text{\AA}$. A linha de emissão mais forte que está presente no espectro de H58D2 é a de [N II] $\lambda 6584\text{\AA}$, mas [NII] $\lambda 6548\text{\AA}$, também aparece.

Figuras 5.37, 5.38, 5.39, 5.40, 5.41, 5.42, 5.43 e 5.44 - As linhas espectrais que aparecem nas aberturas de 1 à 4 são basicamente as mesmas que aparecem no espectro central, com exceção de uma, que aparece em $\lambda 6999\text{\AA}$, em absorção. Esta linha aparece porque o sinal da galáxia é muito fraco nestas regiões e a janela de subtração é maior que a de extração.

Os espectros das aberturas 5 e 6 não foram apresentados porque são totalmente degradados pelo ruído.

A velocidade radial foi obtida com a técnica de identificação das linhas espectrais e em seguida foi aplicada a técnica da correlação cruzada, usando como gabarito o espectro de NGC 3819. A função correlação referente à H58D2 e NCG 3819 é apresentada na figura 5.34.

Semelhantemente ao que ocorreu na correlação entre H58D1 e NGC 3819 (ver seção 5.2), o pico de correlação aqui considerado, também não é muito bem definido. Isso ocorre, certamente, porque os espectros de H58D2 e NGC 3819, apesar de serem muito parecidos no que se refere ao espectro de absorção, apresentam diferenças quanto à linhas de emissão, presentes em H58D2. A baixa razão S/R também contribui para um pico de correlação mal definido. Novamente, tivemos que intervir na “escolha” correta do pico, visto que o desvio para o vermelho de H58D2 já havia sido determinado pelo método de identificação das linhas espectrais, e queríamos obter um dado a mais sobre a velocidade radial para fazermos a média.

A velocidade radial heliocêntrica encontrada para H58D2 foi de $v_{hel} = 6303 \pm 16$ km/s e desvio para o vermelho correspondente de $z_{hel} = 0,02101$.

Assim como H58D1, H58D2 foi classificada como uma galáxia lenticular, pois seu espectro também é característico de galáxias elípticas e de bojos de galáxias espirais e lenticulares. Este resultado também concorda com as observações fotométricas de Rubin

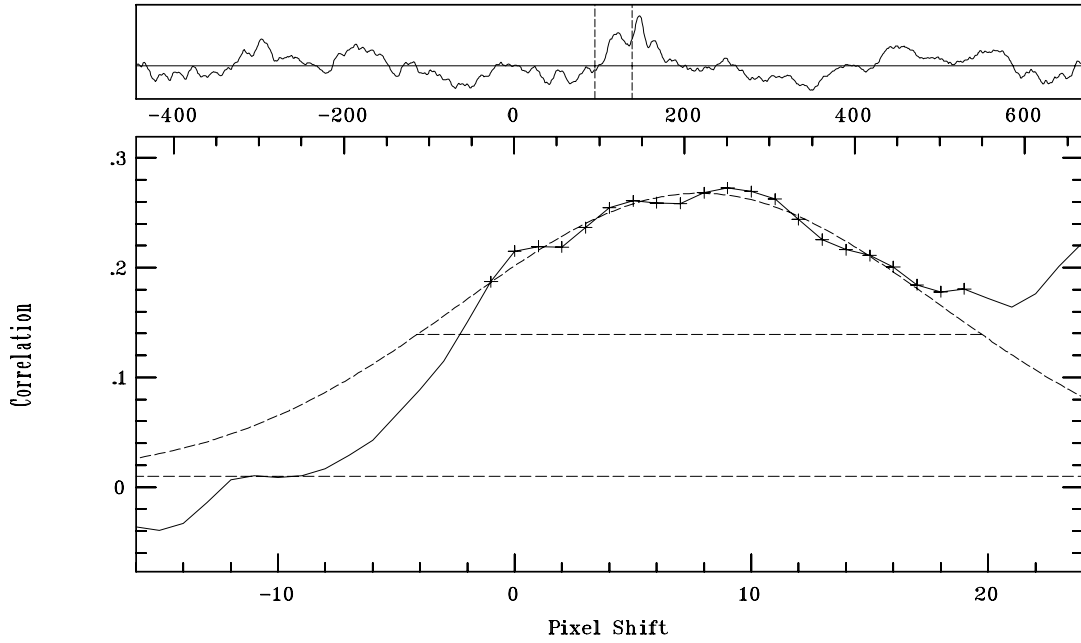


Figura 5.34: Função correlação referente à correlação cruzada entre H58D2 e NGC 3819.

et al (1991) e Veiga (1996). Esta galáxia possui algumas linhas de emissão, não muito fortes, que podem ser devidas à atividades nucleares e há também a hipótese da existência de um disco espiral fraco, que não foi detectado pela espectroscopia.

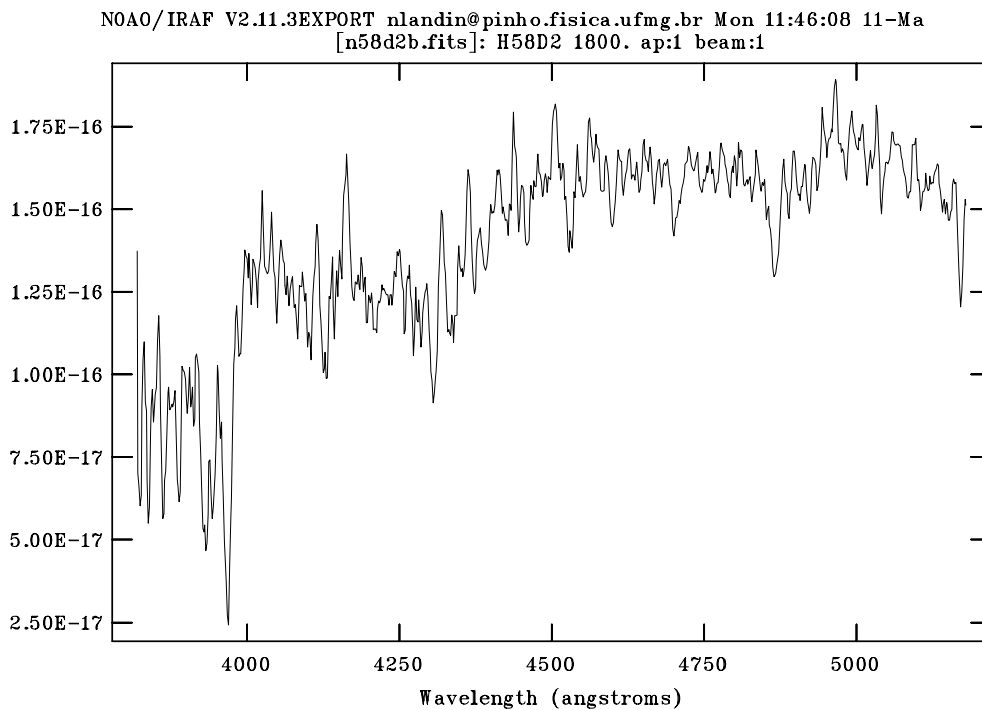


Figura 5.35: Espectro central de H58D2 - câmara azul.

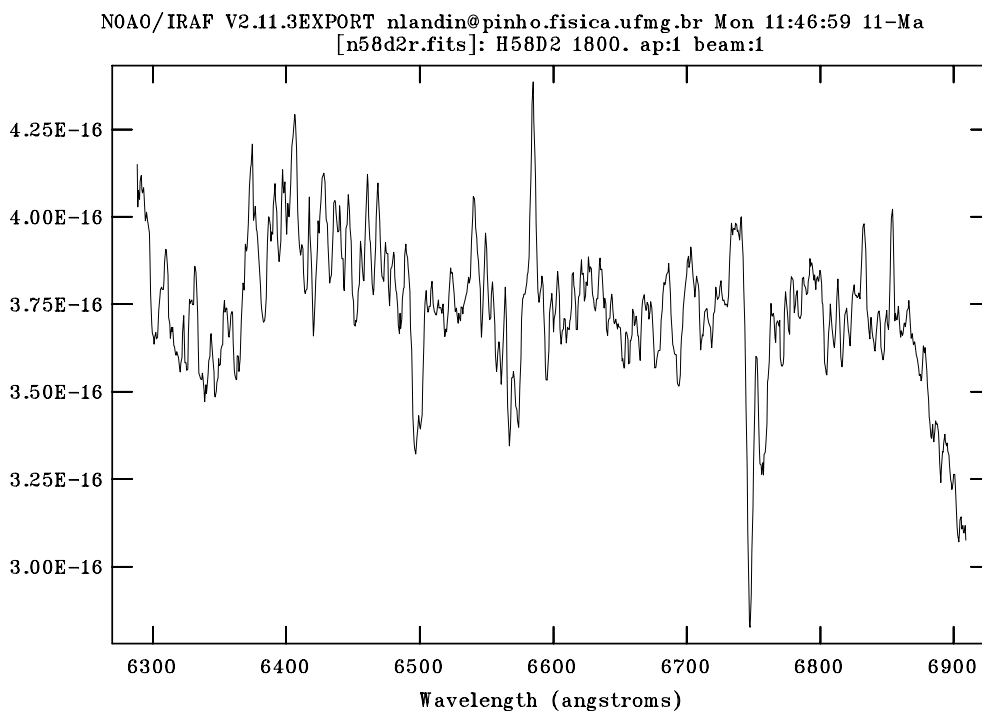


Figura 5.36: Espectro central de H58D2 - câmara vermelha.

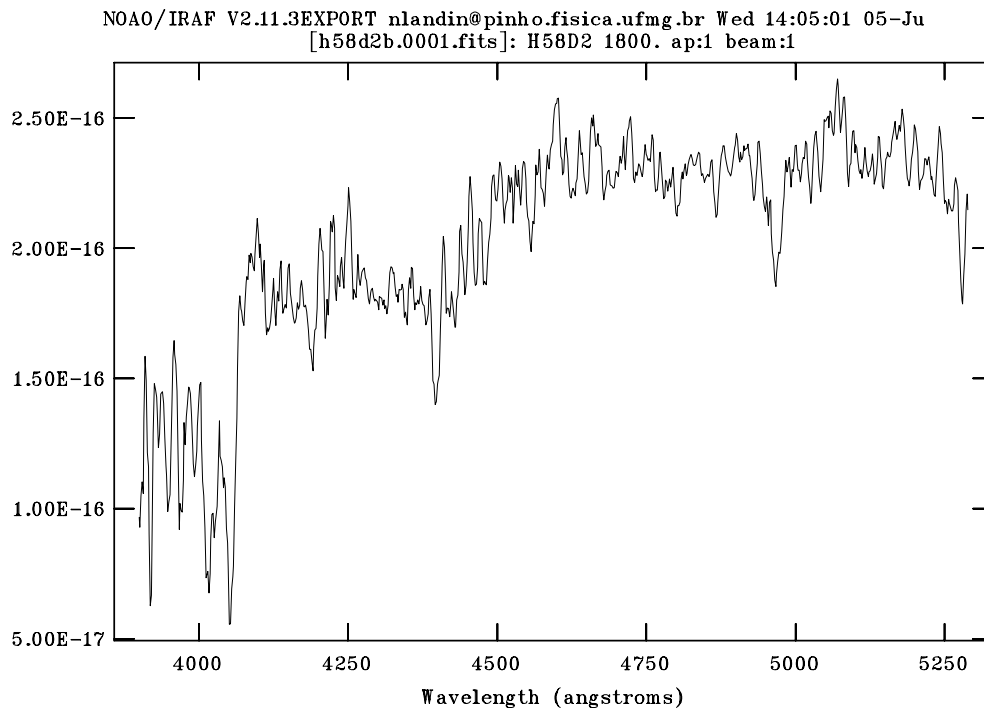


Figura 5.37: Espectro de H58D2 (abertura 1 da câmera azul).

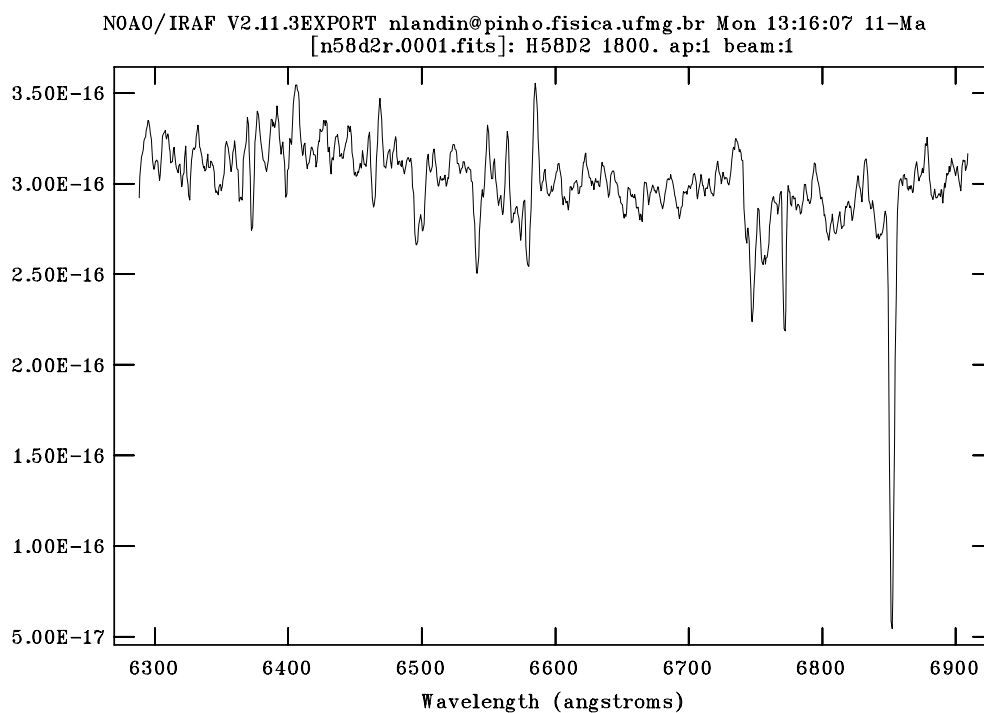


Figura 5.38: Espectro de H58D2 (abertura 1 da câmera vermelha).

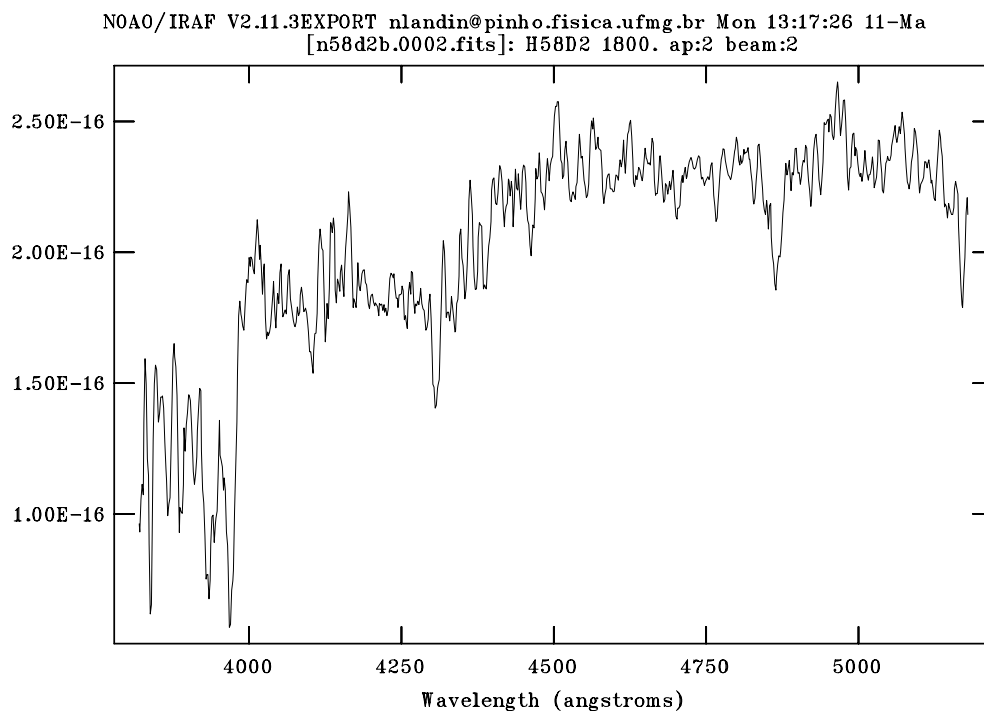


Figura 5.39: Espectro de H58D2 (abertura 2 da câmera azul).

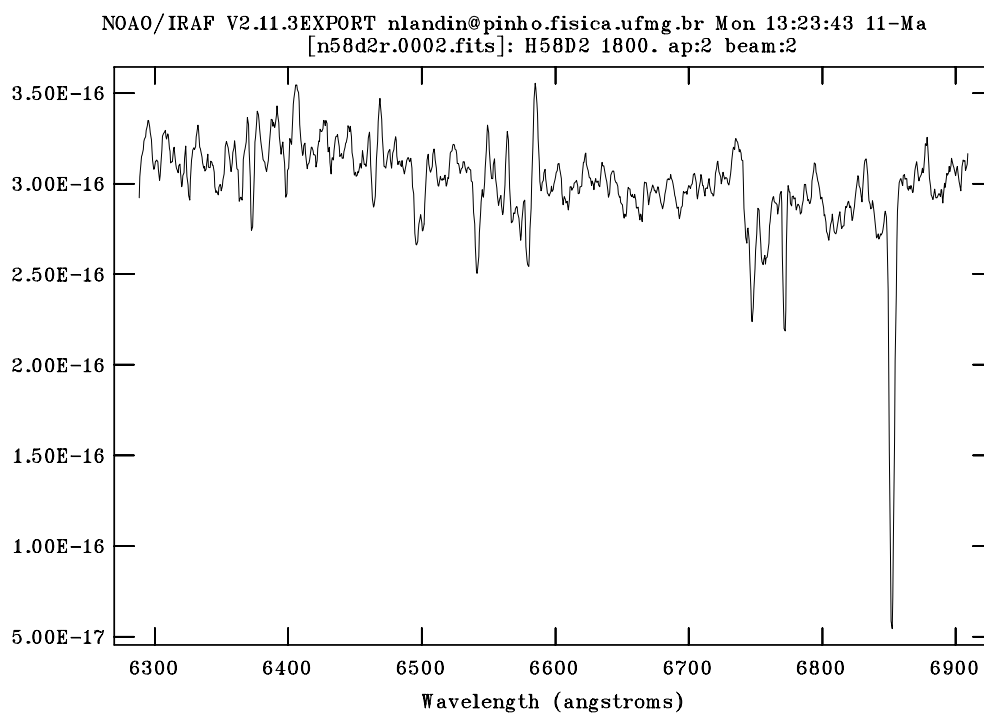


Figura 5.40: Espectro de H58D2 (abertura 2 da câmera vermelha).

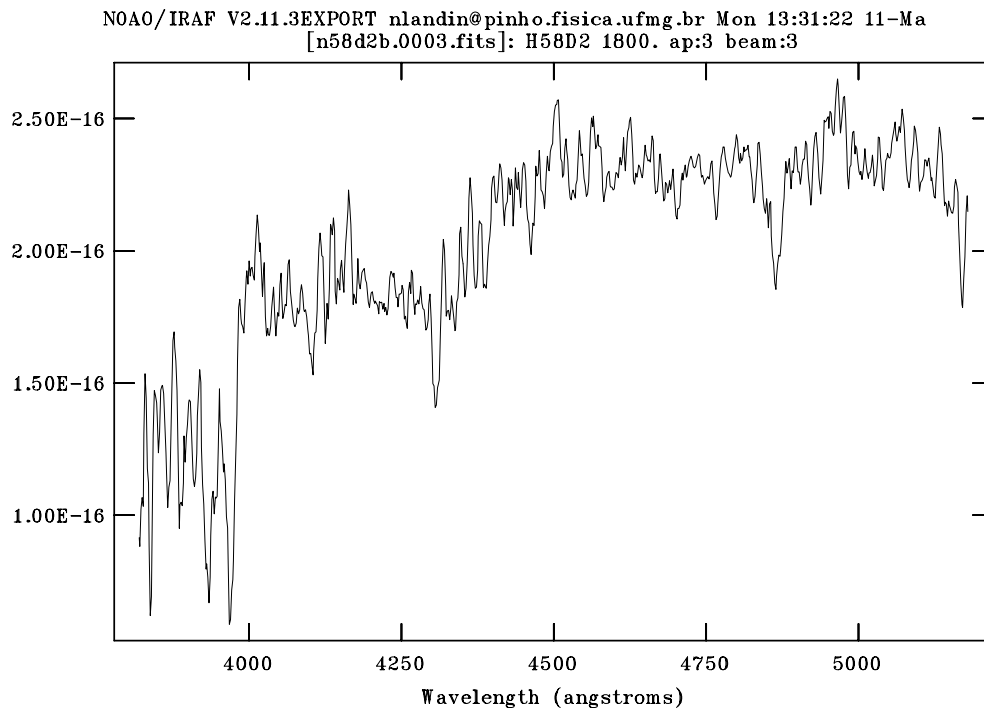


Figura 5.41: Espectro de H58D2 (abertura 3 da câmera azul).

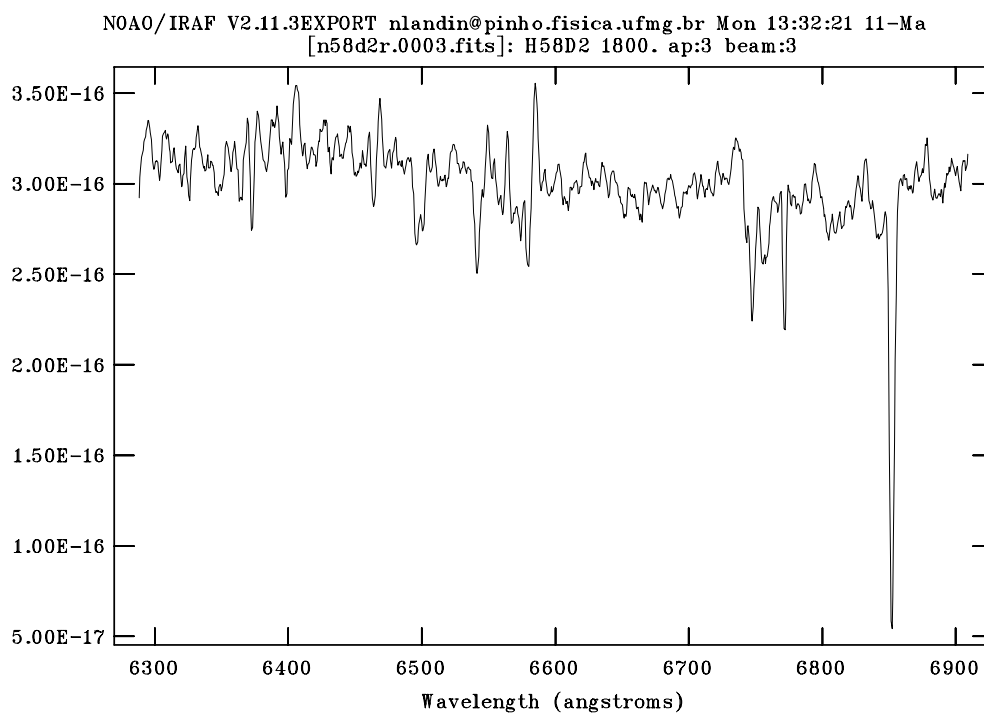


Figura 5.42: Espectro de H58D2 (abertura 3 da câmera vermelha).

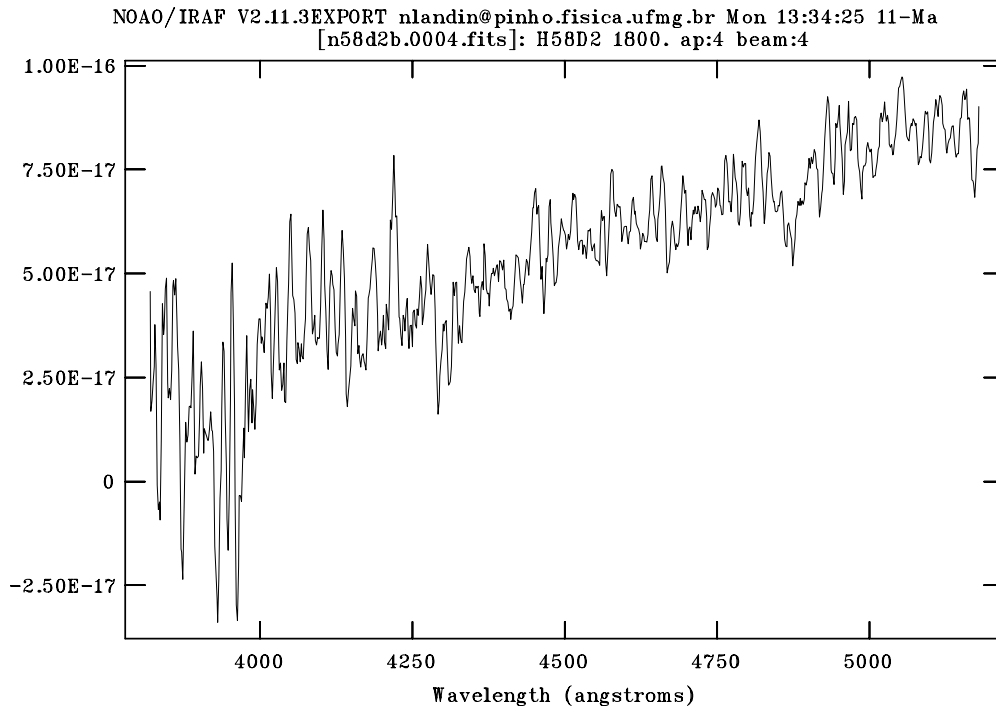


Figura 5.43: Espectro de H58D2 (abertura 4 da câmera azul).

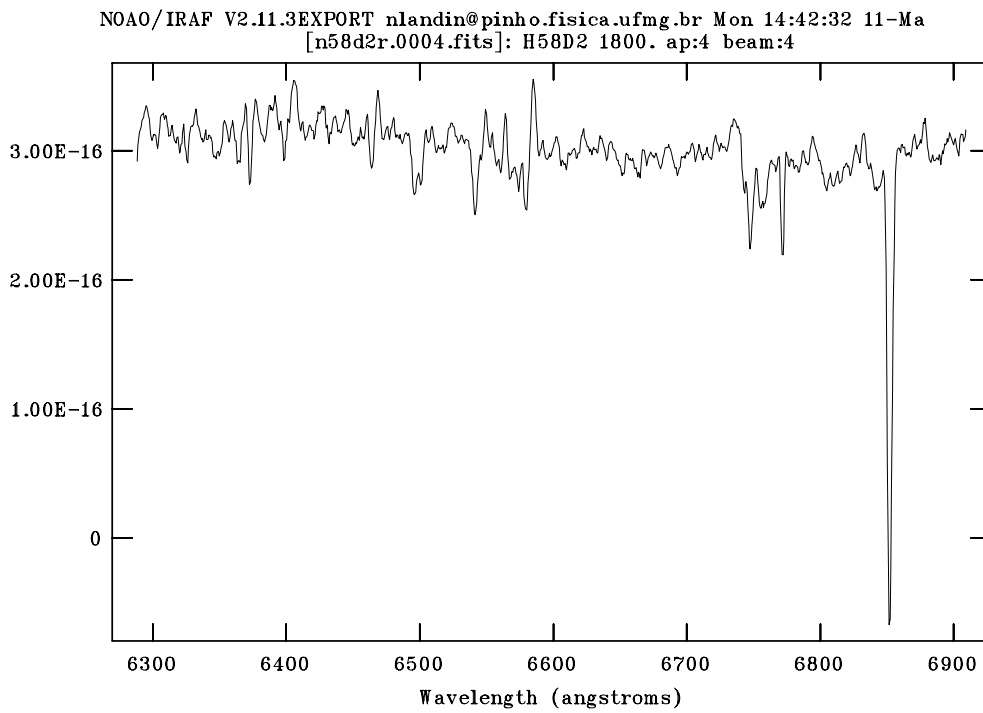


Figura 5.44: Espectro de H58D2 (abertura 4 da câmera vermelha).

5.5 Sumário dos Resultados

As tabelas 5.1 e 5.2 contêm os valores das velocidades radiais e desvios para o vermelho das galáxias, obtidos com o método de identificação das linhas espectrais, nas câmeras azul e vermelha, respectivamente. A coluna 1 dá o nome do objeto no catálogo de Hickson, as colunas 2 e 5 dão a velocidade radial das galáxias, encontradas com este método, utilizando linhas de absorção e emissão, respectivamente. As colunas 3 e 6 dão os respectivos desvios para o vermelho. As colunas 4 e 7 dão o número de linhas diretamente identificadas e entre parênteses o número de linhas encontradas utilizando a base de dados do programa (tarefa *rvidlines*). Os erros apresentados são os erros internos, calculados dos resíduos de cada linha medida em relação à velocidade média.

Tabela 5.1: Velocidades radiais heliocêntricas e desvios para o vermelho calculados com o método de identificação das linhas (câmera azul). As abreviações que aparecem nas tabelas desta seção estão explicadas no texto.

Objeto	v_{abs} (km/s)	$z_{abs}(\times 10^{-2})$	l	v_{emi} (km/s)	$z_{emi}(\times 10^{-2})$	l
H58D	6225 ± 12	$2,077 \pm 0,004$	12(33)	-	-	-
H58D1	6567 ± 48	$2,191 \pm 0,016$	7(29)	-	-	-
H58D2	6286 ± 39	$2,097 \pm 0,013$	10(32)	6454 ± 39	$2,153 \pm 0,013$	7(32)

Tabela 5.2: Velocidades radiais heliocêntricas e desvios para o vermelho calculados com o método de identificação das linhas (câmera vermelha).

Objeto	v_{abs} (km/s)	$z_{abs}(\times 10^{-2})$	l	v_{emi} (km/s)	$z_{emi}(\times 10^{-2})$	l
H58D	6135 ± 54	$2,046 \pm 0,018$	7(26)	-	-	-
H58D1	6241 ± 20	$2,082 \pm 0,007$	5(13)	-	-	-
H58D2	6224 ± 22	$2,076 \pm 0,007$	6(18)	6291 ± 11	$2,099 \pm 0,004$	8(28)

As tabelas 5.3 e 5.4 contêm os valores das velocidades radiais e desvios para o vermelho das galáxias, obtidos com o método de correlação cruzada, nas câmeras azul e vermelha, respectivamente. A coluna 1 dá o nome dos objetos no catálogo de Hickson, As colunas 2 e 5 dão as velocidades radiais das galáxias, encontradas por este método, utilizando HD19445 e NGC 3819 como gabaritos, respectivamente. As colunas 3 e 6 dão os respectivos desvios para o vermelho e as colunas 4 e 7 dão os fatores de qualidade de Tonry e Davis ¹ (Tonry e Davis 1979), para cada correlação cruzada. Os erros das velocidades são calculados com base na altura do pico de ajuste da função correlação e no ruído antisimétrico como descrito em Tonry e Davis (1979).

Tabela 5.3: Velocidades radiais heliocêntricas e desvios para o vermelho calculados com o método de correlação cruzada (câmera azul).

Objeto	v_{HD} (km/s)	$z_{HD}(\times 10^{-2})$	R_{HD}	v_{NGC} (km/s)	$z_{NGC}(\times 10^{-2})$	R_{NGC}
H58D	6107 ± 250	$2,036 \pm 0,083$	1,65	-	-	-
H58D1	-	-	-	-	-	-
H58D2	6339 ± 284	$2,113 \pm 0,095$	3,19	6333 ± 66	$2,111 \pm 0,022$	8,13

Tabela 5.4: Velocidades radiais heliocêntricas e desvios para o vermelho calculados com o método de correlação cruzada (câmera vermelha).

Objeto	v_{HD} (km/s)	$z_{HD}(\times 10^{-2})$	R_{HD}	v_{NGC} (km/s)	$z_{NGC}(\times 10^{-2})$	R_{NGC}
H58D	6339 ± 255	$2,111 \pm 0,085$	1,44	-	-	-
H58D1	6521 ± 144	$2,174 \pm 0,048$	0,71	6318 ± 33	$2,106 \pm 0,011$	6,64
H58D2	6680 ± 405	$2,227 \pm 0,135$	0,72	6451 ± 99	$2,150 \pm 0,033$	2,34

¹O fator de qualidade de Tonry e Davis é definido como sendo a razão entre a altura do pico de correlação e a altura média do perfil de correlação

A tabela abaixo contém os valores das larguras equivalentes e intensidades de algumas linhas de emissão da galáxia H58D2.

Tabela 5.5: Larguras equivalentes e intensidades de algumas linhas de H58D2.

Linha	Largura Equivalente (Å)	Intensidade ($\times 10^{-16}$ ergs/cm ² /s/Å)
[O III] λ 4959	-0,93	1,57
[O III] λ 5007	-0,58	0,95
[N II] λ 6548	-0,33	1,45
[N II] λ 6584	-2,24	9,49

5.5.1 Análise dos Erros e Resultados Finais

As medidas de velocidades radiais foram obtidas por métodos diferentes e cada valor encontrado está sujeito à erros internos. Em alguns casos os valores obtidos para a velocidade de um mesmo objeto não são coerentes.

No caso de NGC 3819 obtivemos quatro medidas da velocidade radial sendo que um deles não está de acordo com os demais. Este valor se refere ao método de identificação das linhas espectrais de absorção na câmera vermelha. Como não se tem muitas linhas nesta câmera a determinação da velocidade não pode ser bem determinada. Este valor discrepante não foi usado no cálculo da velocidade final, descrito abaixo.

No caso de H58D1 não havia coerência entre os valores de velocidades radiais, visto que a qualidade dos espectros não permitiram uma boa identificação das linhas espectrais. Neste caso o valor da velocidade adotado foi o obtido com o método de correlação cruzada na câmera vermelha, que é o mais confiável.

No caso de H58D2 obtivemos oito medidas da velocidade radial mas três deles não estavam coerentes e foram rejeitados no cálculo da velocidade final. Os valores mais confiáveis são os obtidos pelo método de identificação das linhas espectrais de absorção na câmera azul e emissão na câmera vermelha, sendo que o último apresenta o menor erro.

De acordo com as considerações acima, as velocidades radiais determinadas neste trabalho foram obtidas fazendo-se uma média ponderada dos valores medidos e que são coerentes (para os casos em que se tem mais de um valor), de acordo com a equação 5.1. Os pesos são os erros 1σ recíprocos de cada medida de acordo com a equação 5.2 (Soares 1989). Se uma dada galáxia possui n medidas de v_r , a velocidade radial média é dada por:

$$\langle V \rangle = \frac{\sum_{i=1}^n \frac{V_i}{\sigma_{V_i}}}{\sum_{i=1}^n \frac{1}{\sigma_{V_i}}} \quad (5.1)$$

Este procedimento, aumenta a significância estatística da média por não negligenciar dados com erros grandes, e assim podendo dispor de uma amostra maior, e ao mesmo tempo discrimina entre as diferentes precisões presentes na amostra.

O desvio padrão da média das velocidades é recíproco ao desvio padrão médio de cada medida. O erro 1σ da velocidade média (equação 5.1) é dada por:

$$\langle \sigma_V \rangle = \left[\frac{n}{\left(\sum_{i=1}^n \frac{1}{\sigma_{V_i}} \right)^2} \right]^{1/2}. \quad (5.2)$$

A tabela 5.6 apresenta os resultados obtidos nos cálculos das velocidades radiais e desvios para o vermelho heliocêntricos, distâncias ao Sol (sendo que as diferenças em distâncias entre as galáxias são consideradas aqui, devidas ao movimento orbital) e um limite inferior para as massas das galáxias, com seus respectivos erros.

Tabela 5.6: Resultados finais.

Objeto	$\langle V_{hel} \rangle$ (km/s)	$\langle z_{hel} \rangle \times 10^{-2}$	D_{hel} (h_{72}^{-1} Mpc)
H58D	6225 ± 19	$2,075 \pm 0,006$	$86,5 \pm 0,3$
H58D1	6318 ± 33	$2,106 \pm 0,011$	-
H58D2	6303 ± 16	$2,101 \pm 0,005$	-

5.6 Estimativa da Massa de NGC 3819

Utilizando o modelo Kepleriano vamos estabelecer um limite inferior para a massa de NGC 3819 (Soares 1990, 1996). Segundo este modelo a velocidade radial relativa de duas massas pontuais, M_1 e M_2 , em órbita, estão relacionadas pela equação:

$$V^2(r) = GM \left(\frac{2}{r} - \frac{1}{a} \right) \quad (5.3)$$

onde G é a Constante Universal Gravitacional, $M = M_1 + M_2$, r é a coordenada radial polar, a é o semi-eixo maior da órbita. Consideraremos que o sistema está à distância de 86,3Mpc da Terra (distância de NGC 3819 - ver seção 5.5) e quaisquer diferenças de velocidades entre as galáxias são devidas ao movimento orbital. Vamos considerar agora o espaço de fase bidimensional representado pela velocidade orbital relativa do par ao longo da linha de visada e a separação do par projetada no plano do céu. Estas duas quantidades estão relacionadas pela equação:

$$R \left(\frac{\Delta V}{M^{1/2}} \right)^2 = \chi G, \quad (5.4)$$

onde R é a separação projetada do par e ΔV é a diferença de velocidades ao longo da linha de visada. χ é o fator de projeção devido à separação espacial das galáxias e à velocidade relativa do par:

$$\Delta V = \left[\frac{GM}{a(1-e^2)} \right]^{1/2} \sin i [\cos(\nu - \omega) + e \cos \omega], \quad (5.5)$$

e

$$R = \frac{a(1 - e^2)}{1 + e \cos \nu} [1 - \sin^2(\nu - \omega) \sin^2 i]^{1/2}. \quad (5.6)$$

O ângulo ω , entre a linha dos nodos e o eixo maior da órbita, e o ângulo i , a inclinação da órbita em relação ao plano do céu, dão a orientação da órbita no espaço. A anomalia verdadeira (coordenada angular polar) ν é o ângulo, no plano orbital, entre a linha que une as galáxias e o eixo maior da órbita e e é a excentricidade. De acordo com as equações 5.5 e 5.6, o fator de projeção χ é dado por:

$$\chi = \frac{\sin^2 i}{1 + e \cos \nu} [\cos(\nu - \omega) + e \cos \omega]^2 \times [1 - \sin^2(\nu - \omega)] \sin^2 i]^{1/2}. \quad (5.7)$$

Note que para uma dada excentricidade, χ tem um valor máximo igual à $\chi_{máx}(e) = 1 + e$ (as coordenadas para uma projeção máxima são $\omega = 0$, $i = \pi/2$, e $\nu = 0$). Uma conclusão imediata da equação 5.4, é que qualquer amostra observada de um par ligado, apareceria abaixo da curva

$$R\left(\frac{\Delta V}{M^{1/2}}\right) = \chi(1)G = 2G, \quad (5.8)$$

em um diagrama $\Delta V - R$.

Uma característica do envelope de valores máximos dado pela equação 5.8 é que quando R se aproxima de zero, ΔV aumenta muito. Isto seria verdade se galáxias fossem massas pontuais, o que implicaria em nenhuma restrição para os tamanhos das órbitas, isto é, o eixo maior poderia ter qualquer valor. Claro que isso não é possível para galáxias reais; então necessita-se de colocar um valor mínimo para o tamanho das órbitas. Este limite pode ser definido em termos de uma distância pericêntrica mínima permitida, $r_{per} \equiv r_m$. Isto implica em um valor mínimo para o semi-eixo maior, $a_{mín} = r_m/(1 - e)$, para uma órbita Kepleriana com excentricidade e . De fato, tal condição é equivalente à dizer que pares com separações menores que r_m irão se fundir rapidamente. Logo as regiões em que R for menor que r_m serão bastante despovoadas. Envelopes superiores, similares à equação 5.8, são agora derivados considerando várias excentricidades orbitais. Órbitas que têm $a = a_{mín}$ levam à um valor máximo de ΔV :

$$\Delta V = \left[\frac{GM^{1/2}}{r_m(1 + e)} \right]^{1/2} \sin i [\cos(\nu - \omega) + e \cos \omega], \quad (5.9)$$

em

$$R = \frac{r_m(1 + e)}{(1 + e \cos \nu)} [1 - \sin^2(\nu - \omega) \sin^2 i]^{1/2}. \quad (5.10)$$

Substituindo as condições angulares de projeção máxima ($i = \pi/2$, $\omega = 0$ e $\nu = 0$) temos:

$$\Delta V_{máx} = \left[\frac{GM(1 + e)}{r_m} \right]^{1/2}, \quad (5.11)$$

que ocorre em

$$R\left[\left(\frac{\Delta V}{M^{1/2}}\right)_{máx}\right] = r_m. \quad (5.12)$$

Para uma dada excentricidade há um valor de ΔV bem definido; para todas as excentricidades, os máximos ocorrem no mesmo $R = r_m$. No caso de $R \geq r_m$ a curva que descreve os valores máximos de ΔV é:

$$\Delta V(R, e) = \left[\frac{GM(1+e)}{R} \right]^{1/2}, \quad (5.13)$$

e corresponde à órbitas com e fixo, $a = a_{min}(e) \geq a_{min}(0) = r_m$, $i = \pi/2$, $\omega = 0$ e $\nu = 0$. Na faixa $0 \leq R < r_m$, encontra-se os maiores valores possíveis de ΔV . Esta região é bastante despovoada devido à condição de fusão para uma órbita Kepleriana. A figura 5.45 mostra as curvas $\Delta V \times R$ para várias excentricidades. O programa `kepmass.pro`, apresentado no apêndice A.1.3, utiliza os valores estimados para a massa de NGC 3819 dados pelo modelo, as distâncias e velocidades relativas das galáxias, para traçar a curva da equação 5.13 para vários valores da separação dos pares e diferentes valores de excentricidade. Estas curvas foram traçadas considerando que as galáxias H58D1 - curva tracejada ($e = 0$) e H58D2 - curvas contínuas ($e = 0, 0,2, 0,4$ e $0,8$) estão orbitando em NGC 3819. Os pontos no diagrama representam as posições que NGC 3819 ocuparia, se sua massa fosse calculada de acordo com o modelo acima, considerando H58D1 ou H58D2 em órbita Kepleriana em torno dela. Utilizamos os valores das velocidades radiais (médias ponderadas) e a distância do subsistema encontrados na seção 5.5. Considerando a órbita de H58D1 em torno de NGC 3819 obtivemos um valor para a massa de NGC 3819 de $M_{DD1} = (2,2 \pm 0,7) h_{72}^{-1} \times 10^{10} M_{\odot}$. Considerando a órbita de H58D2 em torno de NGC 3819 obtivemos um valor para a massa de NGC 3819 de $M_{DD2} = (3,0 \pm 0,2) h_{72}^{-1} \times 10^{10} M_{\odot}$. Na equação 5.13 a massa M representa a soma das massas das galáxias em órbita. Nas duas órbitas consideradas (H58D/H58D1 e H58D/H58D2) a massa de H58D é muito maior que a massa das demais galáxias, logo em ambos os casos podemos considerar que M é a massa de NGC 3819. A órbita H58D/H58D2 fornece uma estimativa para o limite inferior da massa de NGC 3819 que é de $M_{min} = (3,0 \pm 0,2) h_{72}^{-1} \times 10^{10} M_{\odot}$. Este valor representa uma estimativa mínima para a massa de NGC 3819, também pelo fato do período orbital do sistema ser aproximadamente um terço do tempo de travessia (*crossing time*) do grupo. Isso quer dizer que o sistema não está isolado, ou seja, as outras componentes do grupo afetam o movimento do sistema. O tempo de travessia é estimado como sendo da ordem do tamanho do grupo dividido por sua dispersão de velocidades e seu valor fornece uma medida convencional do estado dinâmico de um grupo (Hickson et al 1992 e Mendes de Oliveira 1992).

Este valor de M_{min} será usado para fazer uma estimativa da razão massa luminosidade (M/L) de NGC 3819, que também será um limite inferior. Já temos o valor da massa da galáxia dada em massas solares, agora precisamos determinar o valor da luminosidade da mesma em luminosidades solares. Para isso precisamos conhecer as magnitudes da galáxia e do Sol. As informações sobre as magnitudes de NGC 3819 foram extraídas de Hickson et al (1989), e as magnitudes solares foram extraídas de Allen (1973). Estes valores são apresentados na tabela 5.7. Alguns dos valores apresentados acima não foram diretamente encontrados, mas foram obtidos a partir dos índices de cor e da relação entre distância e magnitude:

$$m - M = 5 \log(r) - 5, \quad (5.14)$$

onde m e M são, respectivamente, as magnitudes aparente e absoluta do objeto e r a

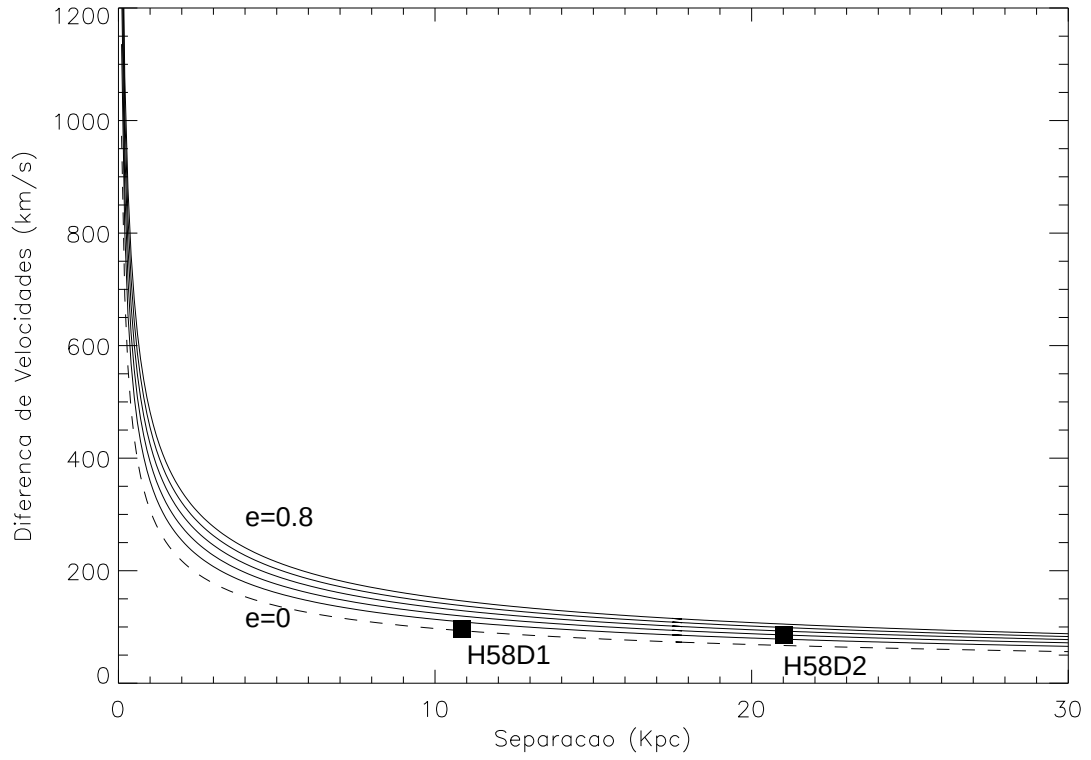


Figura 5.45: Curvas $\Delta V \times R$ para várias excentricidades. As curvas contínuas representam a equação 5.13 para as excentricidades 0, 0,2, 0,4, 0,6 e 0,8, considerando o movimento orbital de H58D2 em torno de H58D. A curva pontilhada representa essa mesma equação para excentricidade zero e considerando o movimento de H58D1 em torno de H58D. Os quadrados representam a posição no diagrama de H58D1 e H58D2.

distância do objeto à Terra dado em parsecs.

Tabela 5.7: Magnitudes aparentes e absolutas e índices de cor de NGC 3819 e do Sol. M_B , M_R e M_V são as magnitudes aparentes nas bandas B, R e V, respectivamente. B, R e V são as magnitudes absolutas nas mesmas bandas. V-R e B-R são índices de cor.

Objeto	M_B	B	M_R	R	M_V	V	V-R	B-R
Sol	+5,48	-26,09	+4,31	-27,26	+4,83	-26,74	+0,52	+1,17
NGC 3819	-19,6	+15,1	-21,1	+13,6	-	-	-	+1,5
H58D1	-	-	-18,9	+16,0	-	-	-	-
H58D2	-	-	-18,9	+16,0	-	-	-	-

Tendo em mãos as magnitudes podemos calcular as respectivas luminosidades de NGC 3819 (L_N) através da relação:

$$L_N = 10^{2(m_\odot - m_N)/5} (r_N/r_\odot)^2 L_\odot. \quad (5.15)$$

onde $m_{\odot}$ e $M_{\odot}$ são as magnitudes aparente e absoluta do Sol em uma determinada banda (neste caso usaremos as bandas B e R), m_N e M_N são as mesmas grandezas relativas à NGC 3819, $r_{\odot}$ e r_N são as distâncias do Sol e de NGC 3819 em relação a Terra.

Os valores obtidos com a equação 5.15 foram: $L_{NB} = 1,08 \times 10^{10} h_{72}^{-2} L_{\odot}$ e $L_{NR} = 1,44 \times 10^{10} h_{72}^{-2} L_{\odot}$, onde L_{NB} e L_{NR} são as luminosidades de NGC 3819 nas bandas B e R, respectivamente.

Agora podemos estimar um valor mínimo para a razão M/L de NGC 3819, usando os valores obtidos acima e o valor da massa M_{min} . Então temos: $M_N/L_{NB} = 2,8 h_{72} M_{\odot}/L_{\odot}$ e $M_N/L_{NR} = 2,1 h_{72} M_{\odot}/L_{\odot}$.

Os valores obtidos para as luminosidades de NGC 3819 são da ordem da luminosidade característica ($L_{\star} = 1,0 \times 10^{10} h_{72}^{-2} L_{\odot}$) de galáxias elípticas brilhantes na banda visual V (Binney e Tremaine 1987). Nós podemos calcular a razão M/L esperada devido as estrelas, comparando o espectro da galáxia com espectro de modelos de síntese espectral de populações. Isso produz valores tais que $3 \lesssim M/L_V \lesssim 5$, próximo do valor encontrado usando o teorema do virial para as cores da galáxia. Então em galáxias elípticas gigantes, a massa em estrelas é $10^9 M_{\odot} \lesssim M_{\star} \lesssim 10^{12} M_{\odot}$. Com isso podemos dizer que a massa mínima de NGC 3819, $M_{min} = 3,0 \times 10^{10} M_{\odot}$, é a massa do conteúdo estelar da galáxia. Valores de massa total substancialmente maiores, ou valores de M/L significativamente mais altos, indicariam a presença de matéria escura (Sparke e Gallagher 2000).

Podemos, agora, fazer uma estimativa do limite inferior das massas de H58D1 e H58D2, usando dados sobre a magnitude integrada na banda R (m_R) fornecidos por Rubin et al (1991). Para H58D1 a magnitude integrada foi medida até a distância de $15'',8$ e para H58D2 até a distância de $12'',3$. O valor da magnitude integrada na banda R foi de $m_R = 16,0$ para ambas. Conhecendo o valor da massa de NGC 3819, e das magnitudes das três galáxias, podemos encontrar as razões das luminosidades, que são também as razões das massas, se considerarmos que ambas possuem a mesma razão M/L . Para H58D1, temos:

$$\frac{L_{RD1}}{L_{RD}} = \frac{M_{D1}}{M_D} = 10^{2(m_{RD}-m_{RD1})/5}, \quad (5.16)$$

onde L_{RD1} e L_R são as luminosidades de H58D1 e H58D, na banda R, M_{D1} e M_D são as massas de H58D1 e H58D e m_{RD1} e m_{RD} são as magnitudes integradas na banda R de H58D1 e H58D, respectivamente. Os valores das magnitudes estão na tabela 5.7. O valor fornecido pela equação 5.16, para a razão das luminosidades (e das massas) de H58D1 e H58D foi: $L_{RD1}/L_{RD} = 0,11$, ou seja, H58D é 9 vezes mais luminosa (e mais massiva) que H58D1.

Sabendo que o valor mínimo da massa de H58D é de $M_{min} = 3,0 \times 10^{10} M_{\odot}$ o valor mínimo da massa de H58D1 é $M_{D1min} = 3,3 \times 10^9 M_{\odot}$. Como H58D2 possui a mesma magnitude aparente e está à mesma distância, em relação a Terra, que H58D1 (distância do sistema), estas estimativas também são válidas para H58D2.

As galáxias H58D1 e H58D2 estão muito próximas de H58D, sendo que a primeira se encontra dentro de um envelope externo de H58D. Isso sugere que essas duas galáxias satélites devem se fundir com H58D em um futuro distante. O perfil de brilho de H58D1 é bastante afetado pela proximidade de H58D. Esta galáxia possui um núcleo intenso e um disco fraco, indicando truncamento no perfil. Esta situação é semelhante à de M32, uma galáxia satélite de M31, que também apresenta um perfil truncado devido à forças de maré.

Conclusões e Perspectivas para o Futuro

6.1 Conclusões

O jato nuclear, localizado no ângulo de posição 109° , foi estudado espectroscopicamente, com o intuito de investigar suas características espectrais. No entanto, o que obtivemos foi um espectro de uma galáxia normal, sem nenhuma evidência espectral de interação, ou seja, não há linhas de emissão, indicando a ausência de atividade nuclear e formação estelar. Tal resultado parece estar em contradição com a descrição morfológica feita por Rubin et al (1991) e Veiga (1996), que reportaram sinais de interações em forma de jatos e plumas. Na verdade, seguindo modelos de galáxias interagentes, o desenvolvimento de tais estruturas, requerem da ordem de 10^8 anos para se formarem depois que o processo de interação ou fusão tenha se iniciado (Barnes 1990). Este tempo é também, comparável ao tempo de enfraquecimento de um processo de formação estelar, devido ao esgotamento do gás. Apoiado nas características de distorções de maré presentes em NGC 3819, podemos dizer que ela não é uma galáxia em processo de interação recente. O mais provável é que a interação ou fusão tenha ocorrido há muito tempo (pelo menos há 10^8 anos atrás), tempo suficiente para que os jatos e plumas tenham se formado e o gás se esgotado. ver seção 5.2, onde se compara este grupo com HCG 16).

Os resultados obtidos com os estudos espectroscópicos das galáxias, mostraram que os dois objetos menores (H58D1 e H58D2) não são apenas componentes ópticos, isto é, vistos em projeção no plano do céu, do grupo compacto de Hickson HCG 58, e sim membros gravitacionalmente ligados.

Os espectros de H58D, H58D1 e H58D2 são característicos de populações estelares evoluídas, típicas de galáxias elípticas e bojos de galáxias espirais e lenticulares. O resultado obtido é, portanto, consistente com as classificações morfológicas de Rubin et al (1991) e Veiga (1996), para H58D1 e H58D2, isto é galáxias lenticulares (ver o espectro de NGC 4262 na figura 2.3 na seção 2.2). No entanto não podemos excluir a possibilidade destas duas galáxias serem espirais, cujos discos não foram detectados pela espectroscopia. Esta possibilidade é mais importante para H58D2 que possui linhas de emissão. Caso esta galáxia seja mesmo lenticular as linhas de emissão podem ser explicadas por

algum processo de atividade nuclear.

Um estudo dinâmico do sistema, foi feito considerando que as diferenças de velocidades entre as galáxias se devem ao movimento orbital (Kepleriano) de H58D1 e H58D2 em torno de H58D. Deste estudo foi obtido um limite inferior para a massa de H58D. O valor encontrado é da ordem da luminosidade característica da função de Schechter (1976).

Utilizando as magnitudes integradas na banda R obtidas por Rubin et al (1991), para as três galáxias e a massa de NGC 3819, determinamos um limite inferior para as massas de H58D1 e H58D2. Os valores encontrados, enquadram estas galáxias dentre aquelas de dimensões medianas.

6.2 Perspectivas para o Futuro

Futuramente pretende-se ampliar os estudos relacionados à estas três galáxias do grupo HCG 58. Primeiramente pretende-se investigar a natureza e características espectrais da pluma estelar exibida por NGC 3819 no ângulo de posição 199° , mencionada na seção 2.6.1.1. Em relação a H58D1 e H58D2, pretende-se fazer um estudo espectrofotométrico mais profundo, de modo a obter informações sobre os discos fracos destas galáxias.

Pretende-se também encontrar a dispersão de velocidades de NGC 3819 e, a partir daí, utilizando a Lei de Faber-Jackson (1976), obter uma estimativa para a massa desta galáxia com base em sua cinemática interna, e comparar este valor com o que foi obtido com o modelo kepleriano (ver seção 5.2).

Para conhecer melhor a composição estelar dos objetos estudados, pretende-se fazer sínteses espectrais de populações das três galáxias. As seções seguintes apresentam resumidamente a Lei de Faber-Jackson e a síntese espectral de população.

Referências

- Allen, 1973, *Astrophysical Quantities*, The Athlone Press, London
- Amram P., Balkowski C., Boulesteix J., Marcelin M., Sullivan III W.T., 1996, *A&A* **310**, 737
- Barnes J.E., 1990, em *Dynamics and Interaction of Galaxies*, 186, ed. R. Weilen, Springer-Verlag, Heidelberg
- Barnes J.E., Hernquist L., 1998, *ApJ* **495**, 187
- Beers T.C., Kriessler J.R., Bird C.M., Huchra J.P., 1995, *AJ* **109**, 874
- Binney J.S., Tremaine S., 1987, *Galactic Dynamics*, Princeton University Press, Princeton
- Bowers R., Deeming T., 1984, *Astrophysics II - Interstellar Matter and Galaxies*, Jones and Bartlett Publishers, Inc., Boston
- Burns J.O., Hanisch R.J., White R.A., Nelson E.R., Morrisette K.A., Ward Moody J., 1987, *AJ* **94**, 587
- Corradi W.J.B., 1998, Tese de Doutorado, Depto. de Física, UFMG
- Dahari O., De Robertis M.M., 1988, *AJ* **331**, 727
- de Souza R.E., de Mello D.F., dos Anjos S., 1997, *A&A* **125**, 329
- Dressler A., Gunn J.E., 1982, *ApJ* **263**, 533
- Faber S.M., Jackson R.E., 1976, *ApJ* **204**, 668
- Filippenko A.V., 2001, arXiv:astro-ph/0109399
- Freedman W.L., Madore B.F., Gibson B.K., Ferrarese L., Kelson D.D., Sakai S., Mould J.R., Kennicutt R.C., Ford H.C., Graham J.A., Huchra J.P., Hughes S.M.G., Illingworth G.D., Macri L.M., Stetson P.B., 2001, *ApJ* **553**, 47
- Garrido O., Marcelin M., Boulesteix J., 2002, *A&A* **387**, 821
- Funes J.G., Corsini E.M., Capellari M., Pizzella A., Beltran J.C.V., Scarlata C., Bertola F., 2002, arXiv:astro-ph/0204006
- Hickson P., 1982, *ApJ* **255**, 382
- Hickson P., Kindl E., Auman J.R., 1989, *ApJS* **70**, 687

- Hickson P., Mendes de Oliveira C., Huchra J.P., Palumbo G.G.C., 1992, *ApJ* **399**, 353
- Hickson P., 1994, *Atlas of Compact Groups of Galaxies*, Gordon and Breach Science Publishers S.A., Postfach
- Horne K., 1986, *PASP* **98**, 609
- Hunsberger S.D., Charlton J., Zaritsky D., 1996, *ApJ* **462**, 50
- Hunter D.A., 1992, *em Star Formation of Stellar Systems*, 67, eds. G. Tenorio-Tagle, M. Prieto, F. Sanchez, Cambridge University Press, New York
- IRAS Point Source Catalog, 1985. Joint IRAS Science Working Group (Washington, DC: GPO)
- Jacoby G.H., Hunter D.A., Christian C.A., 1984, *ApJS* **56**, 257
- Keel W.C., Kennicutt R.C., Hummel E., van der Hulst J.M., 1985, *AJ* **90**, 708
- Kennicutt R.C., Keel W.C., 1984, *ApJ* **279**, L5
- Kennicutt R.C., 1992a, *ApJ* **388**, 310
- Kennicutt R.C., 1992b, *ApJS* **79**, 255
- Kitchin C.R., 1995, *Optical Astronomical Spectroscopy*, Institute of Physics Publishing, Bristol
- Lang R.K., 1974, *Astrophysical Formulae - A Compendium for the Physicist and Astrophysicist*, Springer-Verlag, Heidelberg
- Laurikainen E., Salo H., 1995, *A&A* **293**, 683
- Massey P., Jacoby G.H., 1992, *em Astronomical CCD Observing Techniques*, 240, ed. S.B. Howell, Astronomical Society of the Pacific, San Francisco
- Mendes de Oliveira C., 1992, *Tese de Doutorado*, Universidade da Columbia Britânica
- Mendes de Oliveira C., Plana H., Amram P., Bolte M., Boulesteix J., 1998, *ApJ* **507**, 691
- Mihalas D., Binney J., 1981, *Galactic Astronomy*, W. H. Freeman and Company, New York
- Mihos J.C., 2001, *ApJ* **550**, 94
- Mihos J.C., Bothun G.D., Richstone D.O., 1993, *ApJ* **418**, 82
- Moore B., Lake G., Katz N., 1998, *ApJ* **495**, 139
- Moore C.E., 1945, *A Multiplet Table of Astronomical Interest*, Princeton University Observatory, Princeton
- Morgan, W.W., 1958, *PASP* **70**, 364

- Morgan W.W., Kayser S., White R.A., 1975, ApJ **199**, 545
- Oke J.B., Gunn J.E., 1982, PASP **94**, 586
- Ribeiro A.L.B., de Carvalho R.R., Coziol R., Capelato H.V., Zepf S.E., 1996, ApJ **463**, L5
- Rubin V.C., Whitmore B.C., Ford W.K.J., 1988, ApJ **333**, 522
- Rubin V.C., Hunter D.A., Ford W.K., 1991, ApJS **76**, 153
- Schechter P., 1976, ApJ **203**, 297
- Soares D.S.L., 1989, Tese de Doutorado, Universidade de Groningen
- Soares D.S.L., 1990, A&A **238**, 50
- Soares D.S.L., 1996, A&A **313**, 347
- Sparke L.S., Gallagher J.S., 2000, Galaxies in the University - An Introduction, Cambridge University Press, New York
- Stetson P.B., 1988, Some Factors Affecting the Accuracy of Stellar Photometry with CCDs, DAO preprint
- Tody D., 1986, em Instrumentation in Astronomy VI: Proceedings of the Meeting, 733, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers, Bellingham
- Tody D., 1993, PASP **52**, 173
- Tonry J., Davis M., 1979, ApJ **84**, 1511
- Toomre A., Toomre J., 1972, ApJ **178**, 623
- Toomre A., 1977, em The Evolution of Galaxies and Stellar Populations, 401, ed. B. Tinsley and R. Larson, Yale University Observatory, New Haven
- Turner M.S., 2001, arXiv:astro-ph/0108103
- Turner M. J. L., Reeves J. N., Ponman T. J., rnaud M., Barbera M., Bennie P. J., Boer M., Briel U., Butler I., Clavel J., Dhez P., Cordova F., Dos Santos S., Ferrando P., Ghizzardi S., Goodall C. V., Griffiths R. G., Hochedez J. F., Holland A. D., Jansen F., Kendziorra E., Lagostina A., Laine R., La Palombara N., Lortholary M., Mason K. O., Molendi S., Pigot C., Priedhorsky W., Reppin C., Rothenflug R., Salvétat P., Sauvageot J., Schmitt D., Sembay S., Short A., Strder L., Trifoglio M., Trmper J., Vercellone S., Vigroux L., Villa, G., Ward M., 2001, A&A **365**, 110
- Veiga P.M.V., 1996, Dissertação de Mestrado, Depto. de Física, UFMG
- Veron-Cetty M.P., Veron P., 1983, ApJS **53**, 219
- Whitmore B.C., Forbes D.A., Rubin V.C., 1988, ApJ **333**, 542

Zeilik M., Gregory S.A., 1998, *Introductory Astronomy and Astrophysics*, Saunders College Publishing, Fort Worth

Zepf S.E., 1993, *ApJ* **407**, 448

Apêndices

A.1 Programas em IDL

Apresentamos aqui alguns programas utilizados neste trabalho. Os programas foram feitos na linguagem IDL (*interactive Data Language*) e estão comentados e listados abaixo.

A.1.1 Programa `imstat.pro`

O programa `imstat.pro` utiliza como arquivo de entrada o arquivo `imstat.dat`, que contem os valores médios das distribuições de pixels (MEAN), assim como seus desvios médios padrão (STDDEV) das imagens de viés, de campo plano e das imagens criadas segundo as equações 4.2. O programa faz uma estimativa do ganho e do ruído de leitura dos CCDs usados nas observações, usando diferentes pares de imagens de viés e de campo plano, através das equações 4.2 e 4.3. Em seguida são obtidos os respectivos valores médios. Segue abaixo o programa `imstat.pro`.

```
pro imstat

openr,1,'imstat.dat'
med=dblarr(20)
desv=dblarr(20)
for i=0,19 do begin
  readf,1,format='(11x,F10.5,1x,F8.3)',aa,bb
  med(i)=aa
  desv(i)=bb
endfor
close,1
openr,2,'dados.dat'
delmed=dblarr(40)
deldesv=dblarr(40)
for j=0,39 do begin
  readf,2,format='(17x,F10.5,1x,F7.3)',cc,dd
  delmed(j)=cc
  deldesv(j)=dd
endfor
ganho12=dblarr(1)
ganho13=ganho12
ganho14=ganho12
ganho15=ganho12
```

```

ganho23=ganho12
ganho24=ganho12
ganho25=ganho12
ganho34=ganho12
ganho35=ganho12
ganho45=ganho12
ganho67=ganho12
ganho68=ganho12
ganho69=ganho12
ganho610=ganho12
ganho78=ganho12
ganho79=ganho12
ganho710=ganho12
ganho89=ganho12
ganho810=ganho12
ganho910=ganho12
ruido12=dblarr(1)
ruido13=dblarr(1)
ruido14=dblarr(1)
ruido15=dblarr(1)
ruido23=dblarr(1)
ruido24=dblarr(1)
ruido25=dblarr(1)
ruido34=dblarr(1)
ruido35=dblarr(1)
ruido45=dblarr(1)
ruido67=dblarr(1)
ruido68=dblarr(1)
ruido69=dblarr(1)
ruido610=dblarr(1)
ruido78=dblarr(1)
ruido79=dblarr(1)
ruido710=dblarr(1)
ruido89=dblarr(1)
ruido810=dblarr(1)
ruido910=dblarr(1)
ganmedb=dblarr(1)
ruimedb=dblarr(1)
ganmedr=dblarr(1)
ruimedr=dblarr(1)
;lado azul
ganho12=(med(10)+ med(11)- med(0)- med(1))/(deldesv(10)^2 - deldesv(0)^2)
ruido12=ganho12*deldesv(0)/sqrt(2)
ganho13=(med(10)+ med(12)- med(0)- med(2))/(deldesv(11)^2 - deldesv(1)^2)
ruido13=ganho13*deldesv(1)/sqrt(2)
ganho14=(med(10)+ med(13)- med(0)- med(3))/(deldesv(12)^2 - deldesv(2)^2)
ruido14=ganho14*deldesv(2)/sqrt(2)
ganho15=(med(10)+ med(14)- med(0)- med(4))/(deldesv(13)^2 - deldesv(3)^2)
ruido15=ganho15*deldesv(3)/sqrt(2)
ganho23=(med(11)+ med(12)- med(1)- med(2))/(deldesv(14)^2 - deldesv(4)^2)

```

```

ruído23=ganho23*deldesv(4)/sqrt(2)
ganho24=(med(11)+ med(13)- med(1)- med(3))/(deldesv(15)^2 - deldesv(5)^2)
ruído24=ganho24*deldesv(5)/sqrt(2)
ganho25=(med(11)+ med(14)- med(1)- med(4))/(deldesv(16)^2 - deldesv(6)^2)
ruído25=ganho25*deldesv(6)/sqrt(2)
ganho34=(med(12)+ med(13)- med(2)- med(3))/(deldesv(17)^2 - deldesv(7)^2)
ruído34=ganho34*deldesv(7)/sqrt(2)
ganho35=(med(12)+ med(14)- med(2)- med(4))/(deldesv(18)^2 - deldesv(8)^2)
ruído35=ganho35*deldesv(8)/sqrt(2)
ganho45=(med(13)+ med(14)- med(3)- med(4))/(deldesv(19)^2 - deldesv(9)^2)
ruído45=ganho45*deldesv(9)/sqrt(2)
;lado vermelho
ganho67=(med(15)+ med(16)- med(5)- med(6))/(deldesv(30)^2 - deldesv(20)^2)
ruído67=ganho67*deldesv(20)/sqrt(2)
ganho68=(med(15)+ med(17)- med(5)- med(7))/(deldesv(31)^2 - deldesv(21)^2)
ruído68=ganho68*deldesv(21)/sqrt(2)
ganho69=(med(15)+ med(18)- med(5)- med(8))/(deldesv(32)^2 - deldesv(22)^2)
ruído69=ganho69*deldesv(22)/sqrt(2)
ganho610=(med(15)+ med(19)- med(5)- med(9))/(deldesv(33)^2 - deldesv(23)^2)
ruído610=ganho610*deldesv(23)/sqrt(2)
ganho78=(med(16)+ med(17)- med(6)- med(7))/(deldesv(34)^2 - deldesv(24)^2)
ruído78=ganho78*deldesv(24)/sqrt(2)
ganho79=(med(16)+ med(18)- med(6)- med(8))/(deldesv(35)^2 - deldesv(25)^2)
ruído79=ganho79*deldesv(25)/sqrt(2)
ganho710=(med(16)+ med(19)- med(6)- med(9))/(deldesv(36)^2 - deldesv(26)^2)
ruído710=ganho710*deldesv(26)/sqrt(2)
ganho89=(med(17)+ med(18)- med(7)- med(8))/(deldesv(37)^2 - deldesv(27)^2)
ruído89=ganho89*deldesv(27)/sqrt(2)
ganho810=(med(17)+ med(19)- med(7)- med(9))/(deldesv(38)^2 - deldesv(28)^2)
ruído810=ganho810*deldesv(28)/sqrt(2)
ganho910=(med(18)+ med(19)- med(8)- med(9))/(deldesv(39)^2 - deldesv(29)^2)
ruído910=ganho910*deldesv(29)/sqrt(2)
print
ganmedb=(ganho12+ganho13+ganho14+ganho15+ganho23+ganho24+ganho25+
ganho34+ganho35+ganho45)/10
ruimedb=(ruído12+ruído13+ruído14+ruído15+ruído23+ruído24+ruído25+
ruído34+ruído35+ruído45)/10
ganmedr=(ganho67+ganho68+ganho69+ganho610+ganho78+ganho79+ganho710+
ganho89+ganho810+ganho910)/10
ruimedr=(ruído67+ruído68+ruído69+ruído610+ruído78+ruído79+ruído710+
ruído89+ruído810+ruído910)/10
openw,3,'imstat.out'
printf,3
printf,3, 'ESTUDO ESTATISTICO DOS ERROS'
printf,3, '0 ganho e dado em eletrons/ADU e o ruido em elerons.'
printf,3
printf,3,format='(2(2x,A15,12x))','camera azul','camera
vermelha'
printf,3,format='(4x,A7,6x,A7,10x,A7,6x,A7)','ganho_b','ruído_b',
'ganho_r', 'ruído_r'

```

```

printf,3,format='(f12.10,2x,f12.10,2x,f12.10,2x,f12.10)',ganho12,
ruído12, ganho67,ruído67,ganho13,ruído13,ganho68,ruído68,ganho14,
ruído14,ganho69, ruído69,ganho15,ruído15,ganho610,ruído610,ganho23,
ruído23,ganho78,ruído78, ganho24,ruído24,ganho79,ruído79,ganho25,
ruído25,ganho710,ruído710,ganho34, ruído34,ganho89,ruído89,ganho35,
ruído35,ganho810,ruído810,ganho45,ruído45, ganho910,ruído910
printf,3
printf,3,
'Valores
Medios:'
printf,3,format='(4(A13,2x))', 'ganho
medio_b', 'ruído
medio_b', 'ganho
medio_r', 'ruído
medio_r'
printf,3,format='(f10.8,6x,f10.8,6x,f10.8,6x,f10.8)',ganmedb,ruimedb,
ganmedr,ruimedr
printf,3, 'Valores Nominais (paginas web):'
printf,3,format='(4(A13,2x))', 'ganho medio_b', 'ruído medio_b', 'ganho
medio_r', 'ruído medio_r'
printf,3,format='(2x,f4.2,12x,f4.2,12x,f4.2,12x,f4.2)',2.13,4.05,2.00,7.50

close,3
end

```

A.1.2 Programa ctioext.pro

O programa ctioext.pro utiliza os arquivos de extinção do CTIO e do KPNO (explicados na seção 4.6) e traça as curvas de extinção para os dois observatórios. O gráfico é apresentado na figura 4.2.

```

pro ctioext
openr,1,'ctioextinct.dat'
lambdac=dblarr(36)
extc=dblarr(36)
for i=0,35 do begin
readf,1,format='(F6.0,1x,F5.3)',aa,bb
lambdac(i)=aa
extc(i)=bb
print,lambdac(i),extc(i)
endfor
close,1
print
openr,2,'kpnoextinct.dat'
lambdak=dblarr(82)
extk=dblarr(82)
for j=0,81 do begin
readf,2,format='(F6.0,1x,F5.3)',cc,dd
lambdak(j)=cc
extk(j)=dd

```

```

endfor
close,2
vaglx1= fltarr(2,1)
vaglx1(0,0) =8.1e3
vaglx1(1,0)=0.9
usersym, [-1.5,-1.5,0.,0.],[0.,1.5,1.5,0.],/fill
set_plot, 'ps'
plot,lambdac,extc,YTitle='Extincao Atmosferica',$
XTitle='Comprimento de Onda'
oplot,lambdak,extk,psym=8
oplot,psym=8,symsize=1.,vaglx1(0,*),vaglx1(1,*)
xyouts, 8.e3, 1.,'_-- - CTIO.',font=2
xyouts,8.2e3, 0.9,'    - KPNO.',font=2
end

```

A.1.3 Programa kepmass.pro

O programa `kepmass.pro` lê o arquivo de entrada `kepmass.dat`, que contém diferentes valores para as separações entre as galáxias e utilizando valores parametrizados para as estimativas da massa de NGC 3819 (usando os movimentos orbitais das duas galáxias menores em torno de NGC 3819, previamente determinadas), calcula as diferenças de velocidades para diferentes separações, para cada uma das estimativas da massa de NGC 3819, considerando que a excentricidade da órbita é nula. Em seguida, repete este cálculo para várias excentricidades, mas apenas com o valor da massa correspondente à órbita NGC 3819 e H58D2. As curvas de $\Delta V \times R$ são traçadas para várias excentricidades, e mostradas na figura 5.45. Os pontos no diagrama representam as posições que NGC 3819 ocuparia se sua massa fosse calculada de acordo com o modelo Kepleriano apresentado na seção 5.6.

```

pro kepmass

openr,1,'kepmass.dat'
dvel2=dblarr(300)
dvel1=dblarr(300)
dsep=dblarr(300)
for i=0,299 do begin
  readf,1,format='(F4.2)',bb
  dsep(i)=bb
  m2=0.50
  m1=0.096
  g=4.497
  dvel2(i)=sqrt(g*m2/dsep(i))
  dvel1(i)=sqrt(g*m1/dsep(i))
endfor
ee=dblarr(8)
xx=dblarr(8)

```

```

dvelex2=dblarr(300,8)
for j=0,7 do begin
ee(j)= (j+ 1)/10.
for i=0,299 do begin
dvelex2(i,j)=dvel2(i)*sqrt(1+ ee(j))
endfor
endfor
dsepn=dblarr(300)
dvel1n=dblarr(300)
dvel2n=dblarr(300)
dvelex2n=dblarr(300,8)
for j=0,7 do begin
for i=0,299 do begin
dsepn(i)=dsep(i)*10.
dvel1n(i)=dvel1(i)*97.8
dvel2n(i)=dvel2(i)*97.8
dvelex2n(i,j)=dvelex2(i,j)*97.8
endfor
endfor
close,1
vaglx1= fltarr(2,1)
vaglx1(0,0) =11.131
vaglx1(1,0) = 45.00
vaglx2= fltarr(2,1)
vaglx2(0,0) =21.297
vaglx2(1,0) = 85.0
usersym, [-2.5,-2.5,0.,0.],[0.,2.5,2.5,0.],/fill
set_plot, 'ps'
plot,dsepn,dvel2n,ytitle='Diferenca de Velocidades (km/s)',$
xtitle='Separacao (Kpc)'
xyouts, 4, 150, 'e=0',font=4
xyouts, 4, 350, 'e=0.8',font=4
xyouts, 8, 90, 'H58D1',font=4
xyouts, 21, 145, 'H58D2',font=4
oplot,dsepn,dvelex2n(*,1)
oplot,dsepn,dvelex2n(*,3)
oplot,dsepn,dvelex2n(*,5)
oplot,dsepn,dvelex2n(*,7)
oplot,psym=8,symsize=1.,vaglx1(0,*),vaglx1(1,*)
oplot,psym=8,symsize=1.,vaglx2(0,*),vaglx2(1,*)
oplot,dsepn,dvel1n, LineStyle=2
end

```

A.2 Imagens das Galáxias

As imagens apresentadas neste apêndice foram retiradas da dissertação de mestrado de Veiga (1996). Estas observações foram realizadas em março de 1991 por D. S. L. Soares e R. E. de Souza no telescópio refletor Perkin-Elmer de 1,6 metros com um detetor CCD de 400×600 pixels do LNA (Laboratório Nacional de Astrofísica). Os objetos foram observados com o filtro R do sistema fotométrico de Johnson. A imagem A.1 é um mapa isofotal onde se estabelece um código de cores, sendo que cada cor representa uma faixa de luminosidade. A figura A.2 é uma deconvolução da imagem observada. A deconvolução é um processo de filtragem da imagem original que elimina o efeito de alisamento da imagem introduzido pela passagem da luz pela atmosfera terrestre (efeito denominado, em inglês, *seeing*). Este efeito pode ser representado por uma componente luminosa de baixa frequência espacial. As componentes luminosas de altas frequências espaciais, isto é, as estruturas morfológicas finas das galáxias, eventualmente presentes, são assim ressaltadas e podem ser observadas.

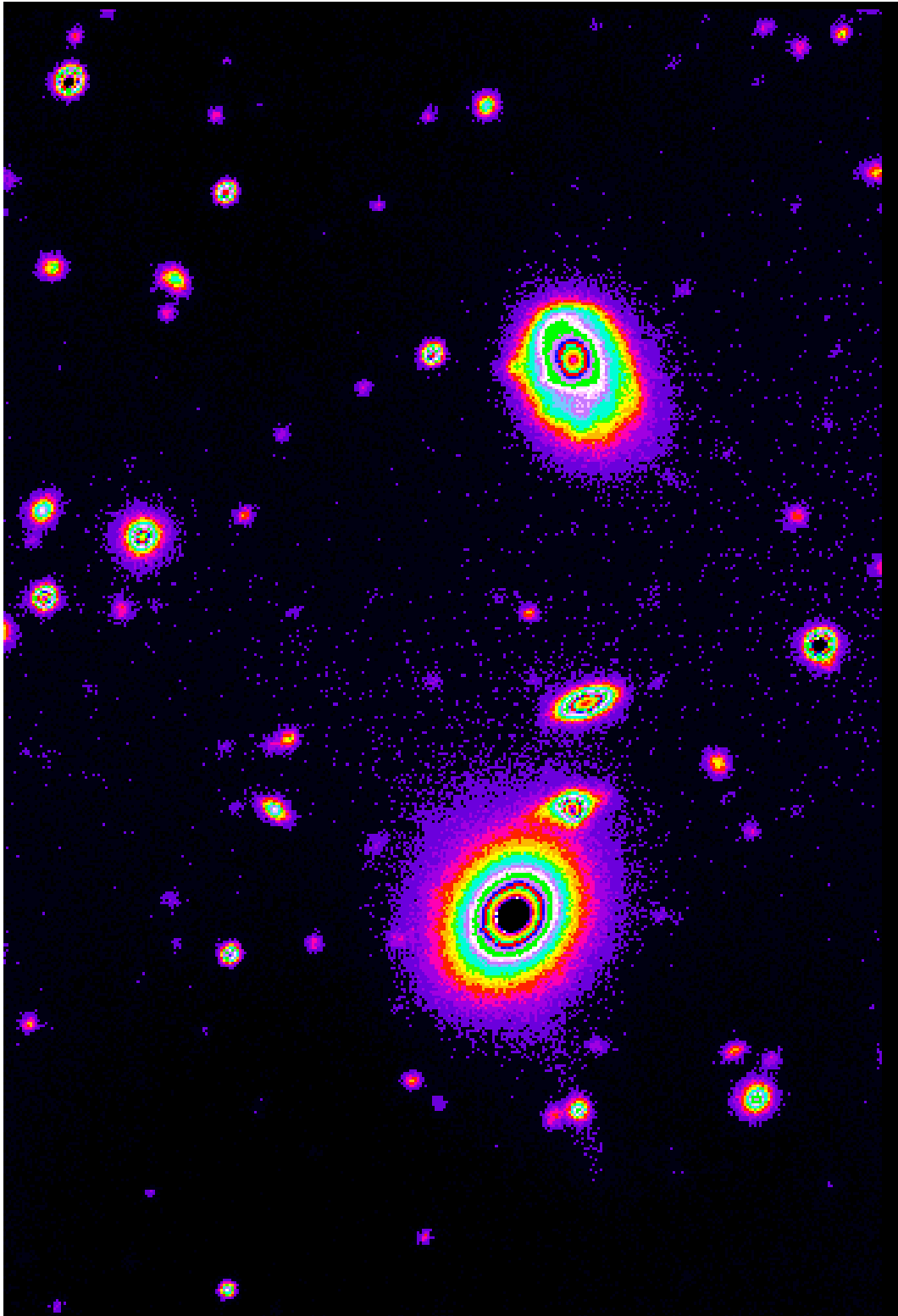


Figura A.1: NGC 3819 e companheiras e NGC 3820 (mapa isofotal em cores - Veiga 1996)

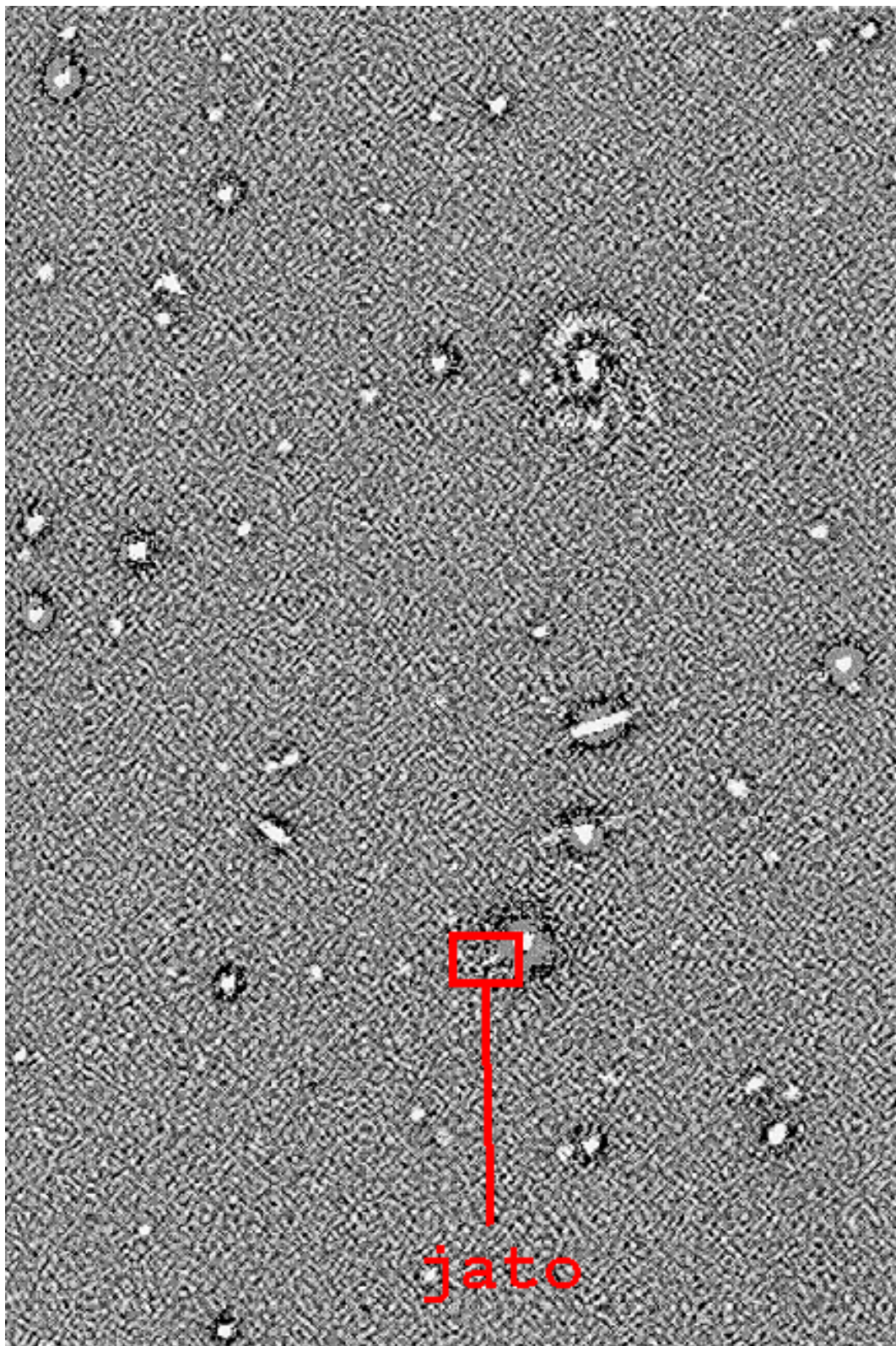


Figura A.2: Imagem deconvoluída de NGC 3819 e companheiras e NGC 3820 (Veiga 1996)