

David Balparda de Carvalho

Espectroscopia de Galáxias em Sistemas Múltiplos

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: Domingos Sávio de Lima Soares (UFMG)

Depto. de Física, ICEx - UFMG

2006

Agradecimentos

Agradeço:

Ao Domingos pela orientação desde o início da minha graduação.

A Meus pais e a meu irmão por toda a ajuda e preocupação.

À Aparecida por todo o carinho.

À Natália Landin pela colaboração intensa na redução e nas discussões.

Ao Max Faúndez-Abans pelas dicas para retirada de raios cósmicos e extração dos espectros.

À Thaisa Storchi-Bergmann pela dica valiosa para a extração dos espectros.

À Natália Asari pela ajuda com a calibração do `fxcor`.

Ao Wagner Corradi e ao Luiz Paulo pela força no IRAF, IDL e \LaTeX .

Ao pessoal do laboratório pela ajuda: Gustavo, Marcelo, Kelly e Felipe.

Ao Depto. de Física, sobretudo pelos recursos do laboratório e da biblioteca.

Ao CNPQ pelo apoio financeiro.

À Universidade Cornell e ao Prof. Yervant Terzian pelo apoio financeiro à missão no Mte. Palomar.

Ao Observatório do Monte Palomar pelos dados.

Aos amigos Gustavo Catão, Felipe Bicalho, Carla, Arthur, Alessandra, Breno, Tábata, André, Anderson, Rafael Gontijo, Rafael Riedel e Leonardo Rocha pelo companheirismo e pelas conversas.

Acknowledgments

Thanks to:

Domingos for the advising since the beginning of my graduation.

My parents and my brother for all help and concern.

Aparecida for all the care.

Natália Landin for the intense collaboration in reduction and our discussions.

Max Faúndez-Abans for the tips on removal of cosmic rays and spectra extraction.

Thaisa Storchi-Bergmann for the valuable hint on spectra extraction.

Natália Asari for helping on the calibration of `fxcor`.

Wagner Corradi and Luiz Paulo for the great help on IRAF, IDL and \LaTeX .

The people in the lab for the help: Gustavo, Marcelo, Kelly and Felipe.

The Physics Department, specially for the resources from the lab and library.

CNPQ for the financial support.

Cornell University and Prof. Yervant Terzian for financial support of the Mt. Palomar mission.

Mt. Palomar Observatory for the data.

My friends Gustavo Catão, Felipe Bicalho, Carla, Arthur, Alessandra, Breno, Tábata, André, Anderson, Rafael Gontijo, Rafael Riedel and Leonardo Rocha for the friendship and talk.

*“Marcus, we are but shrubs, no cedars we
No big-boned men framed of the Cyclops’ size;
But metal, Marcus, steel to the very back,
Yet wrung with wrongs more than our backs can bear”*

- Titus Andronicus, Act IV, Scene III, William Shakespeare

Conteúdo

1	Introdução	1
2	Fundamentação	3
2.1	Curvas de Rotação Galácticas	3
2.1.1	Velocidade do Material	3
2.1.2	Distância do Material ao Centro Galáctico	7
2.1.3	Desvio para o Vermelho e Distância às Galáxias	8
2.2	Dispersão de Velocidades	8
2.2.1	Dispersão a Partir do Alargamento Doppler	9
2.2.2	LTMA de um Perfil Gaussiano	10
2.3	Massa Dinâmica de uma Galáxia	11
2.3.1	Curvas Sintéticas	11
2.3.2	Ajustando um Modelo	12
2.3.3	Massa do Bojo	15
2.3.4	Massa do Buraco Negro Central	15
2.4	Núcleos Galácticos Ativos	16
2.4.1	Linhas de Diagnóstico	17
2.4.2	Diagramas de Razões de Linhas	18
3	A Amostra e as Observações	24
3.1	O Espectrógrafo Duplo do Monte Palomar	24
3.1.1	Dispersão e Resolução Espectral	25
3.1.2	Especificações das Redes	28
3.2	Os Objetos de Estudo	28
3.2.1	NGC 3819 e Companheiras	29
3.2.2	ESO-LV 5100550	31
3.2.3	ESO-LV 5520490 e ESO-LV 5520500	31
3.2.4	UGC 4703	33

4	Redução e Medidas	36
4.1	Pacotes de Programas Utilizados	36
4.1.1	IRAF	36
4.1.2	IDL	36
4.2	Passos Iniciais da Redução	37
4.2.1	Cabeçalho	37
4.2.2	Corte e Correção de Campo Plano	37
4.2.3	Retirada de Raios Cósmicos	37
4.2.4	Combinação dos espectros de NGC 3819	38
4.3	Redução dos Espectros	39
4.3.1	A Extração dos Espectros	39
4.3.2	Subtração do espectro do céu para a ponte de UGC 4703	43
4.3.3	Calibração em Comprimento de Onda	45
4.4	Procedimentos de Medição	48
4.4.1	Desvios Para o Vermelho	48
4.4.2	Perfis de Velocidades Estelares e Gasosas na Linha de Visada	52
4.4.3	Perfis de Dispersão de Velocidades	53
4.4.4	Calibração do <code>fxcor</code> para a Dispersão de Velocidades Estelares	53
4.4.5	Calibração do <code>fxcor</code> para a Dispersão de Velocidades Gasosas	55
4.4.6	Larguras Equivalentes de Linhas de Emissão	57
5	Discussão e Resultados	58
5.1	NGC 3819 e companheiras	58
5.2	ESO-LV 5100550	60
5.3	ESO-LV 5520490 e ESO-LV 5520500	67
5.4	UGC 4703	75
5.5	Atividade Nuclear: Resultados Gerais	79
6	Conclusão e Perspectivas Futuras	83
	Referências	84
	Apêndices	88
A	Calibração do <code>fxcor</code>	89
B	Deprojeção e Ajuste de Modelo Dinâmico de ESO-LV 5100550	91
C	Função e Procedimento <code>funcvel</code> e <code>provel</code>	96

Resumo

Neste trabalho foram reduzidos e analisados espectros ópticos de sete objetos em sistemas múltiplos — grupos e pares —, sendo eles NGC 3819 e suas companheiras H58D1 e H58D2, cujos mesmos espectros já foram objeto de estudo de Landin (2002), ESO-LV 5100550, o par ESO-LV 5520490 e ESO-LV 5520500 e UGC 4703, que é um par de galáxias anãs ligadas, no plano do céu, por uma ponte de material luminoso. Todos estes objetos foram objeto de estudo fotométrico anterior por Veiga (1996).

Os espectros foram obtidos no *Double Spectrograph* do telescópio Hale de 200 polegadas do Observatório do Mte. Palomar, EUA, em 28/29 de fevereiro de 1998 por Domingos S. L. Soares, Tyler Nordgren e Paulo M. V. Veiga.

Foram medidos desvios para o vermelho heliocêntricos, atividade nuclear, perfis de velocidades na linha de visada, curvas de rotação, perfis de dispersão de velocidades para estrelas e gás e distribuições de massa via ajuste de modelo dinâmico de disco e halo escuro.

ESO-LV 5100550, ESO-LV 5520490, ESO-LV 5520500 e a componente sudeste de UGC 4703 apresentam atividade de formação estelar. Todos os objetos próximos entre si têm desvios para o vermelho condizentes com sistemas ligados, exceto UGC 4703, em que foi medida uma diferença de desvio para o vermelho de 683 km/s entre suas componentes. ESO-LV 5100550 e ESO-LV 5520490 apresentam curvas de rotação assimétricas, possivelmente resultado de efeitos de maré de suas companheiras.

Abstract

In this work we reduced and analyzed optical spectra from seven objects in multiple systems — groups and pairs —, being them NGC 3819 and its companions H58D1 and H58D2, which spectra were already studied by Landin (2002), ESO-LV 5100550, the pair ESO-LV 5520490 and ESO-LV 5520500 and UGC 4703, which seems to be an interacting pair of dwarf galaxies connected, in the plane of sky, by a bridge of luminous matter. All these objects were the subject of previous photometric study by Veiga (1996).

The spectra were taken with Mt. Palomar Observatory's 200 inch Hale telescope Double Spectrograph, USA, in February 28th/29th, 1998, by Domingos S. L. Soares, Tyler Nordgren and Paulo M. V. Veiga.

We measured heliocentric redshifts, nuclear activity, line-of-sight velocity profiles, rotation curves, velocity dispersion profiles for stars and gas and mass distributions through disk and dark halo dynamic model fits.

ESO-LV 5100550, ESO-LV 5520490, ESO-LV 5520500 and the southeast component of UGC 4703 show stellar formation activity. All mutually close objects have redshifts that are consistent with bound systems, except for UGC 4703, for which was measured a redshift difference of 683 km/s between its components. ESO-LV 5100550 and ESO-LV 5520490 show asymmetrical rotation curves, possibly a result of tidal effects from their companions.

Capítulo 1

Introdução

O objetivo deste trabalho foi, primariamente, a aplicação de técnicas de redução e de análise de dados espectroscópicos de fenda longa aperfeiçoadas desde os trabalhos iniciais do autor (Carvalho & Soares, 2001, 2002, 2003, 2005), sendo os três primeiros dedicados apenas à galáxia ESO-LV 5100550, e de Landin (2002) para obterem-se medidas confiáveis de curvas de rotação, perfis de dispersão de velocidades e atividade nuclear. As ferramentas utilizadas foram o pacote de tarefas IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) e alguns programas implementados em IDL.

Grupos de galáxias e sistemas interagentes são terreno fértil para pesquisa, tendo em vista que grandezas galácticas como taxa de formação estelar, cinemática, atividade nuclear e presença de barra são influenciadas pelo grau de interação entre galáxias (ver, por exemplo, Amram et al. 2002, Athanassoula & Bosma 2003 e Dopita et al. 2002), e este trabalho trata de uma amostra de 7 objetos sob efeitos, ao menos bastante aparentes, de interação: NGC 3819 e suas duas companheiras, ESO-LV 5100550, ESO-LV 5520490, ESO-LV 5520500 e UGC 4703. Esta amostra de espectros de fenda longa foi obtida por Domingos S. L. Soares, Paulo M. V. Veiga e Tyler Nordgren no telescópio de 200 polegadas do Mte. Palomar em 1998. Estes objetos e vários outros já haviam sido estudados por fotometria de CCD por Veiga (1996) com dados obtidos no Laboratório Nacional de Astrofísica.

No capítulo 2 é feita uma revisão de alguns conceitos e obras fundamentais que nortearam este estudo e influenciaram na concepção das técnicas de análise das medidas utilizadas.

No capítulo 3 são dados detalhes da instrumentação e de como foram efetuadas as medidas e resultados e é feita revisão de bibliografia que tratou especificamente dos objetos aqui estudados.

No capítulo 4 são explicados e discutidos os procedimentos de redução dos dados e obtenção de grandezas fundamentais como velocidades e larguras equivalentes de linhas espectroscópicas.

No capítulo 5 os dados são apresentados, interpretados e analisados à luz do que é apresentado no capítulo 2.

Por fim, no capítulo 6 são apresentadas as conclusões, considerações finais e perspectivas futuras deste trabalho.

Os códigos dos programas implementados em IDL se encontram nos apêndices.

Capítulo 2

Fundamentação

2.1 Curvas de Rotação Galácticas

2.1.1 Velocidade do Material

A curva de rotação de uma galáxia, diga-se velocidade de órbita do material que se rastreia (traçante, daqui em diante) em função da distância ao centro do disco galáctico, é estimada indiretamente. O que se tem são as medidas de desvio espectral das características não telúricas dos espectros de regiões da galáxia, geralmente ao longo de uma fenda. Este desvio é devido ao deslocamento cosmológico das características espectrais, deslocamento Doppler e também a um alargamento dispersivo. O que é pertinente à curva de rotação é o deslocamento Doppler relativo à posição das características espectrais no centro do objeto, que não deve estar contaminado pela rotação. A partir do desvio Doppler e do alargamento das linhas espectrais, obtém-se, respectivamente, o perfil de velocidades na linha de visada e a dispersão de velocidades. A dispersão de velocidades já é informação real, mas ainda não se tem a curva de rotação real, pois a galáxia está *projetada* no plano do céu e o desvio Doppler medido é apenas o da componente radial da velocidade real do traçante na direção do observador, ou seja, na linha de visada.

Para estimar, então, a velocidade e as distâncias reais a partir do que é visto no plano do céu, fazem-se, então, suposições que se crê serem aplicáveis na maior parte dos casos. Se a galáxia se projeta no plano do céu como uma elipse, supõe-se que seu formato visto de topo seria o de um disco, e que

as órbitas do traçante são todas circulares em torno do centro. Também é suposto que as isofotas mais externas são círculos inclinados, sob a aparência de elipses. As isofotas mais internas podem ser elípticas mesmo no plano do disco, e, devido à maior influência de braços espirais, usaremos as mais externas.

É aplicável um modelo teórico desenvolvido pelo autor para a deprojeção de velocidades em uma galáxia ao longo de uma fenda com qualquer ângulo de posição, salvo, é claro, galáxia vista de topo ou com a fenda no ângulo de posição perpendicular à linha dos nodos, que não tem componente de velocidade na direção do observador. Os dados necessários são a elipticidade aparente ϵ da galáxia, o ângulo da fenda ϕ , a distância aparente r' do ponto da medida ao centro do disco galáctico e a velocidade do ponto na linha de visada v_r .

Há modelos modernos mais complexos para uma determinação mais realista das velocidades no plano galáctico, como o modelo de anéis inclinados (Binney & Merrifield, 1998 e Begeman, 1987), no qual o disco galáctico é dividido em vários anéis de inclinações e posições das linhas dos nodos diferentes.

Seja a inclinação i o ângulo entre a normal do disco e a normal do plano do céu, ou linha de visada. É definida a elipticidade como em Binney & Merrifield (1998)

$$\epsilon = 1 - \frac{a}{b} \quad (2.1)$$

onde b é o eixo menor e a o eixo maior da elipse. Nota-se que, no caso de um disco inclinado, a é o raio deste. Por trigonometria, tem-se

$$\cos i = \frac{b}{a} \quad (2.2)$$

logo, combinando as duas últimas equações, temos

$$i = \arccos(1 - \epsilon) \quad (2.3)$$

O ângulo da fenda ϕ é medido em relação à linha dos nodos, i.e., o eixo principal da elipse, a interseção da galáxia com o plano do céu. Obviamente, não deve ser confundido com o ângulo de posição nominal da fenda na câmera, pois este é medido em relação ao eixo norte-sul no plano do céu.

Na figura 2.1 temos o sistema visto de topo. O objetivo é obter a velocidade real v no ponto $P(x, y, 0)$. Esta pode ser separada em suas componentes v_x e v_y . Sendo θ o ângulo polar, temos imediatamente

$$v^2 = v_x^2 + v_y^2 \quad (2.4)$$

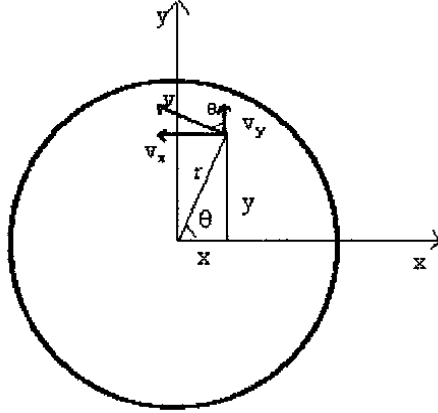


Figura 2.1: O disco galáctico visto de topo.

$$\operatorname{tg} \theta = \frac{y}{x} \quad (2.5)$$

$$v_x = v_y \operatorname{tg} \theta \quad (2.6)$$

Definindo o eixo x como o sendo a linha dos nodos, as novas coordenadas do ponto $P(x', y', z')$ no sistema visto pelo observador (figura 2.2) serão $(x, y \cos i, y \sin i)$, após uma rotação em torno do eixo x de um ângulo i . Este resultado é obtido multiplicando pela esquerda a matriz coluna $[v_y \tan \theta, v_y, 0]$ pela matriz rotação em x :

$$[x' \ y' \ z'] = \begin{bmatrix} 1 & 0 & 0 \\ 0 & \cos i & -\operatorname{sen} i \\ 0 & \operatorname{sen} i & \cos i \end{bmatrix} \begin{bmatrix} v_y \tan \theta \\ v_y \\ 0 \end{bmatrix} \quad (2.7)$$

Como o eixo z' é precisamente a linha de visada, a velocidade na linha de visada será

$$v_{LV} = v_y \operatorname{sen} i \quad (2.8)$$

Invertendo, temos

$$v_y = \frac{v_{LV}}{\operatorname{sen} i} \quad (2.9)$$

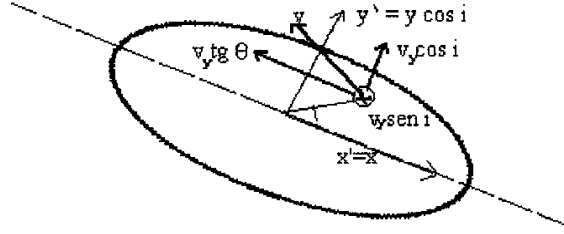


Figura 2.2: O disco galáctico projetado para o observador após uma rotação de um ângulo i no eixo x .

Se ϕ é o ângulo polar no sistema (x', y') , que coincide justamente com a definição de ângulo de fenda, medido a partir da linha dos nós no sentido trigonométrico, então

$$\operatorname{tg} \phi = \frac{y'}{x'} = \frac{y \cos i}{x} \quad (2.10)$$

Combinando as equações 2.10 e 2.5, temos

$$\operatorname{tg} \phi = \operatorname{tg} \theta \cos i \quad (2.11)$$

Enfim, combinando as equações 2.6, 2.8 e 2.11, temos

$$v_x = v_{LV} \frac{\operatorname{tg} \phi}{\operatorname{sen} i \cos i} \quad (2.12)$$

As equações 2.4, 2.9 e 2.12 fornecem a velocidade real no ponto medido a partir da velocidade medida na linha de visada e os ângulos de inclinação e de fenda:

$$v = \sqrt{\left(v_{LV} \frac{\operatorname{tg} \phi}{\operatorname{sen} i \cos i} \right)^2 + \left(\frac{v_{LV}}{\operatorname{sen} i} \right)^2} \quad (2.13)$$

Este método tem uma propagação do erro da medida de v_{LV} na estimativa da velocidade v . Usando a formulação teórica da propagação de erros, como pode ser confirmado em Bevington (1969),

$$\Delta x = \sum_i \left| \frac{\partial x}{\partial y_i} \Delta y_i \right| \quad (2.14)$$

nas equações 2.12, 2.9 e 2.4, temos, respectivamente,

$$\Delta v_x = \frac{\operatorname{tg} \phi}{\operatorname{sen} i \cos i} \Delta v_{LV} \quad (2.15)$$

$$\Delta v_y = \frac{1}{\operatorname{sen} i} \Delta v_{LV} \quad (2.16)$$

$$\Delta v = (v_x^2 + v_y^2)^{-\frac{1}{2}} [|v_x \Delta v_x| + |v_y \Delta v_y|] \quad (2.17)$$

Com isso, podem-se ter barras de erro realistas na curva de rotação, caso contrário, se fosse usado o valor de Δv_{LV} , as barras de erro estariam subestimadas. Haveria ainda mais rigor caso fosse considerado o erro do ângulo de inclinação estimado i , mas comparado ao erro em v_{LV} este contribui bem menos.

2.1.2 Distância do Material ao Centro Galáctico

Para uma galáxia vista de topo, ou sobre a linha dos nodos de uma galáxia inclinada, pode-se aplicar a relação direta entre a escala de placa da imagem e as distâncias reais na galáxia, uma vez conhecida a distância à galáxia. Porém, descartado o caso de galáxia vista de topo, para fendas que não coincidam com a linha dos nodos, qualquer distância na placa corresponde a uma distância maior sobre o disco galáctico, uma vez que o disco se encontra inclinado em relação ao observador. Seja r a distância real do ponto P ao centro galáctico e r' esta mesma distância vista pelo observador na placa. Do plano polar do disco temos

$$x = x' = r' \cos \phi \quad (2.18)$$

e, juntamente com a equação 2.10, chegamos a

$$y = \frac{\operatorname{tg} \phi}{\cos i} x = \frac{\operatorname{tg} \phi \cos \phi}{\cos i} r' \quad (2.19)$$

Como $r^2 = x^2 + y^2$, usamos as duas equações anteriores para obter enfim a fórmula da distância real:

$$r = \sqrt{\left(1 + \frac{\operatorname{tg}^2 \phi}{\cos^2 i}\right) r'^2 \cos^2 \phi} \quad (2.20)$$

Como é de se esperar para o caso da linha dos nodos, se fazemos $\phi = 0$ em 2.20 temos simplesmente $r = r'$

2.1.3 Desvio para o Vermelho e Distância às Galáxias

Pelo desvio das linhas espectrais no espectro central das galáxias, pode-se obter o desvio para o vermelho heliocêntrico destas, expressando-o como z :

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \quad (2.21)$$

Ou como uma velocidade em km/s, como se fosse um desvio Doppler:

$$v = c \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \quad (2.22)$$

Usando a Lei de Hubble, que relaciona o desvio para o vermelho de galáxias comuns com a distância destas a nós, pela expressão

$$d = \frac{v}{H} \quad (2.23)$$

pode-se estimar a distância à galáxia, sendo que o valor usado neste trabalho para a constante de Hubble H é 72 km/s Mpc^{-1} (Freedman et al., 2001).

Sabendo a distância à galáxia e o ângulo γ entre duas posições na galáxia (distância angular), por um simples triângulo retângulo podemos ter a distância r entre estas posições ao longo da fenda por

$$\tan \gamma = \frac{r}{d} \quad (2.24)$$

e, pela aproximação adequada para pequenos ângulos,

$$r = d \gamma \quad (2.25)$$

lembrando que γ deve estar em radianos. Com isso mais os fatores de de-projeção e a escala de placa, podemos transformar distâncias medidas em pixéis em distâncias em kiloparsec.

2.2 Dispersão de Velocidades

Assim como o alargamento Doppler das linhas espectroscópicas de um gás nos fornece sua temperatura, sendo esta diretamente ligada à velocidade aleatória das moléculas, o alargamento do espectro de absorção da região de uma galáxia nos fornece a dispersão de velocidades do traçante, que na faixa óptica é a população estelar. A dispersão indica o nível de aleatoriedade de velocidades do traçante em uma região, em oposição à velocidade sistemática.

2.2.1 Dispersão a Partir do Alargamento Doppler

A medida da largura da linha mais comum é a largura total à meia altura, daqui em diante LTMA (em inglês, FWHM, *Full Width at Half Maximum*), como se vê no perfil de linha de comprimento de onda de repouso λ_0 e largura δ_0 na figura 2.3. Se a linha sofre um desvio Doppler de aproximação ou recessão o perfil se desloca para comprimentos de onda menores ou maiores. Se o que se vê é o resultado da sobreposição do mesmo perfil deslocado sob todo um espectro de velocidades aleatórias delimitadas entre um máximo e um mínimo tem-se um perfil alargado sobre o mesmo comprimento de onda de repouso e uma nova largura δ como na figura 2.4.

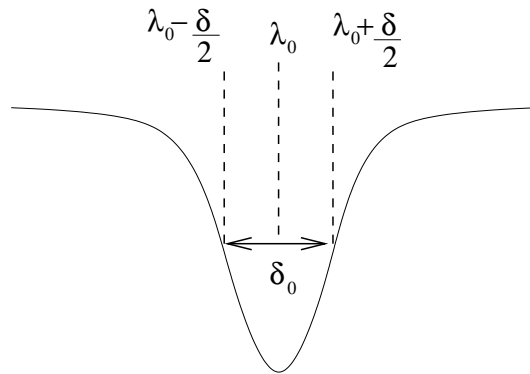


Figura 2.3: Perfil de uma característica espectroscópica. A largura natural de uma linha emitida por uma estrela depende de grandezas como sua temperatura, rotação, vibração, etc.

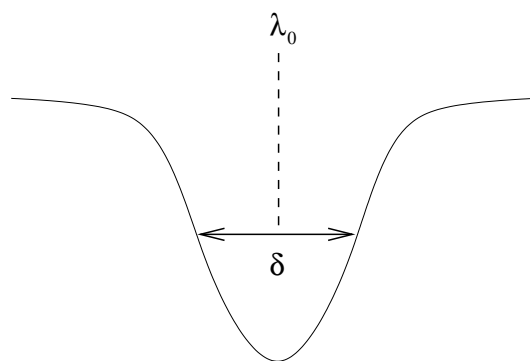


Figura 2.4: O mesmo perfil alargado por uma dispersão de velocidades.

Seja o desvio Doppler da luz no vácuo

$$\frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{V}{c} \quad (2.26)$$

E sejam as larguras $\delta_0 = \lambda_+ - \lambda_-$ e $\delta = \lambda'_+ - \lambda'_-$. Para a componente da largura resultante que se afasta do observador com velocidade V temos

$$\frac{\lambda'_+ - \lambda_+}{\lambda_0 + \frac{\delta_0}{2}} = \frac{V}{c} \quad (2.27)$$

$$\lambda'_+ = \lambda_0 \frac{V}{c} + \frac{\delta_0 V}{2c} + \lambda_+ \quad (2.28)$$

e para a componente que se aproxima com velocidade $-V$ temos

$$\frac{\lambda'_- - \lambda_-}{\lambda_0 - \frac{\delta_0}{2}} = -\frac{V}{c} \quad (2.29)$$

$$\lambda'_- = -\lambda_0 \frac{V}{c} + \frac{\delta_0 V}{2c} + \lambda_- \quad (2.30)$$

Utilizando as equações 2.28, 2.30 e lembrando que $\lambda_+ = \lambda_0 + \frac{\delta_0}{2}$ e $\lambda_- = \lambda_0 - \frac{\delta_0}{2}$ teremos, após manipulação

$$\delta = \lambda'_+ - \lambda'_- = 2\lambda_0 \frac{V}{c} + \delta_0 \quad (2.31)$$

$$V = c \frac{\delta - \delta_0}{2\lambda_0} \quad (2.32)$$

Esta velocidade é denominada a dispersão do traçante.

2.2.2 LTMA de um Perfil Gaussiano

Muitos algoritmos de identificação e ajuste de perfis espectroscópicos ajustam perfis gaussianos e retornam a dispersão como um valor σ , este definido na equação de uma gaussiana:

$$y(x) = Ae^{-\frac{x^2}{2\sigma^2}} \quad (2.33)$$

O perfil gaussiano é uma boa aproximação por se esperar que a distribuição de velocidades das partículas seja a de Maxwell-Boltzmann. Nota-se que uma escala em y , ou seja, a multiplicação da função por um escalar, não altera o valor de σ . Com isso, valores obtidos para a dispersão independem do vigor da linha.

Por definição a LTMA é, então, a largura na altura $\frac{A}{2}$. Onde a função

$$y(x) = \frac{A}{2} \quad (2.34)$$

corta a gaussiana? Igualam-se as funções 2.33 e 2.34:

$$\frac{A}{2} = Ae^{-\frac{x^2}{2\sigma^2}} \quad (2.35)$$

$$x^2 = -2\sigma^2 \ln\left(\frac{1}{2}\right) \quad (2.36)$$

cujas raízes são $x_1 = -\sqrt{-2\sigma^2 \ln\left(\frac{1}{2}\right)}$, $x_2 = +\sqrt{-2\sigma^2 \ln\left(\frac{1}{2}\right)}$. Logo, a LTMA será

$$\Delta\lambda = |x_2 - x_1| = 2\sqrt{-2 \ln\left(\frac{1}{2}\right)} \sigma \quad (2.37)$$

$$\Delta\lambda \simeq 2,3548 \sigma \quad (2.38)$$

Os valores finais de todas as dispersões de velocidades apresentadas neste trabalho serão *sigmas* gaussianos.

2.3 Massa Dinâmica de uma Galáxia

2.3.1 Curvas Sintéticas

Em Rubin et al. (1985), foram apresentadas várias curvas de rotação sintéticas separadas por tipo morfológico e magnitude absoluta para galáxias espirais normais (figura 2.5). Estas curvas foram obtidas por ajustes de mínimos quadrados de velocidades rotacionais medidas em determinados valores de R/R_{25} versus magnitude absoluta, sendo R_{25} definido por de Vaucouleurs, tendo-se várias retas no mesmo gráfico. Posteriormente, para construir a curva para uma certa magnitude absoluta Y , usam-se os pontos de interseção entre estas retas e a reta $M_B = Y$. Existem também equações universais empíricas que se ajustam em um perfil universal de curvas de rotação para galáxias espirais (Salucci, 2005).

Na amostra deste trabalho, temos galáxias supostamente perturbadas por interações, enquanto as curvas de Rubin et al. 1985 se aplicam a galáxias em condições normais, mas, ainda assim, ao sobrepor as curvas medidas às curvas sintéticas, podemos saber quão razoáveis foram nossas medidas de velocidade e distância, esta última afetando a estimativa de magnitude absoluta e conseqüentemente a escolha da curva sintética usada.

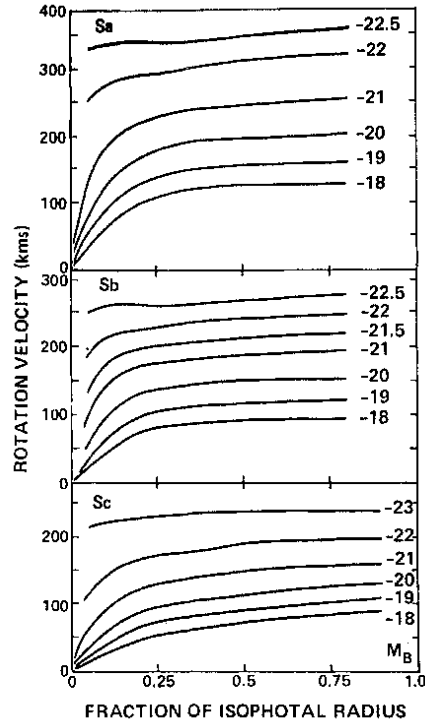


Figura 2.5: Curvas de rotação sintéticas de Rubin et. al. 1985 onde o eixo das abscissas é a fração do raio isofotal R_{25} .

2.3.2 Ajustando um Modelo

É possível estimar a massa de uma galáxia ajustando a curva de rotação medida a um modelo dinâmico teórico. Para um sistema esfericamente simétrico, a velocidade orbital de uma massa de prova depende apenas da massa englobada pela esfera delimitada pelo raio no qual a massa de prova se encontra. Usando uma aproximação preliminar de simetria esférica, será empregado um modelo de distribuição de uma esfera de Plummer para a parte luminosa e de um halo escuro, como em Soares (1990), referido daqui em diante como S90. A distribuição de massa da esfera de Plummer é

$$M_G(R) = \frac{M_c R^3}{(R^2 + R_c^2)^{\frac{3}{2}}} \quad (2.39)$$

sendo R_c e M_c o raio e a massa do *caroço* da esfera de Plummer. Esta distribuição é essencialmente uma massa puntual *espalhada*, e modela a componente visível da galáxia. 94% da massa total deste modelo está contida dentro de $R_G = 5 \times R_c$, que é identificável como o raio R_{25} de de Vaucouleurs.

Já a componente do halo escuro é modelada por uma esfera isotérmica, caracterizada por ter dispersão constante, com caroço, e deve ter maior influência em raios maiores:

$$M_H = \frac{2\sigma_H^2 a}{G} \left(\frac{R}{a} - \arctg \frac{R}{a} \right) \quad (2.40)$$

onde σ_H é a dispersão de velocidades do halo e a é o raio do caroço do halo, lembrando que o raio de truncamento em S90 não se faz necessário aqui por tratarmos apenas de velocidades muito internas, situadas dentro ou pouco além do raio R_{25} , o que não era o caso em S90, onde se tratava de órbitas de pares de galáxias.

Para o caso de órbitas circulares, o que é boa aproximação, e um sistema esfericamente simétrico, a força centrípeta é igual à força gravitacional da massa interna a R , e temos:

$$v^2(R) = \frac{GM(R)}{R} \quad (2.41)$$

sendo que $M(R) = M_G(R) + M_H(R)$. Mais adiante será de utilidade também a expressão

$$v_G^2(R) = \frac{GM_G(R)}{R} \quad (2.42)$$

que envolve apenas a componente de Plummer.

Assim, podemos ajustar por um algoritmo de mínimos quadrados a expressão 2.41 às curvas medidas para obter os parâmetros M_c , R_c , σ_H e a . No entanto, quatro parâmetros livres dão uma liberdade grande demais para o ajuste, como se pode verificar na figura 2.6, onde quatro distribuições bastante diferentes se ajustam aos mesmos dados experimentais. Portanto, são necessárias algumas restrições.

As restrições aqui usadas são desenvolvidas em Albada & Sancisi (1986), sendo elas a hipótese do disco máximo e a conspiração disco-halo. A hipótese do disco máximo postula que o disco luminoso deve dominar a curva de rotação fazendo com que a componente do disco seja quase que totalmente responsável pela curva até o “raio de virada” do disco, onde a componente do disco atinge seu valor máximo. Tirando o máximo em R ($dv_G/dR = 0$, com a expressão 2.42), temos

$$R_{max} = \sqrt{2}R_c \quad (2.43)$$

e, claramente, a velocidade máxima da componente do disco será $v_{max} = v_G(R_{max})$.

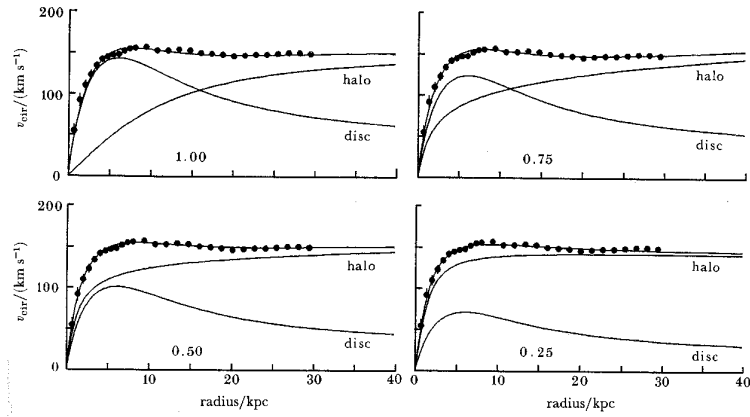


Figura 2.6: Ajustes de disco exponencial e halo tipo esfera isotérmica para a curva de rotação de NGC 3198, com 1,00, 0,75, 0,50 e 0,25 da massa máxima para o disco. (Albada & Sancisi, 1986).

A conspiração disco-halo restringe a maneira como as componentes disco e halo contribuem para formar um patamar aproximadamente plano após o raio de virada. Na verdade, a contribuição do halo escuro se faz necessária é aí. Esta consideração, devidamente desenvolvida em Albada & Sancisi (1986), tem como consequências as restrições

$$\sigma_H = \frac{v_{max}}{\sqrt{2}} \quad (2.44)$$

$$a \approx 2,14 \quad R_{max} \approx 3,0 R_c \quad (2.45)$$

A expressão 2.45 não aparece nesta forma em Albada & Sancisi (1986), onde foi usado o modelo de disco exponencial, e sua forma é $a = 4,7 h$, onde h é um raio característico deste modelo. Sabendo, também por Albada & Sancisi (1986), que $R_{max} \approx 2,2 h$, basta fazer a transformação e obter 2.45.

Assim, temos como deixar apenas dois parâmetros livres para o ajuste: R_c e M_c , e ajustados de acordo com a restrição do disco máximo, usando primeiramente a expressão de velocidade apenas para o modelo de Plummer. Os outros dois parâmetros podem ter seus valores determinados posteriormente por 2.44 e 2.45 usados no ajuste final dos modelos combinados como suposições iniciais ou como parâmetros fixos. Isto será discutido nos procedimentos.

2.3.3 Massa do Bojo

Faber & Jackson (1976) acharam uma relação entre a dispersão de velocidades estelares e a luminosidade absoluta de galáxias elípticas, o que também pode valer para o bojo de espirais (ver, por exemplo, Carroll & Ostlie, 1996), sendo ela aproximadamente $L_B \propto \sigma^4$ (figura 2.7), o que é previsível, dentre outras coisas, pelo teorema do virial. Também acharam uma relação entre a luminosidade absoluta e a razão massa-luminosidade (figura 2.8). De posse da dispersão de velocidades estelares central de uma galáxia espiral posso, então, após aplicar as duas relações, chegar a um valor de M/L_B para o bojo. Com L_B , pode-se ter uma estimativa da massa do bojo.

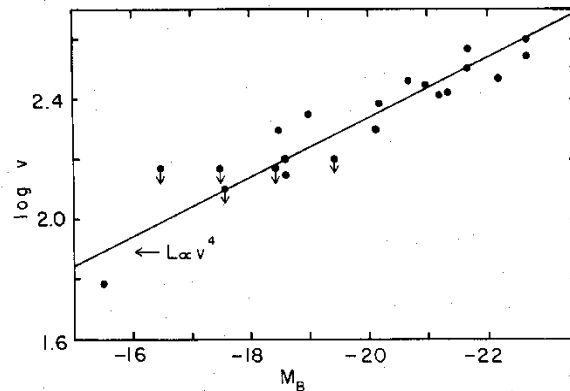


Figura 2.7: Relação entre log da dispersão de velocidades e a magnitude absoluta em Faber & Jackson (1976), com a reta $L \propto v^4$ destacada. Obs: $v \equiv \sigma$

2.3.4 Massa do Buraco Negro Central

Similarmente à relação Faber-Jackson, Ferrarese & Merritt (2000) encontraram uma relação estreita entre a dispersão central de velocidades e massas estimadas de buracos negros centrais de galáxias (figura 2.9), o que nos permite estimar a massa do buraco negro central.

Verdoes Kleijn et al. (2002) mostram esta mesma relação incluindo dados de gás ionizado (figura 2.10), possibilitando usar a dispersão obtida por linhas de emissão para estimar a massa do buraco negro.

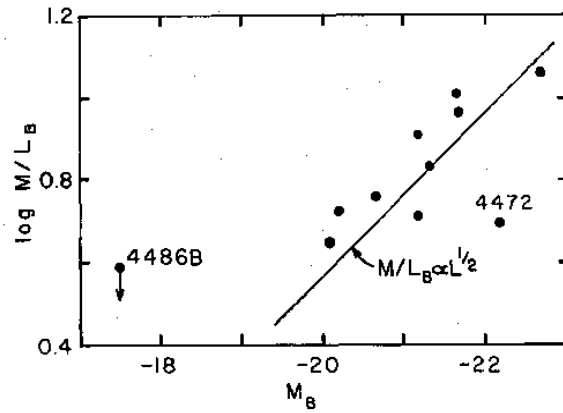


Figura 2.8: Relação entre M/L_B (em massas solares) e a magnitude absoluta em Faber & Jackson (1976), com a reta $L \propto v^4$ destacada.

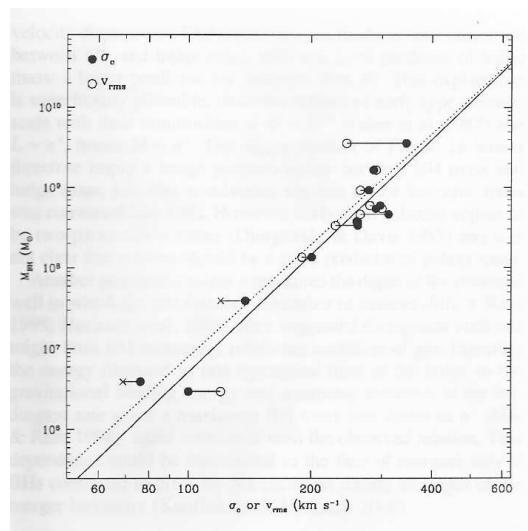


Figura 2.9: Massa do buraco negro versus dispersão central em Ferrarese & Merritt (2000).

2.4 Núcleos Galácticos Ativos

É de interesse maior na astrofísica extragaláctica o estudo dos chamados núcleos galácticos ativos (NGAs, em inglês *active galactic nuclei*, AGNs), desde sua descoberta no início do século XX. São fontes de emissão que, em contraste com galáxias de regiões III e de surto de formação estelar, parecem ser de origem não-térmica, frequentemente com atividade varrendo todas as

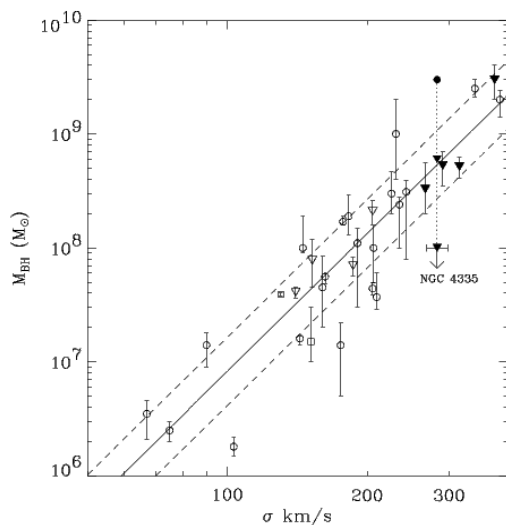


Figura 2.10: Massa do buraco negro versus dispersão central em Ferdoes Kleijn et al. (2002) onde círculos são dados estelares, triângulos gás ionizado e quadrados masers, sendo os símbolos cheios para objetos com jatos em rádio da ordem de quiloparsecs.

faixas do espectro eletromagnético. A origem de tal atividade pode apenas ser especulada, uma vez que não há resolução suficiente nos telescópios atuais para ver além de uma fonte puntual na região nuclear das galáxias. As linhas observadas sugerem um grau variável de ionização, e em muitos casos, pelo alargamento, altas velocidades do material. Um modelo predominante é o de um disco de acreção criado por um objeto supermassivo, correntemente suposto um buraco negro como tal.

2.4.1 Linhas de Diagnóstico

Ao estudarmos intensidades de linhas espectrais de uma região gasosa, podemos inferir algumas propriedades físicas desta região, com base em informação conhecida de laboratório. Além das propriedades do gás em si, podemos saber acerca da fonte dos fótons ionizantes, seja ela estelar ou outra qualquer.

Temperatura

Os íons [OIII] e [NII] são bons indicadores de temperatura de uma nuvem de gás (Osterbrock, 1989). Sendo N_e a densidade eletrônica e j_λ o coeficiente de emissão no comprimento de onda λ , podemos obter a temperatura T pelas linhas do [OIII] através de

$$\frac{j_{4959} + j_{5007}}{j_{4363}} = \frac{7,73 \exp[(3,29 \times 10^4)/T]}{1 + 4,5 \times 10^{-4}(N_e/T^{1/2})} \quad (2.46)$$

e para as linhas do [NII] por

$$\frac{j_{6548} + j_{6583}}{j_{5755}} = \frac{6,91 \exp[(2,50 \times 10^4)/T]}{1 + 2,5 \times 10^{-3}(N_e/T^{1/2})} \quad (2.47)$$

Estas equações são válidas para densidades eletrônicas baixas ($N_e < 10^5 \text{ cm}^{-3}$), e são baseadas em populações de níveis eletrônicos na distribuição de Maxwell-Boltzmann. Acima desta ordem de densidade eletrônica a desexcitação colisional já não pode ser desprezada.

Densidade Eletrônica

De acordo com Osterbrock (1989), é possível usar linhas de desexcitação colisional de [OII] e [SII] para estimar a densidade eletrônica de um gás. As linhas de 3729Å e 3726Å do [OII] não podem ser resolvidas com a resolução da amostra deste trabalho, aparecendo como uma única linha. Portanto, é feito uso do [SII] pela equação

$$\frac{j_{6716}}{j_{6731}} = \frac{N_{2D_{5/2}} A_{6716}}{N_{2D_{3/2}} A_{6731}} \quad (2.48)$$

onde A_λ é a probabilidade da transição correspondente à emissão em λ . O gráfico da figura 2.11 é de maior praticidade, se usarmos $N_e(10^4/T)^{1/2}$ no eixo das abscissas.

2.4.2 Diagramas de Razões de Linhas

Os diagramas de razões de linhas são diagramas em que o eixo das ordenadas e o eixo das abscissas são razões de intensidades de linhas de emissão de galáxias individuais. Para alguns diagramas, pode-se ver uma distinção clara entre galáxias tipo HII e NGAs legítimos. Pode-se ver também uma distinção entre tipos de NGAs, como por exemplo os Seyferts, que têm alta ionização, e LINERS, que tem baixa ionização.

De maior interesse para este trabalho são linhas ópticas que estão dentro das bandas captadas pelo espectrógrafo utilizado. Nos espectros, podem-se ver a série de Balmer do hidrogênio, linhas proibidas [OII], [OIII], [NII] e [SII]. Um diagrama amplamente conhecido é o diagrama $\log([\text{OIII}]\lambda 5007)/(\text{H}\beta\lambda 4861)$ vs. $\log([\text{NII}]\lambda 6583)/(\text{H}\alpha\lambda 6563)$, apresentado na figura 2.12, também conhecido como diagrama da gaivota por seu formato,

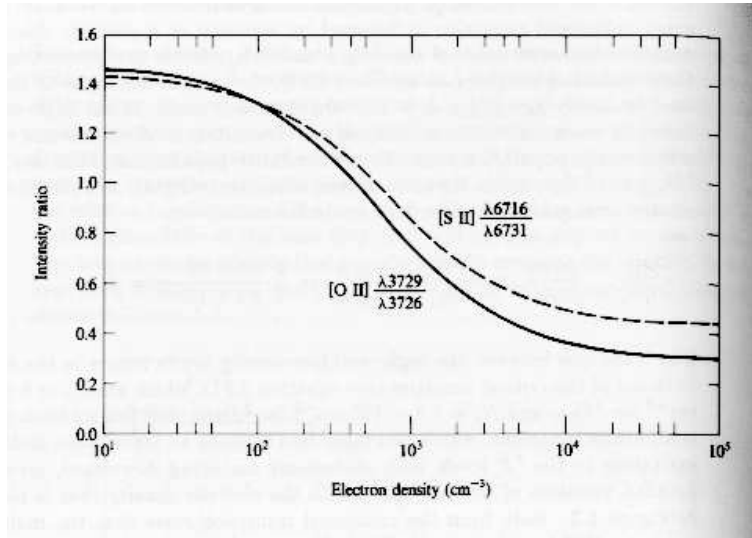


Figura 2.11: Variação das razões de intensidade calculada em Osterbrock (1989) para [OII] (linha cheia) e [SII] (linha tracejada) em função de N_e para $T = 10^4\text{K}$. Para outras temperaturas as curvas são uma boa aproximação se a escala horizontal for $N_e(10^4/T)^{1/2}$.

mais evidente na figura 2.13. Seu uso é direto sem calibração em fluxo, pois as linhas a serem divididas estão muito próximas, salvo espectros de altíssima resolução, o que não é o caso aqui, e a largura equivalente da linha, que é a medida de intensidade usada aqui, não é influenciada pelo fluxo no contínuo adjacente. Vermelhação não é problema a pequenas separações espectrais, independente de resolução.

Este diagrama apareceu antes em Baldwin et al. (1981), (figura 2.14) junto de outros diagramas de interesse, dos quais citamos mais um, o diagrama

$\log([\text{NII}]\lambda 6584)/(\text{H}\alpha\lambda 6563)$ vs. $\log([\text{OII}]\lambda 3727)/([\text{OIII}]\lambda 5007)$ (figura 2.15).

Em ambos os diagramas, há também uma distinção entre diferentes processos físicos para a emissão, mas ela fica mais evidente no diagrama $\log([\text{NII}]\lambda 6584)/(\text{H}\alpha\lambda 6563)$ vs. $\log([\text{OII}]\lambda 3727)/([\text{OIII}]\lambda 5007)$ da figura 2.15.

Os processos físicos de emissão conhecidos são dois, basicamente: aquecimento colisional e fotoionização. No aquecimento colisional há relação direta entre temperatura e grau de ionização. Este processo ocorre em resíduos de supernovas, por exemplo, e acredita-se que este seja o processo dominante nos LINERs. Já na fotoionização, a relação entre temperatura e grau de ionização não é direta, podendo seguir uma lei de potência. Exemplos de fotoionização são regiões HII e nebulosas planetárias. No entanto, a fotoionização existente nos NGAs tem uma abrangência muito maior nos espectros,

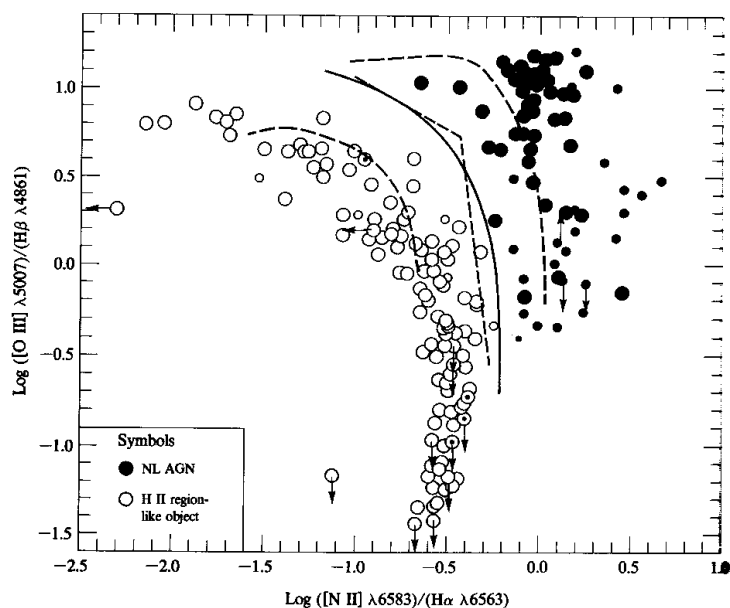


Figura 2.12: Diagrama 12.1 de Osterbrock (1989), próprio para separar NGAs de galáxias normais com surto estelar.

observando-se desde elementos uma vez ionizados até elementos sete ou mais vezes ionizados, sugerindo uma fonte de ionização muito mais “dura”, com fótons muito mais energéticos do que os normalmente emitidos por estrelas em regiões HII. Devido a esta distinção no grau de ionização, podem-se distinguir NGAs de fotoionização de galáxias de surto de formação estelar e regiões HII. Essencialmente, quase todo diagrama de razões de linhas nos permite separar entre regiões HII, nebulosas planetárias, LINERS e NGAs de fotoionização por lei de potência (Osterbrock, 1989).

O diagrama 2.15 permite uma separação melhor entre os diferentes processos, mas é bastante influenciado por avermelhamento, uma vez que a linha [OII] 3727 está distante de [OIII] 5007. Mais detalhes sobre modelos teóricos de núcleos ativos e os processos físicos de emissão podem ser obtidos em Osterbrock (1989), Carroll & Ostlie (1996), Filippenko (2003) e Starling et al. (2004).

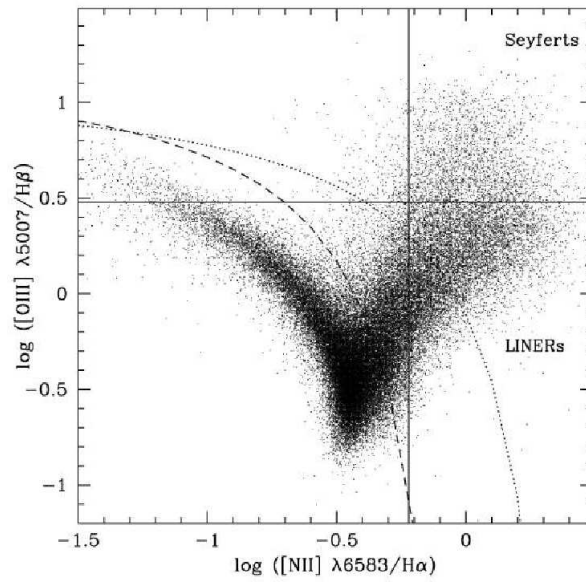


Figura 2.13: Diagrama “da gaivota” em Kauffmann (2003), onde estão representadas quase 60.000 galáxias.

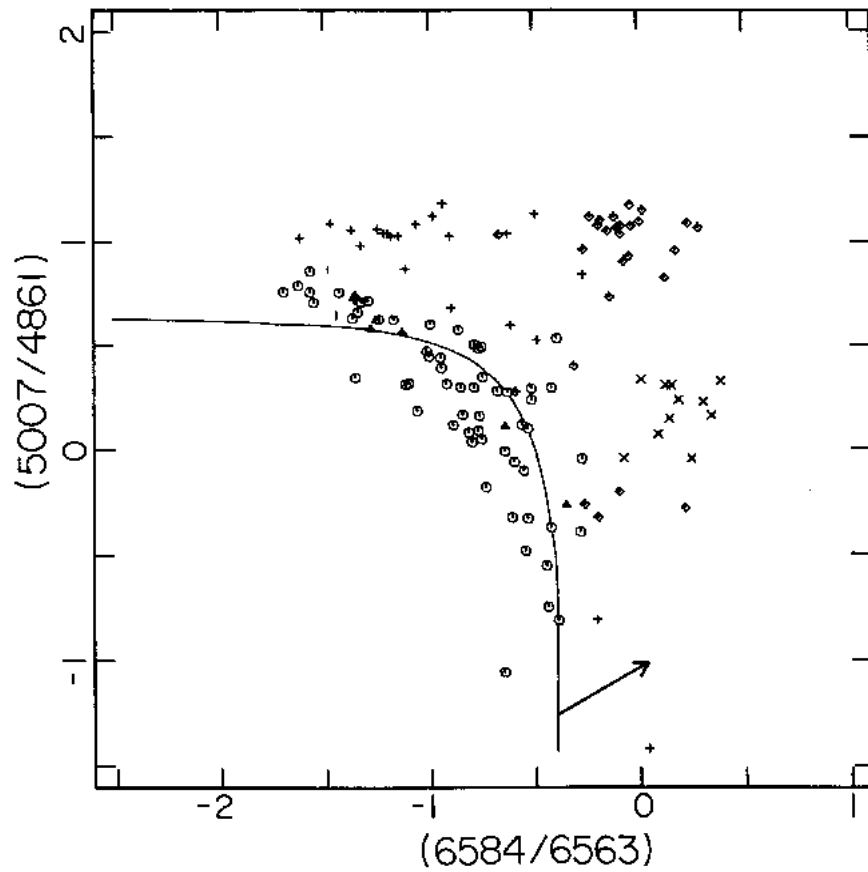


Figura 2.14: Diagrama “da gaivota” em Baldwin et al.(1981). Símbolos: bolas = regiões HII normais; triângulos = regiões HII desligadas; cruzes = nebulosas planetárias; barra vertical = limite superior em $\lambda 5007/\lambda 4861$; losangos = fotoionização por lei de potência; \times 's = aquecimento por choque.

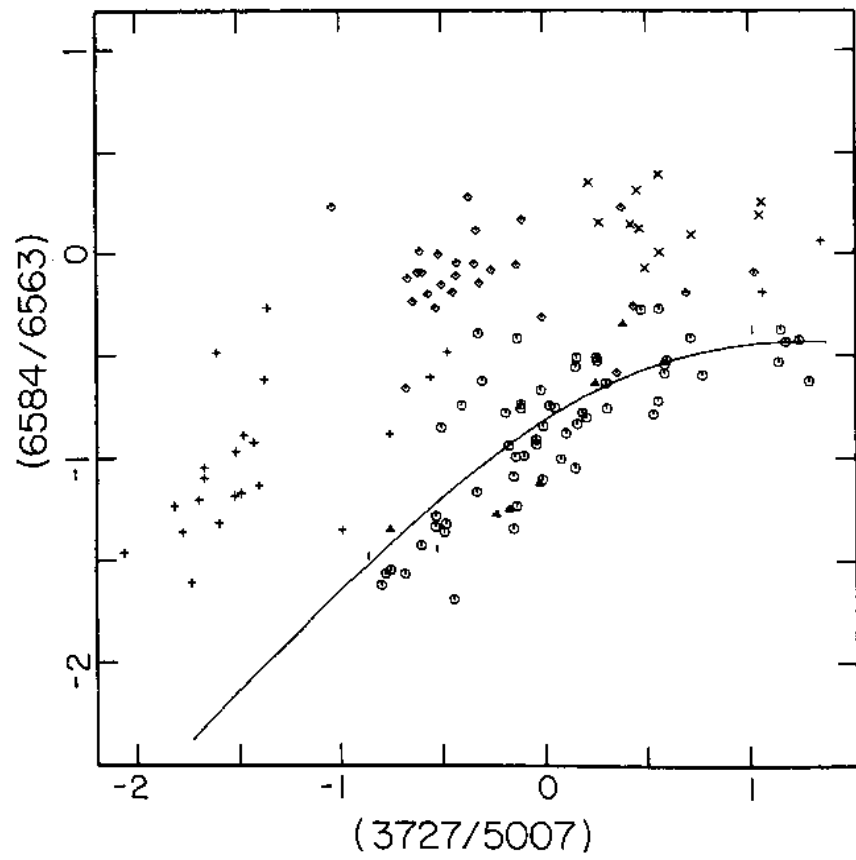


Figura 2.15: Diagrama $\log([\text{NII}]\lambda 6584)/(\text{H}\alpha\lambda 6563)$ vs. $\log([\text{OII}]\lambda 3727)/([\text{OIII}]\lambda 5007)$ em Baldwin et al.(1981). Símbolos: idem de 2.14.

Capítulo 3

A Amostra e as Observações

3.1 O Espectrógrafo Duplo do Monte Palomar

A amostra deste trabalho e de Landin (2002, daqui em diante referido como Ld02), foi coletada no telescópio Hale de 200 polegadas do Mte. Palomar, EUA, em 28/02/1998 por Domingos S.L. Soares, Paulo M.V. Veiga e Tyler Nordgren. Foi usado o espectrógrafo duplo (*Double Spectrograph*, também referido como DBSP) (figura 3.1) construído pelo Caltech especificamente para este telescópio (Oke & Gunn, 1982)

Já houve uma descrição bastante extensa das características deste equipamento em Ld02, que aqui serão resumidas, e com especificações na tabela 3.1.

O DBSP é um espectrógrafo óptico Cassegrain de resolução baixa a moderada, cobrindo a faixa de 3200 a quase 11000 Å, e para isto conta com duas câmeras, denominadas vermelha e azul (R e B) por suas faixas espectrais ópticas. Apesar de poderem operar independentemente, em cada exposição a um objeto, as câmeras integram ao mesmo tempo. Nas observações de 28/02/98, todos os objetos tiveram integrações simultâneas e de mesma duração, exceto os espectros de lâmpadas de calibração, com 1 s de integração para a câmera vermelha e 30 s de integração para a câmera azul (mais detalhes sobre as lâmpadas na seção 4.3.3), e os espectros de campo plano, com 60 s de integração para a câmera vermelha e 100 s de integração para a câmera azul.

De início foram tomadas imagens de viés e campo plano. A partir daí, todas as imagens de objetos foram alternadas por exposições das lâmpadas de calibração. A tabela 3.2 tem listados todos os espectros obtidos dos objetos com seus parâmetros mais essenciais. Por fim, foram tomados espectros de corrente escura com 1800 s de integração para ambas as câmeras.

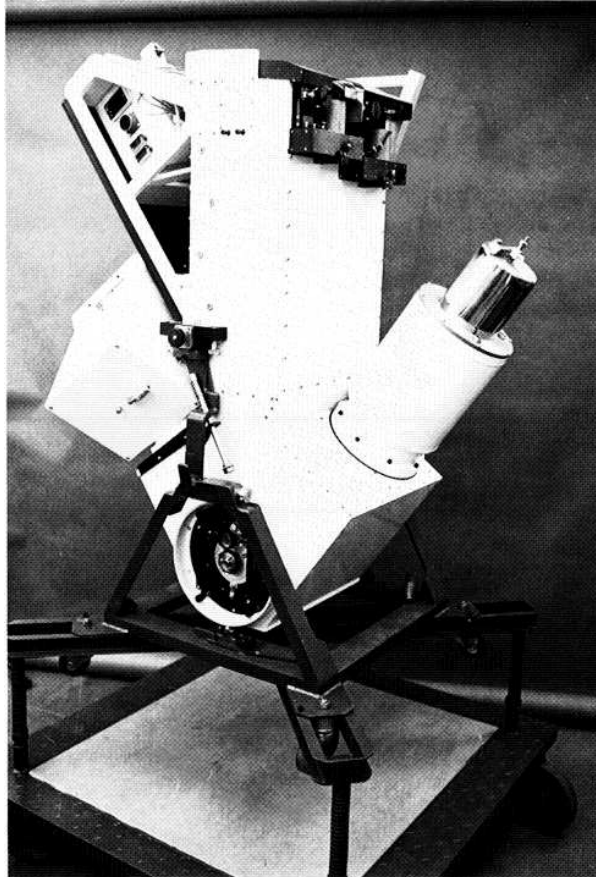


Figura 3.1: O espectrógrafo duplo em seu carrinho de transporte. No topo, ficam as fendas e o sistema de filtros, à direita está a câmera vermelha e à esquerda a câmera azul (Oke & Gunn, 1982).

3.1.1 Dispersão e Resolução Espectral

Antes de aqui figurarem as especificações da rede, será apresentado um pequeno estudo sobre cálculo da dispersão e resolução espectral.

É já conhecido em óptica que, pela diferença de caminhos ópticos em um ângulo θ relativo à normal do difrator (uma tela com fendas ou uma rede de

Tabela 3.1: Especificações do espectrógrafo duplo

Distância focal do colimador vermelho	91 polegadas
Distância focal do colimador azul	91 polegadas
Distância focal da câmera vermelha	12 polegadas
Distância focal da câmera azul	9 polegadas
Comprimento da fenda	128 arcsec
Largura da fenda	1 arcsec
Escala angular na fenda	2,57 arcsec/mm
Escala de placa na câmera vermelha	0,468 arcsec/pixel
Escala de placa na câmera azul	0,624 arcsec/pixel

difração) gerada por elementos de separação s como na figura 3.2, o padrão de interferência para o comprimento de onda λ obedece a

$$n\lambda = s \sin \theta \quad (3.1)$$

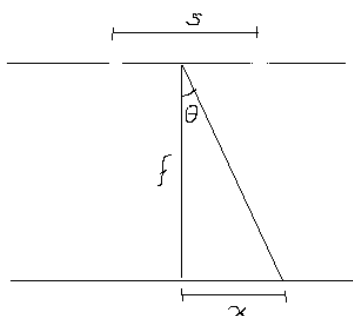


Figura 3.2: Fendas de separação s causam um padrão de interferência sobre um anteparo a uma distância f

como pode ser conferido em Kitchin (1995). Para uma fonte não monocromática, esta equação indica em qual θ se encontra o máximo de λ no padrão de dispersão na ordem n .

$$\lambda = \frac{s \sin \theta}{n} \quad (3.2)$$

A *dispersão espectral* é dada por

$$\frac{d\lambda}{d\theta} = \frac{s \cos \theta}{n} \quad (3.3)$$

Tabela 3.2: Dados das Observações

Objeto	$T.I.^a$ (s)	$A.P.^b$ ($^\circ$)	Comentários
HD19445	15	90	
HD19445	15	90	Exposições em posições diferentes da fenda
HD19445	15	90	
HD19445	15	90	
ESO-LV 5520490	900	50	
ESO-LV 5520500	1200	128	
UGC 4703A	1800	90	Núcleo principal
UGC 4703A	1800	90	4" norte do núcleo principal
UGC 4703A	1800	90	4" sul do núcleo principal
UGC 4703AB	1800	125	Alinhado ao longo da ponte de material
UGC 4703A	1800	0	Núcleo principal
NGC 3819	1800	110	Alinhado ao longo do pequeno jato central
H58D1	1800	100	Companheira mais próxima de NGC 3819
H58D2	1800	110	Companheira mais distante de NGC 3819
NGC 3819	2700	110	Mais uma imagem do jato
ESO-LV 5100550	1800	132	Captando as isofotas mais internas
ESO-LV 5100550	2700	152	Captando as isofotas mais externas
HD105601	15	152	Estrela de calibração
HD105601	15	90	
HD105601	15	90	

(a) Tempo de integração; (b) Ângulo de posição da fenda, contado a partir do Norte no sentido N-E-S-W

Se queremos a dispersão sobre a placa $d\lambda/dx$, sendo x a distância sobre a placa como na figura 3.2, usamos a distância focal f da câmera na equação

$$\tan \theta = \frac{x}{f} \quad (3.4)$$

e, fazendo a aproximação para θ pequeno,

$$\theta \approx \frac{x}{f} \quad (3.5)$$

e, usando as equações 3.3 e 3.5 temos

$$\frac{d\lambda}{dx} = \frac{d\lambda}{d\theta} \frac{d\theta}{dx} = \frac{s \cos \theta}{n} \frac{1}{f} \quad (3.6)$$

Novamente, com a aproximação para θ pequeno, $\cos \theta \approx 1$. Em teoria, a grandeza $d\lambda/dx$ é adimensional, mas na prática costuma ser expressa em $\text{\AA}/\text{mm}$ ou nm/mm .

$$\frac{d\lambda}{dx} \approx \frac{s}{nf} \quad (3.7)$$

Para a câmera vermelha, com 1200 linhas/mm, $s \approx 8300 \text{\AA}$ e $f = 12 \text{ in} \approx 300 \text{ mm}$ temos uma dispersão de aproximadamente $27 \text{\AA}/\text{mm}$. Para a câmera azul, semelhantemente, com 900 linhas/mm e distância focal 9 polegadas temos uma dispersão de aproximadamente $71 \text{\AA}/\text{mm}$. Para termos a escala em $\text{\AA}/\text{pixel}$ basta usarmos a escala de placa do CCD.

Para a resolução $\Delta\theta$ angular, é usado o critério de Rayleigh: um máximo de franja estar superposto ao primeiro mínimo do próximo padrão de franja (Kitchin, 1995), o que pode ser expresso como

$$\Delta\theta = \frac{\lambda}{Ns \cos \theta} \quad (3.8)$$

onde N é o número de fendas ou raias. Para termos a resolução espectral $\frac{\lambda}{\Delta\lambda}$ de uma rede partimos de

$$\frac{\Delta\lambda}{\Delta\theta} = \frac{d\lambda}{d\theta} \quad (3.9)$$

e usamos as equações 3.3 e 3.8 para obtermos, enfim, a resolução espectral

$$\frac{\lambda}{\Delta\lambda} = R = nN \quad (3.10)$$

3.1.2 Especificações das Redes

A tabela 3.3 contém dados das redes usadas.

3.2 Os Objetos de Estudo

Na tabela 3.4 há dados essenciais da literatura para os objetos de estudo deste trabalho. As galáxias NGC 2718 e ESO-LV 5100560 não têm espectros na amostra deste trabalho, mas seus dados serão de utilidade mais adiante, pelo fato de serem companheiras de UGC 4703 e ESO-LV 5100550, respectivamente.

Tabela 3.3: Informações sobre as redes usadas. (Ld02)

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

3.2.1 NGC 3819 e Companheiras

NGC 3819, integrante do grupo compacto de Hickson (Hickson, 1982) H58, também conhecida como H58D, e suas duas companheiras H58D1 e H58D2, foram objeto de estudo de Ld02.

NGC 3819 é uma elíptica tipo E2 pec (Veiga, 1996, daqui em diante Vg96). É considerada peculiar pela presença de jatos. Há dois jatos detectados: sendo um uma pluma estelar (Rubin et al., 1991) e outro de provável origem não-térmica (Vg96). Nas observações de Soares, Veiga e Nordgren, a fenda foi posicionada sobre NGC 3819 de modo a captar a região do jato central (Figura 3.3) no ângulo de posição 110° e foram feitas duas integrações separadas, uma de 1800 s e outra de 2700 s. Para cada companheira, foi feita uma integração de 1800 s, com ângulo de posição 100° para HD58D1 e 110° para HD58D2.

Ld02 não detectou características espectroscópicas ópticas marcantes além do espectro de absorção esperado para uma elíptica, indicando que processos de emissão que pudessem denunciar atividade relacionada a jatos podem estar extintos. As velocidades radiais heliocêntricas de NGC 3819, H58D1 e H58D2 em Ld02 foram, respectivamente, $6225 \pm 19\text{km/s}$, $6318 \pm 33\text{km/s}$ e $6303 \pm 16\text{km/s}$, indicando que, com desvios para o vermelho muito semelhantes, as três galáxias sejam um sistema ligado gravitacionalmente, e não um sistema aparente com as duas companheiras projetadas ao fundo de NGC 3819.

Tabela 3.4: Informação bibliográfica das galáxias estudadas

Objeto	AR dec J2000	B_T (mag)	V_{helio} (km/s)
ESO-LV 5520490 (NGC 1738)	05 01 46.7 -18 09 25	13,70 ¹	3978 ± 30 ²
ESO-LV 5520500 (NGC 1739)	05 01 47.3 -18 10 01	15,73 ¹	3892 ± 32 ¹
UGC 4703 (CGCG 0855.8+0631)	08 58 27.4 +06 19 41	15,41 ³	3573 ± 46 ⁴
NGC 2718 (UGC 4707)	08 58 50.5 +06 19 35	12,73 ¹	3843 ± 5 ⁵
H58D2	11 42 04.8 +10 21 50	-	6383 ± 46 ⁶
H58D1	11 42 05.0 +10 21 27	-	6441 ± 37 ⁷
NGC 3819 (H58D)	11 42 05.9 +10 21 04	14,82 ⁵	6274 ± 11 ⁴
ESO-LV 5100550	14 04 08.5 -25 37 54	15,73 ¹	6167 ± 12 ⁴
ESO-LV 5100560	14 04 16.0 -25 38 24	13,98 ¹	6215 ± 9 ⁸

Ascensão reta, declinação, magnitude aparente B e velocidade radial heliocêntrica das galáxias da amostra. Todas as posições foram obtidas pelo *Nasa Extragalactic Database*. (1)Lauberts & Valentijn 1989. (2)da Costa & Pellegrini 1988. (3)Calculado a partir de Méndez et al. 1999. (4)de Souza et al. 1997. (5)de Vaucouleurs G. et al. 1991. (6)Sloan Digital Sky Survey Team 2004. (7)Koranyi & Geller 2002. (8)Theureau et al. 1998.

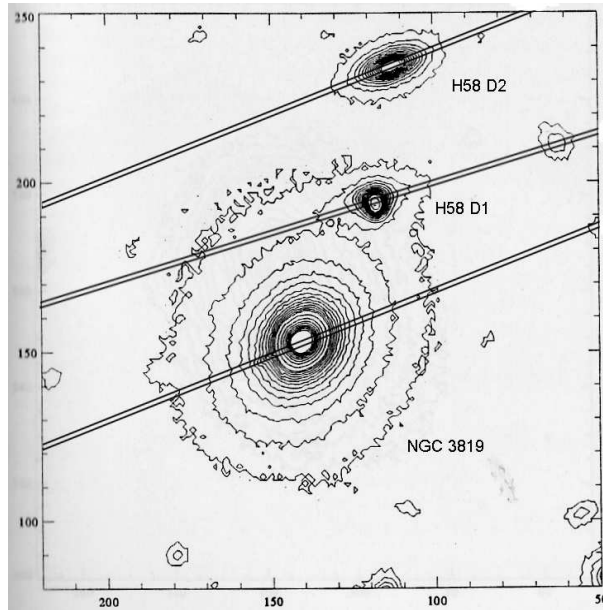


Figura 3.3: Posicionamento das fendas em NGC 3819 e suas companheiras. Nesta figura e nas figuras a seguir, a imagem de CCD foi retirada de Veiga (1996), o norte está em cima, o leste à esquerda e as dimensões da fenda na figura ($1'' \times 128''$) são realísticas.

3.2.2 ESO-LV 5100550

ESO-LV 5100550 aparenta ser uma galáxia Sa, e, de acordo com Vg96, uma SA0. Pode ser que seja barrada, pois tem as isofotas mais internas com ângulo de posição diferente das mais externas, respectivamente 132° e 152° . Pode estar também distorcida por interação (Vg96). Tem uma galáxia companheira, a espiral vista de topo ESO-LV 5100560, da qual não foi tomado espectro. Juntas, formam o par SBG 357 do Catálogo de Galáxias Binárias Austrais de Soares et al. (1995). Foram tomados dois espectros de ESO-LV 5100550, um no ângulo de posição da fenda 132° e outro no ângulo de posição 152° , com exposições de 1800 s e 2700 s, respectivamente (figura 3.4).

3.2.3 ESO-LV 5520490 e ESO-LV 5520500

O par ESO-LV 5520490 e ESO-LV 5520500, o SBG 249 de Soares et al. (1995), parece estar em forte interação (figura 3.5). ESO-LV 5520490 é a galáxia mais ao norte, e parece estar bastante distorcida pela interação. Sua classificação sugerida por Vg96 é Sbc. ESO-LV 5520500 está menos distorcida e seu formato espiral é mais óbvio, e tem um bojo em forma de caixa. Sua classificação sugerida por Vg96 é SBb. Dopita et al. (2002) estimam uma

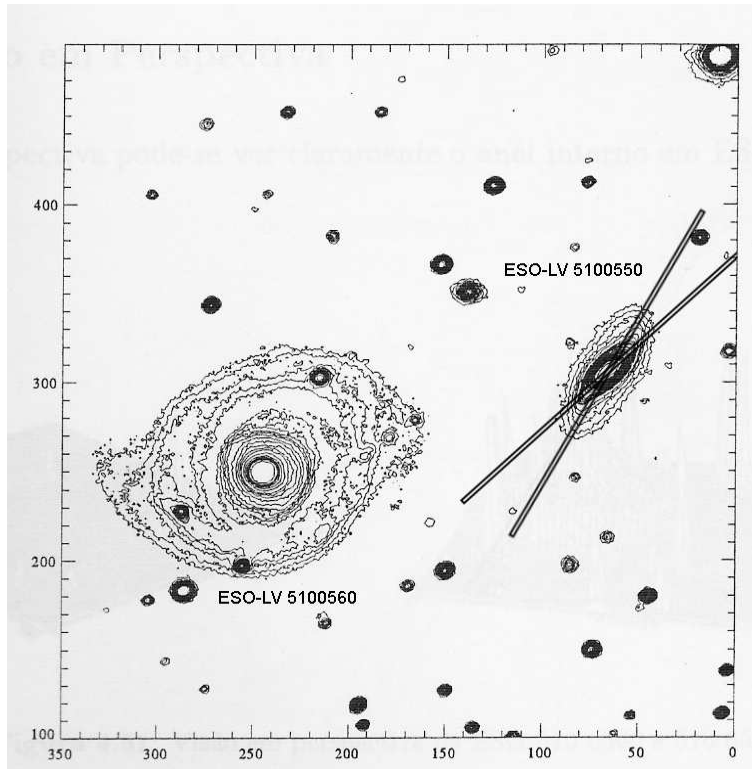


Figura 3.4: Posicionamento das fendas em ESO-LV 5100550. Ao leste está sua companheira ESO-LV 5100560.

separação nuclear de $40''$ e interpretam, pela falta de características fortes de maré, que a separação entre elas pode ser bem grande em profundidade e também detectaram grande formação estelar em ambos os discos. White et al. (2000) confirmam ser ESO-LV 5520500 a galáxia no plano da frente, obscurecendo a companheira ESO-LV 5520490. White et al. (2000) calcularam extinções $A_B = 0,3 - 0,37$ para a região dos braços e $A_I = 0,24 - 0,28$ para a região interbraços de ESO-LV 5520500, com inclinação estimada de 59° .

A fenda para ESO-LV 5520500 teve ângulo de posição 128° , alinhada com o semieixo maior das isofotas do bojo, ângulo este que não coincide com o do semieixo maior das isofotas mais externas, que é aproximadamente 75° , pelos mapas isofotais em Veiga (1996).

A fenda para ESO-LV 5520490 teve ângulo de posição 50° , alinhada com o semieixo maior das isofotas do bojo, também não coincidindo com o ângulo das isofotas mais externas, que foi estimado em 40° pelo método descrito adiante na seção 5.3. Este método foi usado pelo fato de dados de ângulo de posição de isofotas não estarem disponíveis para ESO-LV 5520490 em Vg96.

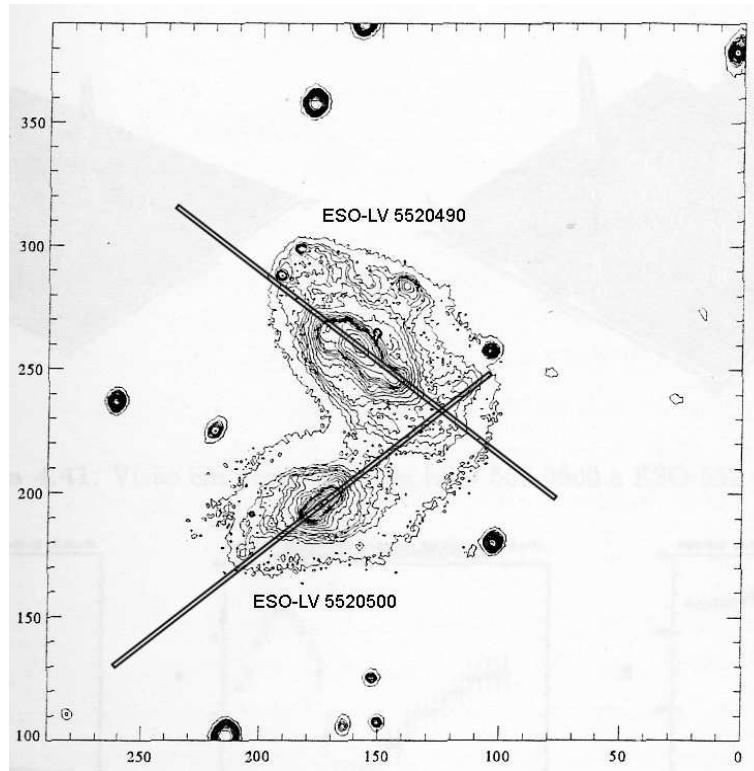


Figura 3.5: Posicionamento das fendas em ESO-LV 5520490 (norte) e ESO-LV 5520500 (sul).

3.2.4 UGC 4703

UGC 4703 é um objeto bastante irregular, companheiro de NGC 2718. Vg96 chamou a forte componente mais ao sul de UGC4703A e a componente mais fraca ao norte de UGC4703B (figura 3.6). As componentes estão ligadas por uma ponte luminosa. Ainda separou as subcomponentes de UGC4703A em uma maior e mais luminosa ao norte UGC4703A1 e outra menor e menos luminosa ao sul UGC4703A2, e as subcomponentes de UGC4703B em UGC4703B1, sendo esta a componente principal, e UGC4703B2, um "nariz" que parece sair de UGC4703B1. Também detectou condensações mais luminosas na ponte. Vg96 afirma ser o sistema uma interação entre duas anãs (UGC4703A e UGC4703B), o que é confirmado por Méndez et al. (1999), que por sua vez observaram forte surto estelar em UGC4703A e ausência de atividade semelhante em UGC4703B. Méndez et al. (1999) também supõem a ponte ter sido antes o disco de UGC4703B e mediram uma recessão de 47 km/s de uma região a $3,9''$ sudoeste das zonas centrais de UGC4703A.

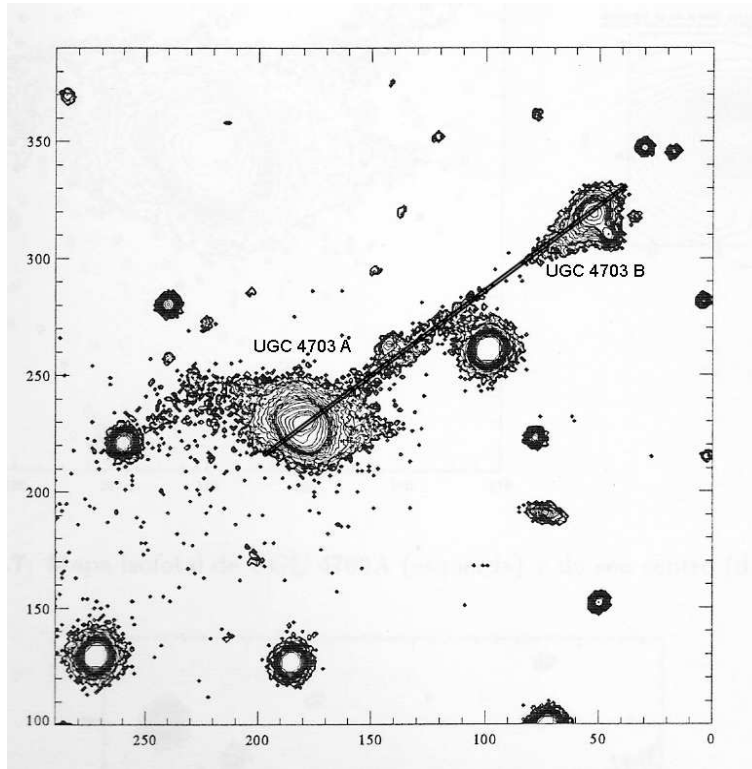


Figura 3.6: Posicionamento da fenda sobre a ponte estelar de UGC 4703.

Pierre-Alain Duc (<http://alpha.uni-sw.gwdg.de/~paduc/U4703/U4703.html>, trabalho não publicado) descobriu ser a estrutura UGC4703B2 uma galáxia de fundo, e não parte do sistema. Também mediu um desvio para o vermelho de 3382 km/s para a parte norte de UGC4703A, diferindo em cerca de 200 km/s do desvio para o vermelho do sistema, e constatou que a ponte luminosa, apesar de mais azul que os objetos que conecta, não apresenta características de formação estelar, o que deixa dúvidas sobre a origem da ponte.

Foram tomados cinco espectros de UGC4703 (figura 3.7), um com ângulo de posição da fenda 90° sobre UGC4703A1 e dois com mesmo ângulo quatro segundos ao norte e quatro segundos ao sul do primeiro, este terceiro captando UGC4703A2. Um outro espectro foi tomado com ângulo de posição 0° , captando UGC4703A de norte a sul, passando pelo centro. Outro espectro foi tomado com ângulo de posição 125° , alinhado com a ponte luminosa, captando a ponte e UGC4703A e UGC4703B (figura 3.6).

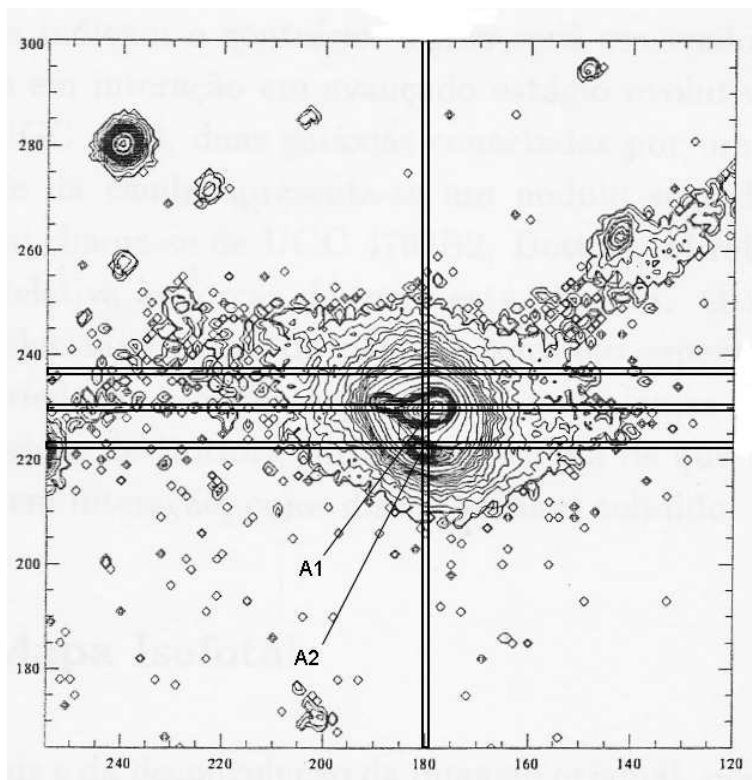


Figura 3.7: Posicionamento das fendas em UGC 4703, exceto a fenda sobre a ponte estelar, que é mostrada na figura 3.6.

Capítulo 4

Redução e Medidas

4.1 Pacotes de Programas Utilizados

4.1.1 IRAF

Para todo o trabalho de redução e medidas envolvendo as imagens astronômicas, foi utilizado o pacote de tarefas IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*), versão 2.12. Detalhes sobre o pacote podem ser obtidos em Tody (1993). O IRAF é distribuído pelos *National Optical Astronomy Observatories* (NOAO), que são operados pela *Association of Universities for Research in Astronomy, Inc.* (AURA), sob acordo cooperativo com a *National Science Foundation*.

4.1.2 IDL

O ambiente IDL (*Interactive Data Language*) é produto da RSI (<http://www.rsinc.com>). Programas em IDL foram feitos para a calibração da tarefa `fxcor` (adiante, na seção 4.4.4) e para a deprojeção, desenho e ajuste de modelos das curvas de rotação, o que será discutido no capítulo 5. Os códigos usados estão transcritos nos apêndices.

4.2 Passos Iniciais da Redução

4.2.1 Cabeçalho

Primeiro, deve-se colocar no cabeçalho de todas as imagens o ganho `GAIN` e o ruído de leitura `RDNOISE` para que não se tenha que especificá-los em todas as tarefas do IRAF. Também modifica-se a entrada da data de observação `DATE-OBS` para um formato que seja reconhecido pelo IRAF. As modificações são realizadas como segue para a câmera azul, a título de exemplo:

```
ccdheadit
parâmetro: gain
valor: 2.13
parâmetro: rdnoise
valor: 8.6
parâmetro: DATE-OBS
valor: 28/02/98
```

4.2.2 Corte e Correção de Campo Plano

As partes do CCD que não receberam luz devem ser cortadas da imagem. Para tal, a tarefa `ccdproc` é usada. Estas regiões são identificadas com uso da tarefa `implot`. A região a ser aproveitada é a região delimitada pelos *degraus* de queda no sinal. O ajuste dos parâmetros relevantes para, por exemplo, a câmera vermelha é

```
trim = yes
trimsec = [1:1024,60:296]
```

Todas as imagens já tiveram viés subtraído no observatório. Para cada câmera, há cinco imagens de campo plano e duas de sinal escuro. As imagens de corrente escura têm tão poucas contagens, não passando de 3 em meio a um ruído de cerca de 10 contagens, que podem ser desprezadas. As imagens de campo plano são combinadas pela tarefa `combine` modo `combine = average`, `reject = crreject` em uma imagem *Flat.imh*. Em seguida, é usada a tarefa `response` com `calibrat = Flat`, `normaliz = Flat` e criada a imagem *Resp.imh*

Em seguida, então, a correção de campo plano é feita para as imagens de objetos com a tarefa `ccdproc` com `flatcor = yes`, `flat = Resp`.

4.2.3 Retirada de Raios Cósmicos

A retirada de raios cósmicos deve ser feita antes da extração dos espectros unidimensionais. Foi utilizada a tarefa `imedit`. Primeiro, a imagem é inspe-

cionada visualmente e os raios cósmicos mais conspícuos são localizados. Para raios cósmicos isolados na parte escura da imagem, foi utilizada uma simples substituição pela média do valor dos pixéis próximos usando o comando interativo `b`, sendo que a janela usada tem valor tipicamente `1`, um pouco maior quando necessário, nunca passando de `3`. Paralelamente, o comando de desenho de superfície `s` de uma região é utilizado para identificar e centrar no cursor raios cósmicos ocultos no sinal, tanto para o espectro do objeto quanto do céu. Quando o raio cósmico afeta o sinal de uma linha do céu ou do objeto, uma interpolação cuidadosa do sinal no local é feita usando o comando interativo `l`, marcando o retângulo da região a ser interpolada¹. A posição dos pixéis onde o sinal de um objeto foi afetado por um raio cósmico foi anotada para posteriormente ser consultada na ocorrência de uma característica desconhecida no espectro. No fim, deve ser feita uma última inspeção da imagem com `s` com um valor grande para a janela (tipicamente `25`).

4.2.4 Combinação dos espectros de NGC 3819

Como comentado na seção 3.2.1, foram feitas duas exposições de NGC 3819 no mesmo ângulo de posição de fenda e com dois tempos de exposição diferentes. Para que as duas imagens fossem combinadas para se ter uma imagem única com maior sinal/ruído, primeiro teve que se corrigir um deslocamento das imagens uma em relação à outra, devido à imprecisão ao se posicionar o objeto espacialmente ao longo do comprimento da fenda duas vezes de forma idêntica (figura 4.1), lembrando que o ângulo de posição da fenda foi mantido o mesmo. Acerca de qualquer não-coincidência espacial na direção da *largura* da fenda, apesar de também esperada, nada foi feito para corrigi-la, pois, ao se comparar os espectros no `implot`, não se observou diferença marcante entre os espectros, exceto, é claro, a diferença de contagens devida aos tempos de exposição diferentes.

Primeiramente, com uso da tarefa `implot`, mediu-se de quantos pixéis os picos estavam deslocados entre si. Depois, com a tarefa `imshift`, tanto na câmera azul como na vermelha, deslocou-se uma das imagens deste valor de pixéis no eixo *y* para que os picos passassem a coincidir. Finalmente, foi usada a tarefa `combine` com o parâmetro `weight = exposure`, para que a imagem com maior exposição recebesse um peso maior.

Para verificar que o nível de ruído realmente diminuiu na imagem combinada, foi usada a tarefa `apnoise`, que analisa o ruído de espectros. De fato, ao rodar a tarefa para as imagens originais e a imagem combinada, a imagem

¹Estes procedimentos no `imedit` foram sugestão de Max Faundez-Abans (LNA).

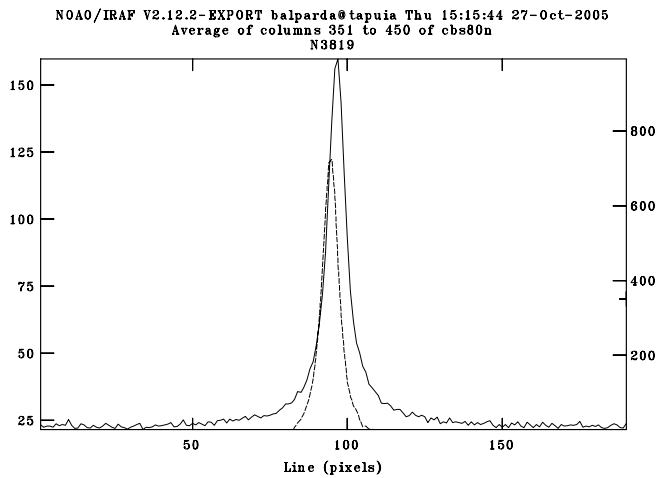


Figura 4.1: Eixo espacial de NGC 3819 das duas exposições na câmera azul sobrepostas em um mesmo gráfico. Nota-se claramente a não-coincidência dos perfis de luz no eixo espacial, causada pelo posicionamento diferente da galáxia ao longo do comprimento da fenda para cada exposição.

combinada apresenta um nível de ruído menor, tendo abaixado o patamar do σ do ruído versus sinal cerca de 30%.

4.3 Redução dos Espectros

4.3.1 A Extração dos Espectros

Para a extração dos espectros unidimensionais ao longo do eixo espacial da imagem bidimensional, ou seja, ao longo da extensão da fenda, é usada a tarefa `apall`, que é, de fato, um conjunto de várias tarefas.

Os parâmetros da tarefa `apall` são muitos e o resultado da extração é bastante sensível a alguns deles. Portanto, a lista de parâmetros para o `apall` usada neste trabalho é aqui explicitada:

<code>input = "cbsXXn"</code>	List of input images
<code>nfind = 0</code>	Number of apertures to be found automatically
<code>(output = "acbsXXn")</code>	List of output spectra
<code>(apertures = " ")</code>	Apertures
<code>(format = "onedspec")</code>	Extracted spectra format
<code>(references = "")</code>	List of aperture reference images
<code>(profiles = "")</code>	List of aperture profile images
<code>(interactive = yes)</code>	Run task interactively?
<code>(find = yes)</code>	Find apertures?
<code>(recenter = yes)</code>	Recenter apertures?

(resize = yes)	Resize apertures?
(edit = yes)	Edit apertures?
(trace = yes)	Trace apertures?
(fittrace = yes)	Fit the traced points interactively?
(extract = yes)	Extract spectra?
(extras = yes)	Extract sky, sigma, etc.?
(review = yes)	Review extractions?
(line = INDEF)	Dispersion line
(nsum = 20)	Number of dispersion lines to sum or median
DEFAULT APERTURE PARAMETERS	
(lower = -2.)	Lower aperture limit relative to center
(upper = 2.)	Upper aperture limit relative to center
(apidtable = " ")	Aperture ID table (optional)
DEFAULT BACKGROUND PARAMETERS	
(b_function = "chebyshev")	Background function
(b_order = 2)	Background function order
(b_sample = "80:150")	Background sample regions
(b_naverage = -3)	Background average or median
(b_niterate = 2)	Background rejection iterations
(b_low_reject = 3.)	Background lower rejection sigma
(b_high_rejec = 3.)	Background upper rejection sigma
(b_grow = 0.)	Background rejection growing radius
APERTURE CENTERING PARAMETERS	
(width = 4.)	Profile centering width
(radius = 4.)	Profile centering radius
(threshold = 0.)	Detection threshold for profile centering
AUTOMATIC FINDING AND ORDERING PARAMETERS	
(minsep = 2.)	Minimum separation between spectra
(maxsep = 100.)	Maximum separation between spectra
(order = "increasing")	Order of apertures
RECENTERING PARAMETERS	
(aprecenter = "")	Apertures for recentering calculation
(npeaks = INDEF)	Select brightest peaks
(shift = yes)	Use average shift instead of recentering?
RESIZING PARAMETERS	
(llimit = INDEF)	Lower aperture limit relative to center
(ulimit = INDEF)	Upper aperture limit relative to center
(ylevel = 0.1)	Fraction of peak or intensity for automatic wid
(peak = yes)	Is ylevel a fraction of the peak?
(bkg = yes)	Subtract background in automatic width?
(r_grow = 0.)	Grow limits by this factor
(avglimits = no)	Average limits over all apertures?
TRACING PARAMETERS	
(t_nsum = 10)	Number of dispersion lines to sum
(t_step = 10)	Tracing step
(t_nlost = 4)	Number of consecutive times profile is lost bef
(t_function = "legendre")	Trace fitting function
(t_order = 2)	Trace fitting function order
(t_sample = "*")	Trace sample regions
(t_naverage = 1)	Trace average or median
(t_niterate = 2)	Trace rejection iterations
(t_low_reject = 3.)	Trace lower rejection sigma
(t_high_rejec = 3.)	Trace upper rejection sigma
(t_grow = 0.)	Trace rejection growing radius
EXTRACTION PARAMETERS	
(background = "fit")	Background to subtract
(skybox = 1)	Box car smoothing length for sky
(weights = "none")	Extraction weights (none variance)
(pfit = "fit1d")	Profile fitting type (fit1d fit2d)
(clean = no)	Detect and replace bad pixels?
(saturation = INDEF)	Saturation level
(readnoise = "rdnoise")	Read out noise sigma (photons)

(gain = "gain")	Photon gain (photons/data number)
(lsigma = 4.)	Lower rejection threshold
(usigma = 4.)	Upper rejection threshold
(nsubaps = 1)	Number of subapertures per aperture
(mode = "ql")	

Neste trabalho, as aberturas eram extraídas inicialmente sem o uso do rastreamento (`trace`), pois este sempre iria rastrear o pico principal em detrimento das regiões mais externas ao pico. Este método contaria com o fato de que um espectro estaria suficientemente alinhado ao longo de uma linha de pixéis, ou seja, que a dispersão estaria precisamente no eixo das linhas.

Infelizmente, este não é o caso. Quando comparados e sobrepostos como na figura 4.2, os espectros de duas regiões igualmente espaçadas do centro da galáxia, esperados como semelhantes, apresentam um desalinhamento nos contínuos, que se cruzam quando sobrepostos. Isso pode ser diagnosticado como um desalinhamento dispersão-linha, se levarmos em conta que o início e o fim do espectro pertencem a partes diferentes da galáxia, como, por exemplo, centro e periferia, daí o desalinhamento entre os contínuos se de um lado do núcleo as partes de baixa e alta frequência forem de, respectivamente, centro e periferia, e do outro lado periferia e centro, como foi esquematizado de forma exagerada na figura 4.3.

O novo método² consiste no uso de rastreamento com o pico central (o núcleo da galáxia) sempre presente na abertura, variando apenas o tamanho da janela de modo a envolver mais regiões da galáxia, em intervalos do tamanho das aberturas desejadas, como na figura 4.4 e sua aparência final no `apall` na figura 4.5. Os limites de uma abertura desejada para uma região à esquerda e direita foram fixados em -2 e $+2$, respectivamente. Portanto, cada nova janela será aumentada de 4 pixéis, significando que 4 linhas de pixéis serão juntas em apenas um espectro unidimensional *ao fim do método* (ver adiante), e todas as aberturas desejadas sobre as regiões são exatamente adjacentes, por consequência do método.

Marcadas as posições das aberturas, devem ser marcadas as regiões de céu para subtração do espectro do céu do espectro dos objetos. É ideal que as regiões de céu estejam distantes do sinal, sejam razoavelmente grandes e que sejam duas, uma à esquerda e outra à direita do espectro do objeto, quando aplicável. É de suma importância certificar-se de que não há espectro de objeto algum em qualquer região de céu. Para marcar o céu, dá-se o comando `b` na tela principal da tarefa, e em seguida, se já não foi feito antes,

²Houve no decorrer deste trabalho uma modificação radical na maneira de extrair os espectros unidimensionais, tomando como base uma sugestão de Thaisa S. Bergmann (Depto. de Astronomia, UFRGS) para o rastreamento correto dos espectros.

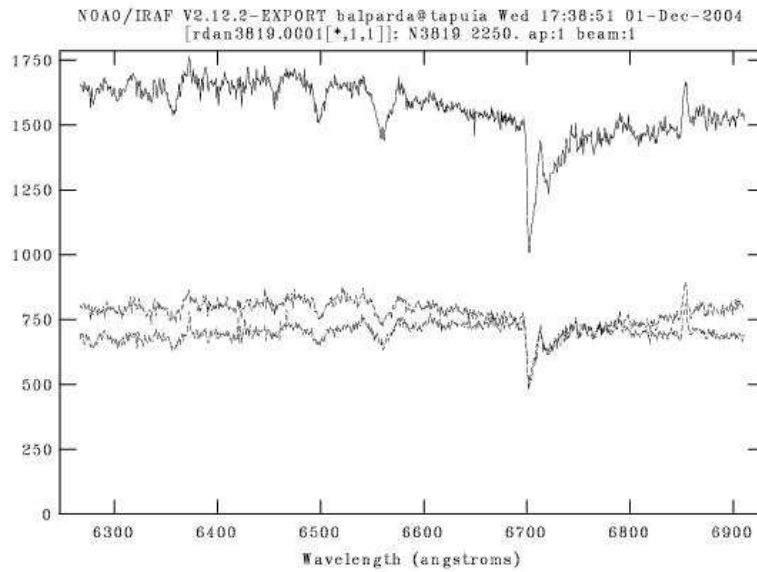


Figura 4.2: Espectro vermelho central de NGC 3819 e os dois espectros imediatamente adjacentes ao central pelos dois lados, todos extraídos sem rastreamento.

usar o comando `w` e em seguida `a` para que todo o eixo espacial seja visto. Reinicializam-se as regiões de céu com `t`, marcam-se novas regiões com `s` e ajusta-se o céu com `f`. Para voltar para a tela principal, `q`. Deve-se ajustar a mesma região para as demais aberturas, selecionando-as com os comandos `+` e `-`. Também é possível, antes de extrair os espectros, sair da tarefa gravando as aberturas no banco de dados e acertar a região do céu manualmente para todas as aberturas no arquivo `ap****` correspondente à imagem em questão gerado pelo `apall` (`apedit`, na verdade) no diretório `database`.

Em todos os casos, confiou-se no rastreamento automático, e pôde-se verificar que ele foi idêntico para todas as janelas que continham o pico central, de modo que este é de fato dominante no rastreamento do espectro, pouco importando as regiões periféricas mais fracas. E, de fato, era crucial que o rastreamento de todas as janelas fosse idêntico para que este método surtisse resultados corretos. Em imagens onde aparece mais de uma região com pico central separadas por céu, i.e. dois objetos na mesma fenda, cada região foi tratada separadamente, ou seja, cada uma teve um rastreamento diferente.

Após a extração de todas estas aberturas contendo sempre o pico central, é necessário subtrair o pico central e as demais regiões de cada abertura (exceto da central, naturalmente) para que reste apenas o espectro da janela de 4

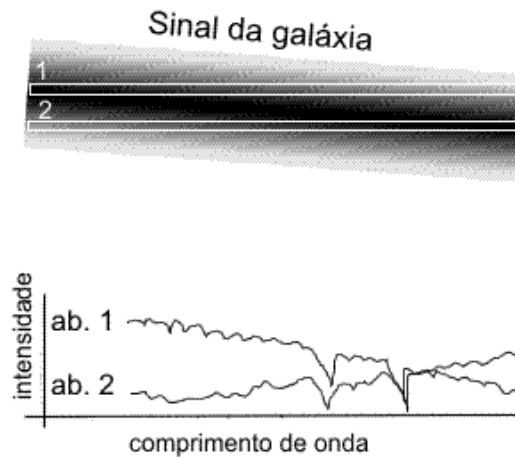


Figura 4.3: O desalinhamento dos contínuos ocorre se há desalinhamento da dispersão com o CCD. No desenho, pode-se ver o sinal da galáxia desalinhado em relação ao eixo horizontal do CCD, o que faz com que aberturas alinhadas na horizontal captem sinal de regiões diferentes da galáxia em regiões diferentes do espectro, o que é totalmente indesejável.

pixéis sobre cada região desejada. Para tal foi usada a tarefa `imarith` com uso de listas para determinar qual abertura é subtraída de qual. Tomando como exemplo o esquema da figura 4.4, subtrai-se a abertura 1 de 2 e 4 e a abertura 2 de 3, e não se subtrai nada da abertura 1.

Por fim, tem-se os espectros unidimensionais das várias regiões da galáxia, e os sobrepondo em um mesmo gráfico (figura 4.6), podemos verificar que o método contornou o problema do desalinhamento de forma muito satisfatória.

4.3.2 Subtração do espectro do céu para a ponte de UGC 4703

A imagem da fenda longa sobre UGC 4703A e B e sobre a ponte que as une (Figura 3.6) não tem uma região de céu para ajustá-lo e subtraí-lo dos espectros de objetos extraídos desta imagem via `apall`, como foi o caso para todas as demais imagens. A subtração é apropriada pelo fato de as imagens terem o mesmo tempo de exposição. Uma média da imagem anterior com a posterior não foi usada pois a imagem posterior tem o espectro do céu

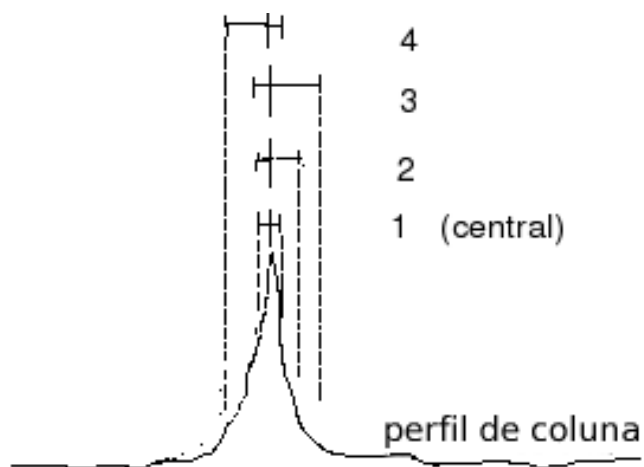


Figura 4.4: Esquema de como marcar aberturas para extração sempre mantendo o pico central como centro da janela.

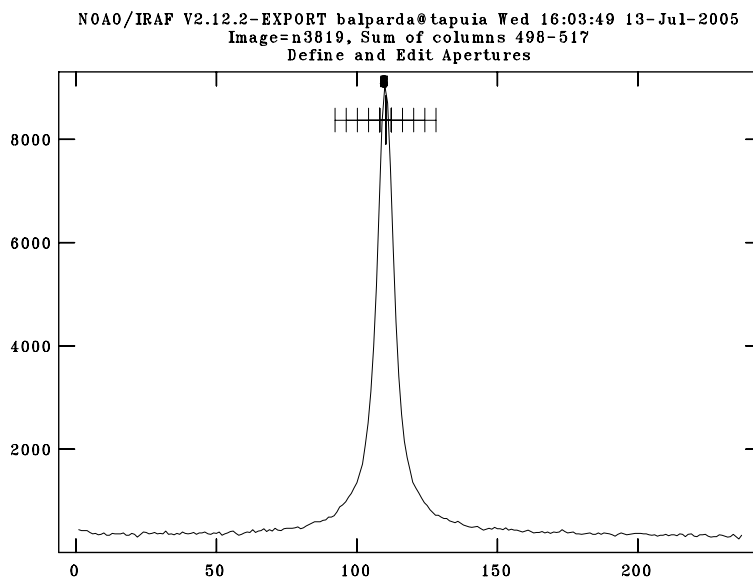


Figura 4.5: Marcando aberturas para extração no espectro vermelho de NGC 3819.

consideravelmente deslocado no eixo da dispersão, muito possivelmente por estar em um apontamento diferente de telescópio, o que causa pequenas variações no aparato óptico.

Foi usada, então, uma imagem do espectro do céu ajustado da imagem

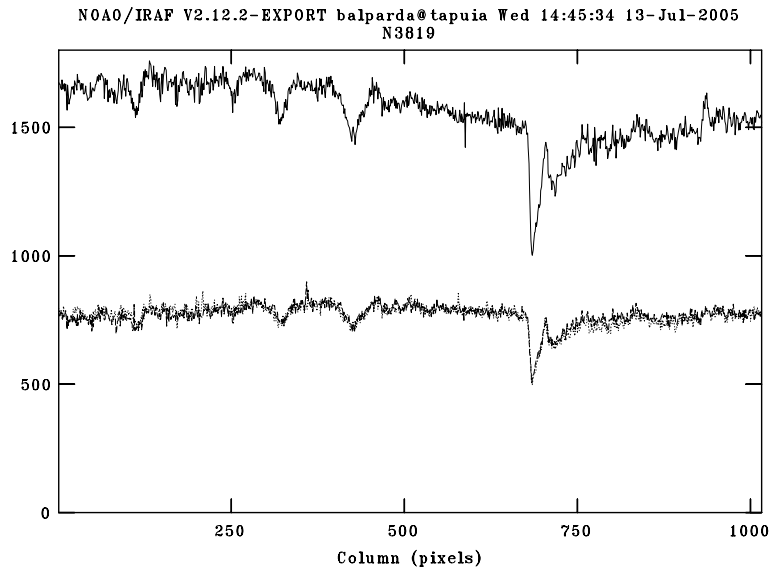


Figura 4.6: Equivalente à figura 4.2, desta vez com aplicação do método de rastreamento com o pico central. Não se nota mais o desalinhamento em cruz antes constatado.

anterior (fenda sobre UGC 4703A posicionada a 4" sul do núcleo principal) pela tarefa `fit1d` aplicada a seu eixo espacial e usando apenas as regiões de céu para o ajuste. Tanto a imagem resultante do ajuste quanto a resultante de sua subtração da imagem de fenda longa sobre a ponte luminosa podem ser vistas na figura 4.7. O resultado é uma imagem com poucos resíduos do céu.

4.3.3 Calibração em Comprimento de Onda

Os espectros extraídos têm no eixo das abscissas ainda o número das colunas de pixéis. É necessário achar a relação entre a posição no eixo das abscissas e o comprimento de onda.

Para achar tal relação faz-se uso de espectros de lâmpadas de arco voltaico de diferentes elementos obtidas dentro do próprio instrumento no telescópio durante a noite de observações, contendo, então, linhas de emissão destes elementos em frequência de repouso, denominadas *linhas de laboratório*. Se a óptica e as condições do instrumento são as mesmas para a lâmpada e para os objetos astronômicos, espera-se que a dispersão em λ seja também a mesma. Achando a relação comprimento de onda por pixel para a lâmpada, aplicamos a mesma para as imagens astronômicas.

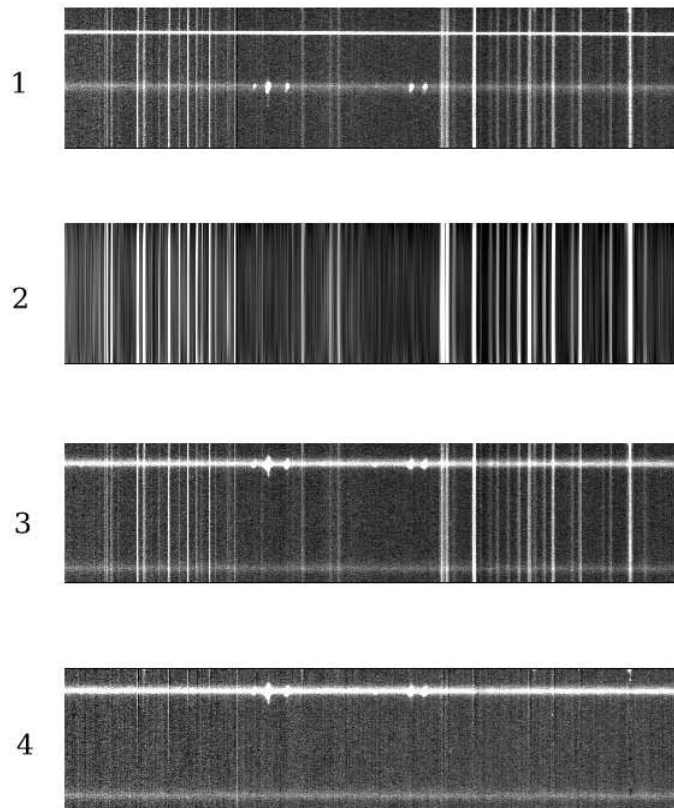


Figura 4.7: Obteve-se a imagem de céu (2) pelo ajuste `fit1d` do eixo espacial de (1) excluindo as regiões de espectros de objetos. Em seguida, subtrai-se (2) de (3), sendo esta a imagem da qual se deseja subtrair o céu, para se obter (4).

Para as observações do Mte. Palomar, a imagens de objetos são alternadas com tomadas de espectros de lâmpadas, sendo a lâmpada para a câmera azul de ferro-argônio e a lâmpada para a vermelha de hélio-neônio-argônio. Se as condições do instrumento mudam durante a observação, isto é em parte compensado pelo fato de que o espectro de calibração utilizado para um espectro de objeto é a média com uso de `combine` dos espectros de lâmpada logo antes e logo depois da tomada do objeto.

Para se ter um espectro de lâmpada para calibrar as aberturas do objeto, usa-se a tarefa `apsum` usando como referência a imagem do objeto *na qual se usou o* `apall` com o parâmetro `apertur = 1`. É criado, então, um espectro unidimensional de posição correspondente à posição central dos espectros

unidimensionais obtidos com `apall` para o objeto. É digno de nota que o `apsum` não reproduz o rastreamento do `apall`, mas espera-se que o espectro de calibração centrado no pico do rastreamento do objeto nos dê uma calibração precisa. No entanto, se na mesma imagem bidimensional há mais de um pico do qual são extraídas aberturas, é extraído um espectro de calibração para cada pico.

Para determinar a dispersão no espectro da lâmpada, usa-se a tarefa `identify` com parâmetro `coordlist` igual a `linelists$fear.dat` para a câmera azul e `linelists$heneat.dat` para a vermelha. Consultando o manual das lâmpadas do instrumento (Johnston, 1991), atentando para o fato de que os espectros de lâmpadas no manual não foram necessariamente feitos com o mesmo ângulo de rede que os espectros tomados pelos observadores, as linhas de laboratório são identificadas, marcadas com `m` na tarefa, e seu comprimento de onda digitado. É mais fácil e de maior correção identificar as linhas por suas posições relativas do que por seu vigor, que pode variar de imagem para imagem. É recomendável identificar manualmente 4 ou 5 linhas, havendo pelo menos uma destas em cada extremo da imagem, e deixar o resto para a identificação automática da tarefa, dando o comando `l`. Enfim, usa-se `f` para entrar no modo de ajuste e é bom apagar, com `d`, pontos que estejam muito fora do ajuste central, geralmente linhas fracas que foram mal centradas.

Não é necessário usar `identify` para todas as aberturas extraídas da lâmpada, pois a tarefa `reidentify` usa automaticamente as mesmas posições de linhas de laboratório de uma imagem de referência no espectro em questão. Usa-se o `identify` na primeira abertura e o `reidentify` nas demais usando a primeira como referência. Roda-se a tarefa interativamente para verificar se não há nenhuma discrepância grande nos ajustes.

Devemos, em seguida, relacionar cada abertura do objeto com sua correspondente na lâmpada. Para isso, usa-se a tarefa `respectra`, e no parâmetro `referen` coloca-se um arquivo que é uma lista de duas colunas com os espectros do objeto e os espectros de lâmpada correspondentes.

Por fim, roda-se a tarefa `dispcor`, criando novas imagens unidimensionais com eixo de dispersão em Ångström. Também é possível usar `nm` como unidade.

4.4 Procedimentos de Medição

4.4.1 Desvios Para o Vermelho

Para medir desvios para o vermelho das galáxias com linhas de emissão fortes, foram usadas as tarefas `rvidlines` e `emsao` (figuras 4.8 e 4.9), sempre com o espectro central. O `rvidlines` depende do fornecimento de uma lista de características de absorção ou emissão no parâmetro `coordli`. Basta um arquivo com vários comprimentos de onda de repouso dispostos em uma coluna. Em seguida, roda-se a tarefa e identificam-se algumas características com o comando `m`. Faz-se o ajuste com `f` e acham-se mais características automaticamente com `l`.

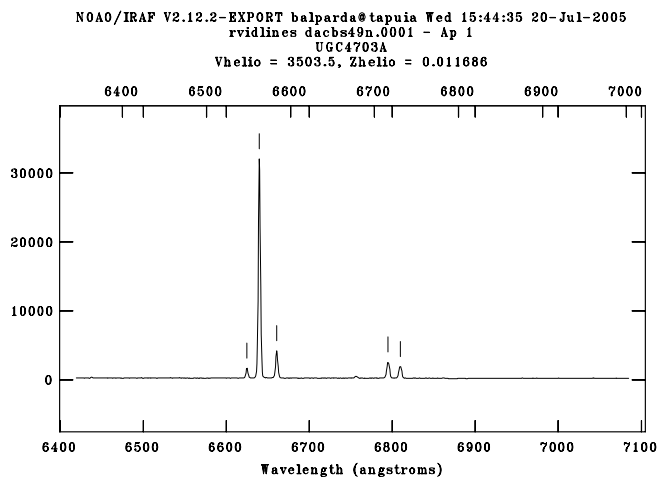


Figura 4.8: Resultado gráfico da tarefa `rvidlines` para o espectro central de UGC 4703 na câmera vermelha. Da esquerda para a direita, [NII] 6548, $H\alpha$ 6563, [NII] 6583, [SII] 6716 e [SII] 6731.

Para as galáxias sem linhas de emissão vigorosas, como é o caso de NGC 3819 e suas companheiras, foi usada a tarefa `fxcor`, que faz correlação cruzada com um espectro-gabarito de velocidade heliocêntrica conhecida, de acordo com o método descrito por Tonry & Davis (1979). Os espectros-gabarito a serem usados neste caso são das estrelas HD19445 e HD105601. As velocidades heliocêntricas obtidas para estas estrelas são do catálogo de Wilson (1953), respectivamente -130,72 km/s e -53,7 km/s, e foram colocadas no cabeçalho dos espectros das estrelas no campo `VHELIO`, com uso de `hedit`. O `fxcor` já usa o valor no campo `VHELIO` automaticamente como velocidade heliocêntrica da estrela gabarito, sem a necessidade de entrar sem-

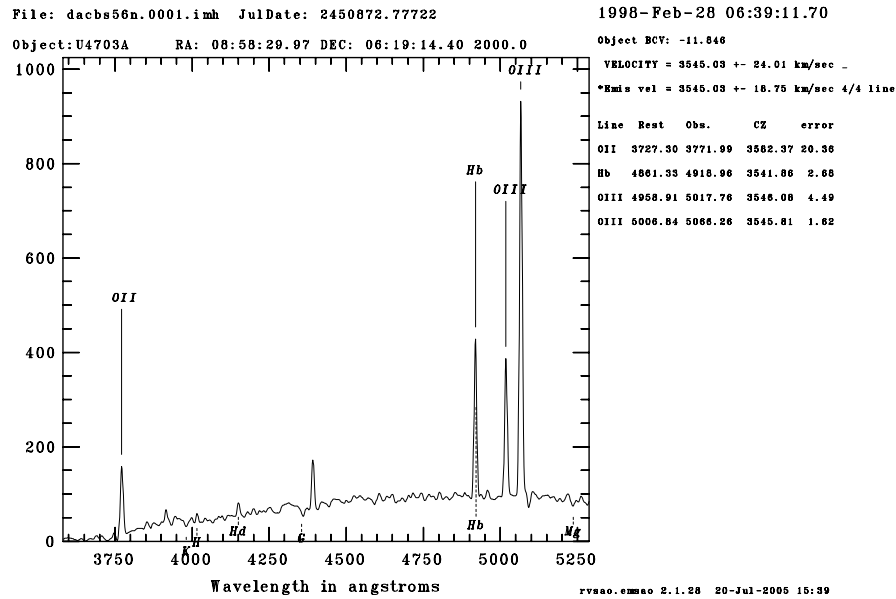


Figura 4.9: Resultado gráfico da tarefa emsao para o espectro central de UGC 4703 na câmera azul.

pre com este valor na tarefa. Para que a tarefa faça a correção heliocêntrica, é essencial que todos os espectros tenham os campos DATE-OBS, RA, DEC e UT preenchidos no cabeçalho. O observatório é especificado no parâmetro observa do próprio fxcor.

Seguem os parâmetros usados para o fxcor:

```

objects =          List of object spectra
template=         List of template spectra
(apertur=        *) Apertures to be used
(cursor =        ) Graphics input cursor

(continuum=      both) Continuum subtract spectra?
(filter =        none) Fourier filter the spectra?
(rebin =         smallest) Rebin to which dispersion?
(pixcorr=        no) Do a pixel-only correlation?
(osample=        *) Object regions to be correlated ('*' => all)
(rsample=        *) Template regions to be correlated
(apodize=        0.2) Apodize end percentage

(funcio=         gaussian) Function to fit correlation
(width =         INDEF) Width of fitting region in pixels
(height =        0.) Starting height of fit
(peak =          no) Is height relative to ccf peak?
(minwid=         3.) Minimum width for fit
(maxwid=         21.) Maximum width for fit
(weights=        1.) Power defining fitting weights

```

```

(backgro=          0.) Background level for fit
(window =         INDEF) Size of window in the correlation plot
(wincent=         INDEF) Center of peak search window

(output =          ) Root spool filename for output
(verbose=         long) Verbose output to spool file?
(imupdat=         no) Update the image header?
(graphic=        stdgraph) Graphics output device

(interac=         yes) Interactive graphics?
(autowri=         yes) Automatically record results?
(autodra=         yes) Automatically redraw fit results?
(ccftype=        image) Output type of ccf

(observa=        Palomar) Observation location database
(continp=         ) Continuum processing parameters
(filtpar=         ) Filter parameters pset
(keywpar=         ) Header keyword translation pset

(mode =           ql)

```

No modo interativo do `fxcor`, começamos por mascarar regiões do espectro que não serão usadas, por exemplo características telúricas ou defeitos. Para seleccionar as regiões do espectro que *serão* usadas, usa-se o comando interativo `s` para entrar no modo de espectros (figura 4.10), em seguida usa-se o comando `s` para marcar os limites das regiões a serem usadas dos espectros tanto do objeto quanto do gabarito, e retorna-se ao modo de correlação com o comando `x`.

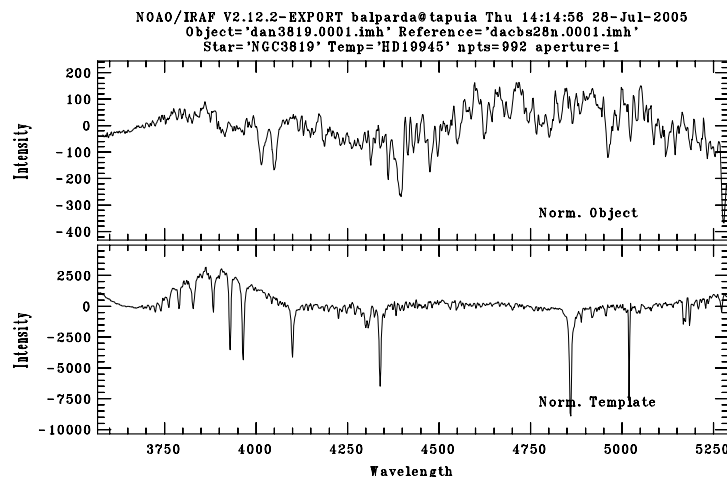


Figura 4.10: Modo de espectros da tarefa `fxcor`, com os espectros do objeto (NGC 3819) e do gabarito (HD19445) para a câmera azul.

No modo de correlação (figura 4.11) vê-se na janela superior a função correlação entre os dois espectros em escala de velocidades e na janela maior inferior uma ampliação da região onde o ajuste do pico de correlação (no caso deste trabalho, foi usada apenas a função gaussiana; podem ser usadas outras funções, como a parábola ou a lorentziana) está centrado. A princípio, o pico da função correlação ocorre na velocidade que corresponde ao desvio para o vermelho. Nem sempre o pico que dá corretamente o desvio para o vermelho é o mais alto da função correlação, mas podemos sempre excluir picos em velocidades negativas (aproximação), picos em velocidade zero (geralmente aparecem devido a características telúricas residuais) e picos em velocidades altas ou baixas demais, incompatíveis com outras evidências observacionais a respeito dos objetos. Para selecionar como centro e ampliar uma região da janela superior, basta usar o comando `z` com o cursor sobre ela. Para ajustar a gaussiana no pico, usa-se o comando `g` para marcar os limites esquerdo e direito de ajuste ou o comando `y` para determinar uma altura de corte, lembrando que o fundo (`background`) da gaussiana foi fixado em 0 ao invés de ser deixado livre. No fim, o comando `e` dá um sumário da tarefa (figura 4.12).

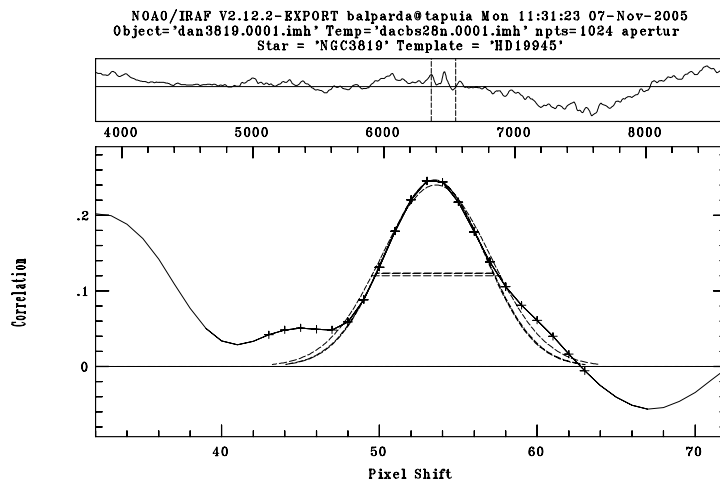


Figura 4.11: Resultado do gráfico do modo de correlação da tarefa `fxcor` para a câmera azul de NGC 3819 com a estrela HD19445.

Com um espectro na câmera azul e um na vermelha por estrela, temos quatro correlações, e cada uma nos dá uma velocidade heliocêntrica para um mesmo objeto. Se o erro do ajuste fornecido pela tarefa é da mesma ordem de grandeza para todas as correlações, será tomada a média simples como valor final e o desvio médio como sua incerteza. Caso contrário, será feita

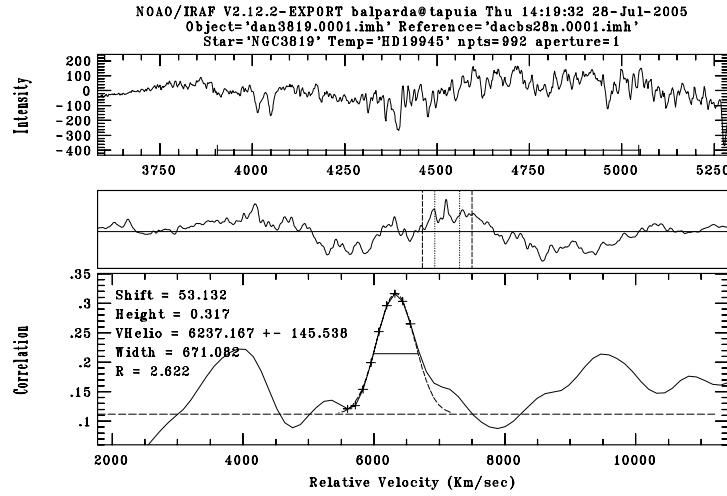


Figura 4.12: Sumário final da tarefa `fxcor` para a câmera azul de NGC 3819 com a estrela HD19445.

uma média ponderada pelo inverso do quadrado dos erros do ajuste e uma média igualmente ponderada dos desvios.

4.4.2 Perfis de Velocidades Estelares e Gasosas na Linha de Visada

Para obter o perfil de velocidades do gás na linha de visada das aberturas extraídas ao longo do objeto, foi usada a tarefa `fxcor`, desta vez correlacionando os espectros periféricos com o espectro central, sendo este último sempre o espectro-gabarito, seguindo o mesmo procedimento da seção anterior. Os espectros da câmera vermelha forneceram resultados muito mais precisos para os perfis de velocidades devido às linhas de emissão $H\alpha$, [NII] e [SII] que aparecem muito mais vigorosas em relação ao contínuo do que as linhas na câmera azul, sendo que o erro da tarefa para a câmera vermelha nos espectros mais centrais foi em geral menor que 10 km/s e na câmera azul chegou a ser maior que 50 km/s, portanto, todas as curvas de rotação das galáxias foram derivadas de espectros da câmera vermelha. Como as linhas de emissão em questão são gasosas, o traçador das curvas de rotação neste caso é, então, gás ionizado.

Para obter informação de velocidades estelares, foi feita correlação no `fxcor` dos espectros do objeto com os espectros das estrelas-gabarito HD19445 e HD105601. Para espectros sem características marcantes de emissão, como é o caso de NGC 3819, a correlação foi feita com todo o espectro, mascarando

apenas características telúricas. Para galáxias com linhas de emissão e absorção marcantes, como é o caso de ESO-LV 5100550, foi correlacionada apenas a região das linhas H e K do CaII e da banda G do CH, na câmera azul. Para objetos sem características de absorção, como é o caso de UGC 4703A, não foi possível obter informação cinemática estelar.

4.4.3 Perfis de Dispersão de Velocidades

Além de fornecer a velocidade relativa ao espectro central da galáxia ou ao espectro de uma estrela, o `fxcor` fornece o LTMA da função correlação (`FWHM_CCF`), que é calculado em Tonry & Davis (1979) como

$$\mu^2 = \sigma^2 + 2\tau^2 \quad (4.1)$$

sendo a soma quadrática de duas vezes o LTMA τ do espectro gabarito com o LTMA σ de uma gaussiana convoluída com o espectro gabarito, que reproduziria o efeito da dispersão de velocidades aleatórias de acordo com a expressão

$$g(n) = \alpha t(n) * b(n - \delta) \quad (4.2)$$

onde $*$ representa convolução, $g(n)$ é o espectro do objeto, $t(n)$ é o espectro-gabarito, α é um fator de escala, δ é um deslocamento e $b(n)$ é uma função simétrica que reproduz a dispersão de velocidades. Como já foi comentado, o $b(n)$ usado é uma gaussiana, e sua LTMA nos dá a dispersão de velocidades. Para todos os espectros das galáxias foram tomados os valores de `FWHM_CCF` fornecidos pelo `fxcor`, além do `vhelio`. A auto-correlação, ou seja, a correlação do espectro central da galáxia com ele mesmo, nos dá também um valor de `FWHM_CCF`, que está relacionado, claramente, com a dispersão no centro da galáxia.

4.4.4 Calibração do `fxcor` para a Dispersão de Velocidades Estelares

Rigorosamente, para obtermos uma relação entre a dispersão de velocidades σ e o valor `FWHM_CCF` dado pelo `fxcor` na correlação com as estrelas gabarito, é necessária uma calibração na qual temos o controle da variável σ e verificamos qual o valor de `FWHM_CCF` que nos é retornado pelo `fxcor`.³ Assim foi feito para as estrelas gabarito, para ambas as câmeras, primeiro convoluindo

³O método aqui utilizado foi feito sob sugestão de Natalia Vale Asari (UFSC), que utilizou método semelhante em Asari et al. (2004).

Tabela 4.1: Parâmetros das regressões lineares de acordo com a expressão 4.3

Estrela-gabarito	Câmera	A(km/s)	B	Desvio do ajuste (χ^2)
HD105601	B	832,104	3,11597	16882,8
HD105601	R	395,308	3,22478	973,103
HD19445	B	705,485	2,52843	46133,9
HD19445	R	247,729	2,73806	302,391
Média ponderada por $1/\chi^2$			2,85538 $\pm 0,178935$	

gaussianas de diversos valores de σ com as imagens bidimensionais dos espectros através da tarefa **gauss**. A tarefa **gauss** convolui a imagem com uma gaussiana bidimensional elíptica e cria uma nova imagem com o resultado. No caso, foi usada uma gaussiana redonda (**ratio** = 1) e com ângulo de posição nulo (**theta** = 0).

Os valores de σ devem ser dados em pixéis, portanto, é necessária a conversão de km/s para pixel, que, pela tabela 3.3, é $29 \text{ km s}^{-1} \text{ pixel}^{-1}$ para a câmera vermelha e $117 \text{ km s}^{-1} \text{ pixel}^{-1}$ para a azul. A título de exemplo, para um σ desejado de 20 km/s para um espectro na câmera vermelha, usamos **sigma** = 0,68965517241379, que é $20/29$ até a 14^a casa decimal.

Vários valores de σ foram utilizados: 10, 20, 30... 200 km/s. Valores mais altos para σ em pixéis (maiores que 3) geram um alisamento muito grande no espectro, ao ponto em que as características começam a desaparecer, por isso limitaram-se os valores de σ abaixo de 200 km/s para a câmera vermelha e de 400 km/s para a azul. Extraíram-se e calibraram-se os espectros das imagens resultantes de acordo com os procedimentos nas seções 4.3.1 e 4.3.3 e fizeram-se as correlações destes espectros alargados com o espectro estelar original que os gerou pela tarefa **gauss** com os procedimentos descritos na seção 4.4.1 para a tarefa **fxcor**.

Enfim, com pares de valores para σ e **FWHM_CCF**, sendo σ a variável sobre a qual se teve controle, ou variável independente, fez-se uma regressão linear (apêndice A) entre as duas grandezas, obtendo-se, enfim, uma relação direta

$$FWHM_{CCF} = B\sigma + A \quad (4.3)$$

A figura 4.13 mostra os gráficos das regressões, e os parâmetros correspondentes estão na tabela 4.1.

Como se pode ver, houve valores bastante diferentes para A e B , e, como há apenas duas estrelas gabarito, não se pôde fazer uma média e usar um único valor de A e B por câmera, portanto será usado um par de valores para

cada um dos quatro espectros estelares disponíveis. A média ponderada na tabela 4.1 mostra o quanto os valores das inclinações se desviam do esperado 2,35 da seção 2.2.2. Este desvio pode ser devido a imprecisão no ajuste do pico pelo `fxcor`, especialmente porque o pico da função correlação nem sempre é gaussiano. Uma medida melhor seria possível com um maior número de estrelas gabarito.

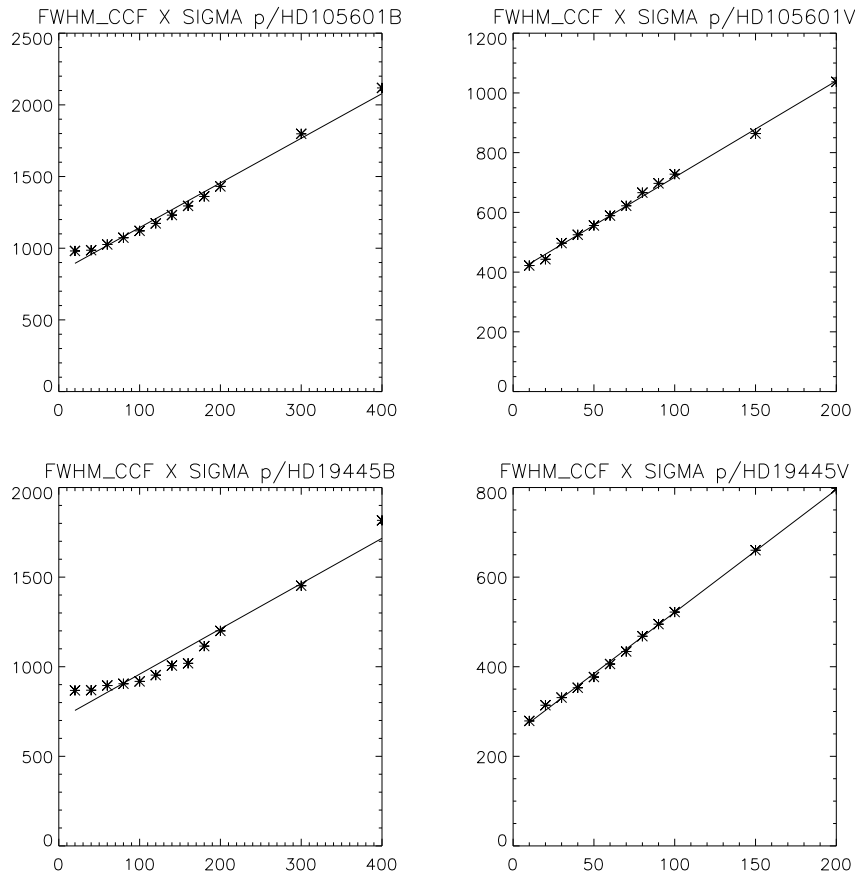


Figura 4.13: Regressões lineares FWHM_CCF versus σ para os espectros de HD19445 e HD105601 em ambas as câmeras. Ambos os eixos estão em km/s.

4.4.5 Calibração do `fxcor` para a Dispersão de Velocidades Gasosas

Ao contrário do caso das medidas de cinemática estelar, na qual se tinha espectros-gabarito de estrelas, não se tem espectros-gabarito de gás. No

entanto, é possível medir diretamente com boa precisão a LTMA das linhas de emissão gasosas no espectro do objeto. Para tal, foi usado o comando interativo `k` da tarefa `splot` (figura 4.14). Marcam-se com `k` dois pontos do contínuo dos dois lados da linha e o programa ajusta uma gaussiana e retorna o valor da LTMA da gaussiana (`gfwma`) em Å. Para converter para km/s, usa-se a expressão 2.26, sendo λ_0 o comprimento de onda central da linha de emissão no espectro, e não o comprimento de onda de laboratório.

Feito isto, os valores de `FWHM_CCF` retornados pelo `fxcor` na ocasião da correlação dos espectros periféricos com o espectro central para obter o perfil de velocidades na linha de visada podem ser calibrados, supondo que a LTMA da dispersão do gás é medida corretamente pelo comando `k` do `splot`.

Para fazer a calibração do `fxcor` para cada conjunto de espectros extraídos de uma mesma fenda, foram usados três espectros: o central e os dois adjacentes, todos correlacionados com o espectro central (o que é uma auto-correlação no caso do espectro central). Para cada espectro, foi feita a média da LTMA das linhas [NII] 6548 e 6583 Å e $H\alpha$. Este valor médio é então subtraído do valor de `FWHM_CCF` dado pelo `fxcor` para o mesmo espectro. Para os três espectros, temos três diferenças, e para a diferença final da calibração foi tomada a média delas. Quanto à conversão para σ , só se pode supor o valor teórico 2,35 neste caso por não se ter uma medida dele.

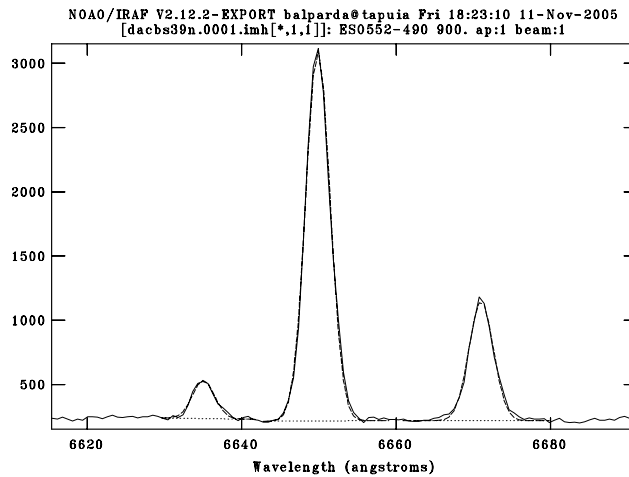


Figura 4.14: Resultado gráfico do uso do comando interativo `k` do `splot` para obter a LTMA das linhas [NII] 6548 e 6583 Å e $H\alpha$ no espectro vermelho central de ESO-LV 5520490.

4.4.6 Larguras Equivalentes de Linhas de Emissão

Com o objetivo de posicionar a atividade nuclear das galáxias da amostra em um diagrama como o da figura 2.12, atividade esta que é detectada para todas exceto NGC 3819 e suas companheiras, que não têm linhas de emissão detectáveis, o vigor das linhas de emissão foi medido por uso do comando interativo e da tarefa `splot`. Primeiro é feita uma suavização do espectro com o comando `s` com tamanho 5 pixels para a *caixa de suavização*. Depois, coloca-se a região de interesse com as linhas de emissão ocupando toda a janela com o comando `w` e marcando, nesta ordem, o canto inferior esquerdo e o canto superior direito com `e`. Enfim, marca-se um ponto do contínuo à esquerda da linha e outro à sua direita com `e`, e a tarefa retorna o valor da largura equivalente da linha em `eqw` (figura 4.15). É necessário estimar bem a altura do contínuo, com o cuidado de não marcar os extremos em flutuações do ruído acima ou abaixo do contínuo. Se as linhas estiverem muito próximas e estiverem parcialmente superpostas, deve-se usar a tarefa `d` (*deblend*), marcando dois pontos do contínuo nos extremos da região das linhas, marcando os centros das linhas com `g`, e selecionando `all` para os ajustes e `yes` para o ajuste do fundo. No fim, a tarefa retorna as larguras equivalentes, as LTMA's e os centros das linhas.

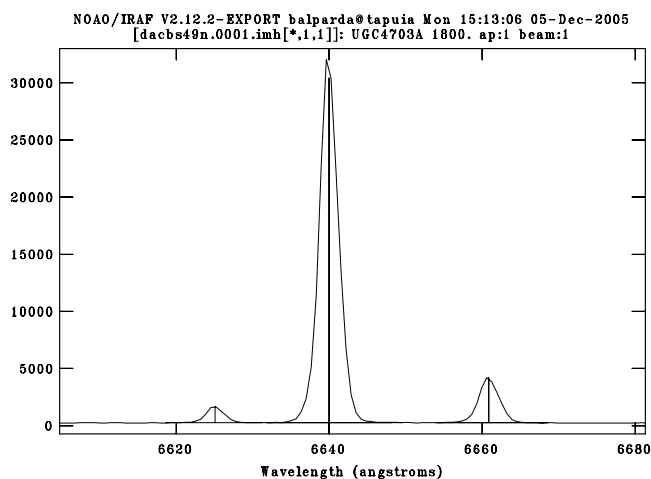


Figura 4.15: Resultado gráfico do uso do comando interativo e da tarefa `splot` nas duas linhas de [NII] e em $H\alpha$ no espectro vermelho de UGC 4703.

Capítulo 5

Discussão e Resultados

5.1 NGC 3819 e companheiras

O desvio para o vermelho heliocêntrico medido para NGC 3819 via correlação cruzada com as estrelas-gabarito é 6263 ± 15 km/s. Confirmando o observado em Ld02, os espectros de NGC 3819 não apresentam características perceptíveis de emissão (figuras 5.1 e 5.2). Para estimar sua distância via lei de Hubble (eq. 2.23), é mais correto utilizar o desvio para o vermelho de todo o grupo compacto de Hickson 58 do que o desvio para o vermelho de NGC 3819, de modo a evitar que a velocidade interna desta galáxia em relação ao grupo entre no cálculo da distância. Para tal, é usado desvio para o vermelho de 6158 ± 52 km/s obtido por Dell'Antonio et al. (1994) para o HCG58. A constante de Hubble utilizada aqui e em toda a dissertação é $72 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ (Freedman et al. 2001). Assim, a distância a NGC 3819 é 85 ± 1 Mpc. Por se tratar de uma galáxia elíptica, não foi considerado efeito de projeção, e a escala ao longo da fenda é, então, $0,38 \text{ Kpc/arcsec}$.

O perfil de velocidades na linha de visada ao longo da fenda não apresenta velocidades em recessão ou aproximação suficientemente marcantes em relação ao espectro central, inclusive na região do suposto jato. O perfil de dispersões mostra um perfil sem assimetrias, o que significa que o suposto jato, presente no lado sudeste da fenda, também não manifesta alteração na dispersão, dentro da precisão disponível. Pela correlação com as estrelas-gabarito, o espectro central tem $\sigma = 133 \pm 50$ km/s, a abertura adjacente a $1,8''$ sudeste $\sigma = 122 \pm 40$ km/s e a abertura adjacente a $1,8''$ noroeste

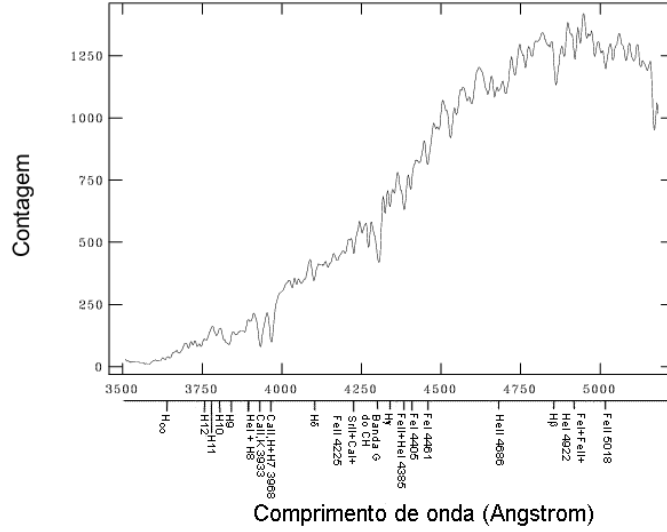


Figura 5.1: Espectro central de NGC 3819 na câmera azul. Daqui em diante, todos os espectros apresentados são corrigidos do desvio para o vermelho heliocêntrico medido para o objeto via tarefa `newredshift`.

$\sigma = 123 \pm 50$ km/s. Usando estes valores de σ para calibração do `fxcor` de forma análoga ao feito na seção 4.4.5, obteve-se o perfil da figura 5.3. Pela relação de Faber-Jackson na figura 2.7, pode-se estimar, com a dispersão central, uma magnitude absoluta B de -18 para NGC 3819, o que não confere bem com o valor de -20,6 esperado ao se utilizar o módulo de distância

$$M_B = B_T + 5 - 5 \log d + 5 \log h_{72} \quad (5.1)$$

onde $h_{72} = H_0 / (72 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1})$, e, no caso, tem valor 0,694 pelo fato de $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ em Faber & Jackson (1976), com 85 Mpc para a distância e 14.82 para B_T (tabela 3.4). Tal diferença pode ser devida à imprecisão na calibração da dispersão estelar neste trabalho e também à imprecisão da própria relação de Faber-Jackson, como veio a ser constatado em trabalhos como Djorgovski & Davis (1987).

Também em concordância com Ld02, foram medidos desvios para o vermelho semelhantes ao de NGC 3819 para H58D1 e H58D2, respectivamente 6274 ± 54 km/s e 6375 ± 43 , via correlação cruzada com o espectro central de NGC 3819, uma vez que não foi obtida boa correlação com as estrelas-gabarito. Estas companheiras também apresentam espectros sem características de emissão (figuras 5.4, 5.5, 5.6 e 5.7).

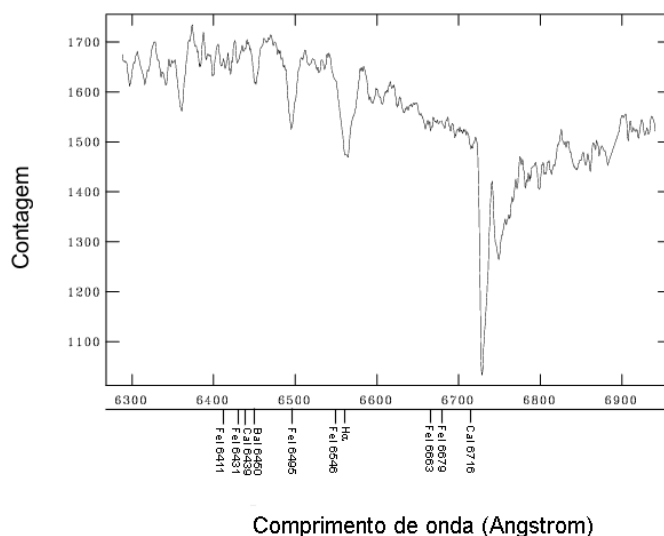


Figura 5.2: Espectro central de NGC 3819 na câmera vermelha. A característica de absorção mais vigorosa é telúrica e aparece sempre em torno de 6900 Å, antes da correção do desvio para o vermelho.

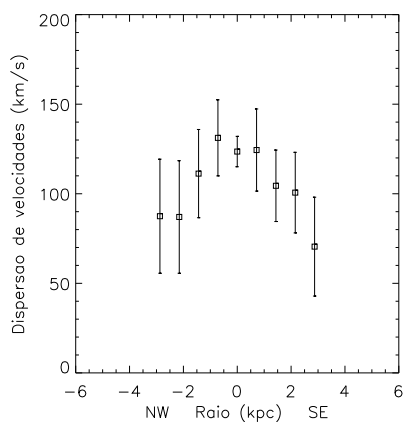
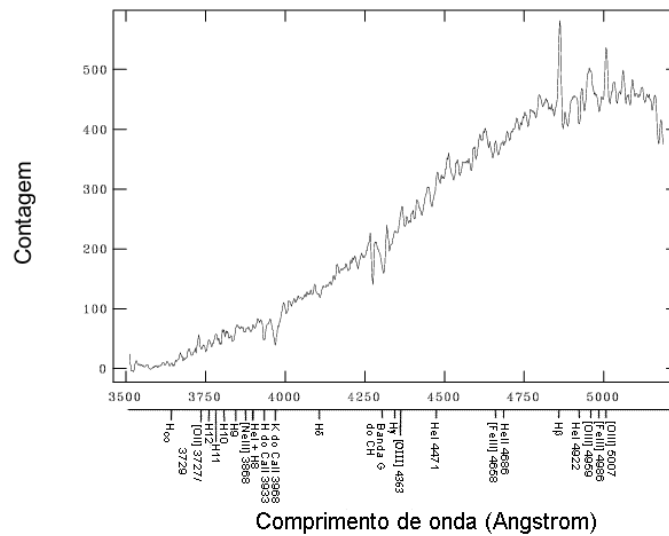


Figura 5.3: Perfil de dispersão estelar de NGC 3819.

5.2 ESO-LV 5100550

O espectro de ESO-LV 5100550 (figuras 5.8 e 5.9) apresenta características fortes tanto de emissão quanto de absorção, com emissão predominante em $H\alpha$ e $H\beta$ e absorção no restante da série de Balmer, além de outras linhas de absorção mais conspícuas como a banda G do CH e K e H do CaII. O

tencem a um mesmo sistema, se correta, torna desprezível as diferenças em magnitude aparente por distância, o que permite que a magnitude aparente possa ser usada. Aplicando, então, esta média ao sistema em questão usando o desvio para o vermelho de ESO-LV 5100560 na tabela 3.4, temos uma velocidade sistêmica de 6197 ± 10 km/s e uma distância de 86 Mpc para o par. A dispersão estelar central σ de ESO-LV 5100550 calculada pela correlação cruzada da região de absorção em torno das linhas K e H do CaII com a mesma região das estrelas-gabarito é cerca de 80 km/s.



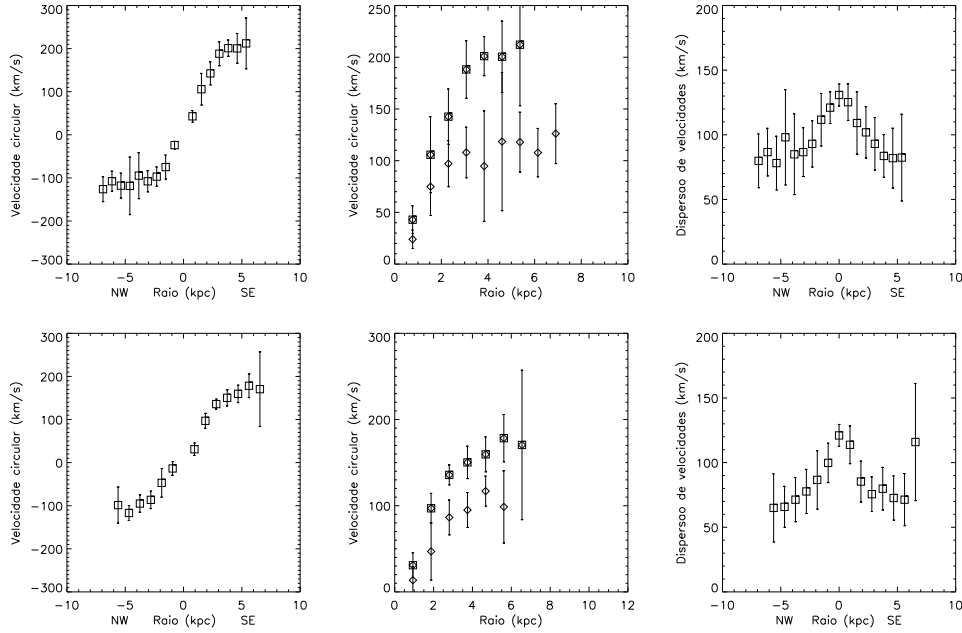


Figura 5.10: Perfis de rotação e dispersão versus raio para ESO-LV 5100550, para a fenda sobre a linha dos nodos (acima) e para a fenda alinhada ao eixo principal das isofotas mais internas (abaixo). As curvas à esquerda mostram velocidades de aproximação e recessão e as curvas ao centro mostram as mesmas velocidades em valores absolutos.

mais o disco estão no apêndice D.

Para ESO-LV 5100550, apenas as curvas da parte noroeste das fendas foram utilizadas no ajuste, pela suposição de que não estão perturbadas como as da parte sudeste. Primeiro, para se efetuar a hipótese de disco máximo, faz-se um ajuste apenas do disco, e, com os valores retornados para R_c e M_c , obtém-se v_{max} . Com R_c e v_{max} , usam-se as restrições da seção 2.3.2 para se calcular σ_H e a . Em seguida, faz-se o ajuste do modelo disco + halo usando como valores iniciais para R_c e M_c os valores obtidos no ajuste apenas do disco e mantendo fixos os valores de σ_H e a .

Enfim, mostram-se no gráfico (figura 5.13) o ajuste final do modelo disco + halo e a contribuição de cada componente. Para a curva de rotação da fenda sobre a linha dos nodos foram retornados os valores $M_c = 2,7 \times 10^{10} M_\odot$, $R_c = 3,5$ kpc, $\sigma_H = 84$ km/s e $a = 11,1$ kpc e para a curva de rotação da fenda alinhada às isofotas mais internas foram retornados os valores $M_c = 5,1 \times 10^{10} M_\odot$, $R_c = 5,6$ kpc, $\sigma_H = 88$ km/s e $a = 17,3$ kpc. Para ambas as fendas a contribuição da componente do halo escuro foi muito pequena e imprecisa, devido ao fato de, até o raio onde se pode medir o perfil de

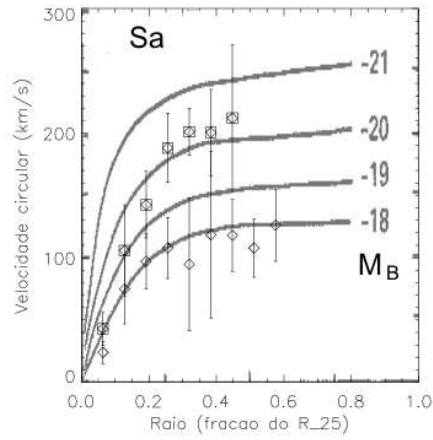


Figura 5.11: Sobreposição de curvas sintéticas de Rubin et al. (1985) à curva de rotação ao longo da linha dos nodos de ESO-LV 5100550 no caso de galáxia tipo Sa.

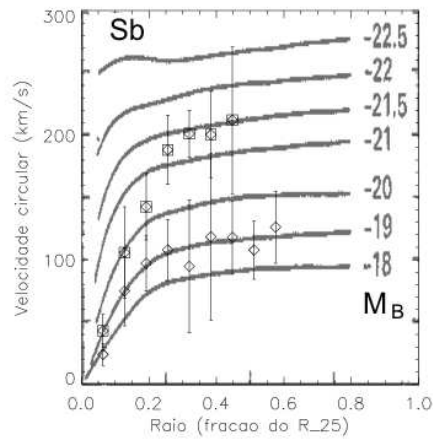


Figura 5.12: Sobreposição de curvas sintéticas de Rubin et al. (1985) à curva de rotação ao longo da linha dos nodos de ESO-LV 5100550 no caso de galáxia tipo Sb.

velocidades, não se observar o patamar característico das curvas de rotação das regiões galácticas mais externas. Usando de volta nas equações 2.39 e 2.40 os valores retornados pelos ajustes, tem-se para a fenda sobre a linha dos nodos uma massa de $2,2 \times 10^{10} M_{\odot}$ até 7 kpc, com uma fração de matéria escura de 11%, e para a fenda sobre o semi-eixo maior das isofotas mais internas tem-se uma massa de $2,1 \times 10^{10} M_{\odot}$ até 6 kpc, com uma fração de matéria escura de 4%.

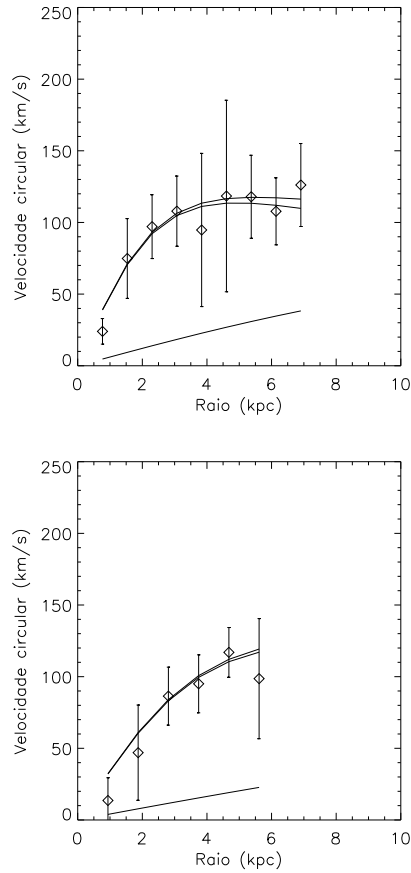


Figura 5.13: Ajustes do modelo dinâmico para ESO-LV 5100550 para a fenda sobre a linha dos nodos (acima) e para a fenda alinhada ao eixo principal das isofotas mais internas (abaixo).

5.3 ESO-LV 5520490 e ESO-LV 5520500

Ambas ESO-LV 5520490 e ESO-LV 5520500 têm linhas de emissão fortes em seus espectros e poucas características de absorção detectáveis (figuras 5.14, 5.15, 5.16 e 5.17). Em ESO-LV 5520490 há maior absorção na região de K e H do CaII, e por correlação desta região com a das estrelas-gabarito pode-se medir uma dispersão estelar central σ de cerca de 350 km/s. Pelas linhas de emissão, o desvio para o vermelho de ESO-LV 5520490 é 3930 ± 20 km/s e o de ESO-LV 5520500 é 3870 ± 20 km/s. Usando a expressão 5.2 e as magnitudes aparentes da tabela 3.4, obtemos uma velocidade sistêmica de 3922 ± 20 km/s, o que pela lei de Hubble equivale a uma distância de 54 Mpc.

A inclinação de ESO-LV 5520500 foi calculada também a partir da média

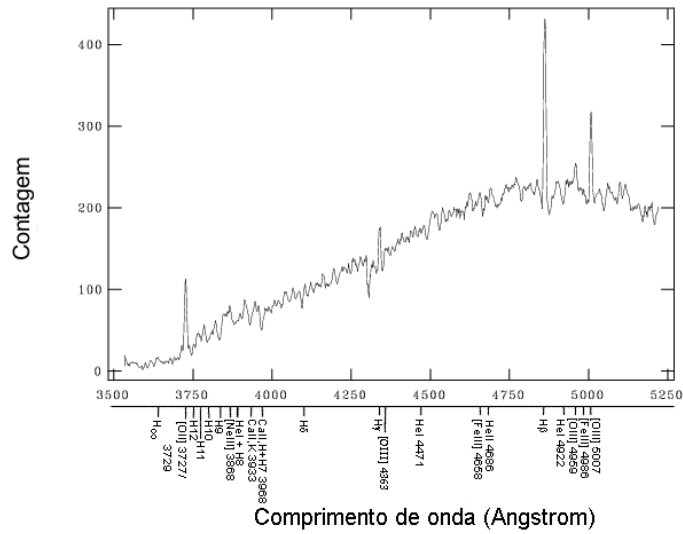


Figura 5.14: Espectro central de ESO-LV 5520490 na câmara azul.

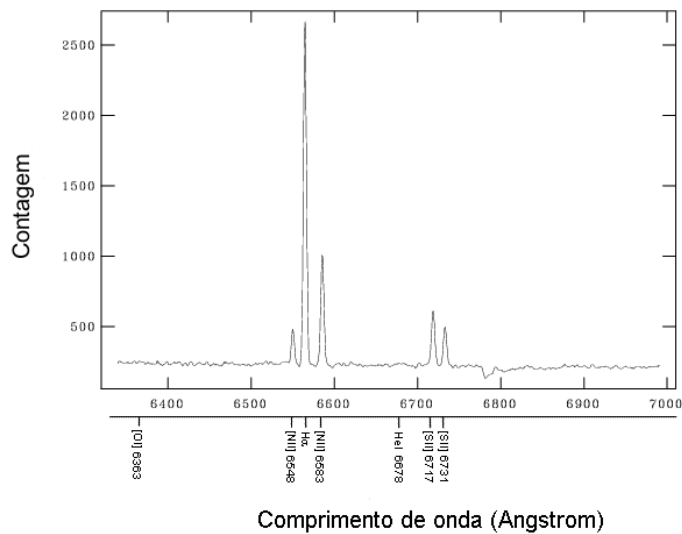


Figura 5.15: Espectro central de ESO-LV 5520490 na câmara vermelha.

das elipticidades das três isofotas mais externas no ajuste de Vg96, resultando no valor de 60° . A fenda, alinhada ao longo dos semi-eixos maiores das isofotas mais internas de ESO-LV 5520500, faz um ângulo $\phi = 25^\circ$ com a linha dos nodos da galáxia.

Para estimar a inclinação de ESO-LV 5520490, não havia dados de elipti-

para dentro (figura 5.18). Como resultado, tem-se um ângulo de posição de 50° para os semi-eixos maiores (o ângulo de posição da fenda é 52° para as isofotas mais internas e 40° para os semi-eixos das isofotas mais externas). A média das elipticidades das três isofotas mais externas é $0,44 \pm 0,03$, o que dá uma inclinação de 64° em relação ao plano do céu.

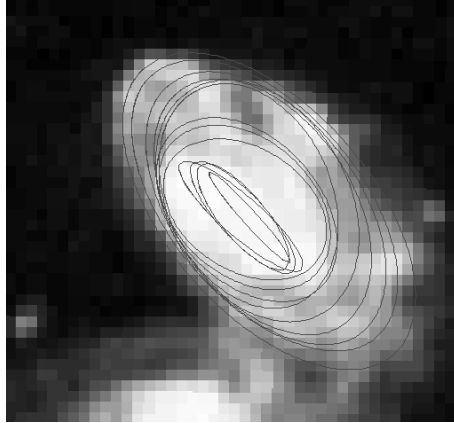


Figura 5.18: Isofotas ajustadas sobre ESO-LV 5520490 pela tarefa `ellipse`.

O método utilizado para o ajuste de modelo dinâmico em ESO-LV 5100550 foi também usado para ESO-LV 5520490 e ESO-LV 5520500, com a diferença de que há apenas uma fenda para cada uma e em ambos os casos $\phi \neq 0$, ou seja, a fenda não está alinhada com o semi-eixo maior da galáxia.

ESO-LV 5520490, assim como ESO-LV 5100550, apresenta uma curva de rotação assimétrica (figura 5.19). Ao sobrepor a curva de rotação obtida a curvas sintéticas de Rubin et al. (1985) (figuras 5.20 e 5.21), pode-se perceber que a parte sudoeste da curva de rotação está muito perturbada e que a parte nordeste se ajusta bem à curva de uma Sb de $M_B = -19$. Usando este valor para calcular a distância pelo módulo de distância e a magnitude aparente na tabela 3.4, obtém-se a distância de 35 Mpc ao sistema, o que não confere bem com a velocidade obtida pela lei de Hubble. Usando a magnitude absoluta de -21 à qual a região sudoeste da curva se ajusta, temos o valor ainda mais distante de 87 Mpc, portanto, aos ajustes do modelo serão usados os dados da parte nordeste da curva.

Obteve-se um bom ajuste do modelo para esta parte da galáxia (figura 5.22), sendo que os parâmetros ao final do ajuste foram $M_c = 1,3 \times 10^{10} M_\odot$, $R_c = 2,2$ kpc, $\sigma_H = 98$ km/s e $a = 7,5$ kpc. Para estes valores, tem-se uma massa de $1,2 \times 10^{10} M_\odot$ até 8 kpc com uma fração de matéria escura de 68%.

ESO-LV 5520500 tem uma curva bastante simétrica. Logo, são usados todos os pontos da curva para ajustar o modelo (figura 5.23).

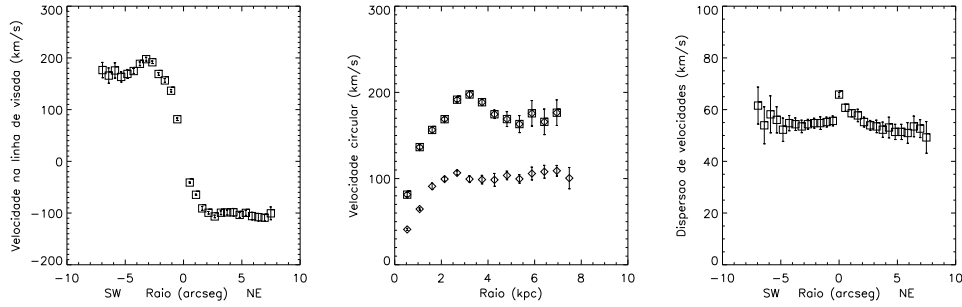


Figura 5.19: Perfis de rotação e dispersão vs. raio para ESO-LV 5520490. O gráfico à esquerda mostra velocidades de aproximação e recessão e o gráfico ao centro mostra as mesmas velocidades em valores absolutos.

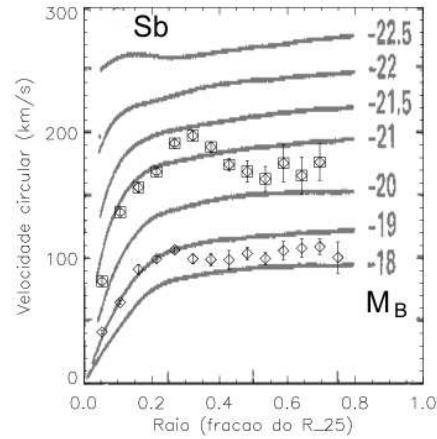


Figura 5.20: Sobreposição de curvas sintéticas de Rubin et al. (1985) à curva de rotação ao longo da linha dos nodos de ESO-LV 5520490 no caso de galáxia tipo Sb.

Por ajuste semelhante ao usado para ESO-LV 5100550 e ESO-LV 5520490, os valores dos parâmetros obtidos foram $M_c = 1,2 \times 10^{10} M_\odot$, $R_c = 2,5$ kpc, $\sigma_H = 67$ km/s e $a = 8,1$ kpc, que implicam em uma massa de $1,4 \times 10^{10} M_\odot$ até 8 kpc com uma fração de matéria escura de 28%. No entanto, este ajuste onde predomina a componente do disco parece exceder a curva real para raios menores e tampouco não se ajusta bem à parte mais externa da curva. Supondo que o halo escuro possa ter uma contribuição maior nesta galáxia, relaxa-se a restrição de disco máximo deixando o parâmetro σ_H livre no ajuste disco + halo. Obtém-se, com isto, um ajuste melhor à curva real, desta vez com menor contribuição do disco (figura 5.24). Os valores dos parâmetros para este segundo ajuste foram $M_c = 7,0 \times 10^9 M_\odot$, $R_c = 1,9$ kpc,

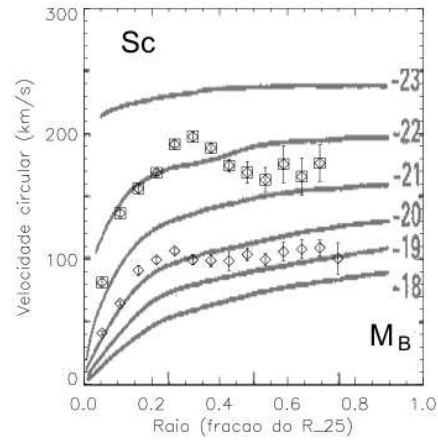


Figura 5.21: Sobreposição de curvas sintéticas de Rubin et al. (1985) à curva de rotação ao longo da linha dos nodos de ESO-LV 5520490 no caso de galáxia tipo Sc.

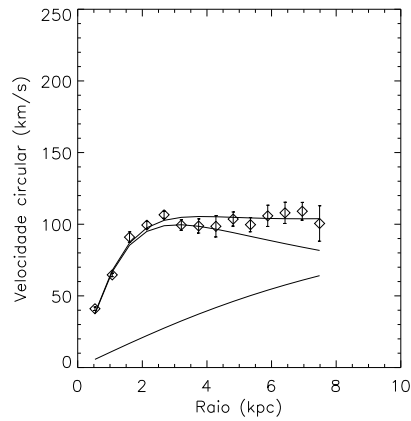


Figura 5.22: Ajustes do modelo dinâmico para ESO-LV 5520490.

$\sigma_H = 138$ km/s e $a = 8,1$ kpc, que implicam em uma massa de $1,6 \times 10^{10} M_\odot$ até 8 kpc com uma fração de matéria escura de 61%. O sumário dos parâmetros retornados pelos ajustes e das massas calculadas se encontra na tabela 5.1.

Sobrepondo a curva de rotação de ESO-LV 5520500 a curvas sintéticas de Rubin et al. (1985) (figuras 5.25 e 5.26), ela se ajusta bem tanto à curva de uma Sb de $M_B = -18$ quanto à de uma Sc de $M_B = -19$. No primeiro caso, pelo módulo de distância, temos uma distância de cerca de 56 Mpc e no segundo 88 Mpc. Claramente, no caso de ser uma galáxia tipo Sb de

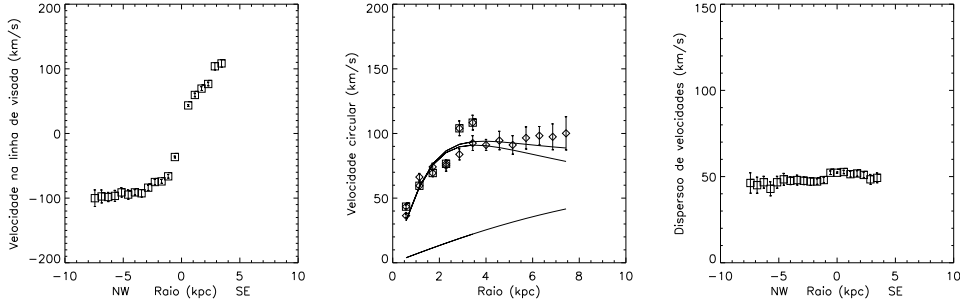


Figura 5.23: Perfis de rotação e dispersão vs. raio para ESO-LV 5520500 e ajuste do modelo dinâmico com o parâmetro σ_H restrito.

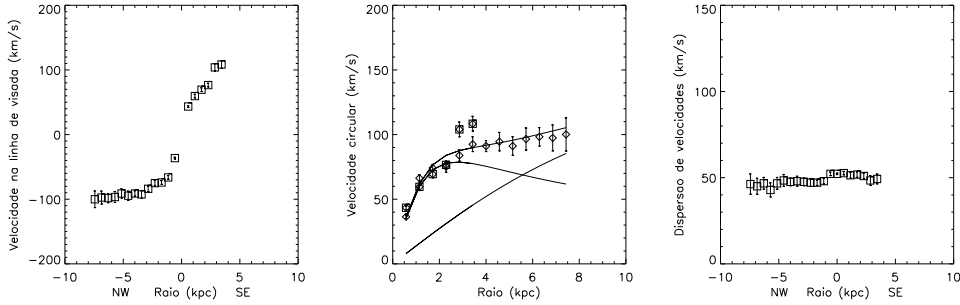


Figura 5.24: Perfis de rotação e dispersão vs. raio para ESO-LV 5520500 e ajuste do modelo dinâmico com o parâmetro σ_H irrestrito, dando maior contribuição do halo escuro ao resultado.

$M_B = -18$, temos uma distância muito mais condizente com o valor obtido pela lei de Hubble.

Nas aberturas mais externas da parte noroeste da fenda sobre ESO-LV 5520500 podem-se distinguir, em meio aos espectros desta galáxia, as linhas de emissão de ESO-LV 5520490 com velocidade de recessão de 200 km/s, sendo que a parte noroeste de ESO-LV 5520500 está em aproximação. Logo, a parte noroeste de ESO-LV 5520500 roda independentemente da parte sudoeste de ESO-LV 5520490 e não parece perturbada, o que confirma que deve haver uma boa separação em profundidade entre as duas galáxias e que ESO-LV 5520490 pode ser vista através de ESO-LV 5520500.

Nestas aberturas, foi usado `rvidlines` para medir o desvio para o vermelho *apenas* das linhas de ESO-LV 5520490. Por uma boa coincidência, a fenda sobre ESO-LV 5520500 é muito aproximadamente perpendicular à linha dos nodos de ESO-LV 5520490. A distância entre a fenda e o núcleo

Tabela 5.1: Resultados dos Ajustes de Modelo Dinâmico

Obj. ESO-LV	$M_c(10^{10}M_\odot)$	$R_c(\text{kpc})$	$\sigma_H(\text{km/s})$	$a(\text{kpc})$	$R(\text{kpc})$	$M(R)(10^{10}M_\odot)$	η
510 0550(1)	2,7	3,5	84	11,1	7	2,2	0,13
510 0550(2)	5,1	5,6	88	17,3	6	2,1	0,038
552 0490	1,3	2,2	98	7,5	8	1,2	2,3
552 0500(3)	1,2	2,5	67	8,1	8	1,4	0,4
552 0500(4)	0,7	1,9	138	8,1	8	1,6	1,5

R é o raio até onde se tem dados para cada ajuste e $\eta = M_H(R)/M_G(R)$, ou seja, a razão massa escura sobre massa luminosa. (1) Fenda alinhada com a linha dos nodos. (2) Fenda alinhada ao semi-eixo maior das isofotas mais internas. (3) σ_H restrito. (4) σ_H livre.

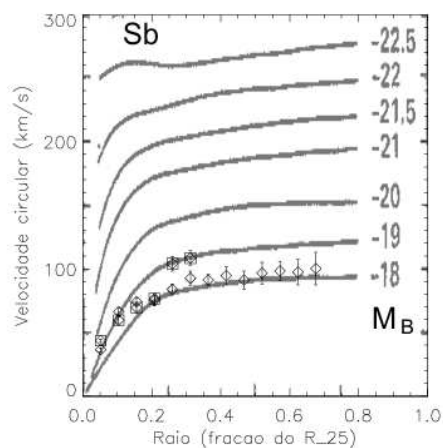


Figura 5.25: Sobreposição de curvas sintéticas de Rubin et al. (1985) à curva de rotação ao longo da linha dos nodos de ESO-LV 5520500 no caso de galáxia tipo Sc.

de ESO-LV 5520490 é $R \approx 26'' \approx 6,7 \text{ kpc}$. Seja x a distância medida no plano do céu sobre a fenda a partir do seu ponto de interseção com a linha dos nodos de ESO-LV 5520490. O raio r' , como definido na seção 2.1, será a hipotenusa do triângulo retângulo formado por R , x e r' :

$$r' = \sqrt{x^2 + R^2} \quad (5.3)$$

e o ângulo oposto ao cateto x é o ângulo ϕ , também definido na seção 2.1:

$$\phi = \arctg \frac{x}{R} \quad (5.4)$$

Ao contrário dos casos anteriores, de fendas que passam pelo centro da galáxia, o ângulo ϕ varia de ponto a ponto. Fora isto, todas as transformações

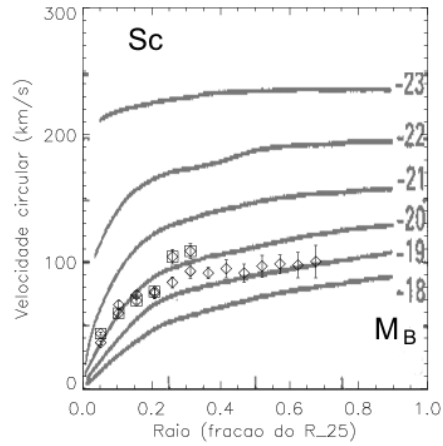


Figura 5.26: Sobreposição de curvas sintéticas de Rubin et al. (1985) à curva de rotação ao longo da linha dos nodos de ESO-LV 5520500 no caso de galáxia tipo Sc.

de deprojeção na seção 2.1 são usadas do mesmo jeito, mas com ϕ variável. O motivo é claro: ϕ pode ser interpretado tanto como o ângulo de posição de uma fenda que passa pelo centro quanto como a coordenada polar de azimute no plano do céu. Para ESO-LV 5520490, o código do apêndice B foi adaptado para que ϕ varie de acordo com a equação 5.4 e que a distância ao centro de ESO-LV 5520490 varie de acordo com 5.3.

Os pontos deprojetados caem dentro do esperado para as regiões mais externas da parte sudoeste de ESO-LV 5520490, com sua curva superposta aos dados (figura 5.27).

5.4 UGC 4703

UGC4703A tem espectro de emissão predominante (figuras 5.28 e 5.29). Pelas linhas de emissão, foi calculado um desvio para o vermelho de 3503 ± 7 km/s para UGC4703A1 e 3548 ± 8 para UGC4703A2. Será considerado o desvio para o vermelho de UGC4703A1 como o central para UGC4703A.

UGC4703B tem um espectro sem características de emissão, similar ao de uma galáxia elíptica (figuras 5.30 e 5.31). Seu desvio para o vermelho medido via correlação cruzada com as estrelas-gabarito na câmera vermelha é 4186 ± 10 km/s, com um pico de correlação bom, mas devido a uma única característica: uma suposta linha $H\alpha$ com este desvio para o vermelho. Não houve pico de correlação confiável na câmera azul, apesar da série de Balmer visível e com posições consistentes com um desvio para o vermelho entre

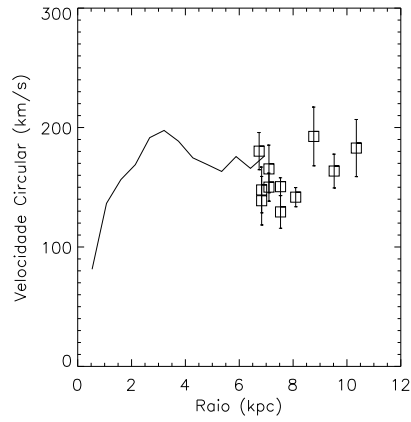


Figura 5.27: Rotação dos pontos de ESO-LV 5520490 vistos através de ESO-LV 5520500. A linha representa a curva de rotação da parte sudoeste de ESO-LV 5520490, como pode se ver na figura 5.19

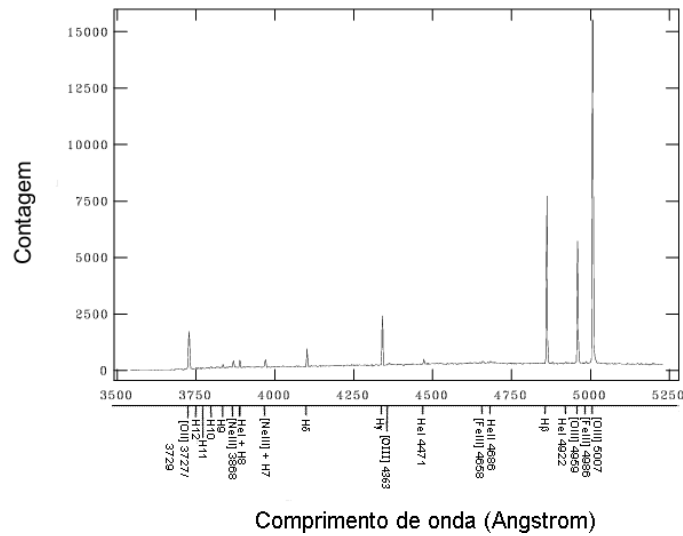


Figura 5.28: Espectro central de UGC4703A na câmera azul.

3500 e 4100 km/s (pela tarefa `rvidlines`). Se, de fato, UGC4703B tem desvio para o vermelho 4186 ± 10 km/s, este valor é muito alto para que ela esteja gravitacionalmente ligada a UGC4703A, apesar da evidência da ponte. De acordo com o critério de Soares (1989; grupo CMG 179), o grupo NGC 2718 + UGC4703A + UGC4703B tem 60% de chance de estar gravitacionalmente ligado. Este critério é baseado no nível de contraste de den-

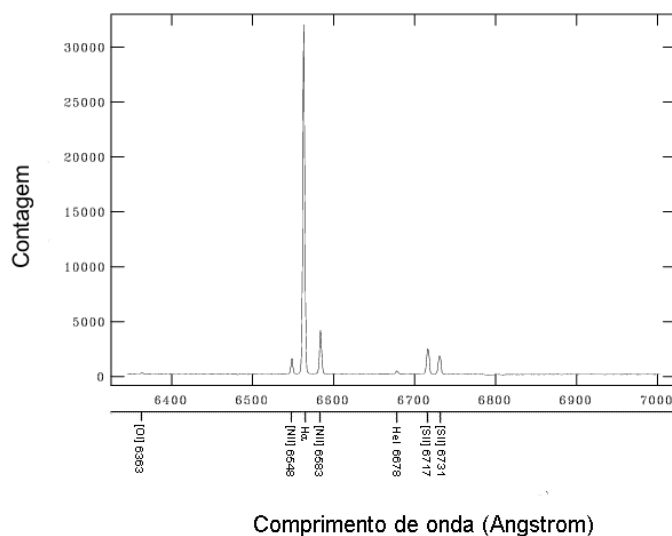


Figura 5.29: Espectro central de UGC4703A na câmera vermelha.

side numérica de galáxias nas imediações do grupo. A dispersão estelar de UGC4703B medida é muito baixa para se ter um valor confiável nesta precisão, sendo algo da ordem de 20 km/s.

Não foram obtidos dados confiáveis para a ponte estelar, mesmo somando toda sua extensão ao longo da fenda em uma única abertura. Nenhuma característica de emissão foi tampouco detectada.

Com os dados fotométricos de Méndez et al. (1999) foram calculadas magnitudes aparentes B de 15,5 e 17,5 para UGC4703A e B, respectivamente. Com isto mais o valor de 12,73 do RC3 para a magnitude aparente B de NGC 2718, pode-se calcular o desvio para o vermelho sistêmico pela equação 5.2, obtendo-se o valor 3823 ± 10 km/s, bastante próximo do desvio para o vermelho de NGC 2718 pelo fato de esta galáxia ser muito mais luminosa que as demais e, logo, ter um peso muito maior na média ponderada. Com este valor, calcula-se uma distância de cerca de 53 Mpc para o sistema.

Chamando NGC 2718, UGC4703A e UGC4703B de galáxias 1, 2 e 3, respectivamente, e supondo-se 2 e 3 em órbitas circulares em torno de 1 pode-se estimar a massa M_1 , a menos de fatores de projeção, pela expressão

$$M_1 = \frac{R_p(\Delta v)^2}{G} \quad (5.5)$$

que nada mais é que a expressão para movimento circular 2.41 invertida para a massa, e onde R_p é a separação projetada entre os objetos e Δv é a diferença entre suas velocidades. $R_{p12} \simeq 77$ kpc e $R_{p23} \simeq 22$ kpc. Como os objetos

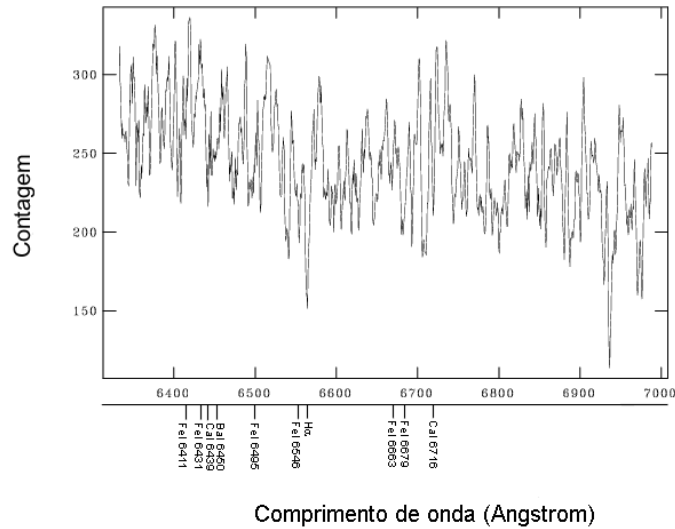


Figura 5.31: Espectro de UGC4703B na câmara vermelha.

onde Méndez et al. (1999) mediram uma velocidade de recessão de 47 km/s, foi medida uma recessão de 64 ± 3 km/s.

5.5 Atividade Nuclear: Resultados Gerais

Foram medidas larguras equivalentes de várias linhas de emissão proeminentes, e os valores se encontram na tabela 5.2. O erro estimado para a medição das larguras equivalentes é cerca de 10%. As galáxias da amostra que apresentam linhas de emissão foram identificadas e sobrepostas aos diagramas 2.12 e 2.13, como aparece nas figuras 5.33 e 5.34. UGC4703A1 e UGC4703A2 são muito semelhantes para aparecerem distintamente no diagrama. Todos objetos estão na região de objetos tipo região III, sendo, então, a emissão destes objetos predominantemente devida a formação estelar, ou seja, devido à excitação por radiação UV das estrelas massivas recém-formadas.

Tabela 5.2: Larguras equivalentes para linhas de emissão

Objeto	[OII]	[OIII]	[OIII]	[OIII]	H β	[NII]	[NII]	H α	[SII]	[SII]
UGC4703A1	3727/9	4363	4959	5007	4861	6548	6583	6563	6716	6731
UGC4703A2	-130	-2,6	-80	-216	-101	-16	-50	-390	-43	-33
ESO-LV 5520490	-115	-	-30	-86	-38	-9,4	-25	-204	-30	-22
ESO-LV 5520490	-23	-	-1,3	-3,7	-7,7	-4,6	-18	-53	-9,4	-6,5
ESO-LV 5520500	-60	-1,0	-24	-70	-39	-9,5	-30	-117	-20	-15
ESO-LV 5100550	-8,3	-	-1,4	-1,0	-2,4	-4,3	-14	-28	-	-

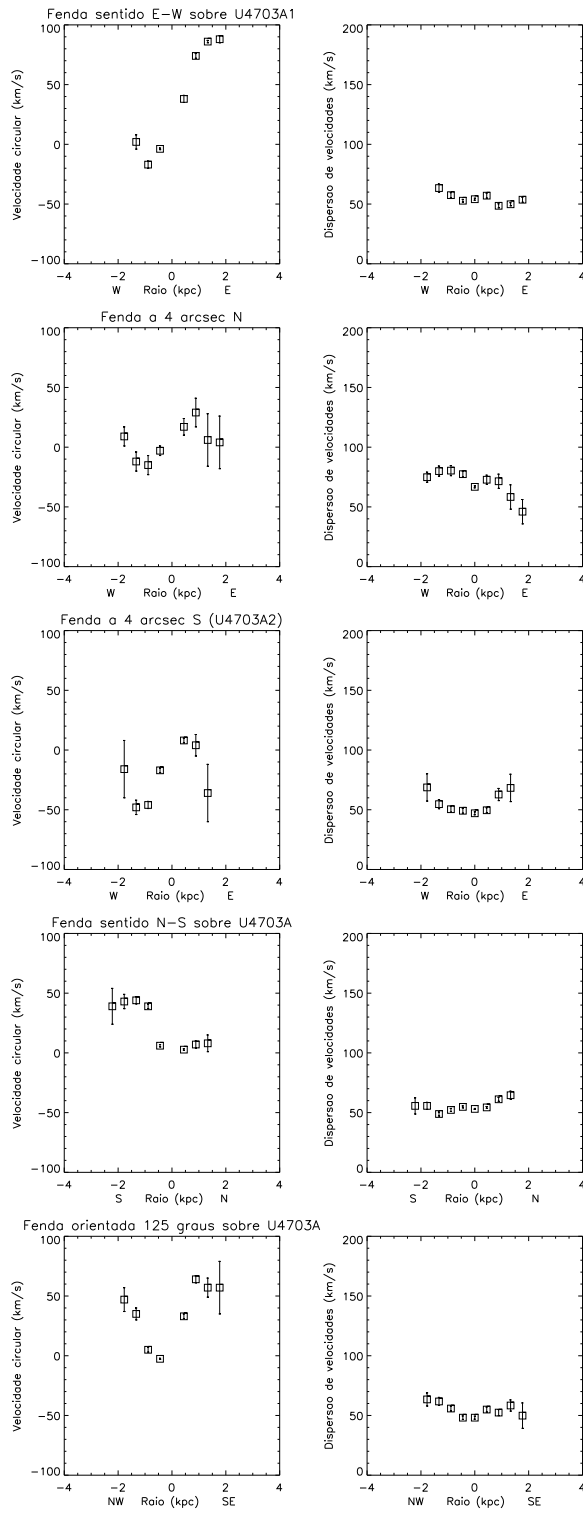


Figura 5.32: Perfis de velocidade na linha de visada e dispersão para todas as fendas sobre UGC4703A. Todas tem raio zero no pico de luminosidade para cada fenda.

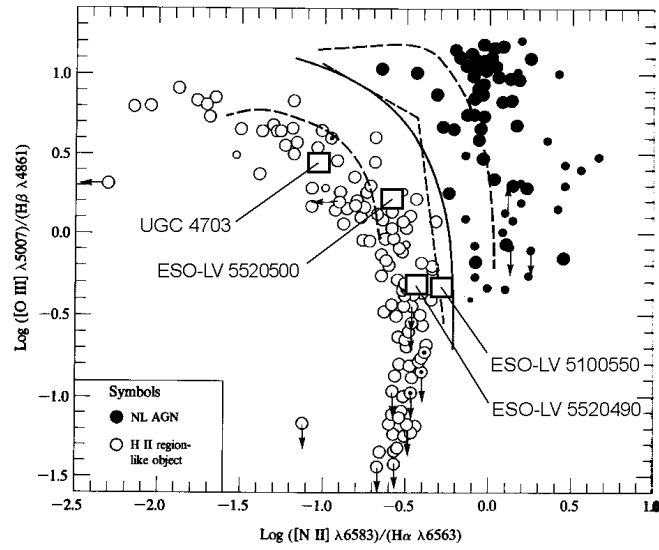


Figura 5.33: Diagrama $\log([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta\lambda 4861)$ vs. $\log([\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}\alpha\lambda 6563)$ como em Osterbrock (1989), onde estão sobrepostas as galáxias da amostra.

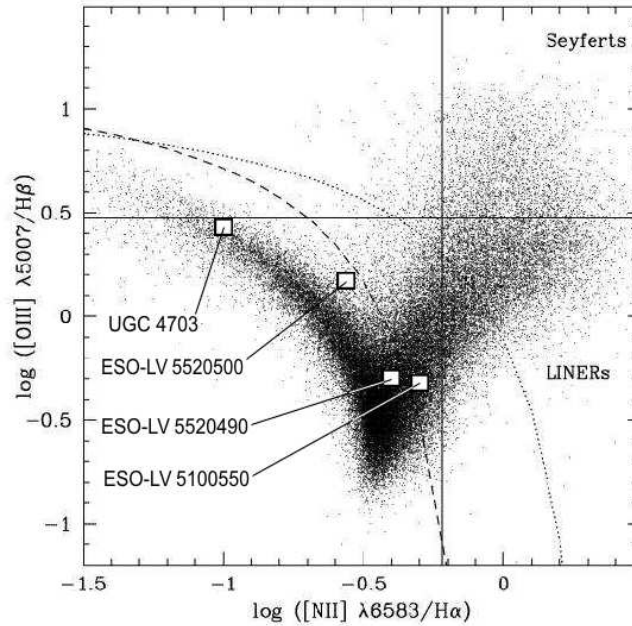


Figura 5.34: Diagrama $\log([\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta)$ vs. $\log([\text{N II}]\lambda 6583/\text{H}\alpha)$ como em Kauffmann (2003), onde estão sobrepostas as galáxias da amostra.

Capítulo 6

Conclusão e Perspectivas Futuras

Desde a obtenção em 1998 dos dados de fenda longa no Mte. Palomar, um crescente refinamento dos métodos de redução e análise destes dados por David B. de Carvalho, Natália R. Landin e Domingos S. L. Soares permitiu a obtenção de resultados cada vez mais confiáveis para as galáxias da amostra. Enfim, neste trabalho foram analisados todos os objetos da amostra de 1998, sendo que antes haviam sido apresentados resultados para NGC 3819 e suas companheiras e ESO-LV 5100550.

Em acordo com Ld02, não foi detectado qualquer indício de atividade nuclear ou algo fora do comum na cinemática de NGC 3819, apesar do suposto jato visível em seu perfil isofotal. Se há, de fato, algo de incomum em sua cinemática, não pôde ser determinado, ao menos na precisão de 15 km/s.

ESO-LV 5100550 tem atividade de formação estelar, mas seu grau de ionização não é alto. Parece perturbada pela companheira ESO-LV 5100560 devido à assimetria de sua curva de rotação, tendo em sua parte sudeste velocidades de rotação muito superiores ao normal para uma galáxia de seu porte.

ESO-LV 5520490 e ESO-LV 5520500 têm uma diferença de desvios para o vermelho de 60 km/s, e os braços destas galáxias que parecem estar fundidos rodam independentemente, apesar da velocidade maior que o normal da parte sudoeste de ESO-LV 5520490, com sua curva de rotação assimétrica. Proximamente, pretende-se fazer um estudo do sinal de ESO-LV 5520490 que passa através de ESO-LV 5520500, com inspiração em White et al. (2000).

UGC4703A tem intensa atividade de formação estelar, um perfil de ve-

locidades na linha de visada bastante irregular e um perfil de dispersão de velocidades do gás relativamente homogêneo. Confirma-se a recessão da parte sudeste de UGC4703A medida por Méndez et al. (1999). Em geral, há uma recessão da ordem de 50 km/s da parte leste da galáxia em relação à parte oeste e uma recessão também da ordem de 50 km/s da parte sul da galáxia em relação à parte norte. Não se obtiveram medidas confiáveis para a ponte de material ligando UGC4703A a UGC4703B, mas foi medido para UGC4703B um desvio para o vermelho com diferença de 683 km/s em relação ao de UGC4703A, o que implicaria em um sistema desligado gravitacionalmente, dificultando a compreensão da ponte de material entre os dois objetos. Visa-se a futuros dados espectroscópicos de maior exposição e melhor razão sinal-ruído para UGC4703B para confirmar ou refutar o inesperado desvio para o vermelho deste objeto apresentado neste trabalho e obter melhor informação sobre a ponte. Também visa-se a um futuro trabalho envolvendo simulações de N corpos para tentar reproduzir a interação que possa ter gerado tal quadro final para UGC 4703.

Referências

- Albada T.S., Sancisi R., 1986, *Phil. Trans. Roy. Soc. Lond. A* **320** 447
- Amram P., Mendes de Oliveira C., Plana H., Balkowski C., Boulesteix J., Carnigan C., 2002, *Ap&SS* **281**, 389A
- Asari N.V., Fernandes R.C., Garcia-Rissmann A., Vega Neme L.R., 2004, *BASBr* **24** 130
- Athanassoula E., Bosma A., 2003, *Ap&SS* **284**, 491
- Baldwin J.A., Phillips M.M., Terlevich R., 1981, *PASP* **93**, 5
- Begeman K., 1987, *HI Rotation Curves of Spiral Galaxies*, University of Groningen
- Bevington P.R., 1969, *Data Reduction and Error Analysis for the Physical Sciences*, McGraw-Hill Book Company, New York
- Binney J., Merrifield M., 1998, *Galactic Astronomy*, Princeton University Press, New Jersey
- Carrol B.W., Ostlie D.A., 1996, *An Introduction to Modern Astrophysics*, Addison-Wesley Publishing Company Inc.
- Carvalho D.B., Soares D.S.L., 2001, *Espectrofotometria da Galáxia ESO-LV 5100550*, X Semana de Iniciação Científica da UFMG, Belo Horizonte
- Carvalho D.B., Soares D.S.L., 2002, *Cinemática da Galáxia ESO-LV 5100550*, XI Semana de Iniciação Científica da UFMG, Belo Horizonte
- Carvalho D.B., Soares D.S.L., 2003, *BASBr* **23** 145
- Carvalho D.B., Soares D.S.L., 2005, *BASBr* **25** 137
- da Costa L.N., Pellegrini P.S., 1988, *ApJ* **327**, 544
- Dell'Antonio I., Geller M., Fabricant D., 1994, *AJ* **107** 427D
- Djorgovski S., Davis M., 1987, *ApJ* **313**, 59
- Dopita M.A., Pereira M., Kewley L.J., 2002, *ApJS* **143**, 47
- Faber S.M., Jackson R.E., 1976, *ApJ* **204**, 668
- Ferrarese L., Merritt D., 2000, *ApJ* **539**, L9
- Filippenko A.V., *ASP Conference Series* **290**, 369

- Freedman W.L. et al, 2001, ApJ **553**, 47
- Hickson P., 1982, ApJ **255**, 382
- Johnston H., 1991, *Atlas of Arc Lines for the Palomar Double Spectrograph*, Caltech, Pasadena
- Kauffmann G., Heckman T.M., Tremonti C., et al., 2003, MNRAS **346**, 1055
- Kitchin C.R., *Optical Astronomical Spectroscopy*, Institute of Physics Publishing, Bristol
- Koranyi D.M., Geller M.J., 2002, AJ **123** 100
- Landin N. R., 2002, Dissertação de Mestrado, Depto. de Física, UFMG (Ld02)
- Lauberts A., Valentijn E.A., 1989, *The Surface Photometry Catalogue of the ESO-Uppsala Galaxies*, European Southern Observatory
- Méndez D.I., Esteban C., Balcells M., 1999, AJ **117** 1229
- Oke J.B., Gunn J.E., 1982, PASP , **94** 586
- Osterbrock D.E., 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, University Science Books, Sausalito, California
- Persic M., Salucci P., Stel F., 1996, MNRAS **281**, 27
- Rhee M., 1997, ASP Conference Series **117**, 90
- Rubin V.C., Burstein D., Ford W.K., Thonnard N., 1985, ApJ **289**, 81
- Rubin V.C., Hunter D.A., Ford W.K., 1991, ApJS **76**, 153
- Salucci P., 2005, *Mass Profiles and Shapes of Cosmological Structures*, Invited Talk at 21st IAP Colloquium.
- Schweizer L.Y., 1987, ApJS **64**, 411
- Sloan Digital Sky Survey team, 2004, Sloan Digital Sky Survey Release 3
- Soares D.S.L., 1989, Tese de Doutorado, Universidade de Groningen
- Soares D.S.L., 1990, A&A **238**, 50 (S90)
- Soares D.S.L., de Souza R.E., de Carvalho R.R., Couto da Silva T.C., 1995, A&AS **110**, 371
- de Souza R.E., de Mello D.F., dos Anjos S., 1997, A&AS **125**, 329
- Starling R.L.C., Page M.J., Branduardi-Raymont G., Breeveld A.A., Soria R., Wu K., 2004, MNRAS **356** 727S
- Theureau G., Botinelli L. et al., 1998, A&AS **130** 333
- Tody, D., 1993, ASP Conference Series **52**, 173
- Tonry J., Davis M., 1979, ApJ **84**, 1511
- de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., et al, 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*, Springer-Verlag, New York (RC3)

- Veiga P.M.V., 1996, Dissertação de Mestrado, Depto. de Física, UFMG (Vg96)
- Verdoes Kleijn G.A., van der Marel R.P., de Zeeuw P.T., Noel-Storr J., Baum S.A., 2002, AJ **124** 2524
- White III R.E., Keel W.C., Conselice C.J., 2000, ApJ **542**, 761
- Wilson R.F., *General Catalogue of Stellar Radial Velocity*, 1953, Carnegie Institution of Washington Publ. 601, Washington D.C.

Apêndices

Apêndice A

Calibração do fxcor

Este programa IDL realiza quatro regressões lineares e retorna seus valores de A, B e χ^2 .

```
pro calib

set_plot, 'ps'
device, file='calib.eps', xsize=20, ysize=20, /encapsulated

!p.multi = [0,2,2]
;window, xsize=500, ysize=500

fwhm = [981,986,1026,1073,1121,1173,1231,1295,1361,1431,1798,2118]

sigma = [20,40,60,80,100,120,140,160,180,200,300,400]

result = linfit(sigma,fwhm,CHISQ=chi)
plot,sigma,fwhm,psym=2,title='FWHM_CCF X SIGMA p/HD105601B'
reta = sigma*result[1]+result[0]
oplot, sigma,reta
print, 'Regressao Linear Y = BX + A p/HD105601B'
print, 'A e B:'
print, result
print, 'Erro em B(qui quadrado):'
print, chi

fwhm = [422,443,497,525,556,589,622,666,697,728,864,1037]

sigma = [10,20,30,40,50,60,70,80,90,100,150,200]

result2 = linfit(sigma,fwhm,CHISQ=chi2)
plot,sigma,fwhm,psym=2,title='FWHM_CCF X SIGMA p/HD105601V'
reta = sigma*result2[1]+result2[0]
oplot, sigma,reta
print, 'Regressao Linear Y = BX + A p/ HD105601V'
```

```

print, 'A e B:'
print, result2
print, 'Erro em B(qui quadrado):'
print, chi2

fwhm = [868,869,895,905,918,953,1006,1019,1115,1200,1452,1817]

sigma = [20,40,60,80,100,120,140,160,180,200,300,400]

result3 = linfit(sigma,fwhm,CHISQ=chi3)
plot,sigma,fwhm,psym=2,title='FWHM_CCF X SIGMA p/HD19445B'
reta = sigma*result3[1]+result3[0]
oplot, sigma,reta
print, 'Regressao Linear Y = BX + A p/HD19445B'
print, 'A e B:'
print, result3
print, 'Erro em B(qui quadrado):'
print, chi3

fwhm = [279,314,331,353,377,406,434,468,495,522,660,798]

sigma = [10,20,30,40,50,60,70,80,90,100,150,200]

result4 = linfit(sigma,fwhm,CHISQ=chi4)
plot,sigma,fwhm,psym=2,title='FWHM_CCF X SIGMA p/HD19445V'
reta = sigma*result4[1]+result4[0]
oplot, sigma,reta
print, 'Regressao Linear Y = BX + A p/HD19445V'
print, 'A e B:'
print, result4
print, 'Erro em B(qui quadrado):'
print, chi4

r = [result[1], result2[1], result3[1], result4[1]]
ch = [1/chi, 1/chi2, 1/chi3, 1/chi4]

M = total(r*ch)/total(ch)

;lembrar que chi ja eh um desvio quadratico

E = total(abs(r-M)*ch)/total(ch)

print, 'Media ponderada por erro quadrado (chisq) e o desvio:'

print, M
print, E

device,/close

end

```

Apêndice B

Deprojeção e Ajuste de Modelo Dinâmico de ESO-LV 5100550

Este programa IDL aplica para ambas as fendas sobre ESO-LV 5100550 as transformações da seção 2.1 aos dados de entrada, sendo estes as posições em pixéis em relação à abertura central, as velocidades na linha de visada em relação à velocidade do espectro central, a inclinação da galáxia no plano do céu e o ângulo de posição da fenda. Em seguida, ajusta o modelo dinâmico conforme descrito na seção 5.2. Finalmente, transforma os dados de `FWHM_CCF` do `fxcor` em dispersões σ de acordo com a seção 4.4.5.

Para maior simplicidade, foi empregado um sistema de unidades no qual a massa é dada em unidades de $10^{11} M_{\odot}$, o comprimento em unidades de 10 kpc, a velocidade em unidades de 98.7 km/s e a constante universal da gravitação $G = 4,497$.

Este programa utiliza as funções e procedimentos nos apêndices C e D.

```
pro vgal01v

;set_plot,'ps'
;device,file='vgal01v.eps',xsize=30,ysize=20,/encapsulated

!p.multi = [0,3,2]
!p.charsize = 2
window, xsize=1200,ysize=600

;inclinacao da galaxia: 63.9 graus
inc = !pi*63.9/180
```

```

velr = [-113.269,-96.772,-105.892,-106.359,-85.073,-96.871,-87.179,-67.212,$
-21.556,38.547,94.985,128.012,168.981,180.561,180.048,190.483]
errvelr = [26,21,26,60,48,22,20,25,8,12,33,24,25,17,31,53]
vely = 1/(sin(inc))*velr
errvely = 1/(sin(inc))*errvelr
;notar que velx = 0 no eixo principal
vel = vely
errvel = errvely
xpix = [-36,-32,-28,-24,-20,-16,-12,-8,-4,4,8,12,16,20,24,28]
xkpc = 0.1918151755*xpix
plot, xkpc,vel,psym=6,xrange=[-10,10],yrange=[-250,250],$
xtitle='Raio (kpc)',$
ytitle='Velocidade circular (km/s)'
errrplot, xkpc,vel-errvel,vel+errvel

plot, xkpc,vel,psym=6,xrange=[0,10],yrange=[0,250],min_value=0,$
xtitle='Raio (kpc)',$
ytitle='Velocidade circular (km/s)'
errrplot, abs(xkpc),abs(vel)-errvel,abs(vel)+errvel
oplot, abs(xkpc),abs(vel),psym=4

;A = [massa do caroco(em unidades de 10^11 massas solares),
; raio do caroco(em unidades de 10kpc)]
;Valores iniciais
;M = 0.5
;Rc = 0.2
;Mr = (M*(R)^3)/((R)^2 + (Rc)^2)^1.5
;(embutido em funcvel)
;O vetor X e' dividido por 10 para se conformar ao novo
;sistema de unidades.

X = abs(xkpc)/10
Y = abs(vel)
weights = 1.0/(errvel/vel)^2
A = [0.5,0.2]
fit = curvefit(X, Y, weights, A, FUNCTION_NAME='provel',/double,/noderivative)
print, 'M, Rc = ', A
;oplot, 10*X, fit

;A velocidade maxima do modelo de Plummer: derivando a equacao da
;velocidade e igualando a zero, temos rmax = raiz de dois * Rc

xmax = sqrt(2)*A[1]
;print, xmax*10
velmax = funcvel(xmax,A)
;print, velmax

;conspiracao disco-halo, lembrando de converter a velocidade para o sistema
;de unidades adequado

sighalo = velmax/(97.8*sqrt(2))
chalo = 2.136*xmax

X = abs(xkpc)/10
Y = abs(vel)
weights = 1.0/(errvel/vel)^2
B = [A[0],A[1],sighalo,chalo]
fit = curvefit(X, Y, weights, B, FUNCTION_NAME='provelh',$
FITA=[1,1,0,0], /double,/noderivative)
print, 'M, Rc, sigma, a = ', B
oplot, 10*X, fit

```

```

A = [B[0],B[1]]
h = n_elements(X)
plum = fltarr(h)
for i=0, (h-1) do begin
    k = X(i)
    plum(i) = funcvel(k,A)
endfor
oplot, 10*X, plum

D = [B[2],B[3]]
h = n_elements(X)
halo = fltarr(h)
for i=0, (h-1) do begin
    k = X(i)
    halo(i) = funcvelh(k,D)
endfor
oplot, 10*X, halo

fwhm = [288,304,284,331,300,304,319,363,385,395,357,340,319,297,293,294]
;fwhm = [165,153,165,149,150,168,194,240,278,306,210,180,183,184,183,214]
diffwhm = 100
errdif = 20
sigma = 0.4246*(fwhm - diffwhm)

;central 408
x0 = [0]
sigma0 = [408]

plot, xkpc,sigma,psym=6,xrange=[-10,10],yrange=[0,200],$
xtitle='NW Raio (kpc) SE',$
ytitle='Dispersao de velocidades (km/s)'
oplot, x0, 0.4246*(sigma0-diffwhm), psym=6
errsigma = 0.4246*(errvel+errdif)
errrplot, xkpc,sigma-errsigma,sigma+errsigma
errrplot, x0, 0.4246*(sigma0-diffwhm+errdif) ,0.4246*(sigma0-diffwhm-errdif)

;angulo de inclinacao do disco interno
;em relacao ao eixo principal: -20 graus
fi = !pi*(-20)/180

;Alteracao para fi variavel para ESO-LV 5520490:
;Distancia da fenda ao centro de E5520490: 25''.6 = 54.8 pix

;R = 54.8
;fi = atan(xpix/R) (substituir)
;rprim = sqrt(xpix^2 + R^2)
;xkpc = 0.12297227222222*rprim (substituir)

velr = [-68.238,-80.911,-65.734,-59.794,-32.504,-9.400,21.443,67.091,$
93.918,103.975,110.384,123.411,117.958]
xpix = [-24,-20,-16,-12,-8,-4,4,8,12,16,20,24,28]
xkpc = 0.1918151755*xpix
errvelr = [29,12,14,14,23,11,10,12,8,13,14,19,60]
vely = 1/(sin(inc))*velr
errvely = 1/(sin(inc))*errvelr
velx = velr*tan(fi)/(cos(inc)*sin(inc))
errvelx = tan(fi)/(cos(inc)*sin(inc))*errvelr
tamx = n_elements(xpix)
vel2 = vely
for j=0, (tamx - 1) do begin
    if abs(velr(j)) EQ velr(j) then begin

```

```

    vel2(j) = sqrt((velx(j))^2 + (vely(j))^2)
endif else begin
    vel2(j) = (-1)*sqrt((velx(j))^2 + (vely(j))^2)
endif
endfor
xkpccorr = xkpc
for j=0, (tamx - 1) do begin
if abs(xkpc(j)) EQ xkpc(j) then begin
    xkpccorr(j) = sqrt((xkpc(j)*cos(fi))^2+(tan(fi)*cos(fi)*xkpc(j)/cos(inc))^2)
endif else begin
    xkpccorr(j) = -sqrt((xkpc(j)*cos(fi))^2+(tan(fi)*cos(fi)*xkpc(j)/cos(inc))^2)
endif
endifor
errvel = (1/(sqrt(velx^2 + vely^2)))*(abs(velx*errvelx) + abs(vely*errvely))
plot, xkpccorr,vel2,psym=6,xrange=[-10,10],yrange=[-250,250],$
xtitle='Raio (kpc)', $
yttitle='Velocidade circular (km/s)'
errplot,xkpccorr,vel2+errvel,vel2-errvel

plot, xkpccorr,vel2,psym=6,xrange=[0,12],yrange=[0,300],min_value=0,$
xtitle='Raio (kpc)', $
yttitle='Velocidade circular (km/s)'
errplot, abs(xkpccorr),abs(vel2)-errvel,abs(vel2)+errvel
oplot, abs(xkpccorr),abs(vel2),psym=4

X = abs(xkpccorr)/10
Y = abs(vel2)
weights = 1.0/(errvel/vel2)^2
A = [0.5,0.2]
fit = curvefit(X, Y, weights, A, FUNCTION_NAME='provel',/double,/noderivative)
print, 'M, Rc = ', A
;oplot, 10*X, fit

xmax = sqrt(2)*A[1]
;print, xmax*10
velmax = funcvel(xmax,A)
;print, velmax

;conspiracao disco-halo, lembrando de converter a velocidade para o sistema
;de unidades adequado

sighalo = velmax/(97.8*sqrt(2))
chalo = 2.136*xmax

X = abs(xkpccorr)/10
Y = abs(vel2)
weights = 1.0/(errvel/vel2)^2
B = [A[0],A[1],sighalo,chalo]
fit = curvefit(X, Y, weights, B,$
FITA=[1,1,0,0], FUNCTION_NAME='provelh',/double,/noderivative)
print, 'M, Rc, sigma, a = ', B
oplot, 10*X, fit

A = [B[0],B[1]]
h = n_elements(X)
plum = fltarr(h)
for i=0, (h-1) do begin
    k = X(i)
    plum(i) = funcvel(k,A)
endifor
oplot, 10*X, plum

```

```

D = [B[2],B[3]]
h = n_elements(X)
halo = fltarr(h)
for i=0, (h-1) do begin
    k = X(i)
    halo(i) = funcvelh(k,D)
endfor
oplot, 10*X, halo

fwhm = [282,284,297,312,333,364,397,330,307,317,300,297,402]
diffwhm = 129
errdif = 20
sigma = 0.4246*(fwhm - diffwhm)

;central 414
x0 = [0]
sigma0 = [414]

plot, xkpcorr,sigma,psym=6,xrange=[-10,10],yrange=[0,200],$
xtitle='NW Raio (kpc) SE',$
ytitle='Dispersao de velocidades (km/s)'
oplot, x0, 0.4246*(sigma0-diffwhm), psym=6
errsigma = 0.4246*(errvel+errdif)
errrplot, xkpcorr,sigma-errsigma,sigma+errsigma
errrplot, x0, 0.4246*(sigma0-diffwhm+errdif) ,0.4246*(sigma0-diffwhm-errdif)

;device,/close

end

```

Apêndice C

Função e Procedimento funcvel e prove1

Função e procedimento IDL que retornam a velocidade circular do modelo de Plummer para o raio X e vetor de parâmetros A .

```
FUNCTION funcvel, X, A
;Massa de Plummer(X) = (A[0]*(X)^3)/((X)^2 + (A[1])^2)^1.5
return, 97.8*sqrt(4.497 * ((A[0]*(X)^3)/((X)^2 + (A[1])^2)^1.5)/X)
;F eh a velocidade circular real no raio X, ja' multiplicada
;por 97.8 para se conformar ao sistema de unidades.
;A[0] e' M do caroco e A[1] e' o raio do caroco.
end

pro prove1, X, A, F
;Massa de Plummer(X) = (A[0]*(X)^3)/((X)^2 + (A[1])^2)^1.5
F = 97.8*sqrt(4.497 * ((A[0]*(X)^3)/((X)^2 + (A[1])^2)^1.5)/X)
;F eh a velocidade circular real no raio X, ja' multiplicada
;por 97.8 para se conformar ao sistema de unidades.
;A[0] e' M do caroco e A[1] e' o raio do caroco.
end
```

Apêndice D

Função e Procedimento funcvelh e proveh

A função retorna a velocidade circular do modelo de esfera isotérmica para o raio X e vetor de parâmetros D . O procedimento retorna a velocidade circular da soma do modelo de Plummer com a esfera isotérmica para o raio X e vetor de parâmetros B .

```
FUNCTION funcvelh, X, D

;Massa do Halo(X) = ((2*D[0]^2*D[1])/4.497)*(X/D[1] - atan(X/D[1]))

return, 97.8*sqrt(4.497/X * ((2*D[0]^2*D[1])/4.497)*(X/D[1] - atan(X/D[1])))

;F eh a velocidade circular real no raio X, ja' multiplicada
;por 97.8 para se conformar ao sistema de unidades.
;D[0] e' a dispersao
;do halo e D[1] e' o raio do caroco do halo.

end

pro proveh, X, B, F

;Massa de Plummer(X) = (B[0]*(X)^3)/((X)^2 + (B[1])^2)^1.5
;Massa do Halo(X) = ((2*B[2]^2*B[3])/4.497)*(X/B[3] - atan(X/B[3]))

F = 97.8*sqrt(4.497/X * ( (B[0]*(X)^3)/((X)^2 + (B[1])^2)^1.5 +$
((2*B[2]^2*B[3])/4.497)*(X/B[3] - atan(X/B[3]))))

;F eh a velocidade circular real no raio X, ja' multiplicada
;por 97.8 para se conformar ao sistema de unidades.
```

```
;B[0] e' M do caroco, B[1] e' o raio do caroco, B[2] e' a dispersao  
;do halo e B[3] e' o raio do caroco do halo.
```

```
end
```