

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



Estudo da Metodologia para a Obtenção de Gradientes Radiais de Metalicidade em Galáxias Early-Type.

por

Ricardo Lourenço Correia Ogando

Orientador

Dr. Marcio A. G. Maia (GEA/OV/UFRJ & ON/MCT)

Projeto de Final de Curso para a obtenção do título de Astrônomo.

Dezembro de 2002



Agradecimentos

Gostaria de agradecer ao Dr. Marcio Maia pelo apoio constante, orientando com a motivação científica sempre em primeiro lugar. Ao Dr. Paulo Pellegrini, que incentiva com seu otimismo este projeto. Ao Dr. Charles Rit , pela orienta o atrás dos meandros da linguagem do IRAF. Ao Dr. Ricardo Schiavon, cujo seminário sobre receituário de estrelas me trouxe ao (antigo) DAN, por suas prontas e esclarecedoras respostas aos *emails* enviados aos colaboradores. A Dra. Cristina Chiappini, pelas colabora es que culminaram em um trabalho publicado e suas valiosas sugestões. Ao Dr. Luiz Nicolaci da Costa, idealizador dos projetos. A Otávio Chaves, pela paciente apresenta o ao ESO 1.52m e pela redu o de dados. A todos do GEA que de uma forma ou de outra colaboraram, ao Dr. Christopher Willmer, ao Dr. Maurício Calvão e ao Dr. Roberto Vieira Martins, o qual viabilizou minha participa o na última missão no ESO. Aos amigos do grupo de extra-galáctica que me ajudaram, Beatriz Ramos, César Caretta, Rodolfo Machado e Tiago Manes Nunes. Aos professores do OV, em especial   professora Encarnación, e aos pesquisadores do ON que contribuiram para minha forma o. Aos funcionários do ON e do OV, em especial   Secretária da Gradua o Rosa Machado, pela dedica o. Aos membros da banca, Lilia Arany Prado e François Cuisinier, por suas sugestões para a versão final deste projeto. Aos meus amigos que me acompanharam ao longo do curso, em especial   turma de 1997.

Ao Conselho Nacional de Pesquisa e Desenvolvimento (CNPq) pela bolsa do programa de Inicia o Científica (105997/1999-4) no Observatório Nacional (ON), ao Centro Latino-Americano de Física (CLAF),   Funda o de Amparo   Pesquisa do Estado do Rio de Janeiro (FAPERJ) e   Sociedade Astron mica Brasileira (SAB).

Finalmente, a minha família, a minha mãe e a meu pai, sempre presentes, com conselhos oportunos e compreensivos quanto a escolha de carreira. A minha irmã e a meu avô, uma lembrança diária da fragilidade, mas também da tenacidade.

Estendo a todos a minha gratidão.

Ars longa, vita brevis

Resumo

Apresentamos a metodologia a ser utilizada no **Levantamento e Estudo Estatístico de Gradientes de Metalicidade em Galáxias**, no qual pretendemos estudar gradientes radiais de índices de metalicidade usando a amostra dos levantamentos SSRS e ENEAR. Outras informações relevantes, tais como curvas de rotação e perfis de dispersão de velocidade também são exploradas. Utilizamos os índices H_{β} , Mg_2 , Fe I (5270 Å), Fe I (5335 Å) e $\langle Fe \rangle$ como definidos no sistema Lick/IDS. Realizamos operações em nossos dados, referenciando-os àquele sistema. Levamos em conta a diferença de resolução entre os sistemas e o efeito da dispersão interna de velocidades estelares sobre as medidas. Para esta última usamos estrelas gigantes G e K e verificamos que estrelas mais frias não oferecem correções realísticas. Investigamos o efeito da luz espalhada no espectrógrafo e da calibração em fluxo em nossos espectros, os quais revelaram-se desprezíveis. Estudamos a melhor forma de realizar estas transformações e apresentamos resultados parciais para uma sub-amostra de 15 galáxias *early-type* como um teste da viabilidade. Concluimos que o procedimento é adequado, pois produz resultados consistentes.

Palavras-chaves: Métodos: análise de dados - galáxias: elípticas e lenticulares - galáxias: conteúdo estelar

Abstract

We present the methodology to be used in our **Survey and Statistical Study of Galaxies Line Strength Gradients**, where we intent to study absorption line strength gradients utilizing the SSRS and ENEAR sample. Relevant information, such as rotation curves and velocity dispersion profiles are also obtained. The following indices, H_β , Mg_2 , Fe I (5270 Å), Fe I (5335 Å) and $\langle Fe \rangle$ are measured as defined in the Lick/IDS system. We transformed our data to Lick/IDS, taking into account the resolution difference between systems and the effect of stellar velocity dispersion on the measurements. For the latter we used giant stars G and K, as cooler stars do not offer realistic corrections. We investigate the effects of scattered light in the spectrograph and flux calibration in our spectra, which revealed to be negligible. We describe the best way to achieve this transformations and present partial results for a 15 early-type galaxies subsample as a feasibility test. We conclude that our system is reliable, yielding consistent results.

Key words: methods: data analysis - galaxies: elliptical and lenticular - galaxies: stellar content

Sumário

1	Introdução	1
2	Amostra, Observações e Reduções	9
2.1	Amostra	9
2.2	Observações	10
2.3	Redução dos dados	10
2.4	Extração e Calibração em Comprimento de Onda dos Espectros	11
3	Parâmetros Espectroscópicos	17
3.1	Velocidades Radiais e Dispersões de Velocidade	17
3.2	Índices de Metalicidade	21
3.2.1	Transformação para o sistema de Lick	23
4	Testes	31
4.1	Luz Espalhada	31
4.2	Calibração em Fluxo	32
4.3	Correção para a Dispersão de Velocidades	33
5	Análise de Viabilidade	43
5.1	Perfis Cinemáticos	46
5.2	Gradientes de Índices de Metalicidade	50
5.3	Novas observações	58
6	Conclusões	61

Capítulo 1

Introdução

Em 1924, Edwin Hubble estabeleceu que algumas das então chamadas nebulosas eram na verdade conjuntos de estrelas situados além das fronteiras de nossa Galáxia (veja por exemplo Hubble 1936). Para compreendê-las melhor, ele as organizou de acordo com a informação mais acessível à época, a sua forma, produzindo o **diagrama do diapasão** (figura 1). Constituindo um primeiro esforço em compreender os processos de formação desses objetos, foi sugerido que galáxias evoluíam dos tipos iniciais, as elípticas, aos tardios, as espirais. Ainda que a ordem deste cenário não corresponda à realidade, de acordo com uma série de simulações feita por Steinmetz e Navarro (2002), as quais estão inseridas em um contexto de formação por **Matéria Escura Fria** (MEF) com **Constante cosmológica** (Λ) e que incluem efeitos da gravidade, dinâmica do gás e processos radiativos de esfriamento e aquecimento, podemos colocar a seqüência de Hubble como uma expressão da história das acreções que sofreram as galáxias, com as morfologias sendo meros transientes, modificadas através de sucessivos episódios de acréscimo de gás, ou até mesmo pela aglutinação com outras galáxias. Contudo, essa é uma das opções disponíveis. Se esse tipo de processo é predominante na formação de galáxias elípticas é uma das questões que pretendemos abordar.

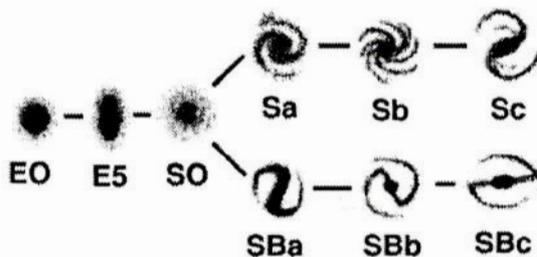


Figura 1.1: O diagrama do diapasão de Hubble, onde se distinguem as galáxias tipo “early” (elípticas e lenticulares) das “late” (espirais) com (B) ou sem barras.

Para testarmos as hipóteses de formação e evolução de galáxias, é interessante procurarmos por elementos não transientes, que sirvam como fósseis, onde a informação foi gravada

durante o processo de formação e preservada ao longo do processo evolutivo da galáxia. Acredita-se que o estudo da variação espacial da **metallicidade** (a abundância de elementos químicos mais pesados que o He) em galáxias, ou **gradiente de metalicidade**, pelo menos no caso de galáxias elípticas, possa desempenhar esse papel, penetrando em sua história de formação estelar, dinâmica e quimicamente (Larson 1990).

Os modelos que tentam explicar a formação de galáxias estão fundamentados na idéia de que galáxias se formam a partir de nuvens de **gás primordial**, ou **protogaláxias**, que colapsam sob a ação de sua auto-gravidade. À medida que a nuvem se contrai, se esta for dotada de momento angular, a fim de preservá-lo, aumenta sua rotação, e havendo dissipação, busca o estado de menor energia, formando um disco. Estrelas que se formaram durante os estágios iniciais do colapso formam o halo e as formadas tardiamente, a partir do gás que sobrou do colapso do halo, vão compor o disco. Este cenário, geralmente conhecido como **colapso monolítico dissipativo** (veja por exemplo: Larson 1974, Carlberg 1984) propõe que uma galáxia se forma através de um rápido colapso gravitacional a partir de uma única grande nuvem de gás primordial na qual aconteceria uma considerável dissipação de energia. Durante esse processo há uma intensa formação de estrelas, estas evoluem e as mais massivas rapidamente morrem (10^6 - 10^8 anos), enriquecendo o meio interestelar com os produtos da nucleossíntese estelar e supernovas (SNe). Nessa escala de tempo, temos principalmente as SNe de tipo II, que surgem do colapso do núcleo de estrelas massivas ($M \gtrsim 8M_{\odot}$), sendo baixas produtoras de Fe, mas grandes produtoras de elementos α ; por exemplo Ne, Mg, Si e S, os quais são obtidos na reação do C e O com núcleos de He. Se o poço de potencial gravitacional da galáxia é forte o suficiente para reter esse gás ejetado pelas SNe, ele cairá em direção às regiões centrais. O processo de formação estelar continua com as gerações seguintes se formando a partir do gás enriquecido, resultando no estabelecimento de um gradiente negativo de metalicidade do centro para a periferia.

Em favor deste modelo pode ser apontada a constatação da real existência de gradientes de metalicidade em diversas galáxias elípticas como por exemplo em Bender e Surma (1992), González (1993), Davies, Sadler e Peletier (1993), Carollo, Danziger e Buson (1993), Fisher, Franx e Illingworth (1995). Além disso, esse modelo também explicaria a conhecida relação massa-metalicidade, como Mg_2 - σ , onde o Mg_2 é um indicador de metalicidade e σ é a dispersão de velocidades estelares da galáxia, que está relacionada à sua massa se considerarmos uma espécie de equilíbrio entre a sua energia cinética e o seu potencial gravitacional (Teorema do Virial). Por conta da intensa formação estelar, ventos galácticos, ditos terminais, seriam rapidamente produzidos quando a energia injetada no meio interestelar pelas explosões de SNe se igualasse a energia potencial do gás, com este sendo expulso da galáxia, a formação estelar cessa e sua evolução segue passivamente. Como as escalas de tempo dinâmicas são maiores para galáxias mais massivas, a eficiência da formação estelar deveria ser menor, pois seria inversamente proporcional ao tempo de queda livre local do gás. Esta conclusão aliada ao fato de terem um potencial gravitacional maior leva as galáxias mais massivas a desenvolverem o vento terminal tardiamente, tendo mais tempo para serem enriquecidas de Mg. Vemos ainda, que a aparente falta de gás em galáxias elípticas também é explicada por esse

modelo, pois este seria expulso pelo vento (Larson 1974).

Por outro lado, observações (Worthey, Faber e González 1992) mostram que a razão $[Mg/Fe]$ aumenta para os núcleos de galáxias mais massivas. No entanto, segundo este mesmo modelo, da mesma forma que tiveram mais tempo para serem enriquecidas pelos produtos de SNe II, galáxias mais massivas também teriam mais tempo para serem enriquecidos por SNe de tipo Ia, as quais contribuem com uma grande quantidade de Fe para o meio interestelar, diminuindo o $[Mg/Fe]$. As SNe Ia devem surgir em sistemas binários onde ao menos umas das estrelas é uma anã branca que alcança o limite de Chandrasekhar ($\sim 1.4M_{\odot}$) por acreção de matéria da companheira ou por coalescência com outra anã branca. Dessa forma, a aparição das SNe Ia é limitada pelo longo tempo de vida ($\sim 1Gano$) de estrelas que vão terminar sua vida como anãs brancas ($M \lesssim 8M_{\odot}$). Existe um par de explicações mais aceitas para o aumento do Mg em relação ao Fe. Uma é que a eficiência da formação estelar aumentaria com a massa, contrariamente ao que foi sugerido anteriormente. A outra seria que a **função de massa inicial** favoreceria a composição da primeira formação estelar por estrelas mais massivas em galáxias idem. Ambos os argumentos produzem um aumento dos elementos α em relação ao Fe. No entanto, o segundo ganha mais força à luz das condições iniciais que podem ter gerado a existência de super estrelas de População III ($64-133M_{\odot}$). Seja qual for o motivo do comportamento da razão $[Mg/Fe]$, uma coisa é dada como certa, o período de formação estelar deve ser curto, implicando em uma formação rápida para as galáxias massivas, em concordância com um cenário de colapso.

Se origem das galáxias se deu através de um rápido colapso dissipativo, estrelas foram formadas à taxa de várias centenas de massas solares por ano no início do Universo, então as protogaláxias deveriam emitir uma quantidade imensa de radiação ultra-violeta (UV) produzida por suas estrelas jovens e massivas. Devido ao grande *redshift* (z) desses objetos, esta radiação seria deslocada para a janela do visível, onde deveria ser detectada, dessa forma começou-se uma grande procura, sem sucesso, por estas protogaláxias, indicando que, ou a época de formação é tão longínqua e remota que as observações não tinham sensibilidade suficiente para encontrá-la; ou estas galáxias em formação simplesmente não foram detectadas por estarem ocultas. De fato, devemos ter em mente que em regiões de formação estelar, além de estrelas, temos também uma grande quantidade de poeira, e esta é capaz de obscurecer a radiação UV, absorvendo-a e a re-irradiando na faixa do infra-vermelho distante, deslocada pelo alto z para a região sub-milimétrica, onde apenas recentemente foi alcançada maior sensibilidade instrumental. Justamente nessa região ($850\mu m$) é que o Submillimeter Common-User Bolometer Array (SCUBA), que opera no telescópio de 15m James Clerk Maxwell, produziu resultados expressivos. Este instrumento detectou objetos com *redshifts* entre 2.0 e 3.4 que estariam emitindo uma quantidade de energia no infra-vermelho distante, equivalente à uma taxa de formação estelar de centenas de massas solares por ano (ex.: Hughes et al. 1998), taxas similares àsquelas previstas para as protogaláxias clássicas. Um problema é que a confirmação do *redshift* desses objetos por seus equivalentes ópticos não é muito certa. Por conta da baixa resolução espacial em observações sub-milimétricas, é difícil estabelecer com segurança a conexão entre ambas as fontes. Certamente, o Atacama Large

Millimeter Array (ALMA) poderá ir mais fundo nessas questões.

Além dos gradientes de metalicidade, as galáxias elípticas também apresentam gradientes de cores, os quais se comportam de forma similar, sendo mais vermelhas no centro do que na periferia. Em geral, isso é interpretado como um indicador de que os gradientes são efetivamente de metalicidade, e não causados por variações na idade. No entanto, o mecanismo que produziu essas variações na metalicidade ainda não é claro, dado que os gradientes observados são menores do que os previstos por modelos como os de Larson (1974) ou Carlberg (1984). Observações de que indicadores de metalicidade se correlacionam com a **velocidade de escape local** (v_{esc}) (Davies, Sadler, Peletier (1993)) sugerem que gradientes de metalicidade surgiram por causa da ocorrência do vento galáctico em diferentes épocas em distintas regiões. Martinelli, Matteucci e Colafrancesco (1998) discutem a formação de gradientes de abundâncias através de um modelo de evolução química que leva em consideração diferentes velocidades de escape em diferentes raios galactocêntricos. Dessa forma, o vento se desenvolve primeiro na periferia, onde o poço de potencial é menor que na região central. Assim, eles explicam a existência do gradiente sem a necessidade do cenário de colapso dissipativo. Todavia, este cenário não é excluído. De fato o modelo não cobre detalhes de formação, se esta se deu por aglutinação ou por colapso, apenas considerando uma massa de gás primordial com simetria esférica que já estava presente inicialmente. Na figura 1.2 vemos o bom acordo entre o modelo de Martinelli et al. (1998) e o gradiente do Mg_2 em galáxias com tamanhos da ordem de nossa própria. No entanto, o modelo utiliza uma eficiência de formação estelar (EFE) constante com a distância galactocêntrica. Se ao invés disso, considerarmos que a EFE é maior na região central, então dependendo da sua magnitude, a dependência entre vento e região pode se inverter, com o vento sendo acionado tardiamente nas regiões externas em relação às internas, cancelando o gradiente. Ainda, uma consequência da particular história de ocorrência do vento neste modelo é o crescimento da razão $[Mg/Fe]$ com o raio.

Alguns modelos exploram o que aconteceria em um **colapso não dissipativo** (van Albada, 1982). Neste, o gás na fase inicial do colapso é rapidamente transformado em estrelas. Por conseguinte, a evolução subsequente envolve essencialmente o conteúdo estelar, o qual tem baixa seção de choque. Este modelo, assim como o dissipativo, reproduz de forma satisfatória o perfil de brilho de galáxias elípticas, mas não prevê a existência de gradientes de metalicidade. Realmente, o perfil de brilho não é um bom vínculo para os modelos de formação de galáxias, pois é previsto por vários deles, tornando difícil a discriminação.

Tradicionalmente, um outro cenário concorre com o anterior para explicar a formação de galáxias elípticas. O modelo de **coalescência** (por exemplo, Toomre e Toomre 1972, Tinsley e Larson 1979) propõe que objetos menores que as galáxias atuais e com grande parte de seu conteúdo na forma de gás tenham se formado inicialmente, e através de uma aglutinação hierárquica deram origem às galáxias maiores. A relação empírica entre massa e metalicidade sendo explicada como uma consequência, dinamicamente natural, do aumento da EFE com a massa do sistema em aglutinação (Tinsley e Larson 1979), da mesma forma explicando o aumento do $[Mg/Fe]$ com a massa da galáxia.

Este tipo de cenário ganhou grande força por ser uma seqüência natural da formação

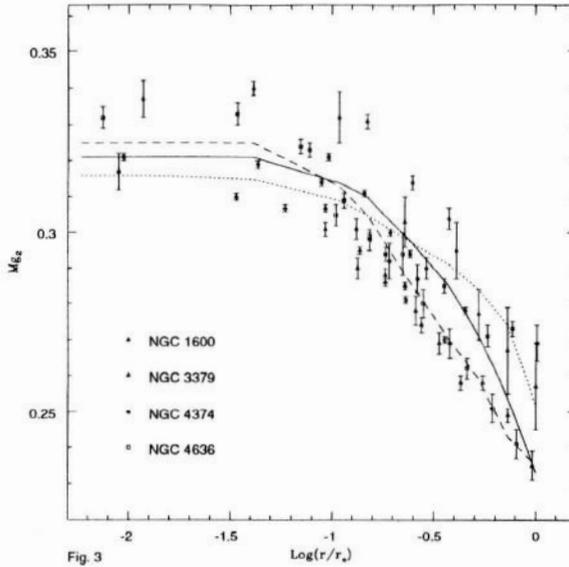


Figura 1.2: Gradientes do índice de metalicidade Mg_2 . Ajustes são curvas teóricas de Martinelli et al. (1998) e pontos são dados provenientes de Davies, Sadler, Peletier (1993). (figura extraída de Martinelli et al. 1998)

das primeiras estruturas no Universo pelo modelo de **matéria escura fria** (MEF); onde as pequenas estruturas seriam as primeiras a se formar, com os objetos maiores se formando hierarquicamente a partir da aglutinação progressiva dos menores. Ainda, a existência da relação morfologia-densidade mostra que ambientes mais densos têm maior número de elípticas (Dressler et al. 1997), sendo uma consequência da maior eficiência da aglutinação em regiões de mais alta densidade, assim como a evidência de que galáxias brilhantes em aglomerados fazem o chamado “canibalismo” galáctico. Neste cenário, a ocorrência de gradientes de metalicidade sofre dificuldades, pois ainda que estes se desenvolvam inicialmente nos objetos menores, são diluídos nas aglutinações sucessivas nas quais estes participam (White 1989).

As versões originais do cenário de MEF surgiram por volta de 1984 e tinham como hipótese principal um Universo dominado por MEF (Davis et al. 1985), tendo como consequência a previsão de que a formação das galáxias maiores viria até os dias atuais, o que não encontrou suporte observacional, como em Lilly et al. (1995) que dentro do alcance do seu levantamento ($z \sim 1$) não observou evolução alguma dos objetos vermelhos de sua amostra. Além do mais, assim como para o cenário clássico de colapso monolítico, a maior escala de tempo de evolução produziria baixos valores de $[Mg/Fe]$ para os objetos mais massivos. No entanto, esse cenário acompanhou o desenvolvimento da cosmologia nos últimos anos - por exemplo, levando em conta um Universo dominado por uma constante cosmológica (Ω_Λ) - permitindo que o limite da época de formação de galáxias massivas fosse deslocado para *redshifts* mais remotos, alargando a faixa etária do Universo onde galáxias poderiam estar se formando, principalmente as maiores. Os diferentes parâmetros que podem ser associados aos modelos de MEF tornam mais difusa a distinção entre os cenários clássicos de formação galáctica

e um universo hierárquico (Steidel 1999). Com efeito, de certa forma o cenário de colapso dissipativo evoluiu em direção ao de coalescência e esta separação passou a ser mais uma questão de ênfase do que propriamente uma disputa “maniqueísta”, já que os modelos de colapso se tornaram cada vez mais realistas, deixando de ser convenientemente descritos por protogaláxias de densidade uniforme, mas constituídas de turbulentos corpos gasosos, ou cujas condições iniciais eram grumosas, o que não é fisicamente muito diferente de um conjunto de objetos prestes a se aglutinar (Kormendy 1989). O que fortalece o cenário de MEF é o fato dele estar contido em um contexto muito mais geral e com uma maior motivação física, que encontra suporte nas observações da radiação cósmica de fundo, das estruturas de distribuição de galáxias em grande escala e no que concerne a própria existência de matéria escura. Ainda assim, como foi visto, as diferentes épocas de formação permanecem como um divisor entre os dois cenários, estando localizada no início do Universo para o colapso monolítico e acontecendo continuamente no caso da coalescência.

Teoricamente, então precisaríamos apenas saber a idade dessas galáxias para discriminar o seu modo de formação. Contudo, ainda existe grande debate na literatura sobre a determinação da idade desses objetos. É comum o cálculo de idades de galáxias elípticas através da medida de índices das linhas de absorção da série de Balmer, por exemplo o $H\beta$ (4861Å), comparados à índices de metalicidade, a fim de quebrar a **degenerescência idade-metalicidade**. Essa degenerescência está ligada ao fato das diferentes populações estelares estarem integradas na luz da galáxia, pois a contribuição na cor de uma galáxia por uma estrela velha pobre em metais é simulada por uma estrela jovem rica em metais, pois o aumento da opacidade causado pelos metais na atmosfera da estrela jovem a torna mais vermelha. Com efeito, foi estabelecido que um fator dois de incerteza na metalicidade mimetiza um fator três na idade para uma dada metalicidade (Worthey 1994). Trager et al. (2000) usou a amostra de González (1993) para inferir idades de galáxias elípticas a partir do índice $H\beta$, encontrando uma grande variação para a sua intensidade. Usando o modelo de Worthey (1994), ele concluiu que a idade desses objetos varia enormemente, de 1.5 a 18Gano, com uma metalicidade extremamente localizada. Mas o modelo de Worthey (1994) está baseado no uso de **População Estelar Simples** (*Simple Stellar Population - SSP*), a qual se associa uma única metalicidade Z e idade. Contudo, galáxias devem ser compostas por populações com diferentes metalicidades e provavelmente por diferentes idades também. Maraston e Thomas (2000) sugerem uma interpretação alternativa ao espalhamento do $H\beta$ e descartam a possibilidade de formação estelar recente ao usar um modelo de população composta. Este espalhamento seria causado pela contribuição de uma pequena população velha e pobre em metais, as quais produziriam cores igualmente azuis e linhas de Balmer intensas.

O *modus vivendi* de um cenário misto de colapso e coalescência, deve ser considerado, onde cada cenário contribuiria com um peso relativo à escala envolvida. O colapso/coalescência atuando preferencialmente em pequena/grande escala, pois em geral, galáxias elípticas de baixa massa apresentam gradientes de metalicidade e que sua magnitude depende de sua massa (Carollo, Danziger e Buson 1993), que as formas de suas **isofotas** (curvas de brilho

superficial constante) são do tipo *disky*, que seus **raios efetivos** (raio da isofota que contém metade da luminosidade total da galáxia; R_e) são pequenos e exibem significativo suporte de sua estrutura por rotação. Enquanto que, no outro extremo, as galáxias mais massivas não apresentam dependência do gradiente com a massa, têm isofotas com a forma *boxy*, grandes raios efetivos e são suportadas principalmente pela dispersão de velocidades, corroboram essa visão. Kormendy e Sanders (1992) propuseram um cenário onde elípticas se formariam por um colapso dissipativo induzido por *mergers*. Explicando as propriedades observadas das **galáxias ultraluminosas no infravermelho** (ULIRGs de *UltraLuminous InfraRed Galaxies*). Considera-se que esta classe de objetos, em *redshifts* intermediários, seja o elo entre as galáxias elípticas atuais e as protogaláxias escondidas em poeira em altos *redshifts*. Sendo, portanto, galáxias elípticas flagradas durante a sua formação (Genzel et al. 2001)

Um grande passo será dado na compreensão desses problemas com os sistemas de aquisição de dados do tipo *integral field unit* (IFU), que fazem espectroscopia bidimensional (ou imageamento espectral), estando nas listas de comissionamento ou em operação nos principais telescópios da atualidade. Por exemplo o TIGER e OASIS no Canada France Hawaii Telescope (CFHT); 2dFIS e SAURON no William Herschel Telescope (WHT); e futuramente o LUCIFER no Large Binocular Telescope (LBT) e instrumentos similares no SOAR e GEMINI. Eles possibilitam o mapeamento de velocidades radiais, dispersão de velocidades e índices de metalicidade em duas dimensões em uma única exposição. No entanto, a obtenção dos dados com estes dispositivos é extremamente “cara”, pois exigem um grande tempo de integração devido à, em geral, baixa eficiência do feixe de fibras ópticas, e se restringem às regiões mais centrais das galáxias, impedindo uma análise mais ampla. O SAURON (figura 1.3) foi projetado para ter um campo amplo, permite até $33'' \times 41''$ de campo no modo de baixa resolução espacial (LR), os outros IFUs em uso alcançam no máximo metade desse valor. Os IFUs geram um conjunto mais completo de informação, por isso a interpretação dos dados é feita através de um novo ferramental, no caso de estudos cinemáticos, a **cinemetria** (Copin et al. 2001). Por enquanto, o uso da espectroscopia de fenda longa ainda apresenta as suas vantagens, pois permite examinar campos da ordem de alguns minutos de arco e obter espectros com maior sinal-ruído (S/R) para um menor tempo de integração.

A discussão feita acima está longe de ser completa e um panorama totalmente consistente da formação e evolução de galáxias elípticas ainda está por vir, pois as diferentes observações colocam em contradição os diversos modelos. Por certo, estes ainda têm o que evoluir, assim como a interpretação dos dados, através do cálculo de idades e de abundâncias de elementos mais precisas ou realistas. Os gradientes de metalicidade, em conjunto com outros vínculos observacionais, podem ajudar a compor esse quebra-cabeça e ao menos quantificar o nível de contribuição de cada cenário de formação. Dessa forma, vamos utilizar a grande amostra disponível e seu potencial estatístico para investigar a dependência dos gradientes de metalicidade com uma variada classe de parâmetros, como por exemplo a dispersão de velocidades estelares, massa, morfologias e ambientes.

Este trabalho está organizado da seguinte forma, no capítulo 2 descrevemos toda a parte relacionada à amostra do projeto e às observações; à redução dos dados e o método uti-

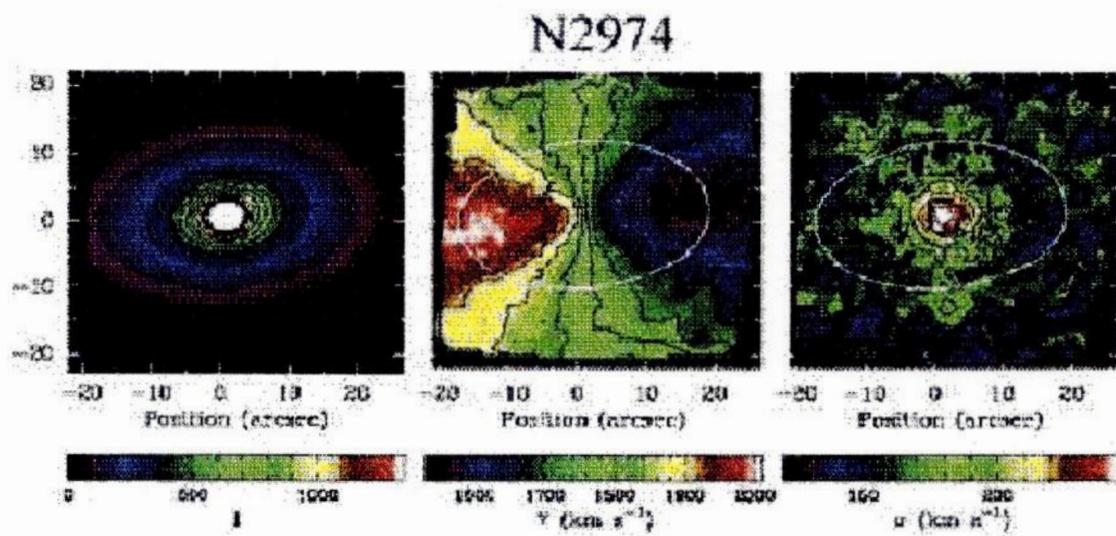


Figura 1.3: Exemplo de observação da cinemática da galáxia NGC 2974 com o SAURON. Da esquerda para a direita, a distribuição de luz reconstruída, o campo de velocidades estelares e o campo de dispersão de velocidades estelares. A isofota de $0.5R_e$ esta superposta aos mapas (Bacon et al. 2002).

lizado para a extração dos espectros. No capítulo 3 apresentamos a maneira utilizada para medir velocidades radiais, dispersão de velocidades e índices de metalicidade. No capítulo 4 mostramos alguns testes realizados sobre os métodos utilizados, dando particular atenção à maneira como é corrigido o efeito da dispersão estelar na medida dos índices em galáxias elípticas. Finalmente, apresentamos os resultados encontrados para uma sub-amostra de quinze objetos, apresentada aqui para discutir as potencialidades do projeto.

Capítulo 2

Amostra, Observações e Reduções

2.1 Amostra

A amostra para este projeto foi selecionada parcialmente das bases de dados de dois projetos envolvendo galáxias no Universo local. Um deles é o *Southern Sky Redshift Survey*, (*SSRS*) (da Costa et al. 1998), mapeamento de cerca de 5400 galáxias de todas as morfologias, limitadas em $m_B = 15.5$. O outro, é o projeto *ENEAR* (da Costa et al. 2000), mapeamento de distâncias e movimentos de cerca de 1500 galáxias E e S0, limitadas em $m_B = 14.5$. Determinações de morfologias, densidades ambientais e velocidades radiais encontram-se disponíveis em ambas as bases de dados. Para um número considerável de objetos do projeto ENEAR temos determinações de índices de metalicidade no sistema de Lick (Mg_2), dispersões de velocidades (σ), raios efetivos (R_e), diâmetros característicos (D_n) e parâmetros de forma (Bernardi, 1998), permitindo determinar distâncias reais para galáxias. Essa amostragem torna possível uma seleção estatisticamente representativa de morfologias, ambientes e massas para o estudo pretendido.

Estamos mais interessados, no presente, em objetos “esferoidais”, logo, grande parte dos espectros analisados neste trabalhos são oriundos do projeto ENEAR. Este produziu observações de um número superior a 2200 espectros realizadas em diversos sítios: CTIO¹, ESO², MDM³) cobrindo assim uma área extensa do céu tanto do Hemisfério Sul quanto do Norte. Nesta primeira fase do trabalho, estamos utilizando apenas dados oriundos do telescópio de 1.52m em La Silla, onde espectros com maior tempo de integração estão sendo obtidos há dois anos durante parte das noites do acordo ON/ESO. Com estes espectros, a amostra total deve contar com pelo menos uma centena de espectros com alto S/R .

¹Cerro Tololo Interamerican Observatory (Chile)

²European Southern Observatory (Chile)

³Michigan-Darhmouth-MIT Observatory (Arizona, EUA)

2.2 Observações

Durante todas as missões no ESO foi usado o espectrógrafo Boller & Chivens e ao longo destas, três detetores CCD distintos, como descritos na tabela 2.1. Duas redes, de 600l/mm e 1200l/mm foram usadas nas observações em conjunto com diferentes larguras de fendas (220 ou 275 μm). A dependência da resolução da rede de 1200l/mm com a variação da largura da fenda nesse regime envolvido é desprezível, pois estamos no limite da resolução do detetor. Já a rede de 600l/mm apresenta pequena, mas esperada, dependência linear com a largura da fenda ($R_s = Dw'$), onde a resolução espectral teórica (R_s ; Å; sem detetor) depende linearmente da abertura projetada da fenda (w' ; μm) e onde D é a dispersão em Åmm^{-1} . Seguimos procedimentos padrões de observação de espectros com CCD, obtendo imagens de *bias* e *dome flat fields*, mas não fazendo imagens de correção para a corrente de escuro, pois esta revelou-se desprezível; de fato seriam necessárias horas de integração para se alcançar ruído comparável ao de leitura (Lidman 1996). Exposições de lâmpadas de calibração; He-Ar; e He-Ar-Fe-Ne com a posterior instalação do *Fiber fed Extended Range Optical Spectrograph* (FEROS); eram feitas sempre após a exposição de um objeto. Observaram-se estrelas padrões de calibração em fluxo, determinação de velocidade radial e do sistema Lick/IDS. Estas últimas servem para estabelecermos a forma com que as nossas medidas se relacionam com as daquele sistema, cuja resolução e aparato instrumental são diferentes. Devido ao baixo brilho superficial das galáxias e o objetivo de se medir índices até regiões próximas de $1R_e$, as observações foram sempre realizadas em noites com fração de iluminação da Lua menores do que 0.5.

Tabela 2.1: CCDs utilizados ao longo das missões de observação no ESO.

Telescópio	Detetor	Tamanho (<i>pixel</i>)	Escala de placa ($"/pixel$)	Ganho (e^-/ADU)	Ruído de Leitura (e^-)	Período de utilização
ESO 1.52	CCD #24	2048×2048	0.72	2.9	8.0	Nov93/Ago95
ESO 1.52	CCD #39	2048×2048	0.82	1.2	5.5	Out96/Ago99
ESO 1.52	CCD #38	2688×512	0.82	1.6	7.1	Out99/Nov02

2.3 Redução dos dados

Todos os espectros foram reduzidos utilizando-se os procedimentos padrões para fenda longa do IRAF⁴. Seguindo a filosofia de um levantamento, no início deste foi criado um *pipeline* para o processo de redução básica, tornando-o mais ágil, mas não automático. O produto final do *pipeline*, os espectros unidimensionais reduzidos e extraídos, estão armazenados em um banco

⁴IRAF é distribuído pelo National Optical Astronomy Observatories (NOAO), o qual é operado pela Association of Universities for Research in Astronomy, Inc. (AURA), sob um acordo de cooperação com a National Science Foundation (NSF)

de dados com uma numeração própria, o Reduced File Number (RFN); no momento existem 14106 espectros. A manutenção de uma base de dados torna possível resgatar facilmente informações acerca dos objetos.

Aplica-se às imagens a subtração do patamar de *bias*, a correção multiplicativa de *flat-field* e faz-se a retirada de raios cósmicos. Devido a estabilidade do sistema, com as imagens de *bias* obtidas no início de cada noite, é produzida uma imagem média, que é subtraída das demais. A variação na sensibilidade elemento-a-elemento do detetor é corrigida usando-se a média das imagens, em geral dez por noite, da luz de uma lâmpada halógena refletida em uma tela no domo do telescópio, simulando uma fonte uniforme. Como esse efeito é multiplicativo, temos que dividir os dados pela exposição média do *flat-field*. Porém, antes é necessário remover a cor da lâmpada e preservar as contagens relativas. Isto é feito normalizando a imagem com um ajuste *spline* cúbico de terceira a quinta ordem usando a tarefa **response**. Grande parte dos raios cósmicos que atingem o detetor em regiões contíguas ao espectro são retirados, ainda em duas dimensões com a tarefa **imedit**, através da interpolação dos pixels atingidos a partir de seus vizinhos. Cósmicos que eventualmente caem em cima do espectro, não sofrem *a priori*, interpolações no espectro bidimensional. O último efeito a ser considerado na imagem 2D é o da luz espalhada. Discutimos na seção 4.1 esse efeito nos nossos dados e porque este não sofre uma correção explícita.

2.4 Extração e Calibração em Comprimento de Onda dos Espectros

Uma vez que já removemos a “assinatura do detetor” de nossos espectros, podemos passar ao passo seguinte: a extração. Tendo em vista o número de objetos selecionados e a necessidade de um tratamento homogêneo dos espectros, um *script* foi desenvolvido em *IRAF Command Language* (CL) para otimizar, mas não automatizar, o processo de extração. A estrutura básica da tarefa **egrad** foi originalmente concebida por Charles Rité do Observatório Nacional (ON). Fizemos várias modificações, sendo as mais importantes: a imposição do traço da janela central às laterais para dar conta dos desvios do espectro na imagem; e a distribuição das janelas de extração ao longo do perfil da galáxia. O **egrad** se trata basicamente da tradicional tarefa **apall** do pacote **noao.onedspec** com algumas adições: um algoritmo que testa a qualidade do espectro via cálculo da razão sinal-ruído (S/R) e define o tamanho das aberturas e sua distribuição de acordo com esta qualidade. O S/R , dito real, é calculado na região próxima do contínuo azul (5860-5875Å) da linha do NaD (5895Å) usando a fórmula 2.1, que leva em consideração o ganho (G), o ruído de leitura (R_l) e o número de pixels da abertura (N_{pix}).

$$S/R = \frac{\mu G}{\sqrt{\sigma^2 + R_l^2 N_{pix}}}; \quad (2.1)$$

onde μ e σ são a média e o desvio das contagens na região, respectivamente.

O procedimento é iniciado com uma extração central, cuja abertura tem no mínimo três pixels. Este valor pode ser facilmente editado nos parâmetros da tarefa (tabela 2.2). Levando em conta a escala de placa de $0.82''/\text{pix}$, temos que a abertura central projetada equivale a $2.46''$, sendo superior ao *seeing* médio de La Silla ($\sim 1''$) e da ordem da largura do perfil instrumental; estimado a partir da FWHM dos perfis de espectros estelares. Se na extração central, o seu S/R não for o mínimo requerido ($S/R \geq 40$) então dois pixels são adicionados, um de cada lado para manter a simetria. Temos agora uma nova abertura de cinco pixels, onde o espectro será extraído e testado da mesma forma. Esse processo de teste de qualidade é iterado até cinco vezes, onde o número de iterações assim como o S/R mínimo requerido podem ser alterados nos parâmetros da tarefa. Se porventura o espectro não apresenta qualidade suficiente após este número de iterações o programa é encerrado. Do contrário, passando no teste de qualidade, o espectro do objeto é salvo. O espectro de sua lâmpada de comparação é extraído usando parâmetros de extração idênticos aos utilizados para o objeto e informações a seu respeito são armazenadas em uma tabela, como por exemplo na tabela 2.3. Onde Centro é o centro da abertura, em pixels e segundos de arco, e o S/R real foi definido na equação 2.1 e o S/R formal é dado simplesmente pela razão entre média e desvio padrão das contagens na mesma região. Observe que o S/R real se torna o formal para detectores perfeitos.

Passamos então à extração das aberturas laterais, que segue a filosofia aplicada à abertura central, mas com algumas diferenças. Como o S/R diminui à medida que nos afastamos da região central da galáxia, estabelecemos que o S/R mínimo requerido é vinte. Se o espectro não passa no teste de qualidade, um pixel é adicionado à parte externa da abertura e o processo repetido até que o espectro obtenha a qualidade necessária ou até que se alcance um número máximo de iterações. A seguir, a lâmpada de comparação para essa abertura é extraída, as informações armazenadas e uma abertura diametralmente oposta é extraída obedecendo ao mesmo procedimento. As aberturas laterais se distribuem ao longo do perfil da galáxia com, no máximo, meia abertura de superposição, pois sua extremidade inferior é localizada no centro da anterior, de modo que os espectros resultantes não são totalmente resolvidos espacialmente.

O algoritmo controla o tamanho das janelas de extração do espectro e de como estas se distribuem ao longo do perfil da galáxia automaticamente, mas os outros passos envolvidos na extração, definição da janela de fundo de céu e ajuste do traço, são feitos interativamente para a abertura central e esta é usada como referência para as aberturas laterais. A escolha da região onde o céu é amostrado é feita manualmente, uma vez que outros objetos (estrelas ou mesmo galáxias) podem estar presentes na fenda durante a observação. Como será mencionado na seção 4.1, a subtração de céu também é crítica para a remoção da luz espalhada. Em geral, o céu é amostrado em duas regiões de cerca de dez pixels de cada lado da galáxia, perto das bordas do detector. O uso do traço do espectro central como referência para as extrações laterais produz bons resultados, pois elimina a “cor” entre espectros diametralmente opostos, existente se estes são extraídos simplesmente ao longo do eixo de dispersão em comprimento de onda, desconsiderando o desvio espacial do espectro no CCD. Usamos a

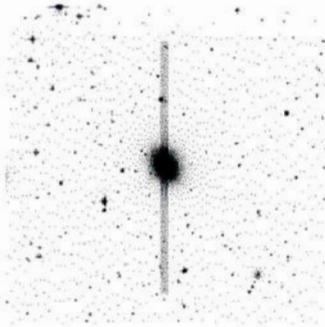
Tabela 2.2: Lista de parâmetros da tarefa **egrad**.

Parâmetro	Valor	Comentário
reduced =	"@lista"	Input list of FITS files
outfile =	"saida"	Output Table name
(path0 =	" "	Path to 1D Spectra Database
(path1 =	" "	Path to 2D Spectra Database
(path2 =	" "	Path to Local Gradient Spectra Database
(w0na =	5860.)	NaD - Starting wavelength for S/N calculation.
(w1na =	5875.)	NaD - Ending wavelength fot S/N calculation.
(npupper =	1)	Upper aperture limit relative to center.
(csnoise =	40.)	Signal-to-Noise cutoff value for extraction.
(csedge =	20.)	Minimum Signal-to-Noise required.
(itermax =	5)	Maximum number of iterations to reach S/N.
(rdnoise =	5.44)	CCD Readout Noise.
(gain =	1.19)	CCD Gain.
(partouse =	no)	Use Rdnoise and Gain from above settings?
(ccdscal =	0.82)	CCD scale in arcsec/pixel.
(print =	no)	Print Results?
(printer =	"lw")	Printer name.
(plot =	no)	Plot Results?
(hardcopy =	no)	Hardcopy?
(verbose =	yes)	Verbose?
(clx =	" ")	()
(cly =	" ")	()
(clz =	" ")	()
(mode =	"ql")	

tarefa **identify** para identificar as linhas de emissão de uma lâmpada de calibração para uma dada missão/rede e nas demais lâmpadas usamos o **reidentify**. Cada espectro de objeto é referenciado a seu devido espectro de comparação (lâmpada) e a solução da calibração deste é aplicada ao objeto linearmente, usando a tarefa **dispcor**. Um polinômio de Legendre de sexta a sétima ordem fornece um bom ajuste das linhas, com um número destas maior que 50 e $RMS < 0.08\text{\AA}$. Verificamos que a linha de céu [OI]5577 \AA , mantém o seu λ de repouso ao longo da fenda, garantindo a qualidade da calibração. A figura 2.1 apresenta uma ilustração simples do processo de geração de espectros. A fenda do espectrógrafo sobre a galáxia e o espectro em duas dimensões resultante. Perpendicular ao eixo da dispersão em λ está o eixo espacial e ao longo do qual as aberturas são extraídas, estas estão representadas por caixas vermelhas. Como resultado final do processo de extração e calibração apresentamos os espectros da galáxia NGC 2191 na figura 2.2.

Tabela 2.3: Saída da tarefa egrad para um espectro recente.

RFN	Nome	α	δ	Época	Imagem	Centro (pixels)	Centro (")	S/R formal	S/R real
012148	157G16	04:14:39.0	-55:43:00	1950	01214800	0	0.0	126	200

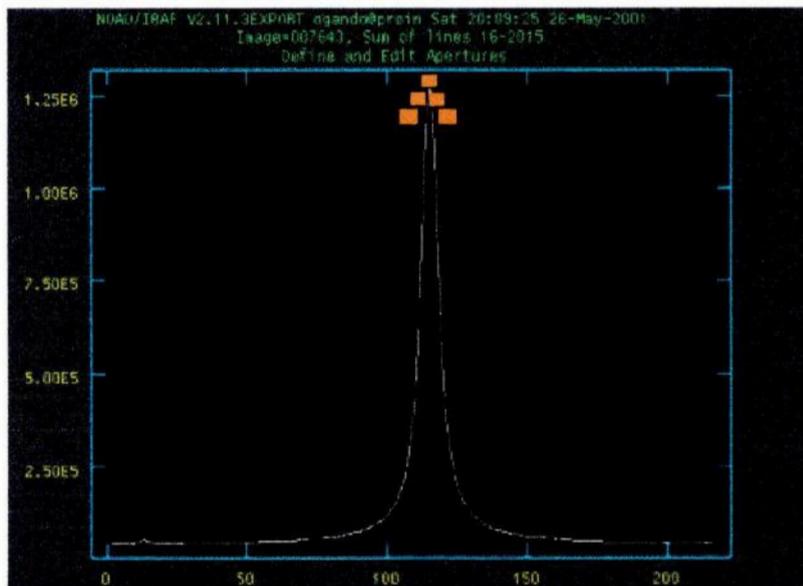


Fenda sobre a galáxia



Espectro 2D

dispersão em comp. de onda



Perfil da galáxia ao longo da fenda.
As aberturas (retângulos vermelhos) são extraídas ao longo do perfil.

Figura 2.1: Ilustração do processo de geração de espectros.

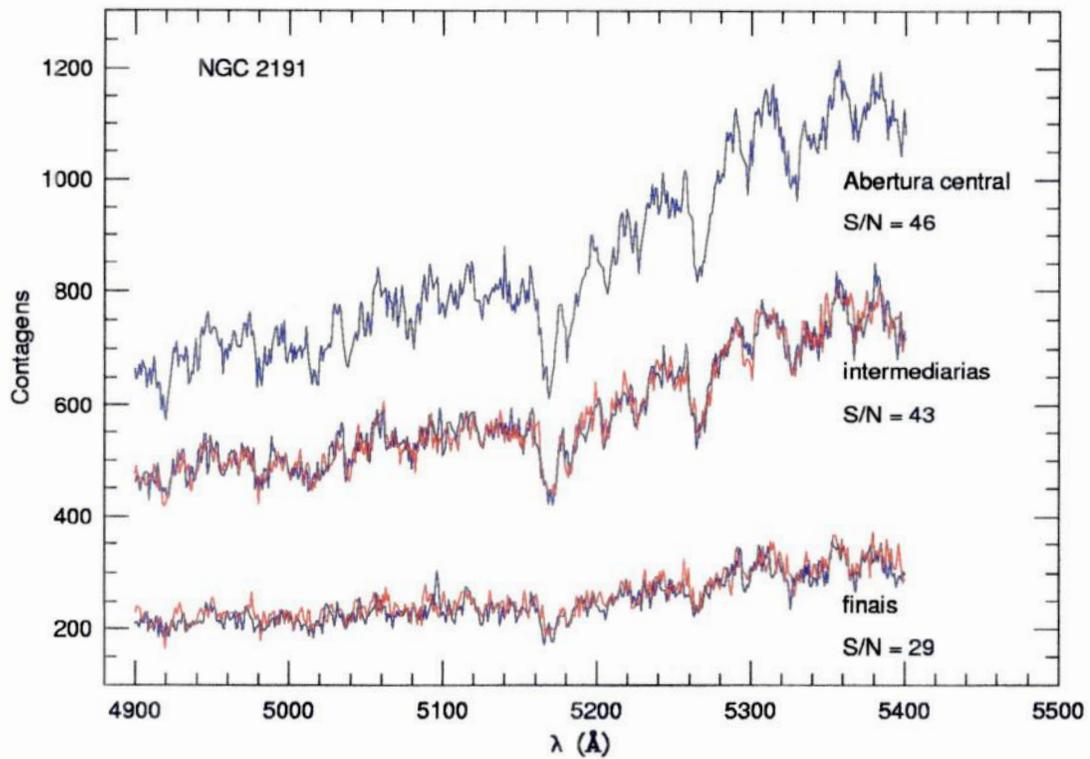


Figura 2.2: Espectros extraídos pela tarefa *egrad* da galáxia NGC 2191, cujo tempo de exposição foi de 720s, junto seus *S/R*. Azul e vermelho representam espectros diametralmente opostos. Aberturas intermediárias e finais são as segundas e quartas aberturas laterais, respectivamente.

Capítulo 3

Parâmetros Espectroscópicos

3.1 Velocidades Radiais e Dispersões de Velocidade

Quando observarmos uma galáxia, seus movimentos radiais deixam uma marca impressa no espectro graças ao efeito Doppler-Fizeau. Devido à expansão do Universo, o afastamento das galáxias provoca um deslocamento para o vermelho (z) do espectro como um todo obedecendo a lei $z = \Delta\lambda/\lambda$, no caso não-relativístico. Assim, conhecendo o deslocamento das linhas podemos determinar a velocidade radial (v_r) do objeto, pois $z = v_r/c$.

A técnica que utilizamos para medir v_r e dispersões de velocidades estelares (σ) é a da correlação cruzada desenvolvida por Tonry e Davis (1979). Este método se utiliza do fato de que a luz das galáxias elípticas que estão muito distantes, de modo que não conseguimos resolver suas estrelas individualmente, é o somatório da luz de todas as suas populações estelares, e a sua estrutura é suportada, principalmente, pela distribuição aleatória de velocidades estelares.

Matematicamente, o espectro de uma galáxia é expresso pelo espectro de sua população estelar dominante deslocado por v_r e convoluído com uma função gaussiana, a qual representaria a distribuição de velocidades estelares na linha de visada (Line of Sight Velocity Distribution - LOSVD), como representado na seguinte equação:

$$g(n) \cong \alpha t \odot b(n - \delta) \quad (3.1)$$

onde, $g(n)$, t , b e δ representam a galáxia, a *template*, a função gaussiana e o deslocamento, respectivamente; ainda, o símbolo \odot representa uma operação de convolução. A correlação entre o espectro da galáxia (figura 3.1) e a *template* (figura 3.2) resulta em uma curva de correlação (figura 3.3) cuja posição fornece o parâmetro δ (a velocidade radial, note a abscissa); já a sua largura, em conjunto com a largura da *template*, fornece a dispersão de velocidades.

Estrelas gigantes G tardias, K iniciais ou uma composição de seus espectros representa bem o papel dessa população dominante. Na fig 3.4 podemos verificar que a hipótese de que estrelas gigantes K são representativas do espectro de uma elíptica é razoável devido à

semelhança entre os principais perfis de absorção do espectro da galáxia e os perfis alargados de uma estrela K3 III de modo a simular o efeito gerado pela dispersão de velocidade. Dessa forma, para determinarmos a v_r e a LOSVD é necessário construir um espectro de comparação (*template*) a partir de espectros estelares representativos, essa operação foi feita para cada missão e rede usando espectros de estrelas gigantes G e K.

O método de Tonry e Davis (1979) foi escolhido por produzir resultados robustos para espectros com S/R modestos, sendo mais insensível à metalicidade quando comparados a outros métodos (Rité 1998). As tarefas usadas para construir as *templates* (**mktmp**) e medir as dispersões de velocidade estelar (**vdisp**) têm o seu funcionamento descrito em Rité (1998). Embora a tarefa **vdisp** meça a velocidade radial, esta foi calculada usando a tarefa **xcsao** do pacote **rvsao** (Kurtz e Mink 1998). Este também utiliza a técnica de Tonry e Davis (1979) e foi escolhido por permitir uma interação maior no cálculo, já fornecer velocidades heliocêntricas e por escrever no cabeçalho da imagem a velocidade e parâmetros relativos à ela; *template* utilizada, erro da velocidade, etc; os quais são resgatados em cálculos ulteriores. Como as duas tarefas utilizam o mesmo método, a diferença principal está nas *templates*, que são diversas para o **xcsao**, de forma que a velocidade adotada é a fornecida pela *template* que produz o maior coeficiente de correlação.

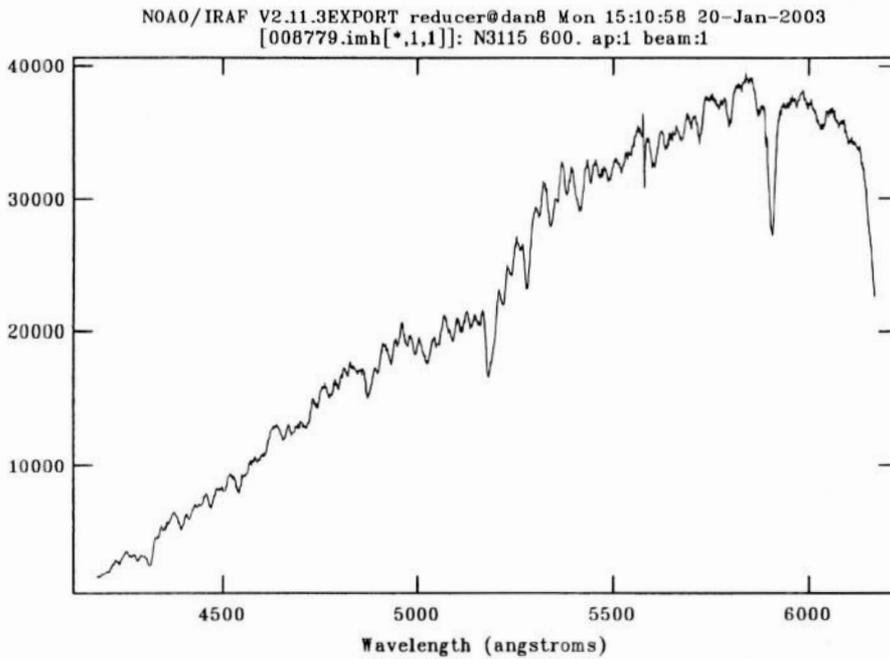


Figura 3.1: Espectro da galáxia NGC 3115, apresentada como exemplo de um espectro a ser convoluido com uma *template* para cálculo da velocidade radial e dispersão de velocidades.

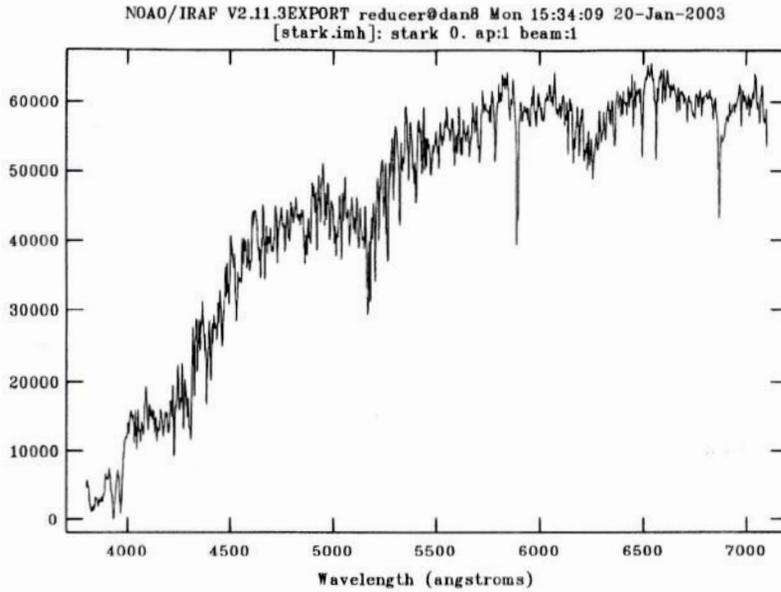
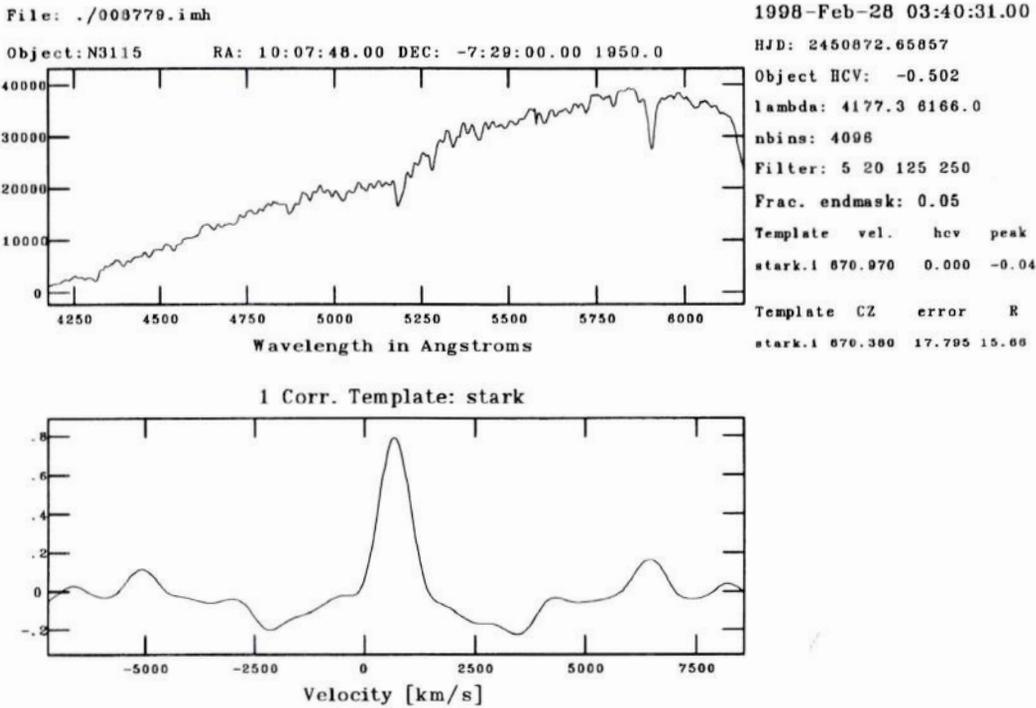


Figura 3.2: *Template* composta por estrelas de tipo espectral K usada no cálculo da velocidade radial e dispersão de velocidades do espectro da figura 3.1.



rvsao.xcsao 2.1.27 20-Jan-2003 15:58

0.60-ht. peak fit, 27 pts.

Figura 3.3: Tela gráfica do programa *xcsao* (apresentado a seguir). No quadro superior, o espectro da galáxia; no quadro inferior, a curva de correlação, cuja abscissa fornece a velocidade radial e a largura, em conjunto com a largura da *template*, fornece a dispersão de velocidades. A direita, algumas informações sobre os espectros.

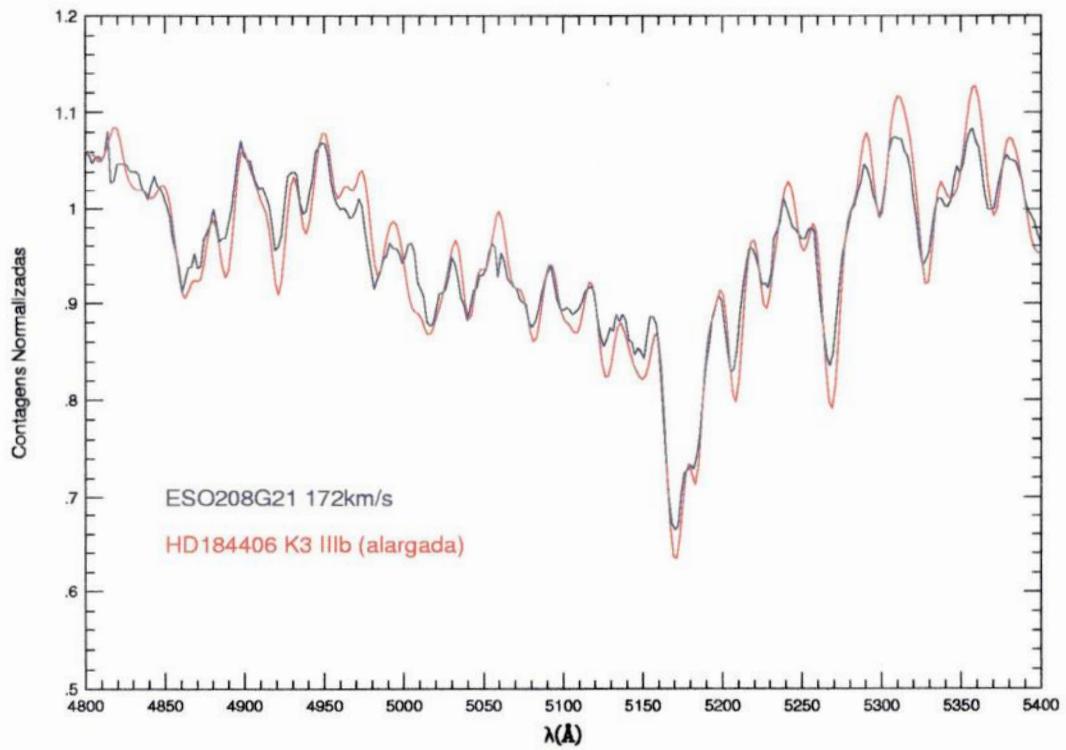


Figura 3.4: Comparação entre espectros da estrela K3 III HD184406 e da galáxia ESO208G021. Os espectros foram normalizados (para efeitos de comparação apenas). Note a semelhança entre os espectros, indicando a validade da hipótese de Tonry e Davis (1979).

3.2 Índices de Metalicidade

Com o intuito de compreender melhor a história de formação das galáxias “early-type”, uma extensa biblioteca de espectros de galáxias, estrelas gigantes, subgigantes e anãs em campo e aglomerados, com uma resolução de aproximadamente 8.6Å, foi observada no Observatório Lick (Universidade da Califórnia). Foram definidos e medidos vinte e um índices que descrevem a intensidade das linhas de absorção de diversos elementos em espectros estelares (Faber et al. 1985). O uso de baixa resolução espectral, para os padrões de espectroscopia estelar, não causa perda de informação, pois esta já é naturalmente comprometida em espectros de galáxias elípticas, cuja dispersão de velocidades estelares alarga os perfis das linhas. A comparação dos índices medidos neste sistema com modelos teóricos de populações estelares como os de Worthey (1994), permitem inferir idades e metalicidades médias.

Os índices de cada elemento são avaliados através da **largura equivalente**¹ (W_λ) de sua linha de absorção. As expressões das larguras equivalentes para as linhas atômicas, $W_{\lambda a}$, e para as bandas moleculares, $W_{\lambda m}$ estão definidas nas equações 3.2 e 3.3 respectivamente, onde $F(\lambda)$ é o fluxo na linha e $C(\lambda)$ no contínuo e a medida da W_λ das linhas atômicas é dada em Å e das bandas moleculares em magnitudes. Na figura 3.5 podemos ver um esquema da linha de absorção e de sua respectiva largura equivalente. No caso discreto, como de fato é o de um CCD, as integrais são substituídas por somatórios.

$$W_{\lambda a} = \left(1 - \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F(\lambda) d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} C(\lambda) d\lambda} \right) (\lambda_2 - \lambda_1) \quad (3.2)$$

$$W_{\lambda m} = -2.5 \log \left(\frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F(\lambda) d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} C(\lambda) d\lambda} \right) \quad (3.3)$$

O cálculo do erro da largura equivalente é estimado a partir do desvio padrão associado ao contínuo (ϵ_C) e o desvio padrão associado à linha em estudo (ϵ_F). Sendo dado, para as linhas atômicas, $W_{\lambda a}$, e bandas moleculares, $W_{\lambda m}$, respectivamente, pelas seguintes expressões:

$$\epsilon_{W_{\lambda a}} = \left[\left(\frac{1}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} C(\lambda) d\lambda} \right)^2 \epsilon_F^2 + \left(\frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F(\lambda) d\lambda}{(\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} C(\lambda) d\lambda)^2} \right)^2 \epsilon_C^2 \right]^{\frac{1}{2}} (\lambda_2 - \lambda_1) \quad (3.4)$$

$$\epsilon_{W_{\lambda m}} = 2.5 \left[\left(\frac{1}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} C(\lambda) d\lambda} \right)^2 \epsilon_C^2 + \left(\frac{1}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F(\lambda) d\lambda} \right)^2 \epsilon_F^2 \right]^{\frac{1}{2}} \quad (3.5)$$

Neste projeto serão feitas inicialmente as análises para o indicador de idade H_β (4861 Å) e para os seguintes indicadores de metalicidade: Mg_2 ($\equiv MgH + MgB$), Fe I (5270 Å),

¹Na verdade se trata de uma pseudo-largura equivalente, pois a medimos a partir de um pseudo-contínuo, mas por simplicidade chamaremos largura equivalente e contínuo apenas

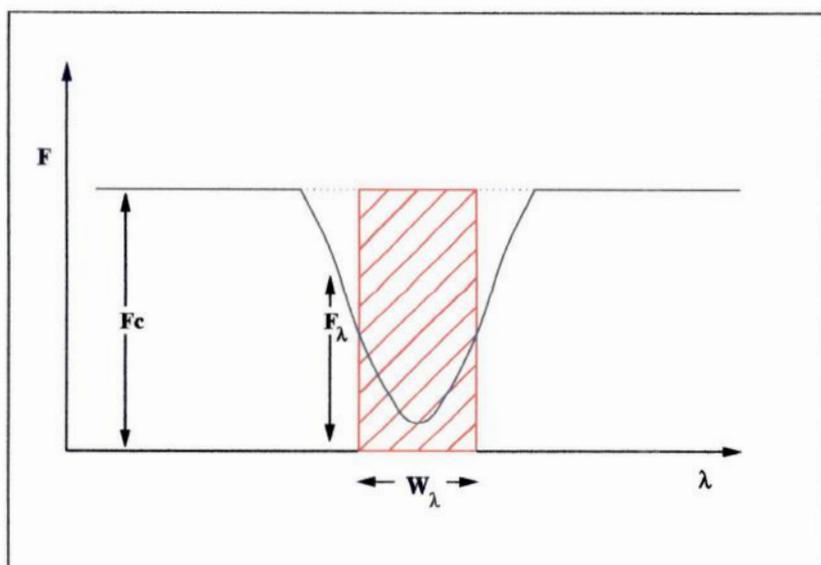


Figura 3.5: Representação de uma linha de absorção e o contínuo adjacente. A largura equivalente (W_λ) é dada pela largura do retângulo com área igual a da linha de absorção (Rité 1998).

Fe I (5335 Å) e $\langle \text{Fe} \rangle$ (Ferro médio \equiv média dos FeI(5270 Å) e FeI(5335 Å)), apesar de outros indicadores estarem presentes em nossa cobertura espectral. Em particular, daremos ênfase ao Mg_2 , que é comumente usado como indicador de metalicidade na literatura, sendo extremamente robusto. O sistema de Lick estabelece limites bem determinados para a medida da largura equivalente. Três regiões são necessárias para definir um índice espectral. Um intervalo cobrindo o perfil da linha de interesse e um par de bandas passantes, uma de cada lado da linha, onde é determinado um ajuste linear para o **contínuo**. O cálculo da W_λ como definido acima está ilustrado na figura 3.6, sendo feito pela tarefa **lickeqv** (Rité 1998). Na tabela 3.1 mostramos as regiões para os indicadores de metalicidade.

Tabela 3.1: Intervalos em comprimento de onda para os índices de Lick medidos neste trabalho

Índice	Linha/Banda	Banda Passante (Å)	Contínuo Adjacente (Å)
H_β λ 4861	H_β	4847.875 4876.625	4827.875 4847.875
			4876.625 4891.625
Mg_2	$\text{MgH} + \text{Mgb}$	5154.125 5196.625	4895.125 4957.625
			5301.125 5366.125
Fe λ 5270	Fe I	5245.650 5285.650	5233.150 5248.150
			5285.650 5318.150
Fe λ 5335	Fe I	5312.125 5352.125	5304.625 5315.875
			5353.375 5363.375

Na banda passante do Mg_2 estamos medindo a linha atômica MgI e a banda molecular

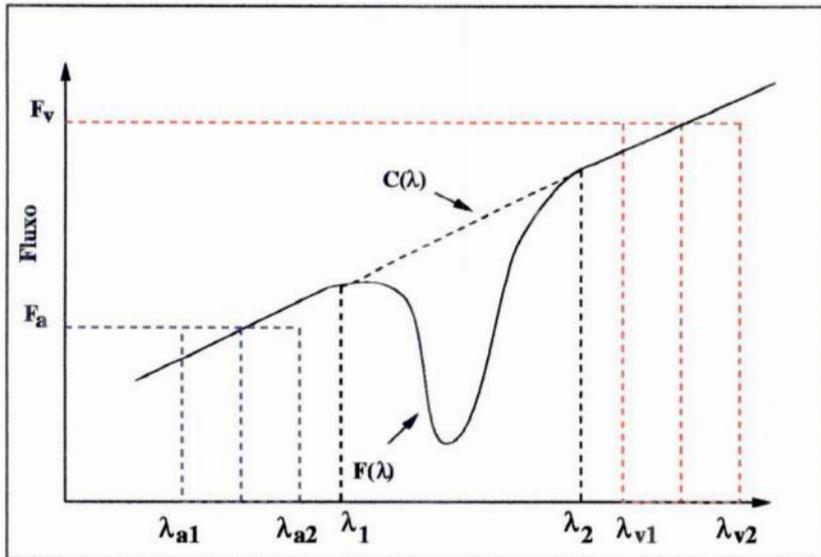


Figura 3.6: Representação de uma linha de absorção e as bandas passantes para medidas dos índices de metalicidade (de Rité 1998).

MgH. Outras espécies podem estar presentes na região de definição da banda passante, neste caso temos uma contribuição do C (Tripicco e Bell 1995).

3.2.1 Transformação para o sistema de Lick

Tendo em vista que os índices do sistema de Lick foram definidos para espectros estelares e medidos com um aparato instrumental diferente, o uso das regiões definidas na tabela 3.1 não é suficiente para obtermos medidas naquele sistema e as comparar com os modelos. Logo, são feitas transformações sobre nossas medidas para convertê-las à Lick. Basicamente, levamos em conta dois efeitos sobre nossos dados. O fato de que observamos com uma resolução maior, cerca de 3\AA e 6\AA na rede de 1200 e 6001/mm respectivamente, do que a usada naquele sistema, cerca de 8.6\AA . Como estamos interessados em medidas de índices em galáxias, também devemos observar o efeito do alargamento gerado pela dispersão de velocidade nas linhas. Esta diminui o valor da medida do índice por “transbordar” o fluxo da linha para fora da banda passante central. O método que seguimos para corrigir esses efeitos é amplamente usado na literatura (Worthey e Ottaviani, 1997).

Transformação para a resolução de Lick

A resolução espectral do sistema, dada principalmente pelo conjunto rede+fenda+detetor, está convoluída com a imagem, podendo ser representada por uma função gaussiana. Antes de terem medidas as larguras equivalentes, os espectros são convoluídos com uma função gaussiana cuja largura é aquela que dá degradação necessária para alcançarmos a resolução de Lick. Esta largura, σ_G , é dada por $\sigma_G^2 = \sigma_{IDS}^2 - \sigma_{ESO}^2$; onde σ_{ESO} é a nossa resolução. O resultado da convolução é um espectro cuja resolução é compatível com a do sistema

Lick/IDS. Os índices que estamos medindo estão situados em uma faixa de comprimento de onda razoavelmente larga, 4800Å a 5400Å, sendo importante determinar se existem variações na resolução espectral neste intervalo. A figura 3.7 mostra como a resolução se comporta ao longo da dispersão para as duas redes do ESO e para Lick/IDS (Worthey e Ottaviani, 1997). Existe uma degradação para comprimentos de onda curtos (<4700Å), mas permanecendo aproximadamente constante na faixa de interesse. Dessa forma, a utilização de um valor fixo de resolução para σ_{IDS} e σ_{ESO} é razoável, principalmente considerando que pequenas variações na resolução não afetam os índices de forma crítica. Índices de linhas estreitas, como as de Fe, têm uma variação de aproximadamente 6% na sua medida como resposta a uma (grande) mudança de 1Å na resolução. A fim de corrigir eventuais efeitos sistemáticos e referenciar nossas medidas mais fortemente ao sistema de Lick, calibramos nossas medidas, através de estrelas em comum com a biblioteca de Lick, por intermédio de um ajuste linear. Dessa forma conhecemos a relação que leva nossas medidas estelares àquele sistema. Essas relações lineares foram determinadas para cada missão e respectiva rede. No entanto, devido ao caráter heterogêneo da amostra de estrelas, tanto em número como em tipo espectral, optou-se por realizar um ajuste médio de todas as missões, discriminando apenas as redes (ver figuras 3.8 e 3.9). Na tabela 3.2 vemos os parâmetros do ajuste que é da forma $I_{Lick} = A + B \times I_{ESO}$. Os pontos cujos desvios do ajuste eram maiores que 2σ foram descartados, e o ajuste refeito. Algumas razões para a existência de pontos díspares são espectros estelares saturados, em geral aqueles com valores de índices menores que os quotados, pois o contínuo satura antes que o fundo da linha, tornando-a mais rasa; ou mesmo espectros que foram nomeados erroneamente; ou ainda espectros com baixo S/R . O grande número de pontos (observações) em rede de 600l/mm reflete uma política adotada nas últimas missões, onde utilizamos apenas esta rede e fizemos até cinco exposições consecutivas para uma mesma estrela, a fim de monitorar flutuações nas medidas dos índices.

Tabela 3.2: Parâmetros do ajuste linear que leva nossas medidas ao sistema Lick/IDS, rede de 600l/mm acima e 1200l/mm abaixo.

Índice	N.ptos	A	ϵA	B	ϵB	Correlação
H_{β}	647	-0.409	0.016	1.139	0.006	0.990
Mg_2	642	0.029	0.001	1.006	0.005	0.992
Fe5270	659	-0.299	0.024	1.271	0.010	0.980
Fe5335	628	-0.169	0.021	1.430	0.011	0.981
< Fe >	653	-0.305	0.017	1.366	0.008	0.988
H_{β}	182	-0.391	0.026	1.214	0.014	0.989
Mg_2	180	0.025	0.002	0.928	0.008	0.993
Fe5270	191	-0.256	0.048	1.338	0.018	0.983
Fe5335	183	-0.476	0.032	1.975	0.019	0.992
< Fe >	183	-0.425	0.030	1.620	0.014	0.993

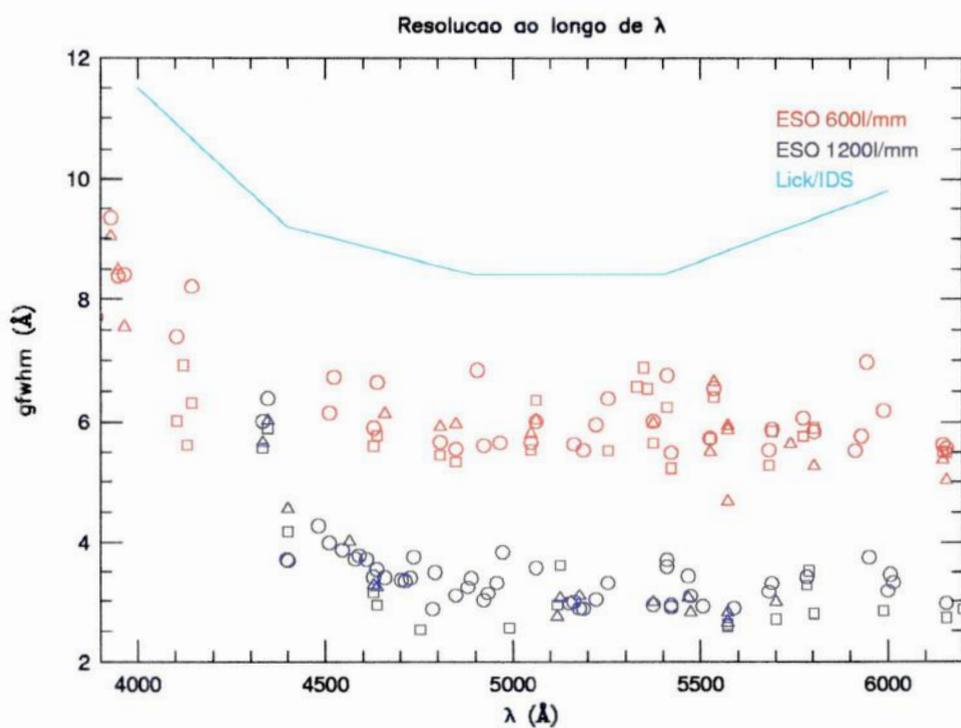


Figura 3.7: Comportamento da resolução espectral ao longo do comprimento de onda para as duas redes do ESO e para Lick/IDS (Worthey e Ottaviani, 1997).

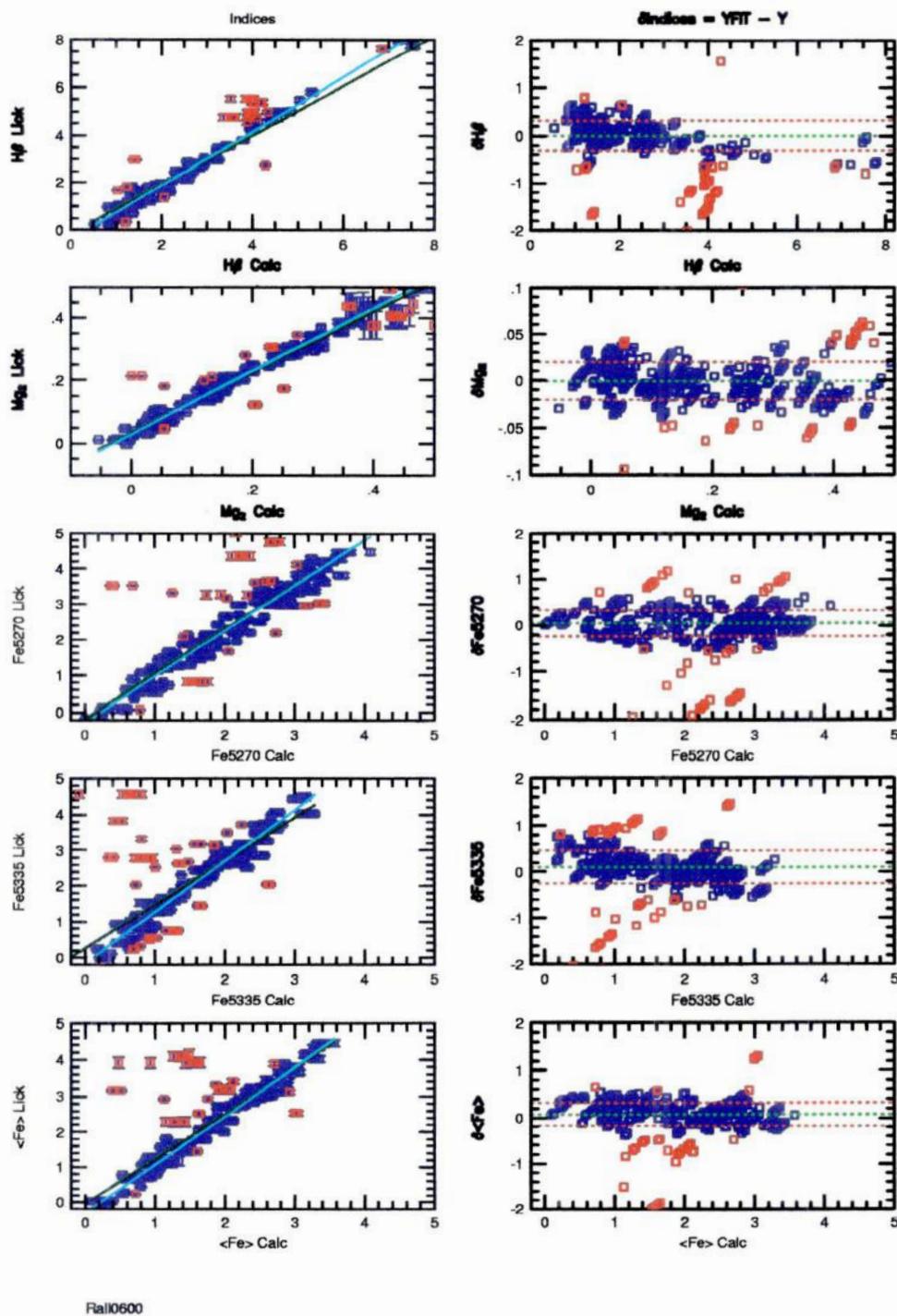


Figura 3.8: Ajuste linear relacionando nossas medidas com as de Lick/IDS para a rede de 600 l/mm à esquerda e o resíduo do ajuste versus nossas medidas à direita, as retas tracejadas representam média e $\pm 1\sigma$. Pontos acima de 2σ foram descartados do ajuste e aparecem em vermelho.

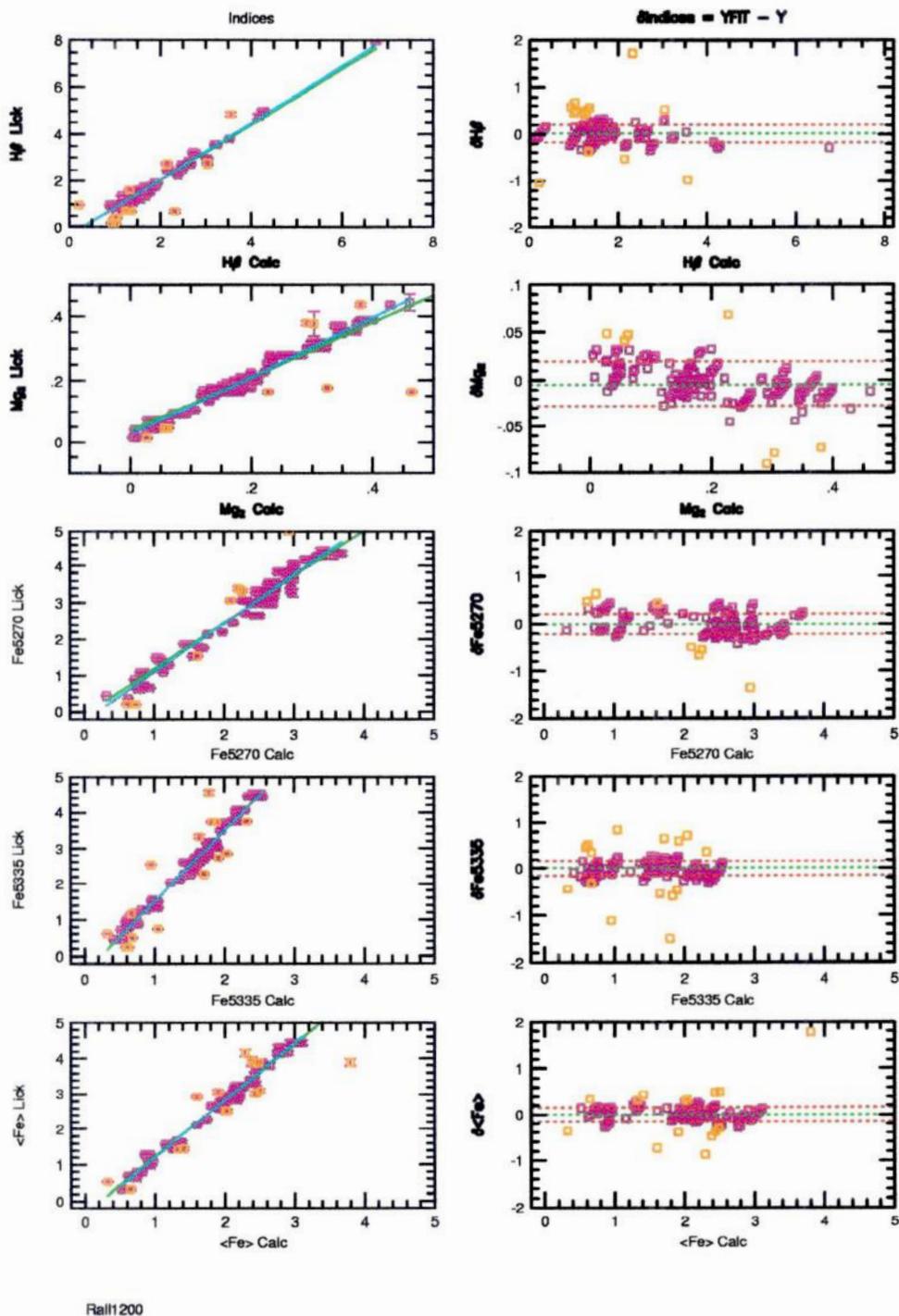


Figura 3.9: Ajuste linear relacionando nossas medidas com as de Lick/IDS para a rede de 1200l/mm à esquerda e o resíduo do ajuste versus nossas medidas à direita, as retas tracejadas representam média e $\pm 1\sigma$. Pontos acima de 2σ foram descartados do ajuste e aparecem em laranja.

Correção para a dispersão de velocidades estelares

O alargamento gerado pela dispersão de velocidades causa um transbordamento do fluxo da linha para fora da banda passante onde é realizada a medida, diminuindo o valor do índice. Para corrigir esse efeito usamos a filosofia de Tonry e Davis (1979) de que a luz observada da galáxia é uma convolução de sua população estelar com a LOSVD de suas estrelas. Calculamos os índices para espectros estelares artificialmente alargados por gaussianas de larguras tais a simular dispersões de velocidade de 100 a 500km/s em intervalos de aproximadamente 25km/s. Utilizamos para realizar o alargamento a tarefa **vdgauss** (tabela 3.3), uma versão modificada para esse fim da tarefa **gauss** do IRAF, cujo σ da gaussiana é dado em pixels. A fim de converter esse valor para kms^{-1} , para cada espectro estelar original foi gerada uma *template*, usada para estimar a dispersão de velocidades - na verdade o alargamento - dos respectivos espectros estelares.

Essas medidas nos permitiram calibrar uma curva $\text{Fator}(I(\sigma))$ versus $\log\sigma$, onde a grandeza $\text{Fator}(I)^2$ é dada por $I(0)/I(\sigma)$ e $I(\sigma)$ é o valor do índice para uma dada dispersão de velocidades. Logo, quando σ é igual a zero, temos $\text{Fator}(I)$ igual a um, e à medida que o alargamento aumenta, o índice $I(\sigma)$, *a priori*, diminui, aumentando o valor do fator.

Tabela 3.3: Lista de parâmetros da tarefa **vdgauss**.

Parâmetro	Valor	Comentário
reduced =	"@lista"	Input list of FITS files
(path0 =	" "	Path to 1D Spectra Database
(sigi =	1.)	Initial Sigma
(sigf =	9.)	Final Sigma
(step =	0.6)	Sigma Step
(verbose =	no)	Verbose ?
(mode =	"ql")	

Selecionamos um grupo de estrelas representativo de um espectro de galáxia elíptica. Os detalhes da escolha das estrelas e a discussão da dependência do fator de correção com diferentes parâmetros estão no capítulo de testes (§4.3). Como primeiro teste verificamos a existência de alguma dependência da curva com a rede ou missão. A diferença do fator de correção de uma mesma estrela em missões distintas é desprezível, desvio médio de 0.003. Dessa forma, podemos dispor do conjunto de missões para a escolha das estrelas a serem usadas na correção. Existe uma dependência com a resolução, a qual estamos levando em conta ajustando uma curva para cada rede. Na figura 3.10 são apresentados os ajustes para o grupo de estrelas selecionado (sólido) e para comparação, apenas para gigantes K2 (pontilhado), que representam bem a cor de galáxias elípticas e S0s (Vorontsov-Vel'yaminov 1987). Vemos que com exceção do $H\beta$, não há grande dependência do fator com a escolha de tipo espectral, veremos depois que uma escolha ponderada é muito importante para esse índice. O ajuste da

²onde estaremos omitindo a dependência em σ

curva é dado por um polinômio de terceira ordem como na equação 3.6. Os coeficientes dos ajustes feitos para cada índice e rede são dados na tabela 3.4, junto com o RMS do ajuste.

$$Fator(I) = A(\log\sigma)^3 + B(\log\sigma)^2 + C(\log\sigma) + D \quad (3.6)$$

Tabela 3.4: Coeficientes do polinômio de terceira ordem para a rede de 600 e 1200l/mm respectivamente.

Índice	D	C	B	A	RMS
H_{β}	-18.90	26.78	-12.00	1.79	0.356×10^{-01}
Mg_2	-1.59	3.54	-1.61	0.24	0.734×10^{-02}
Fe5270	-13.00	19.47	-9.06	1.41	0.654×10^{-02}
Fe5335	-23.49	34.40	-16.18	2.55	0.215×10^{-01}
$\langle Fe \rangle$	-16.48	24.44	-11.44	1.79	0.104×10^{-01}
H_{β}	-19.30	27.12	-12.08	1.79	0.268×10^{-01}
Mg_2	-1.58	3.50	-1.58	0.24	0.461×10^{-02}
Fe5270	-16.65	24.18	-11.07	1.69	0.526×10^{-02}
Fe5335	-27.99	39.85	-18.32	2.82	0.113×10^{-01}
$\langle Fe \rangle$	-20.17	29.08	-13.35	2.05	0.722×10^{-02}

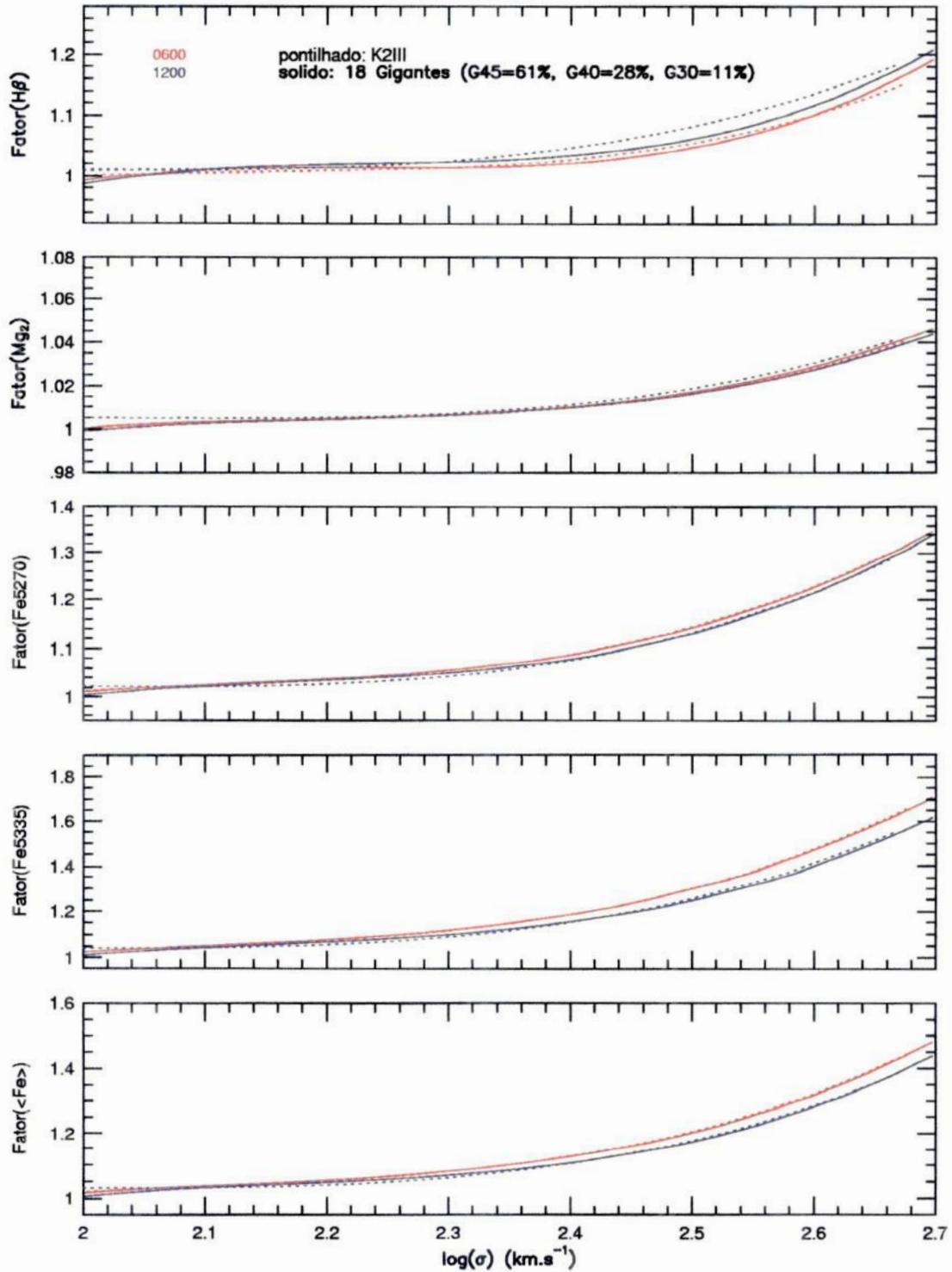


Figura 3.10: O fator de correção para a dispersão de velocidade (Fator(I)) para os índices em estudo é dado por um polinômio de terceira ordem, para as duas redes utilizadas.

Capítulo 4

Testes

Foram realizados testes a fim de se avaliar a presença de efeitos sistemáticos nos dados, e examinarmos a importância de efeitos como, por exemplo, o da luz espalhada, calibração em fluxo e correção da resposta do detetor, além da dependência da correção da dispersão de velocidades com o tipo espectral.

4.1 Luz Espalhada

O último passo antes de efetivamente extrairmos informações da exposição, é tentar retirar os efeitos gerados pelo aparato óptico ainda no espectro bidimensional. A luz de uma fonte pontual é espalhada pelo *seeing* atmosférico e pela **função de espalhamento pontual** (*point-spread function* (PSF)) do instrumento. Para um objeto extenso como uma galáxia, o efeito observado de espalhamento está convoluído com o seu **perfil de brilho**. É de grande interesse, para a obtenção de gradientes confiáveis, a análise do comportamento da luz espalhada no espectrógrafo utilizado. Segundo S. Faber (comunicação privada), parte dos gradientes apresentados na literatura podem ser produtos da luz espalhada nos espectrógrafos. As regiões mais externas das galáxias seriam atingidas pela luz espalhada proveniente do centro desta. Esta teria uma distribuição sem estruturas, diminuindo com a distância do centro espalhador. O nível do contínuo do espectro seria elevado, deixando as linhas mais rasas e conseqüentemente diminuindo o valor dos índices gerando assim um “gradiente” de metalicidade. Descrições de redução de dados na literatura para a obtenção de gradientes de metalicidade, em geral, não apresentam referências explícitas à luz espalhada, e quando fazem menção, consideram-a desprezível. No entanto, González (1993) afirma ser crucial levar em conta esse efeito. Parte de suas observações é realizada com um espectrógrafo *echelle* e múltiplos *deckers*, sistema que reconhecidamente favorece o espalhamento. Por outro lado, concorda que em suas observações com um *decker* simples a luz espalhada em regiões distantes do centro da galáxia é efetivamente removida durante o procedimento de subtração do céu.

Realizamos testes para definir o grau da influência da luz espalhada sobre nossos dados. A tarefa **apscatter** foi usada para realizar o ajuste da luz espalhada ao longo da fenda usando

um *spline* cúbico de primeira ordem, e um ajuste ao longo da dispersão usando um *spline* cúbico de quinta ordem. Verificou-se que o nível de contagens da superfície de luz espalhada que foi ajustada é extremamente baixo, da ordem de 5% do valor das contagens das aberturas mais externas.

Em sua tese, González convolui o perfil de brilho superficial com a PSF instrumental e avalia em cada posição da fenda a contribuição da luz espalhada vinda de diferentes regiões, concluindo que galáxias mais compactas sofrem mais desse efeito do que as maiores, à uma mesma distância de seu centro. Seguindo este raciocínio, usamos o caso extremo. Extraímos gradientes para os objetos mais compactos e cujo centro espalhador é o mais brilhante possível, estrelas. Como estrelas não têm um perfil de brilho, estamos lidando apenas com a PSF do instrumento. Além do mais, não podemos detectar variações de metalicidade em seu disco, dessa forma, caso seja encontrado qualquer gradiente, este deverá ser fruto da luz espalhada. Extraímos espectros ao longo do seu perfil usando o programa **egrad**. Para as estrelas apresentadas aqui (tabela 4.1) estamos lidando com alto e baixo índice de Mg_2 . A figura 4.1 mostra o resultado, para vários espectros, da medida da largura equivalente do Mg_2 e $\langle Fe \rangle$ ao longo do perfil da estrela e o valor do “gradiente radial de metalicidade”, que é rigorosamente nulo.

Tabela 4.1: Estrelas usadas no teste da luz espalhada.

Nome HD	$(Mg_2)_0$	$\langle Fe \rangle_0$	Tipo Espectral	dMg_2/dR	$d\langle Fe \rangle/dR$
184406	0.346	3.655	K3 IIIb	0.000 ± 0.001	-0.015 ± 0.009
193901	0.044	0.790	F8 V	-0.001 ± 0.001	-0.031 ± 0.014

Escolhemos por não realizar explicitamente a correção da luz espalhada por conta das seguintes justificativas: o procedimento de interpolação feito pela tarefa **apscatter** não é eficaz, deformando o espectro bidimensional; e estimamos que o efeito da luz espalhada é muito pequeno. Portanto, deixamos que a subtração do nível de céu faça o trabalho, ainda que parcial, mas satisfatório, de remover os padrões suaves de luz espalhada no espectrógrafo.

4.2 Calibração em Fluxo

A aplicação de estrelas de padrão espectrofotométrico na calibração em fluxo absoluto para cálculo de índices de metalicidade é realizada por diversos autores (ex: González 1993, Carrollo, Danziger e Buson 1993), mas não é crítica para o cálculo e a conversão dos índices (cf. Bernardi 1998). Originalmente, os dados de Lick não sofreram o processo de calibração em fluxo absoluto, pois o procedimento alterava de forma indesejada medidas de bandas moleculares como o Mg_2 (cf. Faber 1985), o mesmo não acontecendo com linhas atômicas, insensíveis à calibração por serem muito estreitas. Por ser larga, a banda passante do Mg_2 tem aproximadamente 42\AA , ela sofre os efeitos de ondulações na solução de calibração em

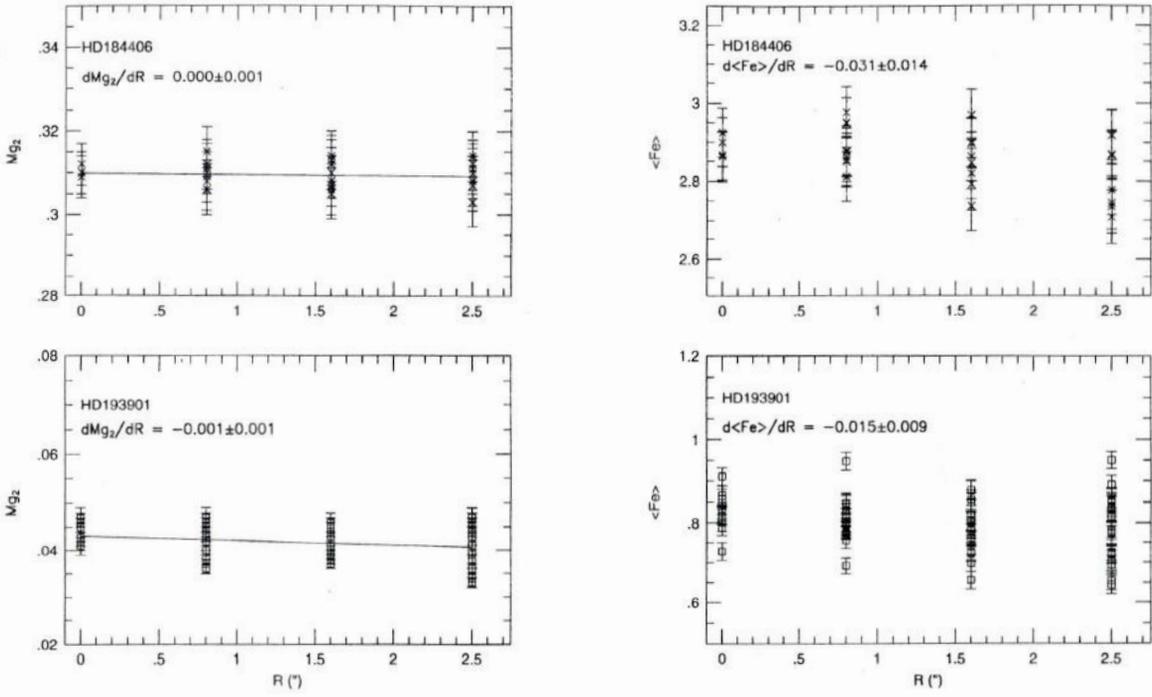


Figura 4.1: Gradientes obtidos em estrelas para o Mg_2 (esquerda) e $\langle Fe \rangle$ (direita). A variação dos índices é desprezível mesmo para um centro espalhador compacto como uma estrela.

fluxo. Ainda que a eficácia da calibração em fluxo seja discutível (Massey et al. 1992), seria melhor que os espectros de Lick tivessem sido calibrados, pois infelizmente, essa é uma fonte de incertezas para modelos de síntese, dificultando a reprodução da forma do contínuo do espectro e conseqüentemente as medidas do índices. Para atenuar este problema os índices de Lick deveriam ser medidos em novos espectros calibrados em fluxo (Bruzual 1996).

Para uma sub-amostra de 116 espectros do banco de dados, metade para cada rede, foram construídas curvas de respostas para calibração em fluxo. Investigamos se existem diferenças significativas entre medidas em espectros calibrados ou não. Na figura 4.2 vemos as diferenças e as relações entre os índices crus (i.e., sem a correção linear e para a dispersão). Para ambos os índices as diferenças são da ordem ou menores que o erro quotado. Logo, optamos por seguir o modo de operação original de Lick e não calibrar em fluxo os espectros.

4.3 Correção para a Dispersão de Velocidades

Na correção para a dispersão de velocidades, seguimos o receituário de síntese espectral do aglomerado globular rico em metais 47 Tucanae, o qual é um laboratório de estudos do espectro de galáxias elípticas (Schiavon et al. 2002). As contribuições de cada população estão indicadas na tabela 4.2 para as regiões espectrais de interesse. As estrelas gigantes são divididas em quatro sub-classes arbitrárias de acordo com as suas temperatura efetivas (T_{ef}): G50 ($T_{ef} \gtrsim 5000$ K), G45 ($5000 \gtrsim T_{ef} \gtrsim 4500$ K), G40 ($4500 \gtrsim T_{ef} \gtrsim 4000$ K) e G30 ($T_{ef} \lesssim$

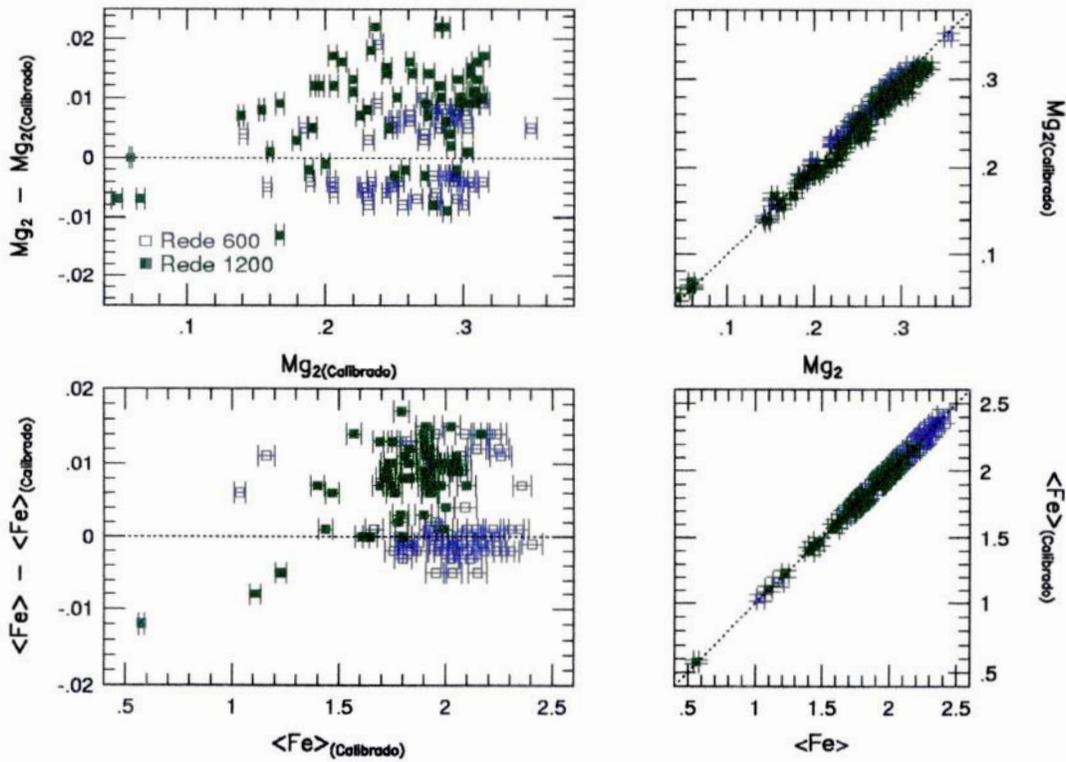


Figura 4.2: Calibração em fluxo. À esquerda, resíduos das diferenças entre índices não calibrados e calibrados. À direita, índices versus índices calibrados.

4000 K). As outras fases são desligamento (D, *turn-off*), ramo horizontal (RH), sequência principal (SP), sub-gigantes (SG) e retardatárias azuis (RA, *blue stragglers*). Como podemos ver, as estrelas gigantes são responsáveis por pouco mais da metade da luz integrada, e o subtipo G45 por quase 40% da luz das gigantes. Um mesmo conjunto de dezoito estrelas foi escolhido para ambas as redes, evitando assim efeitos sistemáticos entre redes. Por conta dessa restrição e de nossa amostra de estrelas não conter muitas gigantes com temperaturas superiores a 5000K, trabalhamos apenas na faixa G45, G40 e G30. Esta faixa é bastante representativa dos principais perfis de absorção para galáxias elípticas, servindo ao nosso propósito de mimetizá-los.

Na figura 3.10 vimos apenas o comportamento da curva que foi ajustada para o fator de correção para dispersão de velocidades. Aqui mostramos as curvas dos fatores de correção para cada estrela utilizada na combinação espectral (figura 4.3). Reproduzimos muito bem a forma das correções obtidas na literatura, em especial Kuntschner (2000). A correção do índice Mg_2 é pequena, como há muito previsto por Mould (1978) em sua síntese teórica dessa região do espectro. O grande espalhamento aparente está na verdade ligado à pequena escala envolvida. As linhas estreitas como as do Fe são as mais influenciadas por este tipo de correção, cerca de 30% para o $Fe5335\text{\AA}$ para galáxias com dispersões de velocidade da

Tabela 4.2: Contribuição fracional para a luz integrada do aglomerado globular 47Tuc de estrelas em diferentes fase evolutivas na região espectral de interesse. (adaptado de Schiavon et al. 2002)

$\lambda(\text{\AA})$	D	G50	G45	G40	G30	RH	SP	SG	RA
4896	13.6	7.6	20.4	11.8	9.7	17.2	11.3	7.7	0.5
5358	12.2	7.2	20.5	13.4	11.6	17.3	10.3	6.8	0.4

ordem de 300kms^{-1} . É visível que a escolha de um conjunto qualquer de estrelas gigantes é especialmente prejudicial para a correção correta do índice $H\beta$, o qual varia bastante com o tipo espectral, como também está ilustrado na figura 4.4 para um conjunto de gigantes K, sugerindo uma dependência com a T_{ef} . Isto acontece porque do tipo K3 a K7 o espectro muda bastante naquela região espectral, como pode ser visto na figura 4.5. Existem basicamente duas razões para a mudança, uma delas é que a excitação dos átomos de H tende a diminuir com a temperatura para estrelas mais frias do que as de tipo A, deixando a linha fraca. A outra, é a presença de uma cabeça de banda do TiO, que partilha a região da definição do índice e que começa a se desenvolver à medida que se caminha na direção de tipos espectrais mais frios, sendo essencialmente dominado por ele em tipos mais frios que K7, gerando o comportamento anômalo observado. Por estes motivos, não é recomendável o uso de estrelas K tardias e outras mais frias para inferir a correção sobre o $H\beta$.

Com efeito, existe alguma insegurança com relação à correção do $H\beta$ na literatura. Kuntschner (2000) ao estudar galáxias *early-type* no aglomerado de Fornax restringe sua amostra de estrelas utilizadas na correção àquelas que tenham índice $H\beta > 1.1\text{\AA}$, pois abaixo desse valor o fator de correção $Fator(I)$ é menor que a unidade. Além disso, ele usa como vínculo sua amostra de galáxias, onde não existem medidas menores que 1.4\AA para o $H\beta$. Também é sugerida outra possibilidade, ao invés de simular, usar o espectro de uma galáxia, contanto que esta tenha baixa dispersão de velocidades, podendo ser tratada como uma estrela. Dessa forma, a simulação já está naturalmente embutida no espectro. A restrição está na qualidade do espectro dessas galáxias, geralmente inferior ao de uma estrela, por isso não usamos esta alternativa. De qualquer maneira, Kuntschner verificou que o ajuste do fator de correção, tanto para galáxias como para a amostra restrita de estrelas, concordavam muito bem. González (1993) utiliza um método diferente para realizar essa correção. A partir de uma biblioteca com 31 estrelas, 19 foram selecionadas para a criação da *template* que mimetiza da melhor forma o espectro de cada galáxia, ressaltando que a combinação não visa fazer uma síntese espectral, mas um ajuste do espectro. Os índices são medidos diretamente nas *templates* alargadas e não-alargadas, gerando uma correção para cada galáxia. Um problema é a produção de fatores de correção para o $H\beta$ menores que 1.0 para galáxias com alta dispersão de velocidades. De acordo com Trager (2000), esse comportamento pode estar ligado à contaminação de emissão nebulare no índice, que não é ajustada pelo sistema

Tabela 4.3: Estrelas utilizadas na correção da dispersão de velocidades. Os valores de índices, temperatura efetiva e o tipo espectral apresentados aqui são como os compilados por Guy Worthey.

Nome HD	Tipo Espectral	$T_{ef}(K)$	H_{β}	Mg ₂	Fe5270	Fe5335	<Fe>
47205	K1 III	4776	1.550	0.279	3.600	3.020	3.310
48433	K0 III C	4465	1.300	0.212	3.510	2.790	3.150
50778	K4 III	4019	0.380	0.378	3.840	3.750	3.795
54810	K0 III	4697	1.350	0.176	3.060	2.250	2.655
61935	K0 III	4776	1.640	0.179	3.310	2.510	2.910
73665	K0 III	4965	1.770	0.168	3.190	2.730	2.960
73710	K0 III	4864	1.760	0.184	3.340	2.570	2.955
83618	K2.5 III	4240	0.680	0.278	4.050	3.720	3.885
95272	K0 III	4635	1.370	0.203	3.540	2.900	3.220
97907	K3 III	4351	1.190	0.276	3.360	2.840	3.100
120452	K0.5 III	4760	1.740	0.192	2.965	2.685	2.825
125454	G9 III	4775	1.490	0.164	2.983	2.580	2.781
132345	K3 III C	4374	1.300	0.317	4.260	4.060	4.160
149161	K7 III	3940	0.170	0.436	3.850	3.740	3.795
153210	K2 III	4536	1.330	0.263	3.640	3.480	3.560
175751	K2 III	4697	1.500	0.199	3.170	2.670	2.920
180928	K3 III	3969	0.940	0.353	3.310	3.170	3.240
219449	K0 III	4635	1.390	0.225	3.540	2.880	3.210

de González. Uma outra possibilidade que colocamos aqui é o uso indiscriminado de estrelas K tardias na biblioteca estelar, em especial a estrela K5V HD36003, que está presente na amostra de González (1993), ainda que não esteja claro em sua tese se essa estrela foi usada na construção final das *templates*. Na figura 4.6 mostramos como esta estrela se comporta em relação às gigantes. Esta tem o H_{β} mais débil de sua amostra, de fato chega a ser negativo, o que justifica o caráter peculiar de sua curva de correção. Ao contrário do que sugere a figura 4.6, descartamos a possibilidade da peculiaridade estar ligada somente à gravidade superficial (g) ao investigarmos o comportamento do fator de correção para um sub-conjunto de sete estrelas anãs em uma faixa espectral de A3 a K4 (tabela 4.4). De fato, é interessante notar a semelhança entre os comportamentos dos parâmetro estelares (T_{ef} e g) relatados por Tripico e Bell (1995) e a correção dos índices. O Fe passa a depender mais fortemente da T_{ef} nas anãs do que nas gigantes. O H_{β} para esse conjunto de estrelas não repete o comportamento peculiar de HD36003, exceto para HD131977, cuja T_{ef} é mais próxima da estrela em questão (figura 4.7), em concordância com a maior dependência da gravidade para temperaturas mais baixas (figura 4.8). De qualquer maneira, não estamos usando estrelas

anãs em nossa composição espectral.

Tabela 4.4: As estrelas anãs, entre elas a HD36003, usadas na investigação da dependência da correção da dispersão de velocidades com a gravidade superficial. Os valores de índices, temperatura efetiva e o tipo espectral apresentados aqui são como os compilados por Guy Worthey.

Nome HD	Tipo Espectral	$T_{ef}(K)$	H_{β}	Mg ₂	Fe5270	Fe5335	<Fe>
36003	K5 V	4465	-0.082	0.556	4.350	4.520	4.435
1461	G0 V	5932	2.480	0.132	2.190	2.020	2.105
4628	K2 V	4960	1.030	0.323	2.960	2.970	2.965
6695	A3 V	8390	8.475	0.013	0.060	0.390	0.225
22879	F9 V	5780	2.100	0.082	1.128	0.988	1.058
67767	G7 V		1.750	0.168	2.420	2.620	2.520
106516	F5 V	6140	2.950	0.067	1.070	0.220	0.645
131977	K4 V	4493	0.230	0.495	4.450	4.450	4.450

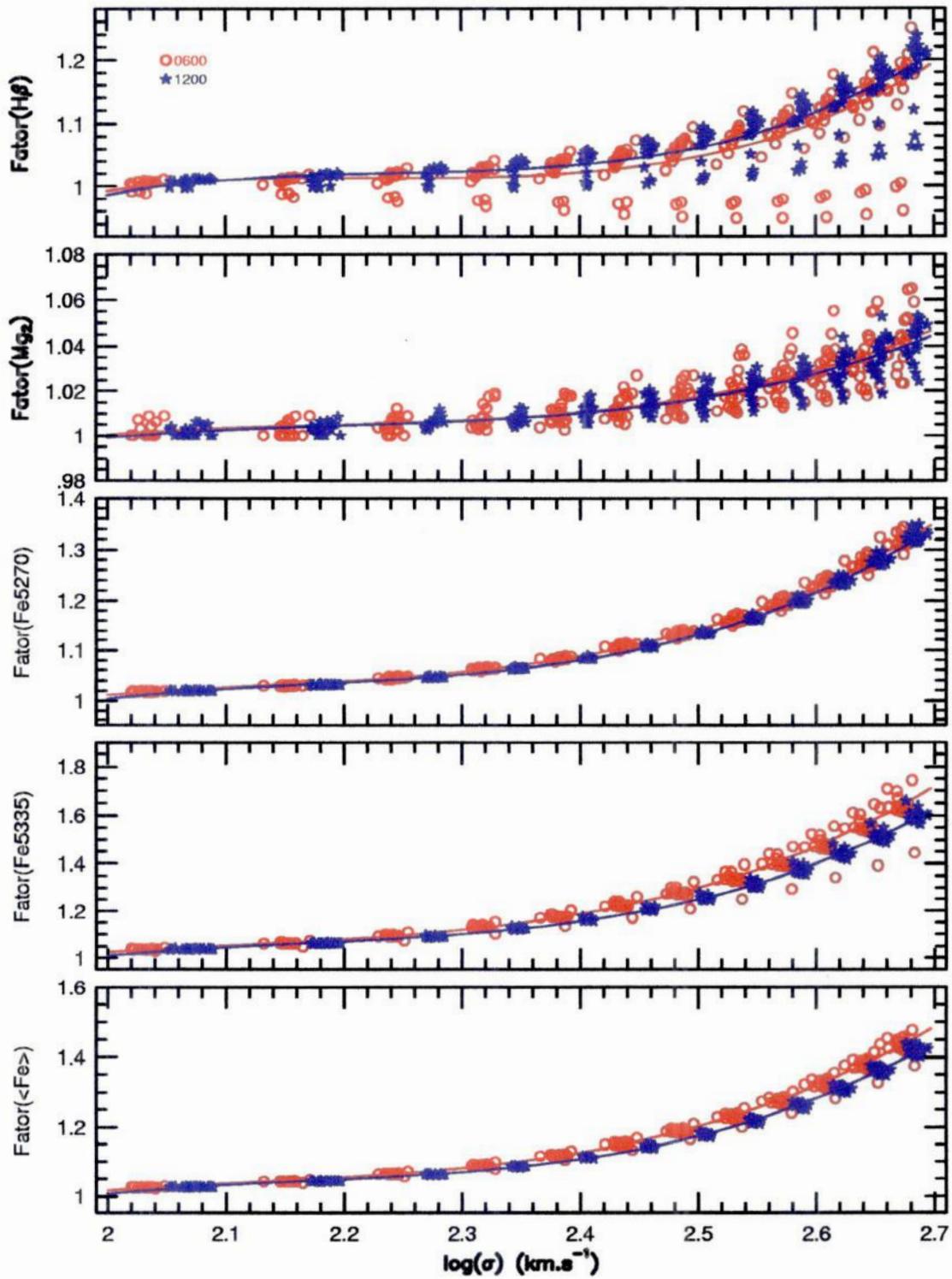


Figura 4.3: O fator multiplicativo de correção para a dispersão de velocidade (Fator(I)) para os índices em estudo para as estrelas usadas na combinação espectral. Círculos para a rede de 6001/mm e estrelas para a de 12001/mm.

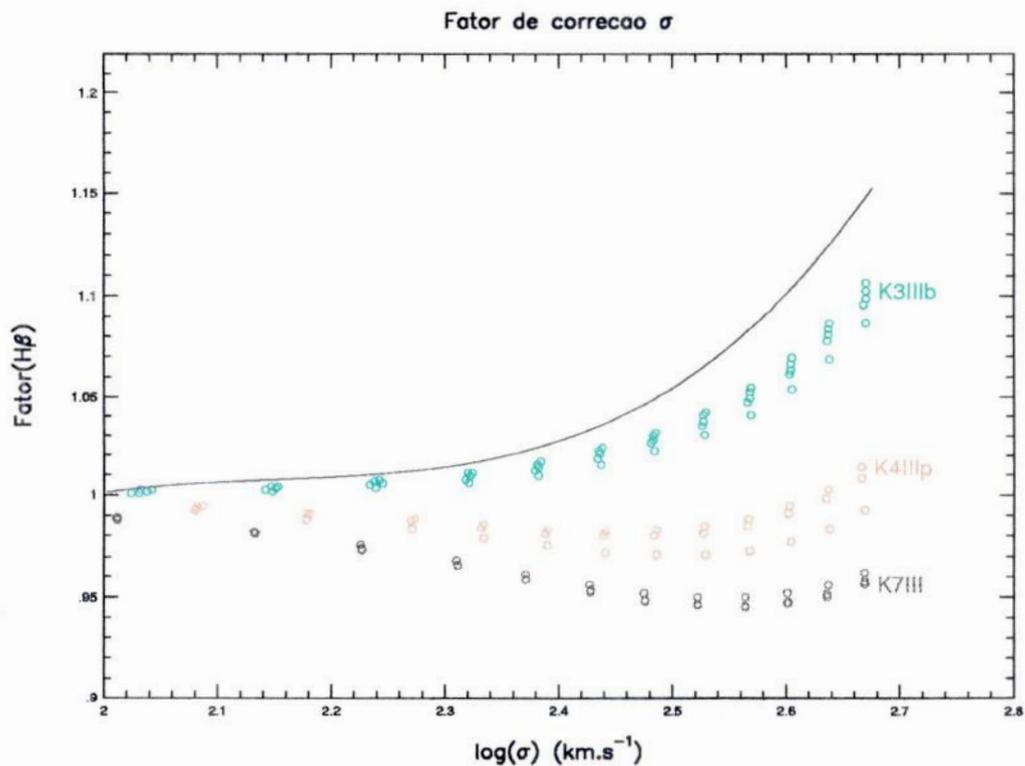


Figura 4.4: O fator multiplicativo (Fator(I)) para o índice $H\beta$ para um conjunto de gigantes. Existe uma seqüência em T_{ef} . Junto, o ajuste para a rede de 600l/mm dado pela combinação de espectros estelares.

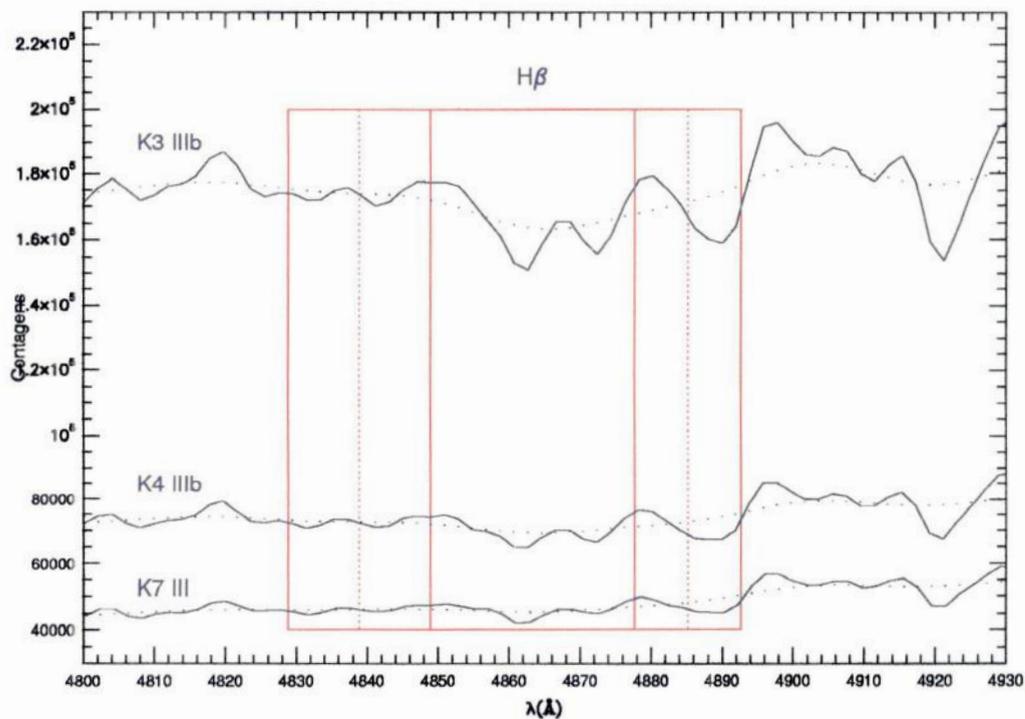


Figura 4.5: Espectros das gigantes da figura anterior na região do índice $H\beta$, onde os retângulos representam as bandas de Lick para este índice, note como o índice se torna mais débil para estrelas mais frias.

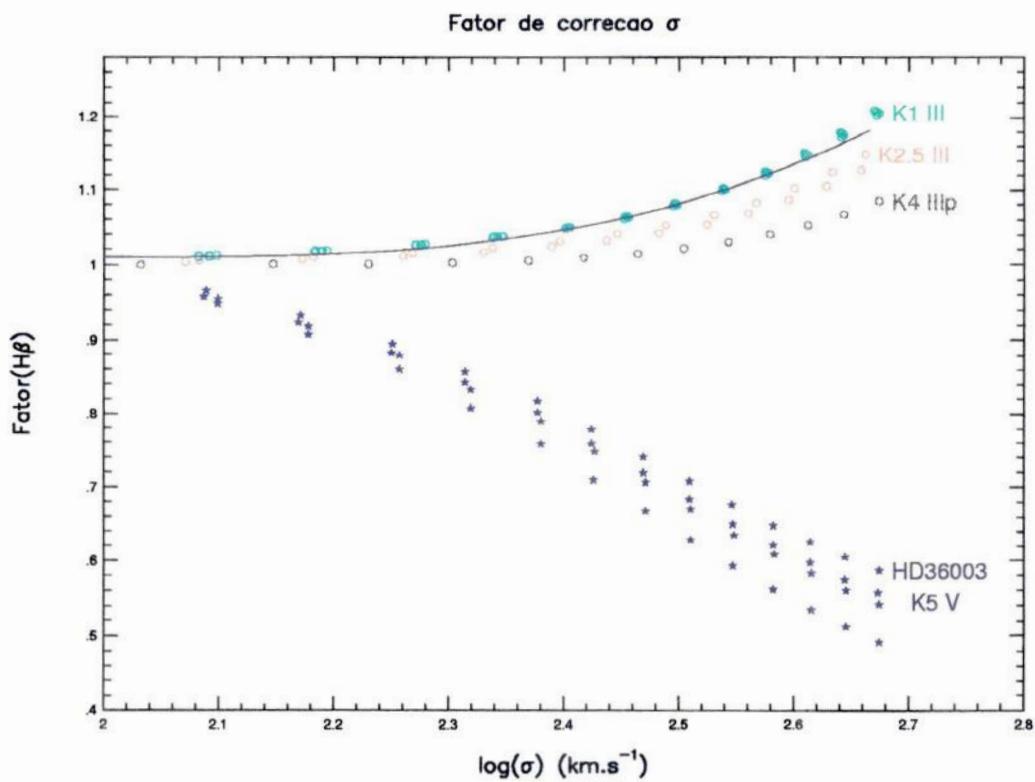


Figura 4.6: Como na figura 4.4, para um outro sub-conjunto de estrelas, inclusive HD36003, tipo K5 V, cuja curva se destaca do comportamento das gigantes. Junto, o ajuste para a rede de 1200l/mm dado pela combinação de espectros estelares como comparação.

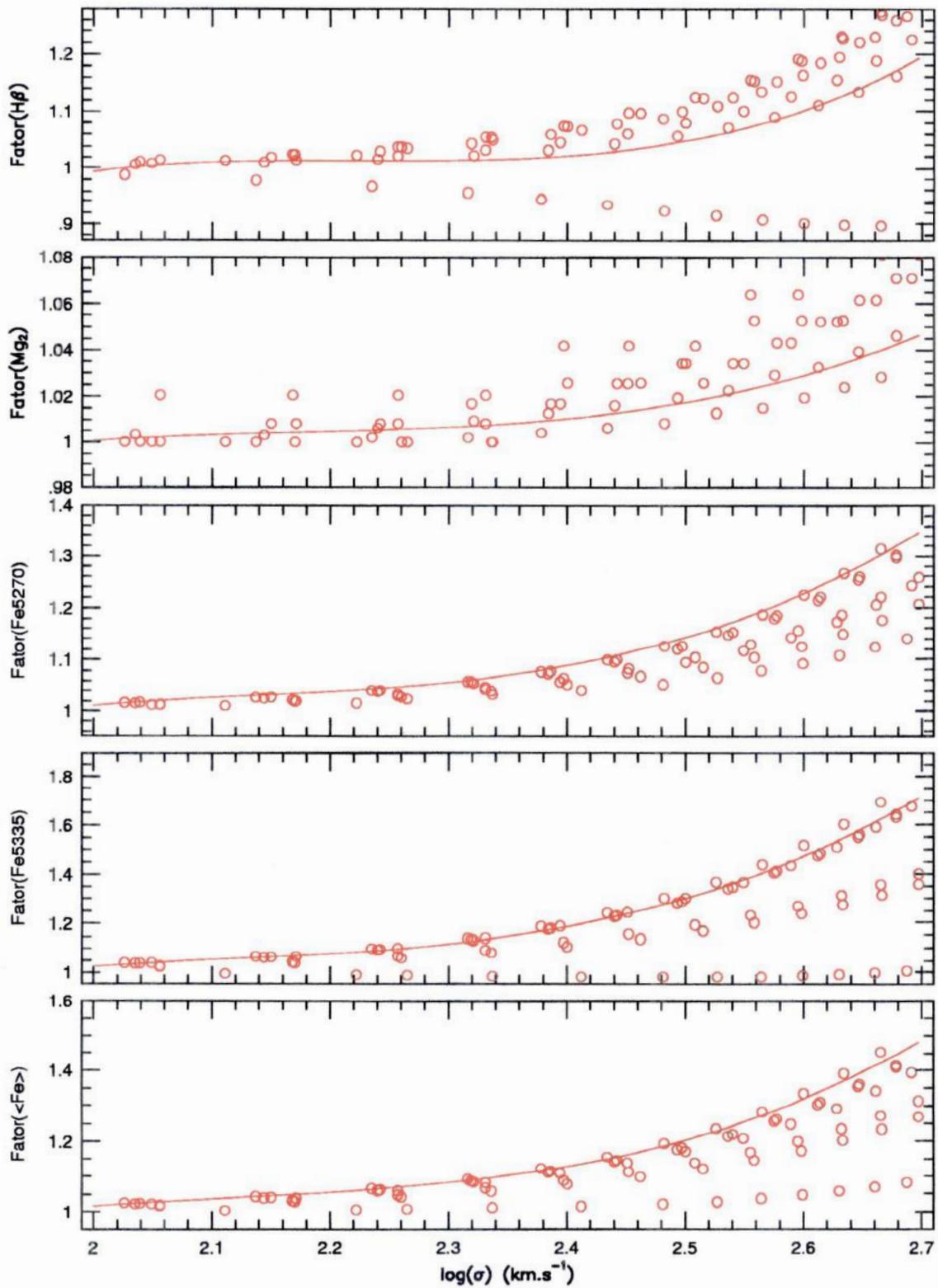


Figura 4.7: O fator multiplicativo de correção para a dispersão de velocidade (Fator(I)) para estrelas anãs. Junto, o ajuste para a rede de 6001/mm dado pela combinação de espectros estelares como comparação.

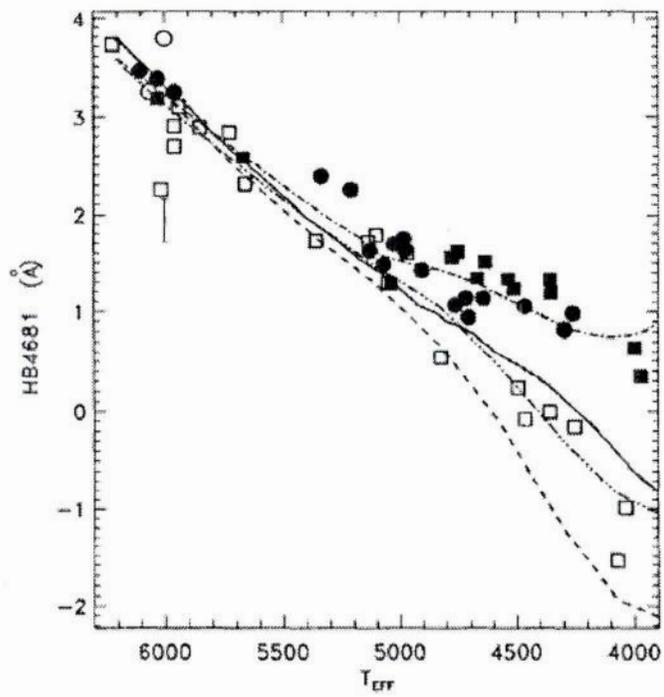


Figura 4.8: $H\beta$ vs. T_{ef} de Tripicco e Bell (1995). Os pontos preenchidos são gigantes, os vazios anãs. As linhas sólidas e tracejadas representam isócronas.

Capítulo 5

Análise de Viabilidade

A fim de avaliar a viabilidade do projeto, fazemos uma análise parcial para quinze galáxias, cujos parâmetros são apresentados na tabela 5.1, estas fazem parte da amostra do projeto ENEAR observadas no telescópio de 1.52m do ESO em uma missão em Fevereiro/Março de 1998, como descrito na tabela 5.2. Na figura 5.1 apresentamos as imagens do *Digital Sky Survey* (DSS) para estes objetos. Utilizamos a metodologia apresentada nos capítulos anteriores para produzir perfis de dispersão de velocidades e velocidade de rotação apresentados na seção 5.1, e os perfis do índice Mg_2 apresentados na seção 5.2. Em média, alcançamos nessa amostra um raio máximo de $0.5R_e$, indo mais distante ($1.2R_e$) para a galáxia E-S0 NGC 3115. Lembramos que estas galáxias fazem parte da amostra original do ENEAR, em particular, os tempos de exposição não ultrapassaram dezessete minutos, de forma que servem como uma avaliação mínima do que pode ser esperado dos novos espectros observados em exposições de trinta minutos, dos quais apresentamos uma galáxia em particular na seção 5.3.

Algumas das demais galáxias já foram observadas por outros autores, no entanto, nem sempre há coincidência do ângulo de posição (*position angle*; PA) observado, dificultando a comparação dos perfis. Por exemplo, o conjunto mais extenso da literatura para gradientes, Carollo, Danziger e Buson (1993), observa as galáxias sistematicamente em PAs de 180° e 270° . No entanto, ainda assim reproduzimos alguns comportamentos peculiares já observados.

Tabela 5.1: Parâmetros das galáxias.

Nome (1)	Tipo Morf. (2)	Barra (3)	P.A.(°) (4)	μ_e (5)	M_B (6)	σ_0 (7)	R_e (8)	V_{hel} (9)
NGC2191	SO	B	118	19.716	-20.998	194	9.08	4542
NGC2749	E			22.309	-21.357	238	23.50	4241
NGC2974	E		42	20.736	-20.652	249	26.12	1917
NGC3115	E-SO		43	19.840	-19.770	277	29.00	724
NGC3142	SO		178		-19.511	159	60.26	5392
NGC3271	SO	B	106	20.923	-21.278	272	16.90	3827
NGC3483	SO-a		105	21.414	-20.680	165	15.92	3565
NGC3557	E		30	21.147	-22.136	286	39.00	3070
NGC3626	SO-a		157	20.829	-19.946	132	19.28	1472
NGC4233	SO	B	174	20.574	-19.911	213	36.81	2333
NGC4374	E		135	20.678	-20.870	297	63.39	1044
NGC4550	SO	B	178	20.046		101	18.71	441
NGC4551	E		70	20.576	-19.061	99	18.66	1199
NGC5193	E	B	73.5	21.364	-20.993	230	18.97	3735
ESO486-19	E		158	18.986	-20.543	199	5.77	4628

Notas: (5)=brilho superficial efetivo médio, em mag arcsec⁻²; (6)=magnitude absoluta B; (7)=em km s⁻¹; (8)=em arcsec; (9)=em km s⁻¹. De (1) a (6), informações fornecidas por Lyon-Meudon Extragalactic Database (LEDA). Colunas (7) e (8) pelo ENEAR e (9) por este trabalho.

Tabela 5.2: Registro de observação das galáxias.

Nome	Data da observação	Exposição (s)	P.A. (°)
NGC2191	27/02/98	720	120
NGC2749	26/02/98	900	212
NGC2974	25/02/98	900	232
	01/03/98	480	55
NGC3115	25/02/98	600	228
	26/02/98	600	228
NGC3142	01/03/98	1020	0
NGC3271	26/02/98	900	331
NGC3483	24/02/98	900	347
	25/02/98	900	180
NGC3557	01/03/98	480	63
NGC3626	28/02/98	900	109
NGC4233	01/03/98	900	93
NGC4374	01/03/98	360	141
NGC4550	28/02/98	780	96
NGC4551	01/03/98	780	29
NGC5193	26/02/98	720	347
ESO486-19	26/02/98	780	299

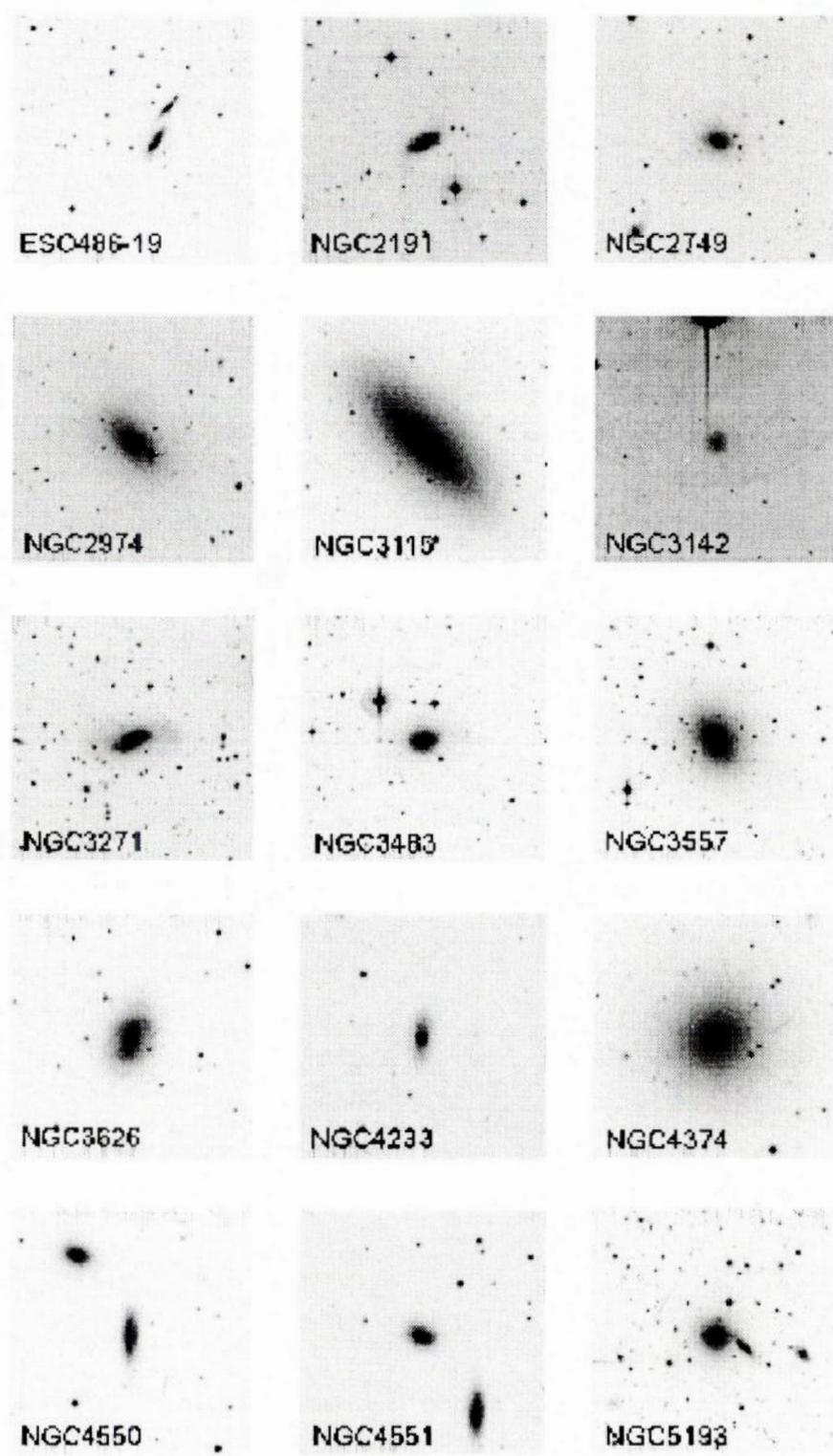


Figura 5.1: Imagens das galáxias obtidas no DSS. A dimensão de cada imagem é de 8'x8'.

5.1 Perfis Cinemáticos

Um perfil de dispersão de velocidades que merece destaque pertence a NGC 4550, par não interagente com NGC 4551, também presente nesta amostra, situadas próximas à região central do aglomerado de Virgo. Rubin, Graham e Kenney (1992) determinaram a presença de componentes contra-rotantes, levando Rix et al. (1992) a analisar a sua LOSVD com mais detalhe, descobrindo esta ser bimodal. Ao medirmos a dispersão com uma única gaussiana, o perfil radial tem a forma de U, onde a dispersão de velocidades cresce na direção das partes mais externas, ao contrário do que é observado comumente (figura 5.2). O efeito é causado pelo alargamento extra da superposição das duas componentes estelares que não são ajustadas por uma gaussiana. Rubin et al. (1992) sugerem que o processo de interação que esta galáxia sofreu aconteceu há cerca de 10^9 anos, tempo suficiente para suavizar as estruturas como gradientes.

Galáxias como NGC 3115 e NGC 4374 hospedam buracos negros massivos em seus núcleos (Kormendy et al. 1996 e Bower et al. 1998, respectivamente). Ambas têm alta dispersão de velocidades central, além disso, NGC 3115 tem alta velocidade de rotação e sua dispersão de velocidades varia abruptamente com o raio próximo à região central. Este efeito pode ser visto na figura 5.3, onde comparamos nossos resultados com os de Fisher (1997), os quais estão em bom acordo, com a exceção de um pequeno ponto zero na dispersão de velocidades, provavelmente causado pela diferença de *template* utilizada. Chamamos atenção para uma estrela a $-17''$ do centro desta galáxia, cuja contaminação gerou um “vale” no perfil da dispersão de velocidades (Fisher 1997). Diferentemente de NGC 3115, NGC 4374 apresenta perfil de dispersão plano próximo ao centro, além de baixa velocidade de rotação (figura 5.4), assim como em Carollo, Danziger e Buson (1993). De fato, suas morfologias são bem distintas, NGC 4374 sendo classificada como uma E1, o que corroboraria com a hipótese de que este tipo de objeto tem baixo movimento de rotação. No entanto, algumas das elípticas contidas na amostra apresentam considerável rotação (figura 5.4), contrariando a suposição de que galáxias elípticas são objetos suportados apenas pela pressão da distribuição randômica de velocidades ou achatados por anisotropia. Todavia, deve-se ter alguma cautela por conta da incerteza na classificação morfológica. Supõe-se que galáxias elípticas com alta rotação podem estar ligadas à processos de fusão, veja por exemplo NGC 3557, uma elíptica gigante que além da alta velocidade de rotação, tem um incomum baixo número de aglomerados globulares para uma galáxia de seu porte (Morbey e McClure, 1985). Isto pode ser explicado como o produto da aglutinação de galáxias espirais. Na tabela 5.3 apresentamos as medidas centrais de velocidade radial e dispersão de velocidades para as galáxias da amostra.

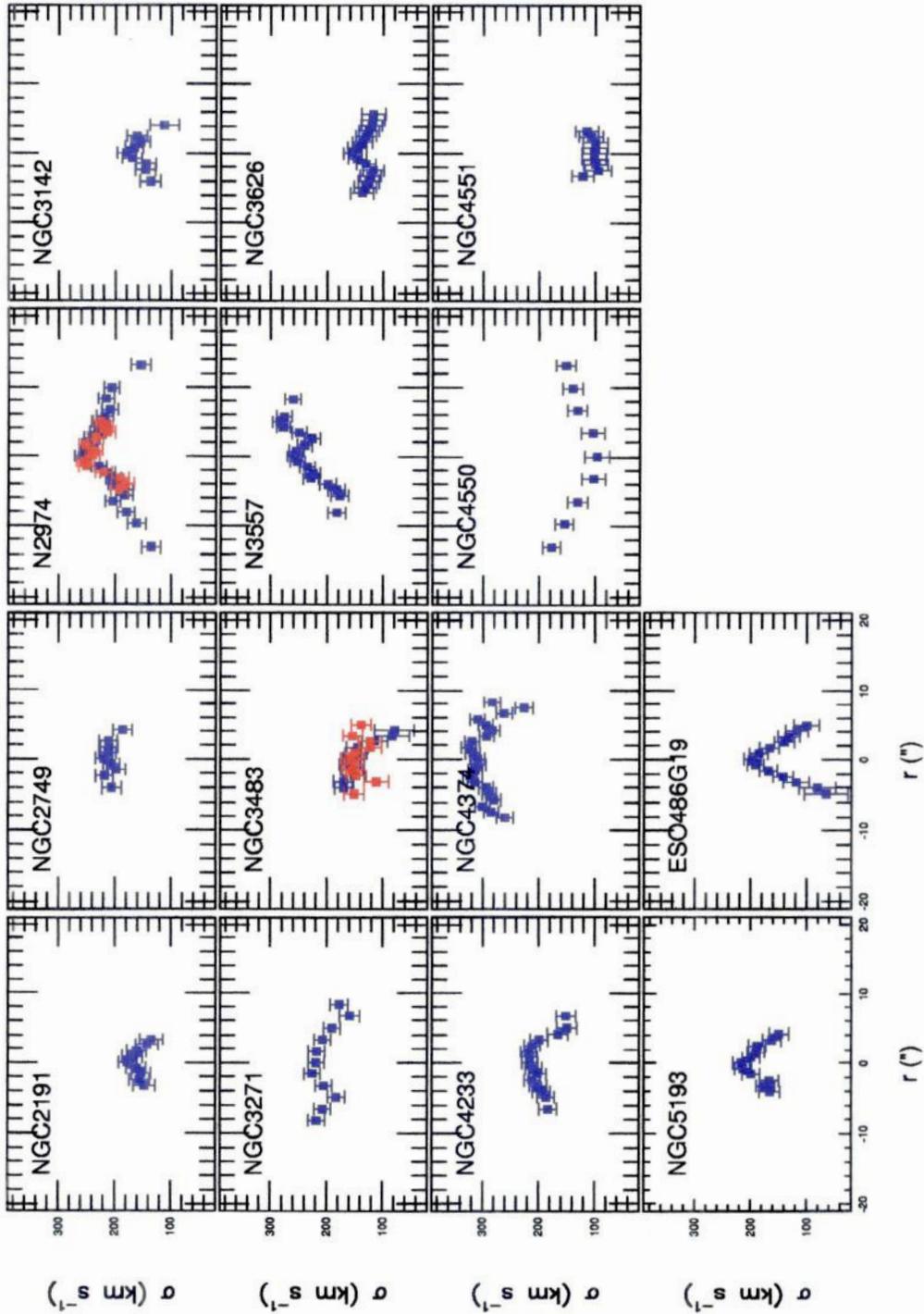


Figura 5.2: Perfil da dispersão de velocidades; r'' é o raio em segundos de arco. Apresentam medidas para os dois PAs observados: NGC2974 (232° em azul e 55° em vermelho) e NGC3483 (347° em azul e 180° em vermelho).

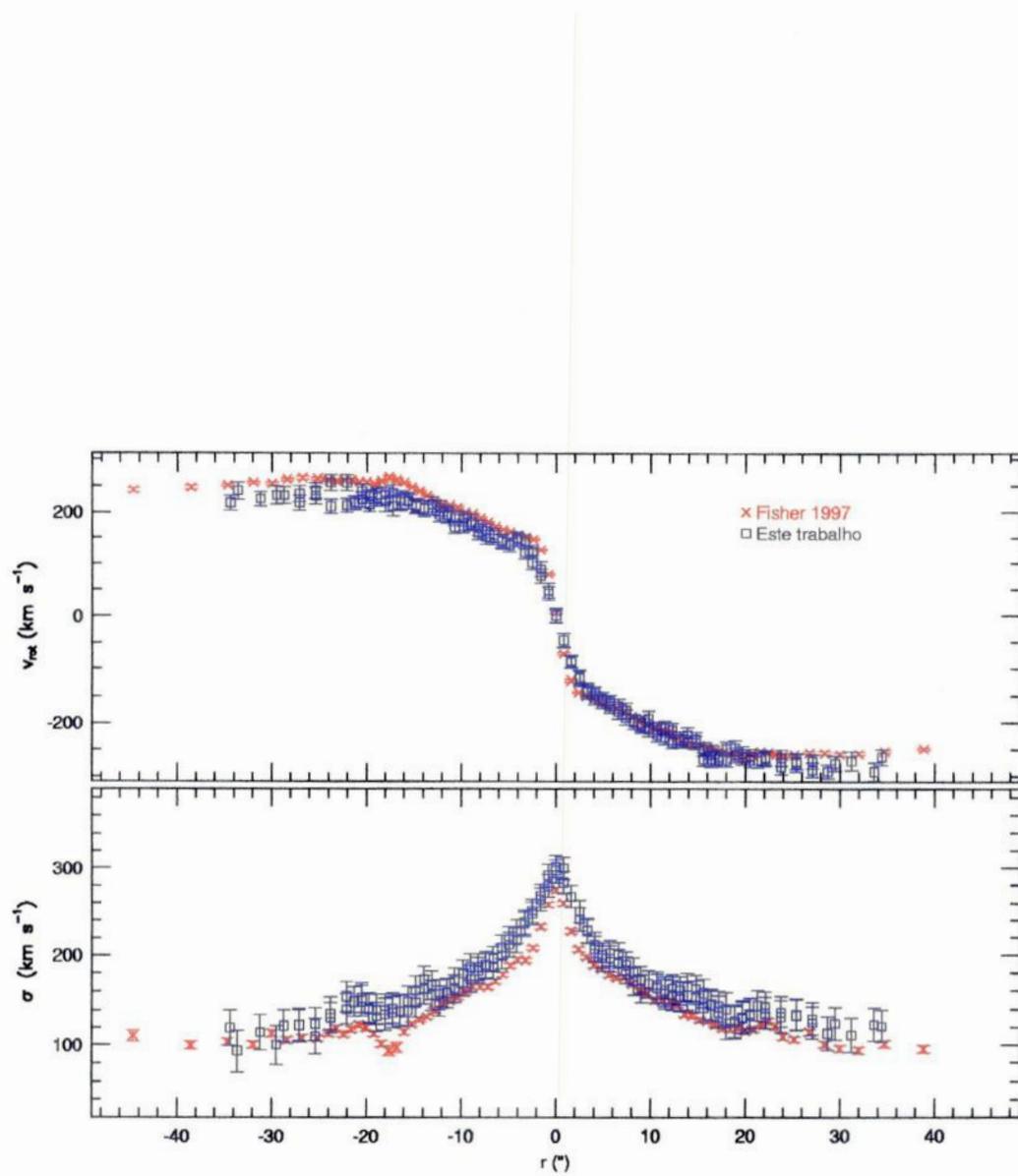


Figura 5.3: Comparação da cinemática estelar de NGC 3115 com o estudo de Fisher 1997 (cruz vermelha); $r(ʹ)$ é o raio em segundos de arco. O vale próximo a $-17ʹ$ é causado por uma estrela na frente da galáxia.

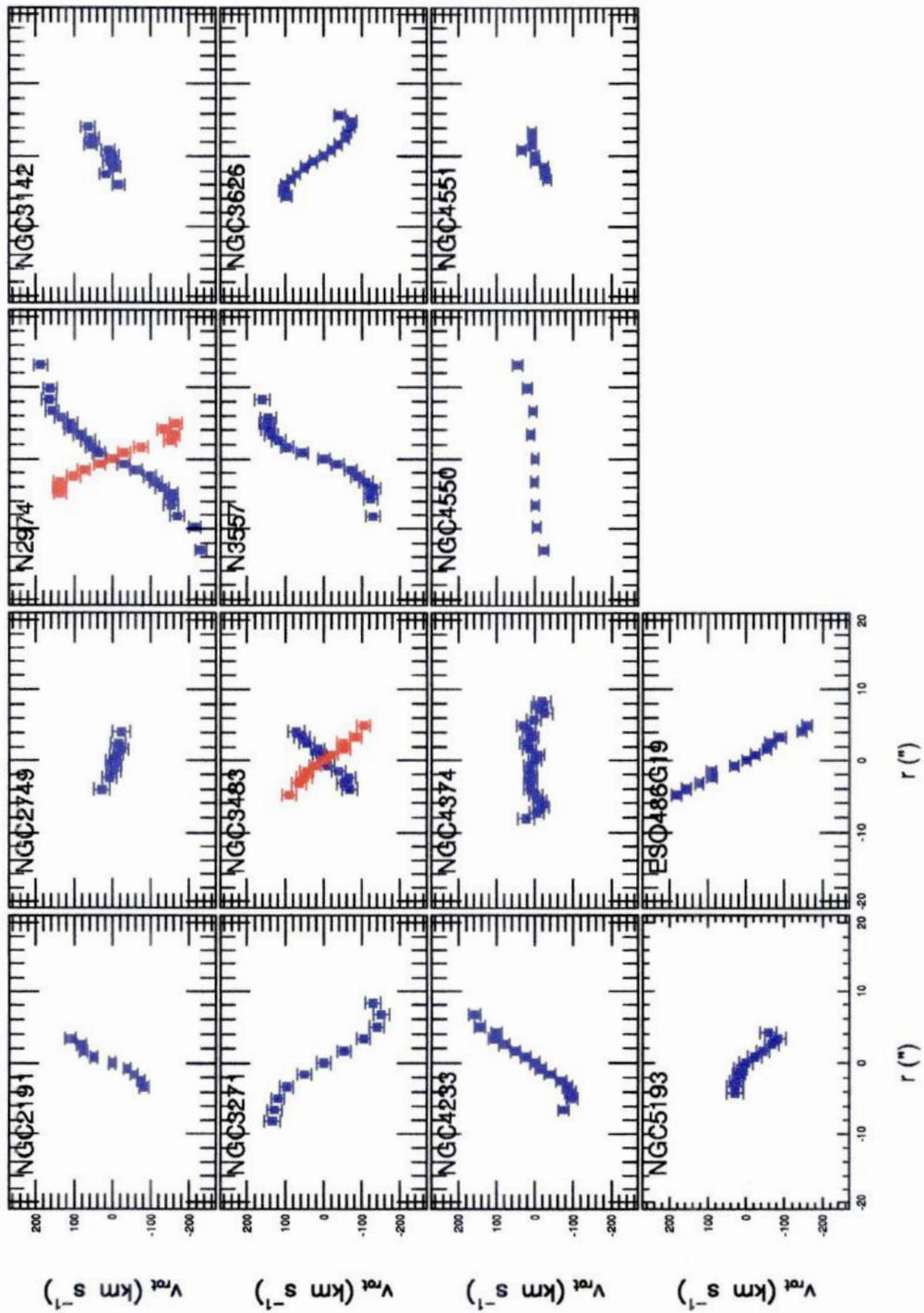


Figura 5.4: Velocidade de rotação; $r(^{\circ})$ é o raio em segundos de arco. Apresentam medidas para os dois PAs observados: NGC2974 (232° em azul e 55° em vermelho) e NGC3483 (347° em azul e 180° em vermelho).

Tabela 5.3: Medidas centrais da velocidade radial heliocêntrica e da dispersão de velocidades.

Nome	V_{hel} ($km s^{-1}$)	<i>erro</i>	σ ($km s^{-1}$)	<i>erro</i>
NGC2191	4543.0	6.0	176.1	16.2
NGC2749	4241.0	13.0	219.1	15.0
NGC2974	1917.0	11.0	259.4	12.7
NGC2974	1909.0	11.0	241.0	13.0
NGC3115	719.0	9.0	296.5	13.0
NGC3115	725.0	10.0	301.3	12.8
NGC3142	5392.0	12.0	179.6	16.5
NGC3271	3827.0	13.0	218.2	14.0
NGC3483	3555.0	12.0	152.5	18.7
NGC3483	3566.0	11.0	157.1	18.0
NGC3557	3071.0	11.0	257.7	13.0
NGC3626	1473.0	7.0	154.8	16.0
NGC4233	2334.0	9.0	215.1	14.1
NGC4374	1045.0	12.0	309.3	13.2
NGC4550	441.0	6.0	96.6	22.2
NGC4551	1199.0	8.0	101.9	21.8
NGC5193	3736.0	13.0	216.3	15.1
ESO486-19	4628.0	8.0	197.7	15.3

5.2 Gradientes de Índices de Metalicidade

Antes dos gradientes de metalicidade serem estimados através da extração de espectros contíguos ao longo do raio da galáxia, era utilizada uma maneira simples que consistia na comparação entre aberturas centrais de diferentes raios, por exemplo entre $R_e/2$ e $R_e/8$. A abertura maior, inclui a luz de regiões mais externas, e isso se reflete na medida dos índices. Para ilustrar esta variação obtivemos medidas do Mg_2 e da dispersão de velocidades nos espectros das aberturas globais, que abrangem toda a luz da galáxia e estão disponíveis na base de dados, e comparamos com os espectros das aberturas centrais feitas durante a extração dos gradientes, as quais são pequenas, entre três e cinco pixels, pelo menos vinte e cinco vezes menores que as aberturas globais. Na figura 5.5 vemos o resultado da comparação destas medidas entre aberturas globais e centrais, onde esta última tem o índice Mg_2 sistematicamente mais elevado, o mesmo não podendo ser dito a respeito da dispersão de velocidades. Como vimos na seção anterior, nos perfis de dispersão de velocidades a região central é domi-

nante. A facilidade de obtenção de gradientes através dessa abordagem tem a desvantagem de fornecer uma visão mais grosseira. Para analisarmos melhor a distribuição espacial da metalicidade é interessante seguirmos a metodologia, agora tradicional, para fenda longa. A fim de relacionarmos os gradientes dos índices e parâmetros globais das galáxias, estimamos o valor dos gradientes como sendo o do coeficiente angular de um ajuste linear entre o índice e $\log(R/R_e)$. Todos os pontos do perfil foram utilizados no ajuste, exceto o central, por ser uma singularidade de $\log(R/R_e)$ e para evitarmos a degradação do *seeing* na região central, além disso, também são descartados aqueles pontos cujo desvio da primeira iteração do ajuste é maior que duas vezes o desvio padrão. Na figura 5.6 mostramos os perfis de Mg_2 juntamente com o ajuste e na figura 5.7 comparamos nosso resultado para a galáxia NGC 3115 com Fisher, Franx e Illingworth (1995). Vemos que a estrela presente na frente desta produz um “vale” em nosso perfil. Na tabela 5.4 apresentamos as medidas de Mg_2 central assim como seu gradiente.

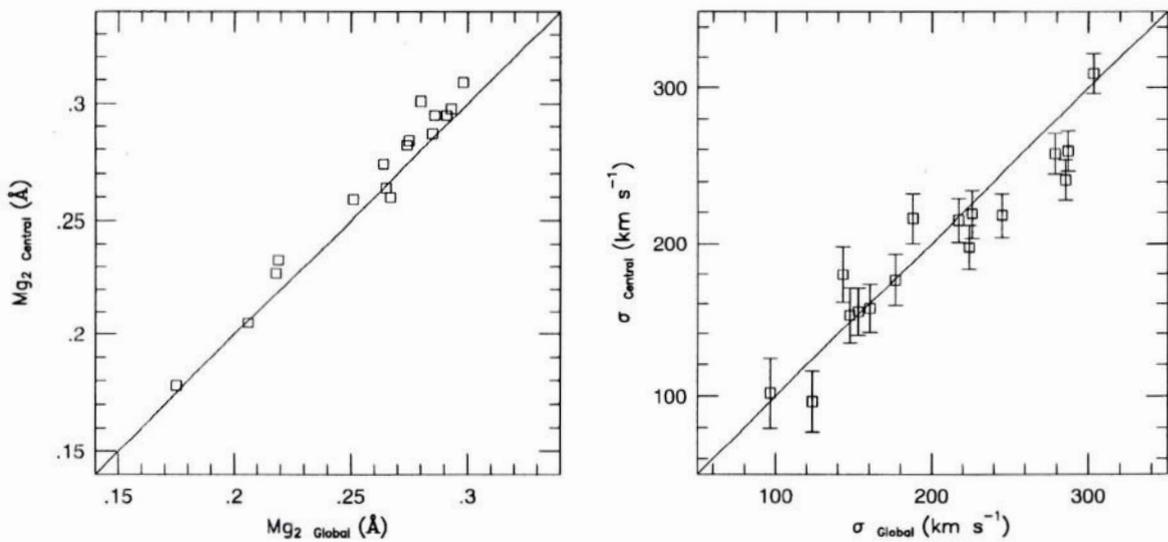


Figura 5.5: Comparação das medidas de Mg_2 e σ entre as aberturas centrais e globais, 25 vezes maior que a central em média. O Mg_2 central é sistematicamente mais elevado do que o global.

Uma relação entre massa e gradiente é esperada dos modelos de colapso monolítico dissipativo (Larson 1974). Na figura 5.8 nós comparamos gradientes do Mg_2 e a dispersão de velocidades, considerado um indicador de massa. Note que a escala do gradiente está invertida e diferenciamos as morfologias da amostra. De uma forma geral, não encontramos correlação, em especial quando retiramos NGC 4550, o ponto com maior gradiente positivo. No entanto, as elípticas parecem estar mais espalhadas do que as lenticulares. Carollo, Danziger e Buson (1993) encontraram para a sua amostra de 30 galáxias um comportamento bimodal, com correlação para galáxias de baixa massa ($< 10^{11}M_{\odot}$; $\sigma \sim 250\text{kms}^{-1}$), mas não para as de alta massa, o que confirmaria a suposição corrente na literatura de que objetos de alta massa seriam formados preferencialmente por aglutinações de objetos menores, enquanto estes seriam formados por colapso. Mas, se olharmos com detalhe seus dados, veremos

que existe um viés, pois os objetos mais massivos são as galáxias elípticas da amostra, e os menos massivos as lenticulares (figura 11 de Carollo, Danziger e Buson (1993)). Outros autores, Davies, Sadler, Peletier (1993) e Fisher, Franx e Illingworth (1995) por exemplo, não encontraram correlação entre gradientes e parâmetros globais das galáxias. Kobayashi e Arimoto (1999) ao fazer uma compilação dos gradientes existentes na literatura não acharam evidência de correlações, no entanto, deve-se levar em conta que a sua amostra era muito ruidosa por ser uma compilação de resultados da literatura, sendo difícil computar o efeito sistemático entre amostras. Na figura 5.9 comparamos nossas medidas com as deles, que para o Mg_2 é composta pelos dados dos seguintes autores: Bender e Surma (1992), Davies, Sadler e Peletier (1993), Carollo, Danziger e Buson (1993), Carollo e Danziger (1994a) e Carollo e Danziger (1994b). Percebe-se uma deriva de nossas medidas, de fato o valor médio do gradiente da compilação é cerca de duas vezes maior que o nosso, com um espalhamento não muito maior que o nosso. A forma como foi feito o ajuste parece ser o responsável pela diferença, pois Kobayashi e Arimoto (1999) fixam o coeficiente linear como o índice medido a $1R_e$ e descartam os pontos mais periféricos, afetados pela subtração de céu, assim como os pontos cujo $\log(R/R_e)$ é menor que -1.5, evitando a degradação produzida pelo *seeing*. Com efeito, refizemos o ajuste levando em conta esta última condição e para os objetos afetados por ela, obtivemos gradientes mais inclinados, nos aproximando do valor médio dos gradientes de Kobayashi e Arimoto (1999) como indicado pelas setas na figura 5.9. Como a seleção dos pontos a serem usados no ajuste é importante para a determinação dos gradientes, ao obtermos os perfis para uma amostra maior poderemos determinar com mais segurança a escala onde estamos atuando, estabelecendo os critérios de seleção.

Tabela 5.4: Medidas centrais do Mg_2 e o seu gradiente.

Nome	$Mg_{2\text{central}}$ ($\pm 0.004\text{mag}$)	$dMg_2/d\log(R/R_e)$	<i>erro</i>
NGC2191	0.233	-0.0204	0.0064
NGC2749	0.309	-0.0154	0.0118
NGC2974	0.295	-0.0110	0.0044
NGC2974	0.282	-0.0258	0.0065
NGC3115	0.326	-0.0482	0.0026
NGC3115	0.330	-0.0391	0.0020
NGC3142	0.274	-0.0424	0.0143
NGC3271	0.298	-0.0236	0.0111
NGC3483	0.264	-0.0102	0.0113
NGC3483	0.260	-0.0358	0.0182
NGC3557	0.287	-0.0201	0.0041
NGC3626	0.178	-0.0120	0.0029
NGC4233	0.284	-0.0415	0.0090
NGC4374	0.295	-0.0194	0.0051
NGC4550	0.205	0.0048	0.0093
NGC4551	0.259	-0.0260	0.0070
NGC5193	0.301	-0.0493	0.0096
ESO486-19	0.227	-0.0206	0.0091

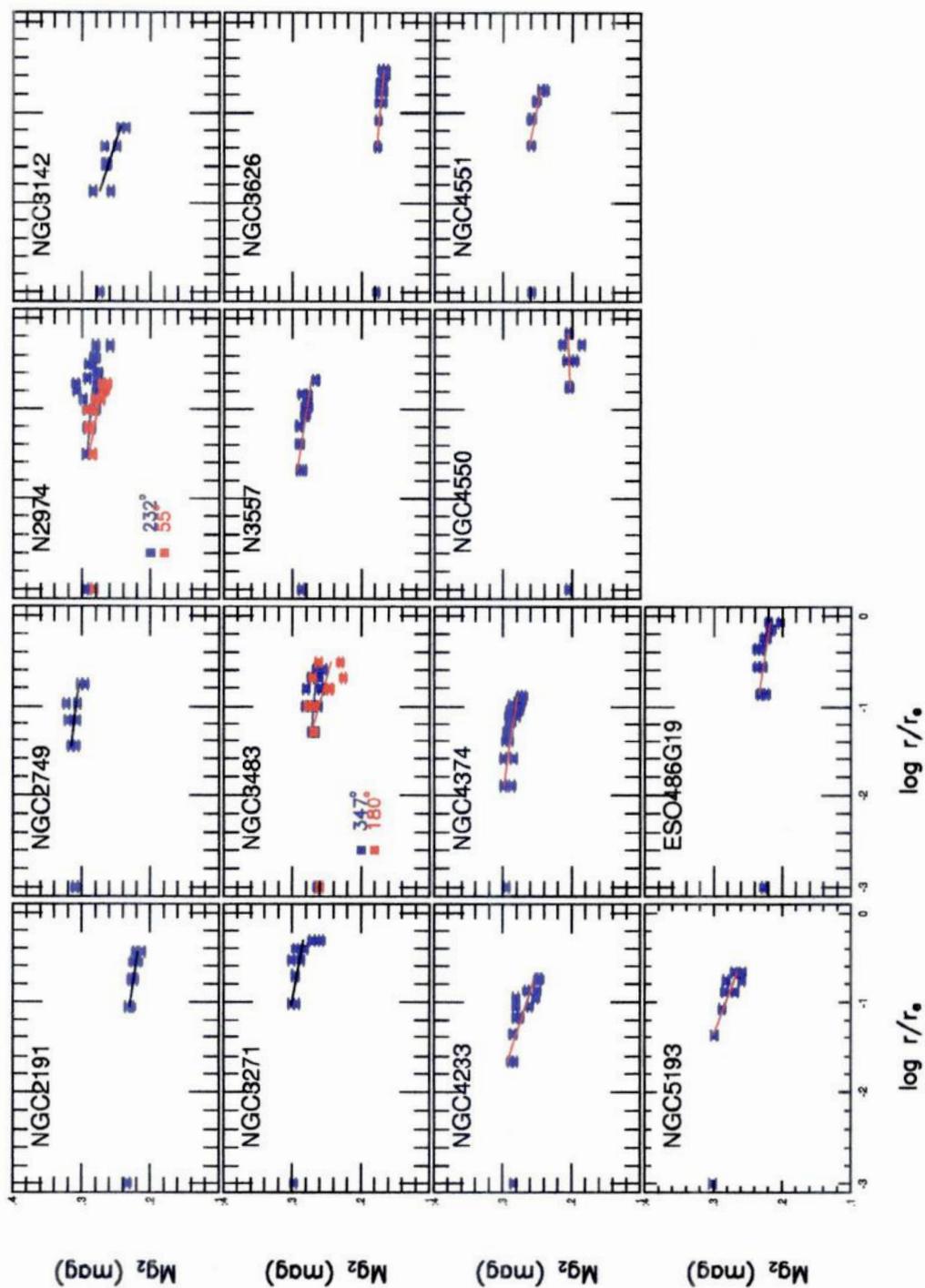


Figura 5.6: Medidas radiais de Mg_2 . Apresentam medidas para os dois PAs observados: NGC2974 (232° em azul e 55° em vermelho) e NGC3483 (347° em azul e 180° em vermelho).

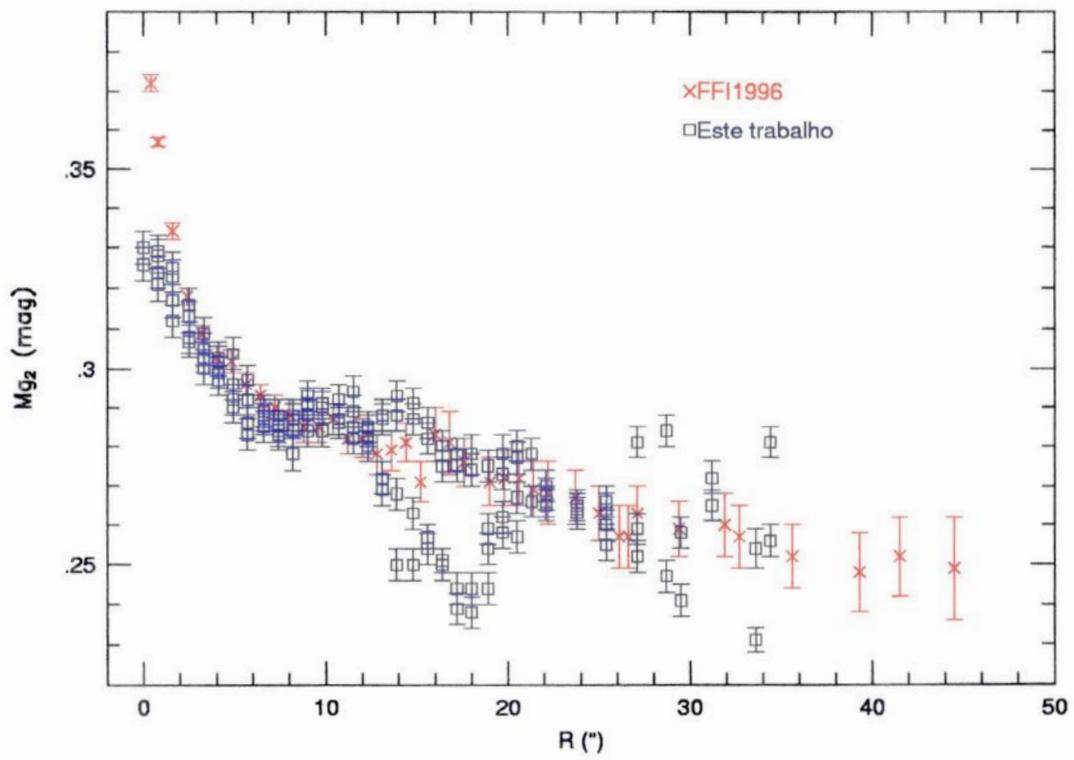


Figura 5.7: Comparação de nossas medidas do índice Mg₂ ao longo do eixo maior de NGC 3115 com as medidas por Fisher, Franx e Illingworth (1995).

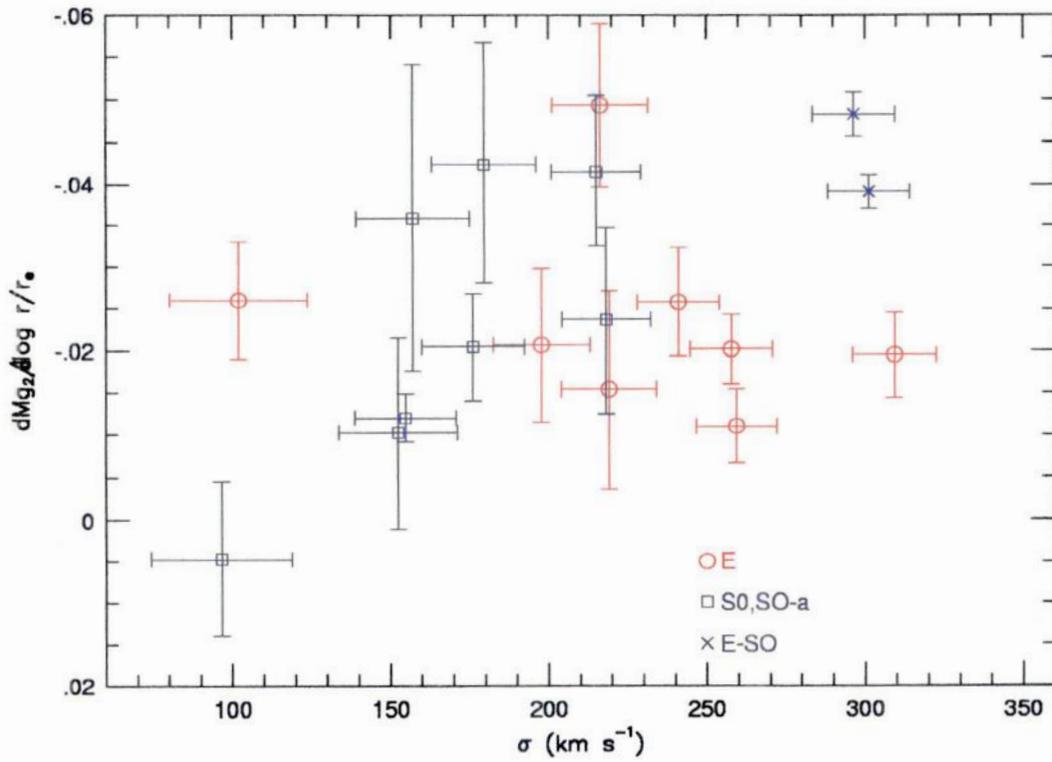


Figura 5.8: Gradiente do Mg₂ versus dispersão de velocidades para as 15 galáxias da amostra. Estas estão divididas em E (círculos), S0 e S0-a (quadrados) e E-S0 (x).

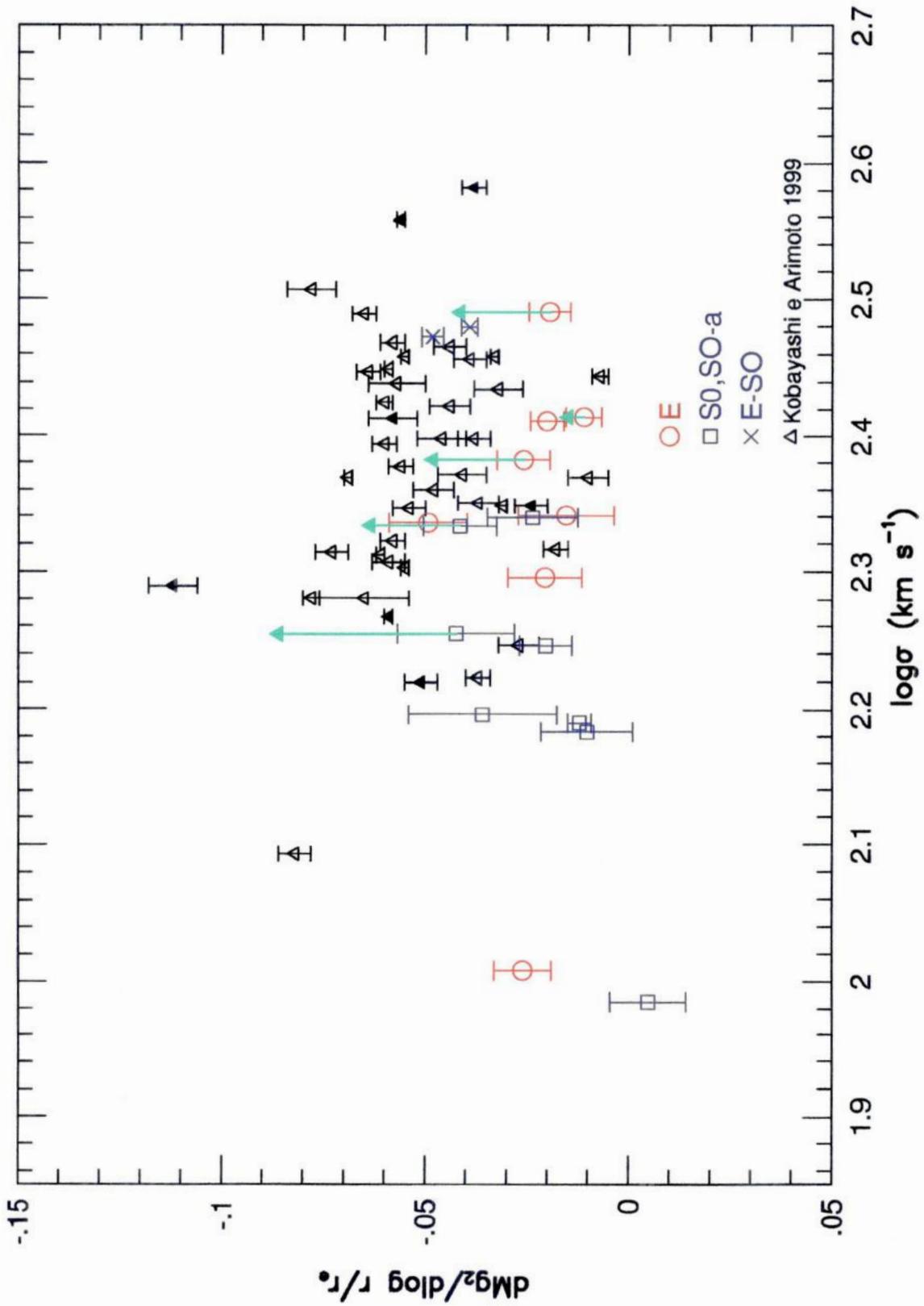


Figura 5.9: Gradientes de Mg_2 versus $\log \sigma$ para a compilação de Kobayashi e Arimoto (1999), triângulos preenchidos são galáxias cD e abertas as elípticas. Incluímos no gráfico resultados da nossa amostra. A seta indica a posição do gradiente quando se exclui pontos com $\log(R/R_e) < -1.5$.

5.3 Novas observações

A obtenção de gradientes de índices de metalicidade é um procedimento delicado, que exige longos tempos de observação e cuidados especiais na redução, como na subtração do céu, a fim de se alcançar espectros de qualidade nas regiões mais externas. Dessa forma, realizamos observações com maior tempo de integração nos últimos anos, em geral duas exposições de trinta minutos para cada galáxia. Esta quantidade de tempo, nos casos de galáxias mais débeis, pode não ser suficiente para alcançarmos $1R_e$, mas podemos obter resultados mais confiáveis dentro do raio alcançado. Um caso que ilustra esta situação é apresentado na figura 5.11 onde apresentamos os perfis de Mg_2 , σ e v_r da galáxia NGC 1201, que foi observada em Dezembro de 1999 na rede de 600l/mm dentro da nova filosofia de observação (tabela 5.6). Apesar de alcançarmos a distância de $23.8''$, esta representa apenas $0.14R_e$ da galáxia, se considerarmos um R_e de $169''$ (tabela 5.5). O valor alcançado, em termos de R_e , é inferior ao médio obtido na missão analisada neste capítulo, no entanto, em termos absolutos é duas vezes maior, mesmo tendo magnitude absoluta similar aos dos objetos mais fracos da amostra apresentada aqui.

Tabela 5.5: Parâmetros de NGC 1201, como na tabela 5.1.

Nome	Tipo Morf.	Barra	P.A.(°)	μ_e (mag arcsec ⁻²)	M_B	σ_0 (km s ⁻¹)	R_e	V_{hel} (km s ⁻¹)
NGC1201	E-SO	B	7	20.51	-19.66	164	169.04	1687

Tabela 5.6: Registro de observação da galáxia NGC1201.

Nome	Data da observação	Exposição (s)	P.A. (°)
NGC1201	02/12/99	1800	-9

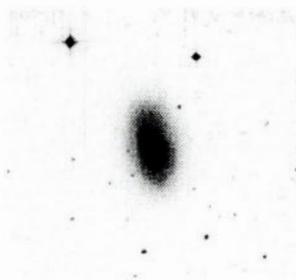


Figura 5.10: Imagem da galáxia NGC 1201 obtida no DSS. A dimensão da imagem é de $8' \times 8'$

NGC1201

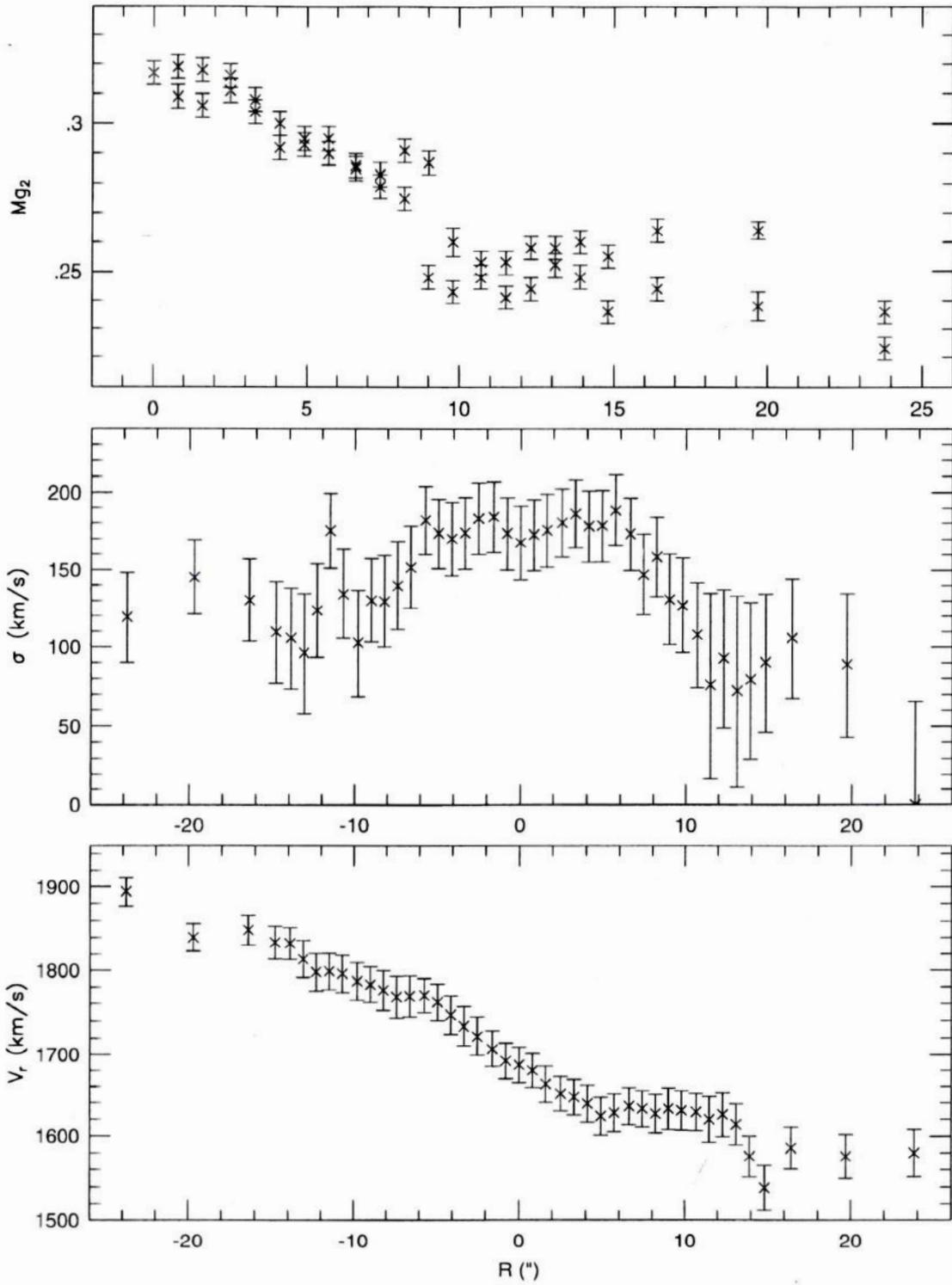


Figura 5.11: Novas observações para a galáxia NGC 1201 com integração de 1800s. Perfil de Mg_2 , σ e v_r .

Capítulo 6

Conclusões

Vimos anteriormente que o gradiente de índice de metalicidade pode servir como um diagnóstico do processo de formação de galáxias, estabelecendo, por exemplo, a eficiência de cada processo, colapso ou aglutinação, em um dado ambiente, esperando-se que em ambientes mais densos o maior grau de aglutinações produza menores valores médios de gradientes de metalicidade. Para explorar este tipo de resultado é necessário obter uma amostra que mapeie extensivamente os diferentes ambientes. Atualmente, a literatura sobre gradientes de metalicidade está carente de uma amostra ampla e homogênea de galáxias *early-type*. A maior delas, Carollo, Danziger e Buson (1993), conta com gradientes do Mg_2 para 30 galáxias. Bernardi (1998) já demonstrou que os dados e as observações levadas a cabo para o levantamento ENEAR são adequadas para explorar tópicos relacionados à análise da composição química e dinâmica, vis-a-vis a relação $Mg_2-\sigma$ estudada por ela. Aqui estudamos a metodologia necessária para se obter, ao invés de índices globais, os gradientes dos índices de metalicidade, aproveitando parte desta ampla amostra. Começamos o processo pela criação de uma tarefa que realizasse a extração dos espectros ao longo do raio da galáxia levando em consideração a variação do S/R, que diminui à medida que nos afastamos do centro da galáxia. Com este fim, foi definido que o tamanho da abertura seria determinado por um padrão de qualidade. Os desvios do caminho do espectro no detector também foram satisfatoriamente traçados, para localizarmos com precisão as aberturas dentro da galáxia. Uma vez com os espectros unidimensionais devidamente extraídos, passamos a medida dos parâmetros relevantes, como a velocidade radial, a dispersão de velocidades e os índices de metalicidade segundo o sistema de Lick/IDS. As tarefas que realizam essas atividades já haviam sido construídas anteriormente (Rité, 1998), sendo apenas adaptadas para a logística do gradiente. Para referenciar de forma efetiva nossas medidas para o sistema Lick/IDS tivemos que fazer uma série de transformações em nossos dados. Estas dão conta da diferença de resolução entre os sistemas e o fato de estarmos lidando com galáxias elípticas, as quais têm os perfis de suas linhas de absorção alargadas pela dispersão interna de velocidades estelares. Para esta última foi dada especial atenção, onde reproduzimos, qualitativamente, as curvas da literatura e procuramos dar um significado físico à amostra de estrelas utilizadas. Ainda,

os testes realizados com diferentes composições estelares para se obter as curvas de correção nos possibilitou conhecer a sensibilidade dos diferentes índices à estas composições, e nos permitiu estabelecer uma comparação com o trabalho teórico de síntese estelar de Tripicco e Bell (1995) para estes índices. De fato, concluímos que estrelas gigantes de baixa temperatura e anãs não são ideais para esta correção em galáxias elípticas. Testamos o efeito da luz espalhada no espectrógrafo na medida dos gradientes e concluímos que para o nosso aparato esse efeito é desprezível. Inclusive para um centro espalhador extremamente compacto como o representado por estrelas, para as quais foram calculados “gradientes de metalicidade”, também desprezíveis. Avaliamos a produção de resultados através da análise parcial de um conjunto de 15 galáxias *early-type*, onde procuramos evidenciar a potencialidade do trabalho. Obtivemos gradientes do índice Mg_2 , assim como os perfis de velocidade radial e dispersão de velocidades. Comparamos nossas medidas da galáxia NGC 3115 com os resultados disponíveis na literatura, os quais estão em bom acordo. Além disso, comportamentos notáveis como o da galáxia NGC 4550 também foram reproduzidos. A esperada relação gradiente-massa não se revelou em nossa pequena sub-amostra, em acordo com alguns trabalhos da literatura (Davies, Sadler e Peletier 1993; Fisher, Franx, Illingworth 1995), no entanto é possível que esta seja bimodal com a massa, onde galáxias de baixa massa apresentam dependência e as de alta, não (Carollo et al. 1993). Ainda, vimos que devemos mudar o modo como é feito o ajuste para a determinação dos gradientes, para nos adequarmos aos apresentados na literatura e realmente produzir gradientes menos afetados pelo *seeing*.

Nosso objetivo nesse trabalho foi apresentar a máquina necessária para o estudo de índices de metalicidades em galáxias elípticas. Apesar da “máquina” não estar completa ainda, acreditamos que boa parte de suas peças já estão em seu devido lugar e que o produto final é confiável, pois passou por um processo de controle de qualidade. Além dos gradientes de Mg_2 e de perfis cinemáticos pretendemos obter para conjuntos homogêneos de galáxias gradientes de H_β , Fe I (5270 Å), Fe I (5335 Å) e $\langle Fe \rangle$, além de razões entre índices, como por exemplo $Mg_2/\langle Fe \rangle$. Esta amostra será dividida em diferentes morfologias e ambientes, a fim de verificar seus efeitos sobre gradientes. Pretendemos continuar a adquirir novos espectros nos últimos meses do telescópio de 1.52m do ESO, para renovarmos parte da amostra com dados de maior S/R. Assim, poderemos analisar as questões propostas acima com menores incertezas.

Referências

- ◇ Bacon, R., Bureau, M., Cappellari, M., Copin, Y., Davies, R., Emsellem, E., Kuntschner, H., McDermid, R., Miller, B., Peletier, R., Verolme, E., de Zeeuw, T. 2002 *Galaxies: The Third Dimension*, Ed. M.Rosado, L.Binnette, L.Arias, ASP: San Francisco (astro-ph/0204129)
- ◇ Bender, R. e Surma, P. 1992, A&A 258, 250
- ◇ Bernardi, M., Renzini, A., da Costa, L.N., Wegner, G., Alonso, M.V., Pellegrini, Paulo S., Rit e, C., Willmer, C.N.A. 1998, ApJ 508L, 143
- ◇ Bernardi, M. 1999, *Nearby Early-type Galaxies*, Tese de Doutorado, Ludwig-Maximilians-Universit at M unchen
- ◇ Bower, G.A., Green, R.F., Danks, A., Gull, T., Heap, S., Hutchings, J., Joseph, C., Kaiser, M.E., Kimble, R., Kraemer, S., Weistrop, D., Woodgate, B., Lindler, D., Hill, R.S., Malumuth, E.M., Baum, S., Sarajedini, V., Heckman, T.M., Wilson, A.S., Richstone, D.O. 1998, ApJ 492L, 111
- ◇ Bruzual, G. 1996 Em *New light on galaxy evolution*, Ed. R.Bender, R.L.Davies. Kluwer Academic Pub., 61
- ◇ Carlberg, R.G. 1984, ApJ 286, 403
- ◇ Carollo, C.M., Danziger, I.J., Buson, L., 1993, MNRAS 265, 553
- ◇ Carollo, C.M., Danziger, I.J. 1994a, MNRAS 270, 523C
- ◇ Carollo, C.M., Danziger, I.J. 1994b, MNRAS 270, 743C
- ◇ Chiappini, C., Matteucci, F., Gratton, R. 1997, ApJ 477, 765
- ◇ Copin Y., Bacon, R., Bureau, M., Davies, R.L., Emsellem, E., Kuntschner, H., Miller, B., Peletier, R., Verolme, E.K., de Zeeuw, P.T. 2001, SF2A 2001, Ed. F.Combes, D.Barret, F.Thevenin, *EDPS Conf. Series in Astronomy & Astrophysics*, 289-292
- ◇ da Costa, L.N., Willmer, C.N.A., Pellegrini, P.S., Chaves, O.L., Rit e, C., Maia, M.A.G., Geller, M.J., Latham, D.W., Kurtz, M.J., Huchra, J.P., Ramella, M., Fairall, A.P., Smith, C., Lpari, S. 1998, AJ 116, 1
- ◇ da Costa, L.N., Bernardi, M., Alonso, M.V., Wegner, G., Willmer, C.N.A., Pellegrini, P.S., Rit e, C., Maia, M.A.G. 2000, AJ 120, 95
- ◇ Davies, R., Sadler, E., Peletier, R. 1993, MNRAS 262, 650
- ◇ Davis, M., Efstathiou, G., Frenk, C., White, S. 1985, ApJ 292, 371
- ◇ Dressler, A., Oemler, A., Jr., Couch, W.J., Smail, I., Ellis, R.S., Barger, A., Butcher, H., Poggianti, B.M., Sharples, R.M. 1997, ApJ 490, 577
- ◇ Eggen, Lynden-Bell, Sandage 1962, ApJ 136, 748E
- ◇ Faber, S.M., Friel, E.D., Burstein, D., Gaskell, C.M. 1985, ApJ 57, 711
- ◇ Fisher, D., Franx, M., Illingworth, G. 1995, ApJ 448, 119
- ◇ Fisher, D. 1997, AJ 113, 950
- ◇ Genzel, R., Tacconi, L.J., Rigopoulou, D., Lutz, D., Tecza, M. 2001, ApJ 563, 527
- ◇ Gonz alez J.J. 1993, Tese de Doutorado, *University of California, Santa Cruz*
- ◇ Hubble, E.P. 1936, *The Realm of the Nebulae*, New Haven: Yale University Press

- ◊ Hughes, D.H., Serjeant, S., Dunlop, J., Rowan-Robinson, M., Blain, A., Mann, R.G., Ivison, R., Peacock, J., Efstathiou, A., Gear, W., Oliver, S., Lawrence, A., Longair, M., Goldschmidt, P., Jenness, T. 1998, *Natur* 394, 241
- ◊ Kobayashi, C. e Arimoto, N. 1999, *ApJ* 527, 573
- ◊ Kormendy, J. 1989, *ApJL* 342, 63
- ◊ Kormendy, J., Bender, R., Richstone, D., Ajhar, E.A., Dressler, A., Faber, S.M., Gebhardt, K., Grillmair, C., Lauer, T.R., Tremaine, S. 1996, *ApJ* 459L, 57
- ◊ Kuntschner, H. 2000, *MNRAS* 315, 184
- ◊ Kurtz, M.J., Mink, D.J. 1998, *PASP* 110, 934
- ◊ Larson, R. 1974, *MNRAS* 166, 585L
- ◊ Larson, R. 1990, *PASP* 102, 709L
- ◊ Lidman, C., Beletic, J., Beloux, C. 1996, *CCD#39 Installation & Test Report*
- ◊ Lilly, S.J., Tresse, L., Hammer, F., Crampton, David, Le Fevre, O. 1995, *ApJL* 455, 108
- ◊ Martinelli, A., Matteucci, F., Colafrancesco, S. 1998, *MNRAS* 298, 42
- ◊ Massey, P., Valdes, F., Barnes, J. 1992, *A User's Guide to Reducing Slit Spectra with IRAF*
- ◊ Matteucci, F. 1994, *A&A* 288, 57
- ◊ Morbey, C.L., McClure, R.D. 1985, *PASP* 97, 110
- ◊ Rit e, C. 1998, *Tratamento de Dados em Astronomia Extragal tica: Uma aplica o Para o Estudo de Bojos de Galáxias*, Tese de Doutorado, ON (Pub. Especial N 17/98)
- ◊ Rix, H.-W., Franx, M., Fisher, D., Illingworth, G. 1992, *ApJL* 400L, 5
- ◊ Rubin, V.C., Graham, J.A., Kenney, J.D.P. 1992, *ApJL* 394, 9
- ◊ Sandage, A. 1961, *The Hubble Atlas of Galaxies, Washington: Carnegie Institution*
- ◊ Steidel, C.C. 1999, *PNAS* 96, 4232
- ◊ Steinmetz, M., Navarro, J.F. 2002, *NewA* 7, 155
- ◊ Tinsley, B., Larson, R. 1979, *MNRAS* 186, 503
- ◊ Tonry, J.T., Davis, M. 1979, *AJ* 84, 1511
- ◊ Toomre, A., Toomre, J. 1972, *ApJ* 178, 623
- ◊ Trager, S.C., Faber, S.M., Worthey, G., González, J.J. 2000, *AJ* 119, 1645
- ◊ Tripicco, M.J., Bell, R.A. 1995, *AJ* 110, 3035
- ◊ van Albada, T.S. 1982, *MNRAS* 201, 939
- ◊ Worthey, G. 1994, *ApJS* 95, 107
- ◊ Worthey, G., Ottaviani, D.L. 1997, *ApJS* 111, 377
- ◊ Vorontsov-Vel'yaminov 1987, *Extragalactic astronomy, Harwood Academic Pub.*