

Universidade Federal do Rio de Janeiro
Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza
Departamento de Astronomia
Observatório do Valongo

Estrutura de Galáxias HII

Projeto de fim de curso

Bruna Vajgel

Orientador: Dr. Eduardo Telles (ON/MCT)

Apresentada como requisito para
a obtenção do grau de astrônomo.

Rio de Janeiro -Dezembro de 2007

Conteúdo

1	Introdução	1
1.1	Introdução Histórica	1
1.2	Propriedades Espectrais no Óptico	2
1.3	Classificação Morfológica	6
1.4	Ambiente	8
1.5	Idade das Galáxias HII	10
1.6	Motivação cosmológica para o Estudo de Galáxias HII	12
1.7	Objetivos do Projeto	12
2	Observações e Redução de Dados	13
2.1	Amostra	13
2.2	Redução Básica	17
2.3	Calibração Fotométrica	18
2.3.1	Comparação com a literatura	20
2.4	Correção de Extinção	22
3	Resultados e Discussões	25
3.1	Magnitudes Absolutas Integradas	25
3.2	Descrição Morfológica	26
3.3	Cores e comparação com um modelo de síntese de populações	28
3.4	A relação Luminosidade - Metalicidade	32
4	Conclusões	37
	REFERÊNCIAS	39
A	Catálogo Morfológico de galáxias HII	41
A.1	Galáxias Tipo I	42
A.2	Galáxias Tipo II	46
B	Cálculo dos Erros das Magnitudes Aparentes Observadas	51

Agradecimentos

Agradeço a minha família, meu grande pilar, minha grande fonte de inspiração e meu grande orgulho, sem a qual eu não teria chegado até onde hoje cheguei. Quero agradecer aos meus amigos que sempre tiveram ao meu lado, principalmente, Maurício, Marcelo, Luan e Marcus que me acompanharam de perto nesta reta final. Agradeço, em especial, ao meu orientador Eduardo Telles pelas oportunidades de trabalho e por toda sua contribuição na minha formação científica. Gostaria também de manifestar minha gratidão pelos meus amigos de infância Bárbara, Ana Clara, Fábio, Leonardo, Milton, Natália e Renata que junto comigo encerram mais essa etapa. Gostaria também de agradecer com muito carinho ao meu companheiro João pelo seu apoio incondicional.

Resumo

Galáxias HII são galáxias do universo local, selecionadas a partir de placas de prisma objetivo, e estão sofrendo formação estelar violenta. Justamente devido a esta propriedade observacional, essa classe de galáxias foi alvo de extensos trabalhos espectroscópicos para caracterizar as condições físicas de seu meio interestelar. A alta taxa de formação estelar combinada com a baixa abundância de elementos pesados deduzida de seus espectros levanta a questão sobre se algumas delas poderiam ser galáxias verdadeiramente “jovens”. De qualquer forma, aparentemente essas são as galáxias próximas mais jovens, que podem ser estudadas em detalhe e suas propriedades estruturais oferecem uma indicação importante sobre a relação evolutiva e a origem das galáxias anãs no universo. Para podermos inferir a história de formação estelar em galáxias HII, necessitamos de informações em uma faixa espectral ampla. Para este projeto obtivemos imagens no visível nos telescópios de 0.60 m B&C e de 1.60 m do Laboratório Nacional de Astrofísica, para uma amostra de 42 objetos em quatro bandas fotométricas (B, V, R e I), que, combinadas com modelos recentes de síntese evolutiva, possibilitaram restringir a natureza da população e sua distribuição espacial. Com essa amostra construímos um catálogo morfológico com fotometria em banda larga. A análise inicial das propriedades morfológicas sugeriu que as galáxias podem ser classificadas em duas classes segregadas pela regularidade das isofotas externas e pela presença de perturbações, em consonância com o que já havia sido proposto na literatura: Tipo I são luminosas e têm envelopes irregulares ou perturbados, enquanto que galáxias do Tipo II são menos luminosas e tem isofotas externas regulares. Nosso trabalho também permitiu analisar o comportamento das galáxias HII na relação metalicidade-luminosidade para galáxias anãs. Essa relação é interpretada como uma relação entre a massa e a metalicidade para galáxias anãs de baixo brilho superficial (dSph e dIrr) e tem implicações diretas sobre sua formação e evolução e sobre as possíveis conexões evolutivas entre as galáxias HII e os outros tipos de galáxias anãs.

Capítulo 1

Introdução

1.1 Introdução Histórica

Em 1972, Searle e Sargent descobriram objetos extragalácticos com abundância de elementos pesados (Z) extremamente baixa (entre 0.2 e 0.05 Z_{\odot}), ao estudarem as propriedades de duas galáxias intrigantes (IZw18 e IIZw40) do catálogo de objetos compactos de Zwicky, que são caracterizadas por suas cores muito azuis. Posteriormente, foram observadas linhas de emissão extremamente intensas, indicando a presença de um grande número de estrelas de alta massa (estrelas do tipo espectral O e B), evidenciando um espectro no óptico indistinguível das regiões HII (regiões onde ocorrem surtos de formação estelar (FE) a uma taxa muito elevada) e, por isso, denominaram-nas de “regiões HII gigantes extragalácticas”. Em seu trabalho, Searle & Sargent (1972) enfatizaram que tais galáxias poderiam ser genuinamente jovens no processo de formação no universo local, já que elas apresentavam uma abundância de metais inferior a um décimo da abundância solar ($Z_{\odot} = 0.02$) e são mais baixas do que aquelas encontradas em regiões HII, localizadas nos braços das galáxias espirais. Dessa forma, elas passaram a motivar novas buscas sistemáticas por galáxias “genuinamente jovens ou galáxias pouco evoluídas” (Kunth & Östlin 2000).

A história da astronomia está permeada de reincidências e superposições classificatórias, onde um mesmo objeto pode integrar catálogos distintos devido a diferentes critérios de classificação. Quando os objetos acima mencionados foram observados, surgiu uma série de termos para denominá-los, tais como “blue compact galaxy”, galáxias HII, todos eles, em sua essência, possuindo o mesmo significado. A diferença de nomenclatura encontra-se na forma como esses objetos foram selecionados. As galáxias HII foram detectadas com placas de prisma objetivo devido às suas intensas linhas de emissão na faixa visível do espectro eletromagnético (entre 3000Å e 7000Å). Já as BCDs (“blue compact dwarf galaxy”, galáxias anãs azuis compactas) foram selecionadas pelo excesso de cor no UV e por sua morfologia extremamente compacta.

Neste sentido, podemos, então, definir o que são galáxias HII: são galáxias anãs do universo local (“redshift” menor que 0.1), pouco evoluídas quimicamente, de baixa

luminosidade, possuindo um alto conteúdo de gás, porém com baixo conteúdo de poeira. Sua principal característica é a alta taxa de formação estelar observada, produto de um intenso evento de formação estelar atual, que domina a luminosidade observada e os efeitos hidrodinâmicos no meio interestelar da galáxia.

1.2 Propriedades Espectrais no Óptico

As galáxias HII têm suas propriedades no óptico dominadas pelo evento de “Starburst” (termo que designa intensos surtos de formação estelar). Seu alto conteúdo de gás é fotoionizado pelas estrelas OBs de alta massa, recém formadas, que emitem principalmente fótons no UV com energia maior ou igual a 13.6 eV (energia de ionização do átomo de hidrogênio). Todos esses processos resultam em espectros com características muito marcantes, que são produtos da superposição dos espectros estelares e do gás ionizado.

O contínuo das galáxias HII é baixo com um leve excesso de cor na região azul do espectro, proveniente da emissão das estrelas de alta massa ($M > 20 M_{\odot}$), cujo pico encontra-se nessa faixa espectral. As linhas de emissão extremamente intensas refletem a fotoionização do gás, podendo ser observadas tanto as linhas permitidas quanto as linhas proibidas. Os principais exemplares das linhas permitidas são as linhas de recombinação (elétron cascadeando dos níveis superiores de energia para os níveis inferiores) do hidrogênio e do hélio, que independem das condições físicas do meio. Esses átomos ao serem excitados para níveis superiores de energia, irão espontaneamente emitir fótons para retornar ao níveis menos energéticos. Já as linhas proibidas são transições com baixa probabilidade de ocorrer, sendo somente observadas em meios pouco densos. Como a nuvem que envolve o aglomerado de estrelas ionizante tem baixa densidade, os átomos após serem excitados, conseguem se desexcitar radiativamente, sem antes colidir com outra partícula. Por isso, é possível observar as linhas referentes a essas transições, principalmente dos íons de oxigênio, nitrogênio, enxofre e neônio. Para serem diferenciadas das demais, as linhas proibidas são escritas entre colchetes.

Nas figuras 1.1 - 1.4, podemos observar exemplos de espectro típicos de duas galáxias HII, retirados de Kehrig et al. (2004), e suas principais características como o baixo contínuo levemente crescente na direção dos comprimentos de onda menores (azuis), as intensas linhas de emissão da série de Balmer, principalmente $H\alpha$ e $H\beta$, além das linhas de hélio neutro. Vemos também as linhas proibidas dos átomos de oxigênio [OIII] $\lambda 4959$ e $\lambda 5007$, [OIII] $\lambda 4363$ e os dubletos de [OII] $\lambda 3726$ e $\lambda 3729$ (as quais não são resolvidas para espectros de baixa resolução), as linhas do nitrogênio [NII] $\lambda 6548$ e $\lambda 6583$ e as linhas de enxofre [SII] $\lambda 6716$ e $\lambda 6731$.

Galáxias HII são objetos ideais para estudos que requerem ambientes com baixa abundância, tal como os estudos de abundância do hélio primordial e evolução química. Para derivar essa grandeza é necessário calcular a temperatura e a densidade eletrônica. A derivação das propriedades físicas, a seguir, baseia-se em Pagel et al. (1992)

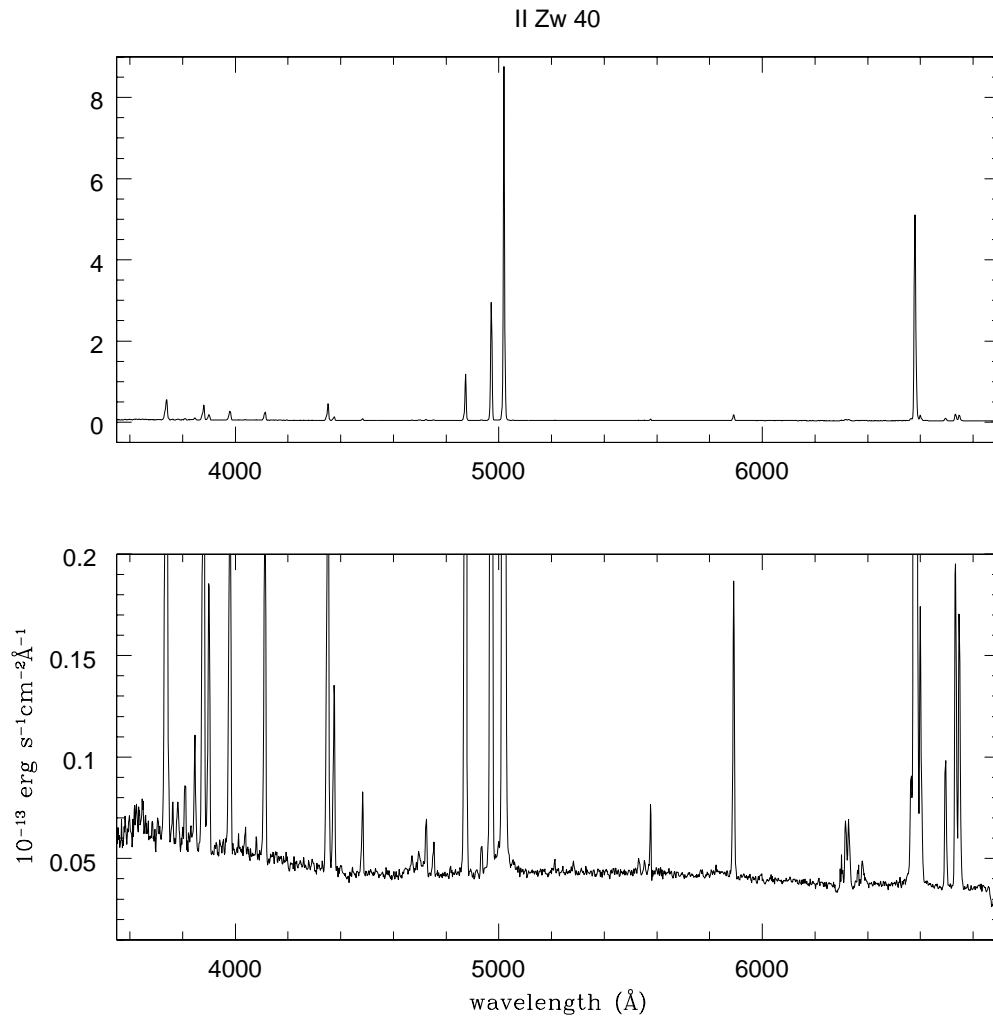


Figura 1.1: Espectro de II Zw 40, uma das galáxias com baixa metalicidade mais bem estudada.

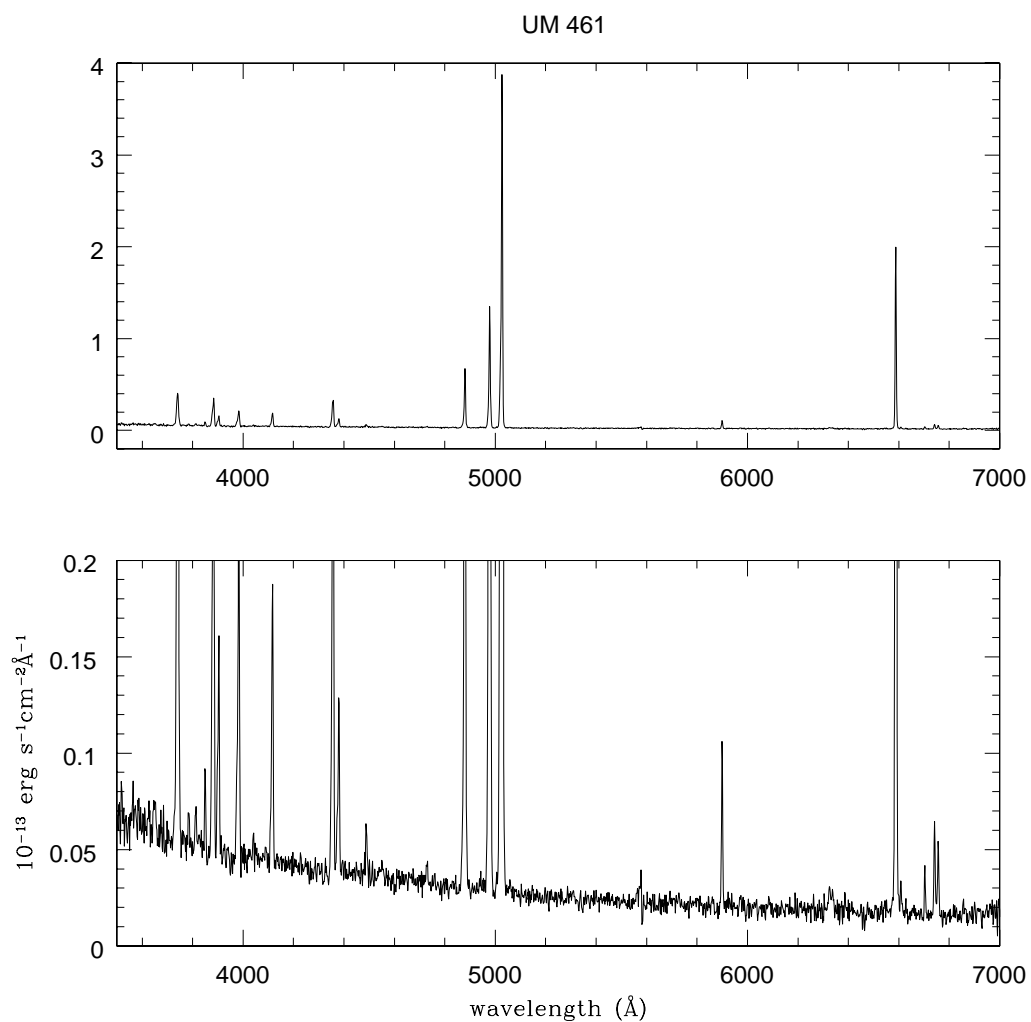


Figura 1.2: Espectro integrado de UM 461, uma galáxia que possui duas regiões de formação estelar.

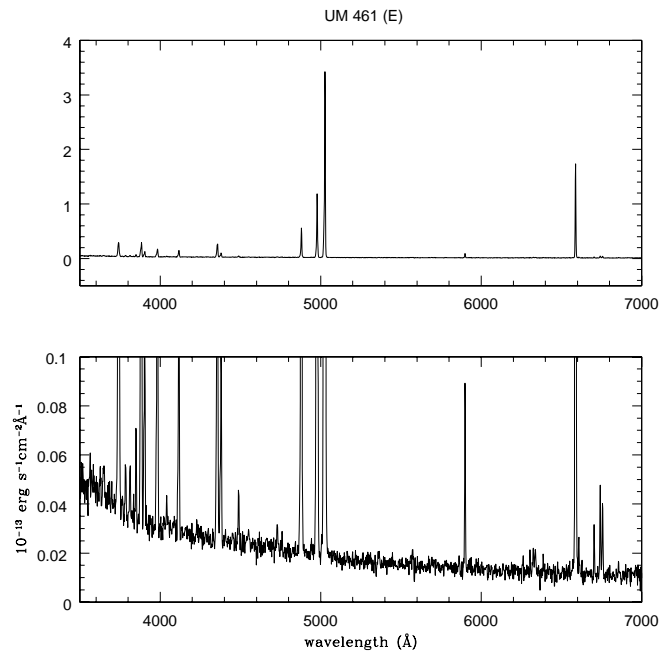


Figura 1.3: Espectro de UM 461 (E), uma região de formação estelar muito brilhante da galáxia UM 461.

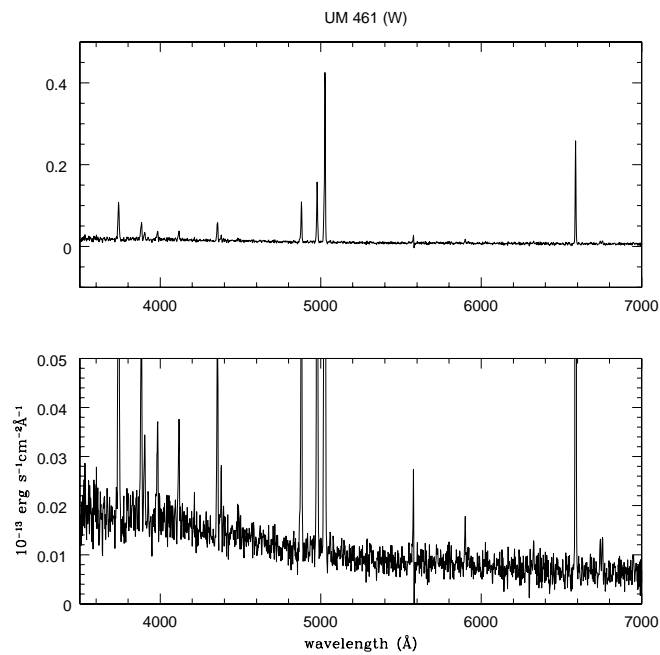


Figura 1.4: Espectro de UM 461 (W), a outra região de formação estelar da galáxia UM 461.

As temperaturas eletrônicas são determinadas comparando os fluxos do duplete [OIII] λ 4959, 5007 com [OIII] λ 4363, e são encontradas iterativamente, como está demonstrado abaixo:

$$T_e \equiv T_e(OIII) = 1.432 \log R - 0.85 + 0.03 \log T_e + \log(1 + 0.0433 x T_e^{0.06})^{-1}, \quad (1.1)$$

onde T_e é a temperatura eletrônica em unidades de 10^4 K, $x = 10^{-4} n_e T_2^{-1/2}$, n_e é a densidade eletrônica em cm^{-3} e $R \equiv (4959 + 5007)/4363$. Baseado nos modelos de Stasinska (1990), os quais sugerem que a temperatura eletrônica em regiões ionizadas diminui com o raio, a relação entre as temperaturas em regiões de diferentes ionizações pode ser parametrizada como:

$$T_2^{-1} \equiv T_e(OII, NII, SII)^{-1} = 0.5 T_e^{-1} + 0.8. \quad (1.2)$$

A densidade eletrônica pode ser determinada comparando as intensidades de duas linhas do mesmo íon emitidas de níveis diferentes, mas com energia de excitação aproximadamente igual, de forma que as taxas relativas de excitação dos dois níveis dependam somente da razão da intensidade de colisão. Os melhores exemplos de linhas que podem ser utilizadas para medir a densidade eletrônica são [OII] λ 3729/ λ 3726 e [SII] λ 6716/ λ 6731. Na prática, somente a razão de linhas de [SII] pode ser usada, pois dificilmente as linhas de [OII] são resolvidas.

Cada elemento químico tem uma fórmula específica para o cálculo de sua abundância, por isso, nesse texto só será mostrado a determinação da abundância de oxigênio, que foi a única utilizada em todo o projeto.

A abundância de oxigênio pode ser aproximada pela soma do íons O^+ e O^{++} , que são estimados a partir dos fluxos relativos das linhas de [OIII] e [OII], como demonstrado abaixo:

$$12 + \log(O^{++}/H^+) = \log \frac{4959 + 5007}{H\beta} + 6.174 + \frac{1.251}{T_e} - 0.55 \log T_e \quad (1.3)$$

$$12 + \log(O^+/H^+) = \log \frac{3726 + 3729}{H\beta} + 5.890 + \frac{1.676}{T_2} - 0.40 \log T_2 + \log(1 + 1.35x) \quad (1.4)$$

$$12 + \log(O/H) = 12 + \log(O^+/H^+ + O^{++}/H^+) \quad (1.5)$$

Pode-se também estimar a abundância de oxigênio através de calibrações empíricas, utilizando somente as linhas de [OIII] + [OII], como está descrito em Edmunds & Pagel(1984), porém este método não fornece medidas acuradas. Para isso, é necessário ter medidas diretas da linha de [OIII] λ 4363.

1.3 Classificação Morfológica

As galáxias HII chamam atenção também por apresentarem uma morfologia bastante variada (Kunth et al. 1988). Algumas tentativas foram feitas no sentido de elaborar

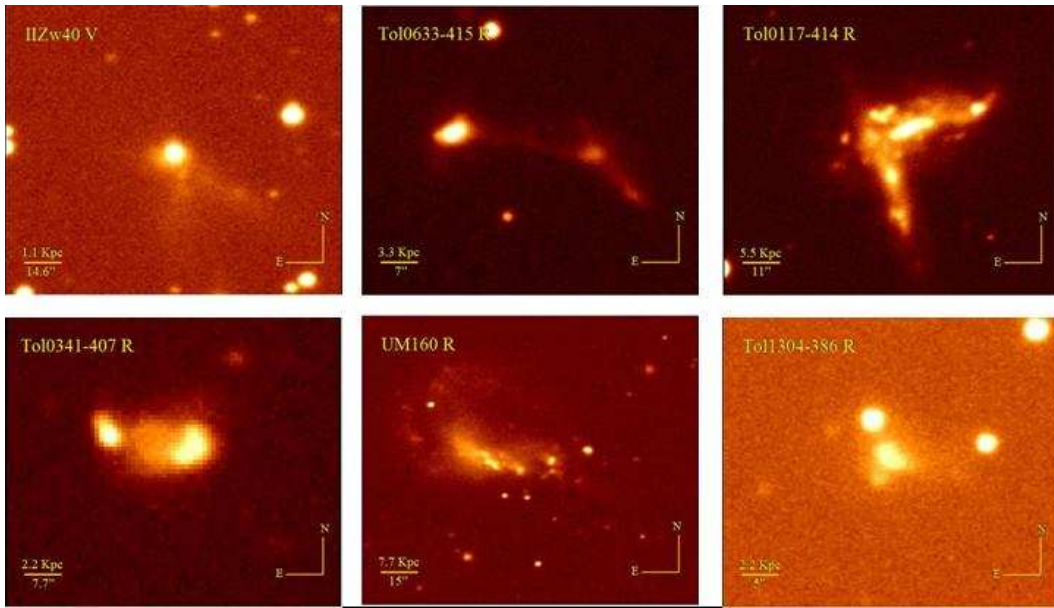


Figura 1.5: Exemplos de galáxias do Tipo I

um sistema de classificação morfológica, sem no entanto, alcançar um sucesso completo. Entre esses sistemas se destacam os de Loose & Thuan (1985) e, posteriormente, Telles et al. (1997). Em particular, seguindo os critérios de Telles et al. (1997), as galáxias foram divididas em duas classes:

- Tipo I: objetos que apresentam uma morfologia perturbada e irregular, às vezes possuindo algum tipo de extensões como caudas.
- Tipo II: galáxias compactas e regulares, que apresentam alguma simetria.

Podemos observar bem essas diferenças nas figuras 1.5 e 1.6 retiradas do nosso catálogo, onde estão representadas as galáxias III do Tipo I e do Tipo II, respectivamente.

Essa classificação morfológica permitiu segregar as galáxias em classes de luminosidade, onde foi constatado que as galáxias do Tipo I são mais luminosas do que aquelas classificadas morfológicamente como do Tipo II. Daí surge uma relação morfologia-luminosidade que possivelmente pode estar associada ao processo de formação da galáxia ou ao menos ao mecanismo físico que originou o “starburst” atual observado.

A diferença de morfologia pode estar indicando que os surtos de formação estelar podem ter sido engatilhados por diferentes mecanismos. As galáxias Tipo I, por exemplo, apresentam caudas e certas extensões que parecem ser resultado do efeito de maré. Algumas galáxias aparentam estar sofrendo interações gravitacionais com galáxias companheiras, outras podem ser o produto final de um “merger” entre uma ou mais galáxias (“merger” é o termo que designa a fusão de uma ou mais galáxias como

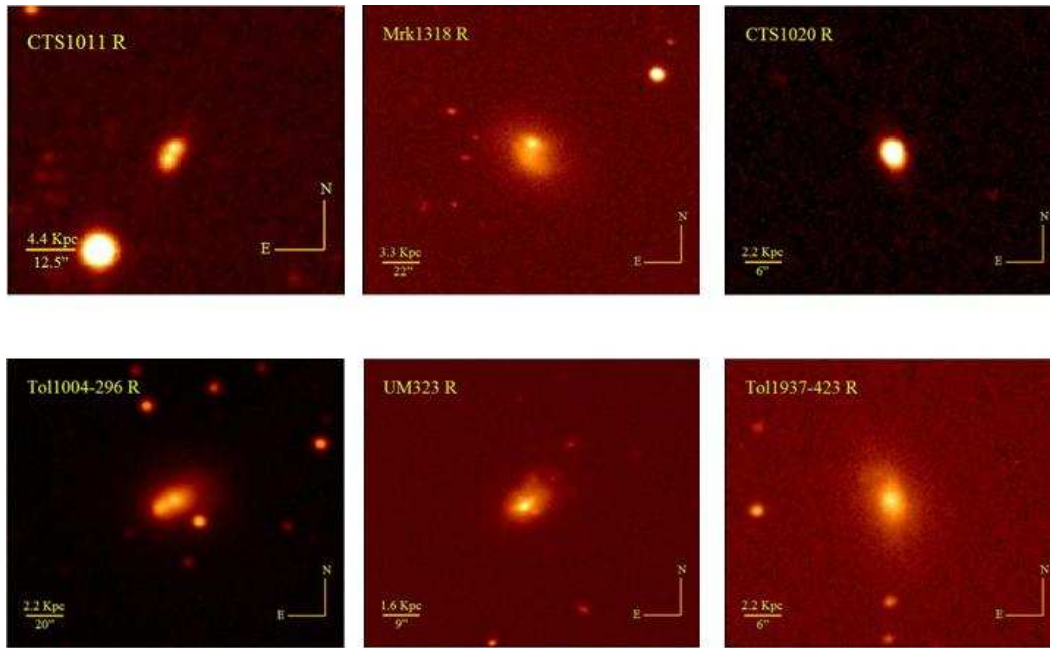


Figura 1.6: Exemplos de galáxias do Tipo II

o resultado do processo de interação entre elas). Nesse contexto, é natural também que o produto final dessa interação ou “merger” seja uma galáxia mais maciça ou luminosa.

Já os eventos de formação estelar observados nas galáxias Tipo II não apresentam evidências claras de que a formação estelar pode ser oriundos de interações. Possivelmente, esses eventos devem ser uma consequência exclusiva de processos físicos internos, já que esses são sistemas isolados. As principais causas podem ser a formação estocástica, onde o gás é descrito como um sistema caótico de partículas, que interagem entre si através de choques, até que a nuvem alcance as condições físicas necessárias para formar estrelas; ou a formação de estrelas se dá de forma auto-propagante, onde pequenas perturbações no meio interestelar crescem e colapsam, dando origem a um foco local de fragmentação da nuvem, formando as primeiras estrelas, e em consequência da propagação de ondas de choque no meio, inicia-se novos núcleos de formação de estrelas em ordem sequencial e auto-regulante.

1.4 Ambiente

Uma questão fundamental no estudo das galáxias HII é a origem desse evento de formação estelar. O evento “starburst” é observado desde em regiões HII de escalas galácticas, como 30 Doradus, passando por galáxias HII, galáxias com “starburst” nuclear (conhecidas como “starburst” clássico; galáxia espiral com uma intensa formação estelar no núcleo), chegando às ULIRGS (“Ultra Luminous Infra-Red Galaxies”, galáxias ultra luminosas no infravermelho) e, quem sabe, Quasares.

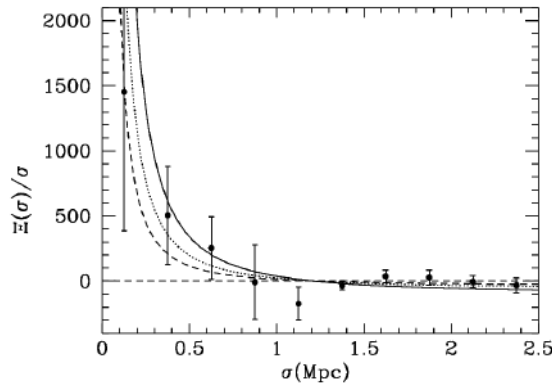


Figura 1.7: Correlação cruzada entre galáxias HII e galáxias de baixo brilho de campo do APM, $\Xi_{hg}(\sigma)/\sigma$. Os pontos mostram nossas medidas. As linhas sólida, pontilhada e tracejada mostram a previsão de Ξ para $r_0 = 5.1, 3.7$ e $2.7h^{-1}$ Mpc respectivamente. De Telles & Maddox (2000).

Em muitos objetos, o surto de formação estelar se dá na região central, $r < 1$ kpc. Neste caso, o surto é alimentado por gás que se acumula no centro; um mecanismo eficaz para isso está ligado à presença de barras nas galáxias espirais. Em outros casos, o surto de formação estelar ocorre em pequenas regiões nos braços das galáxias espirais, estimulados pelas ondas de densidade e pelo efeito de maré.

Para galáxias em alto “redshift”, o mecanismo que dispara o “starburst” é, provavelmente, a colisão entre galáxias; estas colisões podem levar à fusão das galáxias ou a formação de caudas de maré. O encontro entre duas galáxias ricas em gás provoca um choque do gás, que pode atingir as condições propícias para a formação estelar. Para as galáxias HII o mecanismo que engatilha o surto ainda gera grandes discussões.

Estudos anteriores das propriedades ambientais e de aglomeração de galáxias HII concordam que estas são galáxias isoladas e que não estão associadas com nenhuma galáxia gigante, não sendo portanto, restos de sistemas fortemente interagentes (Telles & Terlevich, 1995). Esses resultados mostram que não há evidência de agentes externos responsáveis pelo episódio atual de formação estelar violenta. Um cenário alternativo, onde as galáxias HII seriam engatilhadas por outras anãs ou por nuvens de HI intergalácticas, foi proposto por Melnick (1987) e Taylor (1997).

Telles & Maddox (2000) investigaram os efeitos ambientais de uma amostra de 160 galáxias HII de baixo redshift, fazendo uma correlação cruzada entre suas posições no céu e as galáxias de baixo brilho do catálogo APM. O principal resultado por eles encontrado está ilustrado na Figura 1.7. Não há um grande excesso de vizinhos próximos ao redor de galáxias HII comparado a galáxias normais. Novamente, isso é incompatível com a sugestão de que galáxias HII sejam engatilhadas através de interações de maré com galáxias próximas de baixa massa. De qualquer forma, se tornou claro que, ao menos, uma fração dessa classe de galáxias é efetivamente isolada.

O ponto a ser discutido aqui não é somente a presença de candidatos a agentes enga-

tilhadores, mas o mecanismo que engatilha a formação estelar (FE). As observações de estruturas no meio interestelar (ISM) e a presença de nódulos de FE, evidenciados pela presença de aglutinações de super aglomerados estelares (SSC, “super stellar cluster”), indicam que ao invés de ter ocorrido um único grande surto, a FE deve ter ocorrido localmente e foi se espalhando ou se distribuindo estocasticamente.

1.5 Idade das Galáxias HII

A hipótese de que as galáxias HII são galáxias jovens vem do fato que o “starburst” atual domina não só o espectro, mas também a emissão no óptico de toda a extensão da imagem direta fotográfica, sem que haja evidência da existência de uma galáxia subjacente.

No entanto, através de um método que associa fotometria superficial de banda estreita com banda larga no óptico, identificou-se neste tipo de objetos um envelope externo de baixo brilho superficial, que circunda as regiões centrais de “starburst” (Telles et al. 1997; Papaderos et al. 1997). Nesta região não se detecta emissão de linhas, indicando que a emissão deve ser resultante do contínuo estelar não ionizante. Essa foi a evidência que mostrou que esses objetos possuem uma história de formação estelar passada.

Dessa forma, podemos dividir as galáxias HII em duas componentes estruturais, de populações estelares distintas:

- “Starburst”: É a região onde está efetivamente ocorrendo o processo de formação estelar atual. Nela pode-se detectar a emissão do gás através de observações na banda estreita sobre na região de emissão de $H\alpha$. Sua componente estelar é dominada por estrelas jovens e ionizantes do gás, formadas no atual episódio de formação estelar.
- Galáxia Subjacente: A luz proveniente dessas regiões de baixo brilho superficial, onde não se observa emissão de linhas, é representativa de uma componente estelar formada anteriormente, ou seja, de estrelas frias e de baixa massa ou massa intermediária. A cor dessa região é mais vermelha, pois as estrelas de alta massa formadas no episódio anterior já evoluíram e explodiram em supernovas (SNe), logo só quem contribui para a luminosidade dessa estrutura são as estrelas de tipos espectrais A, F, G, K e M, que agora estão na fase de gigante vermelha. Como as regiões centrais das galáxias HII são dominadas pela emissão do “starburst”, só é possível observar a componente subjacente nas regiões mais externas da galáxia. Observações no infravermelho são, provalmente, ainda mais adequadas para identificação destas regiões, devido à maior emissão de estrelas velhas e de idades intermediárias, além da menor possibilidade de contaminação por parte das populações jovens.

Se não fosse pela descoberta de um envelope externo formado por estrelas velhas nas galáxias HII, suas características peculiares nos fariam acreditar que esse tipo de objetos estaria passando pelo seu primeiro processo de formação estelar. Izotov et al. (1999) acreditava que galáxias com $12 + \log(O/H) \leq 7.6$ estariam sofrendo seu primeiro episódio de formação estelar e, portanto, seriam galáxias jovens, com não mais do que 4×10^7 anos, que ainda estariam se formando no universo local. Essa hipótese era baseada no fato desses objetos não terem tido tempo suficiente para que as estrelas de massa intermediária lançassem no meio sua produção de metais.

A galáxia IZw18 era a mais forte candidata, pois ela tinha a mais baixa abundância de oxigênio já medida ($1/50 Z_{\odot}$) e sua população estelar aparentava ser dominada por estrelas jovens. Contudo, Momany et al. (2005), analisando imagens do Hubble Space Telescope, encontrou evidências de estrelas do topo do ramo das gigantes vermelhas. Essa detecção é inconsistente com a estimativa de idade anteriormente feita, portanto, foi descartada a hipótese da galáxia IZw18 estar formando sua primeira geração de estrelas.

Algumas outras galáxias HII próximas, também observadas com o HST, mostram uma população no ponto superior do ramo das gigantes vermelhas, indicando a presença de estrelas mais velhas do que 1 Gano (Schulte-Ladbeck et al. 2000,2001; Crone et al. 2002). Da luz integrada no óptico e no infra-vermelho, foram detectados halos vermelhos extensos, também indicando idades de pelo menos 1 Gano (Telles, Melnick & Terlevich 1997, Telles & Terlevich 1997, Telles, Sampson & Tapia 2003).

Sabe-se que as galáxias HII não podem ter mantido a taxa de formação estelar atual (SFR, “Star Formation Rate”) durante toda a sua vida. A taxa de formação de estrelas OBs está estimada numa faixa entre 0.1 e $1 M_{solar}$ por ano. Esse ritmo não poderia ter sido sustentado por mais de 10^9 anos sem que fosse extinto todo o seu reservatório de gás (aproximadamente $10^8 - 10^9 M_{solar}$, Thuan & Martin 1981). Logo, a formação estelar não deve ter ocorrido de forma contínua e sim em surtos de 10^7 anos seguidos por longos intervalos latentes, da ordem de $1 - 3 \times 10^9$ anos (Papaderos et al. 1996). Ainda não está claro como funcionam os processos associados à origem dos surtos de formação estelar e aos longos períodos de quiescência. Alguns autores propõem que, mesmo nos períodos de quiescência, ocorra formação estelar em uma taxa baixa, mas contínua, e essa geração de estrelas seria uma fonte não desprezível de novos elementos no meio interestelar (Legrand 2000).

Um passo importante e conclusivo foi dado pelo trabalho de Westera et al. (2004), que através da análise da amostra de Kehrig et al. (2004) pode medir as intensidades dos índices estelares das linhas de absorção dos espectros integrados. Desta análise, pode-se concluir que as galáxias HII devem ter passado por pelo menos três episódios de formação estelar em sua história, sendo que o conteúdo de estrelas velhas deve datar de pelo menos 5 Ganos, além dos eventos atuais e, em média, um evento de idade intermediária de ≈ 1 Gano. Com isso, descarta-se a possibilidade de que essas galáxias estejam formando sua primeira geração de estrelas no universo local.

1.6 Motivação cosmológica para o Estudo de Galáxias HII

Segundo os modelos hierárquicos de formação de estruturas no universo (Kauffmann et al. 1993, Cole et al. 1994), as estruturas de baixa massa (galáxias anãs) são os primeiros objetos a colapsar, a partir de flutuações de densidade no início do universo, dando origem a sistemas maiores através de fusões. Tem-se aqui uma das maiores motivações para se estudar galáxias HII: por encontrarem-se tão perto de nós (universo local), as galáxias HII representam as galáxias mais pobres em metais e com um surto de FE atual, que podem ser observadas com detalhe, o que as torna bons objetos para a comparação com galáxias em formação em alto “redshift” (Kunth & Östlin 2000). Portanto, seu estudo pode nos ajudar a entender como se formaram e como evoluíram as primeiras galáxias do universo.

As galáxias anãs não são só importantes ferramentas para entender os processos de formação de galáxias, que segundo os modelos hierárquicos de formação em larga escala seriam as primeiras estruturas a se formarem no universo. Elas também são essenciais para se entender melhor os processos de formação de estrelas maciças em nuvens de gás de baixa metalicidade e são um bom teste para os modelos de evolução química.

1.7 Objetivos do Projeto

Este trabalho tem como objetivo explorar as propriedades fotométricas das galáxias HII, através da construção de um catálogo morfológico contendo 42 objetos, com imagens nos filtros B, V, R e I, que nos possibilitará fazer um estudo sobre suas estruturas morfológicas no óptico. Além disso analisaremos a relação entre a luminosidade e metalicidade, que pode nos auxiliar na compreensão do motivo dessas galáxias terem uma abundância de elementos pesados tão baixa, se elas não estão formando sua primeira geração de estrelas. Comparamos também a relação luminosidade metalicidade das galáxias HII com as galáxias anãs do universo local para verificarmos as possíveis conexões evolutivas entre esses objetos, os quais possuem uma estrutura muito similar. Por fim, a partir da fotometria integrada, faremos uma análise das cores que, combinadas com modelos de síntese de populações estelares, nos propiciarão inferir algumas propriedades sobre as populações estelares das galáxias HII.

Neste trabalho, apresentaremos no Capítulo 2 as nossas observações e os procedimentos executados na redução, calibração fotométrica e correção de extinção. No Capítulo 3 serão abordados os resultados do projeto concomitantemente com as discussões dos temas relacionados e, finalmente, no último capítulo serão expostas as conclusões desse estudo.

Capítulo 2

Observações e Redução de Dados

2.1 Amostra

A amostra desse trabalho é composta por imagens observadas no telescópios de 0.60 m e 1.60 m do LNA (Laboratório Nacional de Astrofísica), feitas no filtros B, V, R e I. As galáxias foram selecionadas de diversos catálogos, dentre eles os catálogos da Universidade de Michigan (MacAlpine & Williams 1981), de Tololo (Smith et al. 1976), de CalanTololo, a lista de Markarian (Markarian et al. 1981) e o catálogo de Zwicky (Zwicky 1971). A tabela 2.1 abaixo apresenta as coordenadas das galáxias, assim como os filtros, nos quais elas foram observadas, o tempo de exposição, a data da missão, seu “redshift” e sua distância (assumimos $H_0 = 72 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$).

Tabela 2.1: Lista de Observações

Galáxias	A.R.	DEC	F.	EXP. [s]	Data	z	Distância [Mpc]
MRK 557	00 48 53.2	-02 22 56	B	1200	06/09/99	0.0195	77.18
			V	1200	06/09/99		
			R	1200	06/09/99		
			I	1200	06/09/99		
Mrk 0969	01 02 40.1	-12 50 51	B	600	20/08/98	0.0207	83.10
			V	600	20/08/98		
			R	600	20/08/98		
			I	600	20/08/98		
Tol 0117-414	01 19 56.8	-41 14 11	B	600	20/08/98	0.0176	70.31
			V	600	20/08/98		
			R	600	20/08/98		
			I	600	20/08/98		
UM 323	01 26 46.6	-00 38 46	B	600	20/08/98	0.0062	22.63
			V	600	20/08/98		

Galáxias	A.R.	DEC	F.	Tempo [s]	Data	z	Distância [Mpc]
			R	600	20/08/98		
			I	600	20/08/98		
Tol 0341-407E	03 42 49.4	-40 35 56	R	600	17/08/98	0.0148	61.53
Tol 0538-416	05 40 07.5	-41 37 07	R	1200	11/02/05	0.0450	190.9
IIZW40	05 55 38.8	03 24 24	B	1200	17/03/04	0.0026	11.70
			V	1200	17/03/04		
			I	1200	17/03/04		
Tol 0559-393	06 00 43.9	-39 19 07	B	1800	08/02/05	0.0831	190.69
			V	1800	08/02/05		
			R	2400	08/02/05		
Tol 0610-387	06 12 14.2	-38 46 23	B	1800	09/02/05	0.0060	25.01
			V	1800	09/02/05		
			R	1800	09/02/05		
Tol 0633-415	06 35 10.2	-41 33 42	B	1800	10/02/05	0.0165	70.71
			V	1800	10/02/05		
			R	1200	10/02/05		
C0840+1201	08 42 20.9	11 50 01	B	1200	24/03/04	0.0299	130.57
			V	900	24/03/04		
			R	900	24/03/04		
			I	1200	24/03/04		
NGC 2915	09 26 11.5	-76 37 35	R	900	14/03/99	0.0016	8.28
Tol 0957-278	09 59 21.0	-28 08 00	B	1200	17/03/04	0.0036	18.23
			V	1200	17/03/04		
			R	1200	17/03/04		
			I	1200	17/03/04		
Tol 1004-296			B	1200	13/03/99	0.0038	20.01
			V	1200	13/03/99		
			R	1200	13/03/99		
			I	1200	13/03/99		
Tol 1008-286	10 10 18.0	-28 57 48	B	1200	18/03/04	0.0139	63.37
			V	1200	18/03/04		
			R	1800	18/03/04		
			I	2400	18/03/04		
AM 1013-394	10 16 06.5	-39 59 22	V	900	14/03/99	0.0009	7.97
CTS 1011	10 19 21.2	-22 08 35	B	1200	22/03/04	0.0121	55.67
			V	1200	22/03/04		
			R	1200	22/03/04		
			I	1200	22/03/04		
Tol 1021-289	10 23 40.6	-29 13 39	B	1800	10/02/05	0.0589	253.44
			V	1800	10/02/05		

Galáxias	A.R.	DEC	F.	Tempo [s]	Data	z	Distância [Mpc]
			R	1800	10/02/05		
CTS 1013	10 25 05.9	-19 46 36	B	1200	23/03/04	0.0271	118.53
			V	1200	23/03/04		
			R	1200	23/03/04		
			I	1200	23/03/04		
Tol 1025-285	10 27 25.5	-28 47 32	B	1200	18/03/04	0.0308	134.72
			V	1200	18/03/04		
			R	1200	18/03/04		
			I	1200	18/03/04		
Tol 1025-284	10 27 32.1	-28 42 01	B	1200	14/02/05	0.0320	36.45
			V	1800	14/02/05		
			R	1800	14/02/05		
CTS 1016	10 37 30.5	-24 08 25	B	1200	22/03/04	0.0347	151.18
			V	1200	22/03/04		
			R	1200	22/03/04		
			I	1300	22/03/04		
CTS 1017	10 37 40.4	-25 58 00	B	900	23/03/04	0.0357	155.21
			V	900	23/03/04		
			R	900	23/03/04		
			I	1140	23/03/04		
CTS 1020	10 47 44.2	-20 57 48	B	900	24/03/04	0.0128	58.56
			V	900	24/03/04		
			R	900	24/03/04		
			I	900	24/03/04		
ISI 96	11 06 45.0	02 57 13	R	900	14/03/99	1.825	4.18
Tol 1114-285	11 16 26.1	-28 51 48	B	1800	14/02/05	0.0695	298.25
			V	1500	14/02/05		
			R	1800	14/02/05		
UM 461	11 51 33.0	-02 22 23	B	1800	17/03/04	0.0039	19.45
			V	1200	17/03/04		
			R	1800	17/03/04		
			I	1200	17/03/04		
UM 480	12 11 21.3	01 03 49	V	1800	10/02/05	0.0470	203.54
			R	1800	10/02/05		
IC 3104	12 18 46.0	-79 43 34	R	900	14/03/99	0.0014	2.39
Mrk 1318	12 19 09.8	03 51 17	R	600	14/03/99	0.0052	26.41
CTS 1028	12 23 16.6	04 50 09	B	1200	24/03/04	0.0173	80.58
			V	900	24/03/04		
			R	1200	24/03/04		

Galáxias	A.R.	DEC	F.	Tempo [s]	Data	z	Distância [Mpc]
			I	1200	24/03/04		
Tol 1223-359	12 45 46.9	-36 14 01	B	1800	09/02/05	0.0095	45.02
			V	1800	09/02/05		
			R	1800	09/02/05		
Tol 1303-281	13 05 46.7	-28 25 20	B	900	13/02/05	0.0076	35.5
			V	900	14/03/99		
			R	900	14/03/99		
			I	1200	14/03/99		
Tol 1304-386	13 07 21.0	-38 54 49	B	600	14/02/05	0.0139	62.87
			V	600	14/02/05		
			R	600	14/02/05		
Marseille 68	13 21 50.1	-22 28 32	B	1200	24/03/04	0.0238	105.18
			V	1800	24/03/04		
			R	1200	24/03/04		
			I	1200	24/03/04		
Tol 1345-420	13 48 22.1	-42 21 14	B	1200	18/03/04	0.0084	38.05
			V	1200	18/03/04		
			R	1200	18/03/04		
			I	1800	18/03/04		
CTS 1034	14 19 32.2	-27 34 45	B	900	23/03/04	0.0228	100.67
			V	900	23/03/04		
			R	900	23/03/04		
			I	900	23/03/04		
CTS 1035	14 57 19.6	-22 23 35	B	1300	22/03/04	0.0287	122.62
			V	1080	22/03/04		
			R	720	22/03/04		
			I	1080	22/03/04		
Tol 1924-416	19 27 57.6	-41 34 30	R	900	18/08/98	0.0097	38.43
Tol 1937-423	19 40 58.1	-42 15 44	B	600	20/08/98	0.0095	37.42
			V	600	20/08/98		
			R	600	20/08/98		
			I	600	20/08/98		
IC 5154	22 04 30.3	-66 06 45	B	1200	06/09/99	0.0112	508
			V	900	06/09/99		
UM 160	23 24 19.8	-00 07 01	B	600	20/08/98	0.0091	28.63
			V	600	20/08/98		
			R	600	20/08/98		
			I	600	20/08/98		

2.2 Redução Básica

A redução básica segue os procedimentos padrões indicados no guia “A User Guide to CCD Reduction with IRAF” (Philip Massey 1997). A seguir, faremos uma breve descrição dos processos envolvidos:

A primeira etapa consiste na subtração das imagens de “Bias”. Uma contagem artificial de “bias” é aplicada à imagem para que o Contador Análogo Digital (ADC) não registre contagens negativas durante o processo de leitura. Além disto, uma imagem sem exposição registra o ruído eletrônico do detector CCD, mesmo quando o CCD não está exposto a nenhuma fonte que emita radiação. Dessa forma, o primeiro passo na redução dos dados é a subtração de ponto zero e da imagem de bias que mapeia a variação do ruído eletrônico na estrutura bidimensional do CCD. No início ou no final da noite, fizemos várias exposições de zero segundo com o obturador do telescópio fechado. Depois, essas imagens foram combinadas através da tarefa “zerocombine” do “IRAF” (Image Reduction and Analysis Facility), obtendo-se uma única imagem de “bias”, que é, então, subtraída de todas as outras imagens observadas na mesma noite.

A segunda etapa realizada foi a divisão pela imagem de “Flatfield”. Apesar do CCD ser um detector linear, cada “pixel” responde diferentemente a incidência de ftons. Portanto, esse passo visa corrigir essas variações, mapeando a sensibilidade “pixel” a “pixel” do CCD. A imagem responsável por esse tipo de correção chama-se “flatfield”. Ela é obtida apontando o telescópio para uma superfície plana uniformemente iluminada por uma lâmpada com a cúpula fechada. O ideal seria obter o “flatfield” fazendo uma imagem de céu claro, no nascer ou pôr do sol. Isso permitiria um melhor fator de iluminação, além de melhor representar a cor efetiva do céu, que é mais azulada do que as lâmpadas utilizadas nesse procedimento. Como a sensibilidade depende do comprimento de onda, fizemos várias imagens de “flat” para cada um dos filtros utilizados durante a missão. Assim como as imagens de “bias”, o “flat” pode ser observado tanto no início quanto no final da noite. Todos os “flats” de um mesmo filtro são combinados através da tarefa “flatcombine” também do “IRAF”, dando origem a uma só imagem “flat” para cada banda. Obtivemos a correção dividindo-se todas as imagens, previamente subtraídas dos “bias”, pelas imagens “flat” correspondentes ao seu respectivo filtro.

A próxima etapa é a eliminação de raios cósmicos. A eliminação de raios cósmicos é realizada ao combinarmos imagens individuais do mesmo objeto. A combinação feita utiliza a mediana do valor dos “pixels”, desprezando todos com valores altíssimos, portanto, excluindo aqueles que foram contaminados por raios cósmicos. Nos casos em que este processo não se mostrou muito eficiente, recorreremos à tarefa “fixpix” do “IRAF”.

2.3 Calibração Fotométrica

A atmosfera terrestre provoca a absorção e espalhamento da luz proveniente das estrelas e galáxias, por isso, é necessário calibrarmos nossas observações, a fim de obtermos o fluxo real desses objetos. A determinação das magnitudes calibradas foi feita mediante a aplicação da equação de transformação fotométrica. Para esses procedimentos, observamos na mesma noite estrelas de calibração dos catálogos Graham 1982 e Landolt 1992, que já têm seus fluxos determinados e estão disponíveis na literatura.

Os fluxos das estrelas obtidos na literatura são valores para fora da atmosfera terrestre, portanto, precisamos corrigir nossos fluxos em relação à extinção atmosférica. A extinção atmosférica é causada basicamente pelos componentes absorvedores presentes na atmosfera, como, por exemplo, as moléculas de água, gás carbônico, monóxido de carbono, ozônio e poeira.

A equação de transformação fotométrica em primeira ordem é dada por:

$$m_i - m_l = \kappa\chi - \xi, \quad (2.1)$$

onde m_i e m_l são respectivamente as magnitudes instrumental e da literatura; κ é o coeficiente de extinção, o qual depende do comprimento de onda (por isso podemos escrevê-lo κ_λ); χ é a massa de ar e ξ é o ponto zero da noite.

Como conhecemos o lado esquerdo da equação e a massa de ar de cada observação, restaram como incógnitas apenas κ e ξ . Por essa equação apresentar um caráter linear entre suas variáveis, a forma mais simples de resolver o problema é fazer um ajuste linear, que determinará os coeficientes angular e linear (κ e ξ respectivamente).

Obtidos os coeficientes, basta substituir na equação os valores da magnitude instrumental e da massa de ar de cada galáxia para se calcular sua magnitude aparente fora da atmosfera. Devido ao fato do coeficiente de extinção depender do comprimento de onda, é necessário fazer esse ajuste para cada filtro e, assim, encontrar o coeficiente de extinção e o ponto zero correspondente à cada banda fotométrica.

Depois de termos realizado todos esses passos da redução básica, podemos, então, medir o fluxo instrumental das galáxias. Para isso, utilizamos o pacote “IRAF”, que ajusta às isofotas elipses de diferentes semi-eixos em torno do centro de luz do objeto e mede o fluxo dentro de cada uma delas. A figura 2.1 ilustra as curvas ajustadas às isofotas de um dos objetos da nossa amostra.

Para calcularmos, enfim, a magnitude instrumental, primeiro subtraímos do fluxo instrumental a contribuição do céu. Nesse caso, tomamos o valor médio obtido através de várias medidas feitas ao redor do objeto. Agora é só obtermos a magnitude instrumental normalizada pelo tempo de exposição, de acordo com a seguinte equação:

$$m_i = -2.5\log(F_i/t) + 25, \quad (2.2)$$

onde m_i é a magnitude instrumental; F_i o fluxo instrumental já subtraído da contribuição do céu; t é o tempo de exposição e o termo 25 é uma constante arbitrária usada

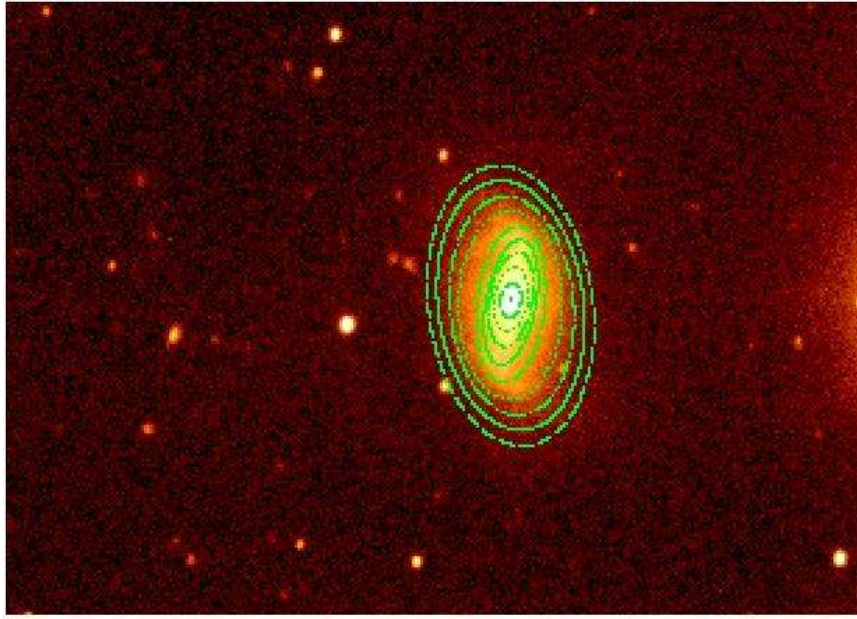


Figura 2.1: Ajuste de elipses feito com o pacote “ellipse” do IRAF

durante o processo de redução pelo IRAF. A seguir, apresentamos a tabela 2.2 com as magnitudes aparentes obtidas.

Tabela 2.2: Magnitudes Aparentes Observadas

Galáxias	m_b	m_v	m_r	m_i
Mrk 557	16.048 ± 0.044	14.086 ± 0.144	14.407 ± 0.023	13.906 ± 0.029
Mrk 0969	12.683 ± 0.044	12.271 ± 0.144	11.647 ± 0.023	10.953 ± 0.029
Tol 0117-414	12.186 ± 0.044	11.832 ± 0.144	11.500 ± 0.023	10.768 ± 0.029
UM 323	13.682 ± 0.044	13.562 ± 0.144	13.215 ± 0.023	12.834 ± 0.029
Tol 0341-407	-	-	11.546 ± 0.717	-
Tol 0538-416	18.003 ± 0.016	17.249 ± 0.043	17.151 ± 0.042	-
IIZw40	14.437 ± 0.116	13.514 ± 0.478	-	14.132 ± 0.040
Tol 0559-393	17.959 ± 0.154	18.264 ± 0.084	16.882 ± 0.893	-
Tol 0610-387	14.030 ± 0.029	14.413 ± 0.023	14.118 ± 0.044	-
Tol 0633-415	15.023 ± 0.023	14.737 ± 0.041	14.916 ± 0.023	-
C0840+1201	15.493 ± 0.061	15.288 ± 0.047	15.531 ± 0.055	16.032 ± 0.054
NGC 2915	-	-	11.641 ± 0.022	-
Tol0957-278	13.243 ± 0.116	11.335 ± 0.478	13.274 ± 0.086	13.380 ± 0.040
Tol 1004-296	12.252 ± 0.044	13.662 ± 0.084	11.855 ± 0.023	11.639 ± 0.029
Tol 1008-286	14.862 ± 0.029	14.662 ± 0.023	13.591 ± 0.042	13.040 ± 0.059
AM 1013-394	-	16.222 ± 0.032	-	-
CTS 1011	15.398 ± 0.058	15.232 ± 0.026	15.713 ± 0.045	15.678 ± 0.066

Galáxias	m_b	m_v	m_r	m_i
Tol 1021-289	15.579± 0.023	15.264± 0.041	15.174± 0.023	-
CTS 1013	17.160± 0.054	16.648± 0.035	16.964± 0.057	16.123± 0.037
Tol 1025-285	14.372± 0.046	14.357± 0.038	13.823± 0.042	13.733± 0.059
Tol 1025-284	16.447± 0.322	15.674± 0.361	16.530± 0.424	-
CTS 1016	18.019± 0.058	17.488± 0.026	17.377± 0.045	16.972± 0.066
CTS 1017	17.966± 0.054	17.642± 0.035	18.178± 0.057	17.287± 0.037
CTS 1020	16.105± 0.061	15.672± 0.047	15.651± 0.055	15.806± 0.054
ISI 96	-	-	15.669± 0.022	-
Tol 1114-285	15.998± 0.322	15.511± 0.361	15.233± 0.424	-
UM 461	13.349± 0.116	13.846± 0.478	15.932± 0.086	15.175± 0.040
UM 480	-	15.550± 0.041	16.667± 0.023	-
IC 3104	-	-	12.171± 0.022	-
Mrk 1318	-	-	13.601± 0.022	-
CTS 1028	17.077± 0.061	16.602± 0.047	16.833± 0.055	16.886± 0.054
Tol 1223-359	17.177± 0.029	16.734± 0.023	16.821± 0.044	-
Tol 1303-281	14.920± 0.231	14.673± 0.032	14.065± 0.022	13.873± 0.026
Tol 1304-386	17.013± 0.322	16.607± 0.361	16.799± 0.424	-
Marseille 68	17.159± 0.061	16.605± 0.047	16.309± 0.055	15.980± 0.054
Tol 1345-420	15.871± 0.046	15.183± 0.038	14.952± 0.042	14.828± 0.059
CTS 1034	17.136± 0.054	16.579± 0.035	16.503± 0.057	16.205± 0.037
CTS 1035	18.348± 0.058	17.718± 0.026	17.348± 0.045	17.007± 0.066
Tol 1924-416	-	-	10.110± 0.478	-
Tol 1937-423	11.605± 0.044	11.728± 0.144	12.380± 0.023	11.239± 0.029
IC 5154	16.297± 0.044	15.459± 0.144	-	-
UM 160	12.242± 0.044	12.076± 0.144	11.617± 0.023	10.949± 0.029

O cálculo dos erros das magnitudes está demonstrado no Apêndice B.

2.3.1 Comparação com a literatura

Pelos erros fotométricos, pode-se observar que a calibração fotométrica não está no limite ideal para uma fotometria de qualidade (± 0.01) e, possivelmente, isso é uma consequência das condições climáticas do sítio astronômico (LNA), que sempre conta com umidade elevada e ventos, principalmente na época em que foram observados os dados. Por isso, qualquer análise dessa amostra está bem limitada pelos erros de calibração. Para termos uma noção dos erros na fotometria, comparamos nossos resultados com alguns valores das magnitudes aparentes encontradas na literatura. A tabela 2.3 e a figura 2.2 expõem essas diferenças.

Podemos notar que não há uma boa correlação entre os dados observados e da literatura, principalmente para as magnitudes no filtro B, onde o programa “Origin”

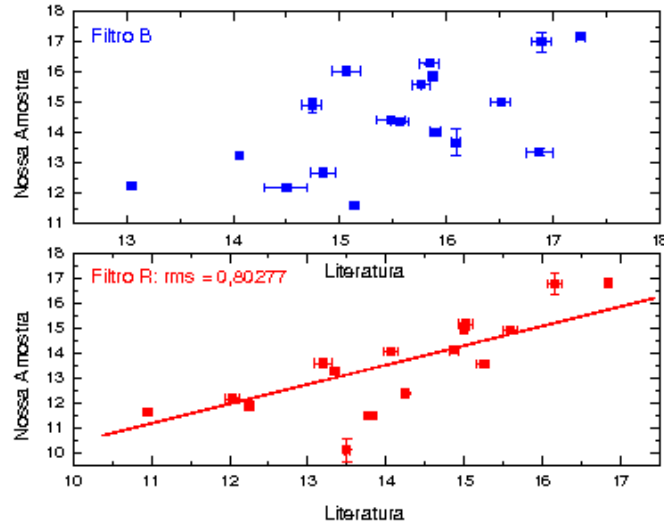


Figura 2.2: Comparação das magnitudes da nossa amostra com os valores encontrados na literatura

não conseguiu fazer um ajuste dos mínimos quadrados devido à grande dispersão dos pontos. Para o filtro R, o desvio padrão calculado é igual a 0.8, valor que demonstra a discordância entre as duas fotometrias.

Tabela 2.3: Comparação Fotométrica

Galáxias	Filtro	Literatura	Nossa. Fotometria
Mrk 557	B	$15.06 \pm 0.13^{(a)}$	16.048 ± 0.044
	V	$14.36 \pm 0.13^{(a)}$	14.086 ± 0.144
Tol 0117-414	B	$14.50 \pm 0.20^{(a)}$	12.186 ± 0.044
	V	$14.24 \pm 0.22^{(a)}$	11.832 ± 0.144
	R	$13.80 \pm 0.09^{(b)}$	11.500 ± 0.023
UM 323	B	$16.09 \pm 0.04^{(c)}$	13.682 ± 0.44
	R	$15.24 \pm 0.08^{(c)}$	13.562 ± 0.144
II Zw 40	B	$15.48 \pm 0.13^{(a)}$	14.437 ± 0.116
	V	$14.66 \pm 0.13^{(a)}$	13.514 ± 0.478
Tol 0610-387	B	$15.90 \pm 0.05^{(c)}$	14.030 ± 0.029
	R	$14.87 \pm 0.06^{(c)}$	14.118 ± 0.044
Tol 0633-415	B	$16.51 \pm 0.09^{(b)}$	15.023 ± 0.023
	R	$15.58 \pm 0.09^{(b)}$	14.916 ± 0.023
Tol 0957-278	B	$14.06 \pm 0.01^{(c)}$	13.243 ± 0.116

Galáxias	Filtro	Literatura	Nossa Fotometria
	R	$13.34 \pm 0.06^{(c)}$	13.274 ± 0.086
Tol 1004-296	B	$13.05 \pm 0.01^{(c)}$	12.252 ± 0.044
	V	$13.00 \pm 0.13^{(a)}$	13.662 ± 0.084
	R	$12.25 \pm 0.06^{(c)}$	11.885 ± 0.023
Tol 1021-289	B	$15.76 \pm 0.09^{(b)}$	15.579 ± 0.023
	R	$15.01 \pm 0.09^{(b)}$	15.174 ± 0.023
Tol 1025-285	B	$15.56 \pm 0.09^{(b)}$	14.372 ± 0.046
UM 461	B	$16.87 \pm 0.12^{(d)}$	13.349 ± 0.116
UM 480	V	$15.48^{(e)}$	15.550 ± 0.041
Mrk 1318	R	$13.20 \pm 0.11^{(c)}$	13.601 ± 0.022
Tol 1223-359	B	$17.26 \pm 0.04^{(c)}$	17.177 ± 0.029
	R	$16.84 \pm 0.03^{(c)}$	16.821 ± 0.044
Tol 1303-281	B	$14.74 \pm 0.09^{(b)}$	14.920 ± 0.231
	R	$14.06 \pm 0.09^{(b)}$	14.065 ± 0.022
Tol 1304-386	B	$16.89 \pm 0.09^{(b)}$	17.013 ± 0.322
	R	$16.15 \pm 0.09^{(b)}$	16.799 ± 0.424
Tol 1345-420	B	$15.87 \pm 0.03^{(c)}$	15.871 ± 0.046
	R	$15.00 \pm 0.03^{(c)}$	14.952 ± 0.042
Tol 1924-416	R	$13.50 \pm 0.03^{(c)}$	10.110 ± 0.478
Tol 1937-423	B	$15.14 \pm 0.04^{(c)}$	11.605 ± 0.044
	R	$14.25 \pm 0.03^{(c)}$	12.380 ± 0.023
	I	$14.881^{(f)}$	11.239 ± 0.029
NGC 2915	R	$10.96 \pm 0.06^{(c)}$	11.641 ± 0.022
IC 3104	R	$12.04 \pm 0.09^{(b)}$	12.171 ± 0.022
IC 5154	B	$15.84 \pm 0.09^{(b)}$	16.297 ± 0.044
Mrk 0969	B	$14.84 \pm 0.12^{(d)}$	12.683 ± 0.044

^(a) De Vaucouleurs et al. 1991, ^(b) Lauberts & Valentijn 1989, ^(c) Gil de Paz, Madore & Pevunova 2003, ^(d) Maddox et al. 1990, ^(e) Kniazev et al. 2004, ^(f) Doyle et al. 2005

2.4 Correção de Extinção

A última correção que será feita é em relação à extinção total, que leva em conta a extinção interna da Via Láctea e de cada galáxia. Na linha de visada entre nós e o objeto observado existem elementos, como a poeira, que absorvem a radiação. Logo, a luz que chega até a Terra está atenuada por um fator proporcional à profundidade óptica. A intensidade observada é dada por:

$$I_\lambda = I_{\lambda 0} e^{\tau_\lambda} \quad (2.3)$$

onde $I_{\lambda 0}$ é a intensidade real emitida, livre de qualquer absorção; I_λ a intensidade observada na Terra e τ_λ a profundidade óptica, definida pela integral do coeficiente de extinção na linha de visada.

$$\tau = \int_0^l \kappa_\lambda dl \quad (2.4)$$

A dependência entre a extinção e o comprimento de onda é dada pela curva de extinção $f(\lambda)$, que varia também de acordo com as características do meio. A quantidade de extinção total é definida como:

$$\tau_\lambda = C f(\lambda) \quad (2.5)$$

onde C fornece a extinção em cada comprimento de onda. Dessa forma, a razão entre as intensidades de duas estrelas pode ser escrita da seguinte forma:

$$\frac{I_{\lambda 1}}{I_{\lambda 2}} = \frac{I_{\lambda 10}}{I_{\lambda 20}} e^{-(\tau_{\lambda 1} - \tau_{\lambda 2})} = \frac{I_{\lambda 10}}{I_{\lambda 20}} e^{-C[f(\lambda 1) - f(\lambda 2)]} \quad (2.6)$$

A equação acima nos mostra que a correção depende apenas da curva de extinção interestelar e da quantidade de extinção. Como conhecemos a curva de extinção Galáctica, resta apenas calcular a quantidade de extinção C . Este valor está relacionado com o excesso de cor $E(B-V)$. Sabemos que o excesso de cor observado é causado pela extinção:

$$E(B - V) = 2.5(\log e^{\tau_B} - \log e^{\tau_V}) = 2.5\tau_B \log e - 2.5\tau_V \log e \quad (2.7)$$

$$E(B - V) = (2.5 \log e)(\tau_B - \tau_V) = (2.5 \log e)\tau_B \left(1 - \frac{\tau_V}{\tau_B}\right) \quad (2.8)$$

Utilizando a curva de extinção de Osterbrock (1989):

$$\frac{\tau_V}{\tau_B} = \frac{0.95}{1.24} \quad (2.9)$$

$$\tau_B = \frac{1.24}{1.09} \tau_{H\beta} \quad (2.10)$$

logo,

$$E(B - V) = (2.5 \log e)\tau_{H\beta} \times \frac{1.24}{1.09} \times \left(1 - \frac{0.95}{1.24}\right) \quad (2.11)$$

$$E(B - V) = 1.086 \times \tau_{H\beta} \times 0.266 \implies E(B - V) = 0.289\tau_{H\beta} \quad (2.12)$$

Sabemos que:

$$C_{H_\beta} = \log e^{\tau_{H_\beta}} = \tau_{H_\beta} \log e \quad (2.13)$$

E substituindo temos:

$$E(B - V) = 0.665 C_{H_\beta}, \quad (2.14)$$

onde C_{H_β} é a quantidade de extinção para a linha de H_β (linha padrão de referência).

O fator C_{H_β} é encontrado calculando-se a razão entre duas linhas, que sejam praticamente independentes das condições físicas do meio e que sejam fáceis de medir. As intensidades das linhas medidas em laboratório também devem ser conhecidas.

O método mais utilizado para estimar a extinção do gás é medindo a razão entre duas linhas da série de Balmer do hidrogênio, por exemplo $\frac{H_\alpha}{H_\beta}$, pois a razão entre quaisquer linhas do hidrogênio depende apenas da probabilidade de ocorrência das transições, prevista na mecânica quântica. Essas razões podem ser encontradas em Osterbrock (1989).

Temos, então, que:

$$\log\left(\frac{I_{H_\alpha}}{I_{H_\beta}}\right)_{obs} - \log\left(\frac{I_{H_\alpha}}{I_{H_\beta}}\right)_{teo} = C_{H_\beta} f(H_\alpha) \quad (2.15)$$

Conhecendo C_{H_β} para cada galáxia podemos calcular o excesso de cor e corrigir a sua magnitude observada utilizando a equação:

$$M_{calib} = M_{obs} - A_\lambda, \quad (2.16)$$

onde M_{calib} e M_{obs} são respectivamente as magnitudes calibrada e observada e A_λ é a quantidade de extinção total em magnitude de cada galáxia em cada comprimento de onda. Nos filtros B, V, R e I, esses coeficientes são definidos pelas quatro expressões abaixo.

$$A_B = 4.239E(B - V) = 2.819C_{H_\beta} \quad (2.17)$$

$$A_V = 3.144E(B - V) = 2.091C_{H_\beta} \quad (2.18)$$

$$A_R = 2.30E(B - V) = 1.53C_{H_\beta} \quad (2.19)$$

$$A_I = 1.48E(B - V) = 0.984C_{H_\beta} \quad (2.20)$$

Capítulo 3

Resultados e Discussões

3.1 Magnitudes Absolutas Integradas

Após os processos de redução, apresentamos, então, o resultado da fotometria absoluta integrada em toda a galáxia nas colunas 2-5 da tabela 3.1, derivada da tabela 2.2 e aplicando a correção de extinção total descrita anteriormente, onde a coluna 6 da tabela 3.1 apresenta o coeficiente de extinção logaritmo CH_β e a origem destes dados em parênteses. A última coluna desta tabela lista o resultado da nossa classificação morfológica, descrita abaixo.

Tabela 3.1: Lista de Magnitude absolutas dos filtros B, V, R e I já com a correção de extinção e sua classificação morfológica.

Galáxias	M_B	M_V	M_R	M_I	CH_β	Tipo
Mrk557	-18.389	-20.351	-20.031	-20.531	0.12 ^(d)	II
Mrk 0969	-21.915	-22.327	-22.951	-23.645	0.04 ^(d)	II
Tol 0117-414	-22.049	-22.403	-22.735	-23.467	0.03 ^(d)	I
UM 323	-18.091	-18.211	-18.558	-18.939	0.05 ^(d)	II
Tol 0341-407	-	-	-22.399	-	0.02 ^(d)	I
Tol 0538-416	-18.540	-19.155	-19.253	-	0.06 ^(d)	I
IIZw40	-15.903	-16.827	-	-16.209	0.60 ^(a)	I
Tol 0559-393	-18.442	-18.136	-19.519	-	0.09 ^(d)	II
Tol 0610-387	-17.961	-17.578	-17.873	-	0.92 ^(a)	II
Tol 0633-415	-19.224	-19.510	-19.331	-	0.40 ^(a)	I
C0840+1201	-20.085	-20.290	-20.047	-19.546	0.52 ^(c)	II
NGC 2915	-	-	-17.949	-	0.41 ^(d)	I
Tol 0957-278	-18.061	-19.969	- 18.029	-17.924	0.17 ^(a)	I
Tol 1004-296	-19.254	-17.844	-19.651	-19.867	0.40 ^(a)	II
Tol 1008-286	-19.147	-19.347	-20.418	-20.969	0.52 ^(c)	I

Galáxias	M_B	M_V	M_R	M_I	CH_β	Tipo
AM 1013-394	-	-13.28	-	-	0.21 ^(d)	I
CTS 1011	-18.330	-18.496	-18.015	-18.050	0.60 ^(b)	II
Tol 1021-289	-21.440	-21.755	-21.845	-	0.11 ^(d)	I
CTS 1013	-18.209	-18.721	-18.405	-19.246	0.28 ^(b)	II
Tol 1025-285	-21.275	-21.289	-21.824	-21.914	0.78 ^(a)	II
Tol 1025-284	-19.957	-17.134	-16.278	-	0.48 ^(c)	II
CTS 1016	-17.877	-18.408	-18.519	-18.924	0.06 ^(b)	II
CTS 1017	-17.988	-18.311	-17.776	-18.667	0.22 ^(b)	II
CTS 1020	-17.733	-18.166	-18.187	-18.032	0.30 ^(b)	II
ISI 96	-	-	-12.437	-	0.06 ^(d)	I
Tol 1114-285	-21.375	-21.862	-22.140	-	0.09 ^(d)	I
UM 461	-18.096	-17.599	-15.513	-16.269	0.40 ^(a)	II
UM 480	-	-20.993	-19.876	-	0.04 ^(d)	I
IC 3104	-	-	-14.721	-	0.59 ^(d)	I
Mrk 1318	-	-	-18.508	-	0.03 ^(d)	II
CTS 1028	-17.454	-17.929	-17.698	-17.645	0.22 ^(b)	II
Tol 1223-359	-16.090	-16.533	-16.446	-	0.15 ^(a)	I
Tol 1303-281	-17.888	-18.078	-18.686	-18.878	0.12 ^(d)	I
Tol 1304-386	-16.979	-17.385	-17.193	-	0.12 ^(d)	I
Marseille 68	-17.949	-18.503	-18.799	-19.128	0.16 ^(d)	II
Tol 1345-420	-17.031	-17.719	-17.949	-18.074	0.26 ^(a)	II
CTS 1034	-17.877	-18.433	-18.510	-18.807	0.15 ^(a)	II
CTS 1035	-17.094	-17.724	-18.094	-18.435	0.01 ^(a)	II
Tol 1924-416	-	-	-22.813	-	0.17 ^(a)	I
Tol 1937-423	-21.261	-21.138	-20.485	-21.335	0.70 ^(a)	II
IC 5154	-22.232	-23.070	-	-	0.05 ^(d)	I
UM 160	-20.042	-20.208	-20.667	-21.335	0.07 ^(d)	I

^(a) Kehrig et al. 2004, ^(b) Peña et al. 1991, ^(c) Telles et al. 1997, ^(d) NED (NASA Extragalactic Database)

3.2 Descrição Morfológica

A classificação morfológica das galáxias HII utilizada neste capítulo está baseada no artigo de Telles et al. 1997. Nossos resultados estão dispostos em forma de um catálogo com as imagens das galáxias nos filtros V ou R (Apêndice A).

Inicialmente, seguimos dois critérios de seleção. O primeiro é a multiplicidade, que descreve a estrutura interna, ou seja, quantos nódulos de formação estelar a galáxia apresenta, ou seja, se é único, duplo, ou múltiplo; o segundo é a estrutura externa,

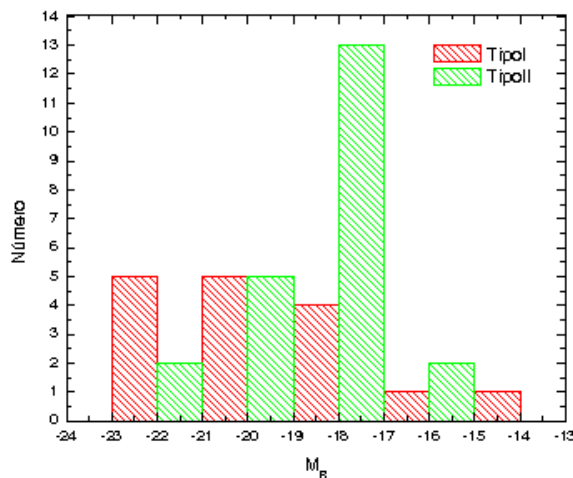


Figura 3.1: Histograma comparando a luminosidade na banda R das galáxias do Tipo I e do Tipo II.

que denota a presença ou ausência de distorções, extensões irregulares, faixas ou caldas além das regiões de formação estelar.

Finalmente, podemos dividir as galáxias HII em Tipo I: objetos que apresentam perturbações morfológicas, são irregulares e possuem caldas ou granulações; e Tipo II: objetos simétricos e regulares.

Vale ressaltar que a percepção da morfologia depende do “redshift”. Quanto maior o “redshift”, ou seja, mais distante, menos resolvida a galáxia é, perdendo, com isso, informações sobre a sua estrutura, que pode resultar em uma classificação equivocada.

A maior parte das galáxias HII do Tipo II estão localizadas em baixo “redshift”. O fato de não ser observada nenhuma perturbação morfológica na estrutura global desses objetos de baixa luminosidade não está relacionado com a resolução. No entanto, mesmo para essa amostra, as estruturas internas das galáxias permanecem não resolvidas, como os núcleos de formação estelar que devem ser constituídos por aglomerações de super aglomerados estelares.

Uma característica, que aparenta ser muito comum nesses objetos, são os núcleos de formação estelar. Muitas vezes há mais de um núcleo numa mesma galáxia. Aparentemente, a presença dessas regiões de formação estelar não está vinculada com o fato do objeto estar ou não sofrendo interações, ou se ele está ou não isolado. Outra característica observada é que nem sempre o “starburst” está localizado no centro da galáxia. Normalmente, nos objetos muito compactos e regulares nota-se a tendência do núcleo de formação estelar estar centralizado.

Cerca de 50% dos objetos revelam a presença de componentes alongadas, ou possíveis galáxias subjacentes. E metade da amostra são galáxias bem compactas sem ne-

nhuma evidência de qualquer outra estrutura morfológica. Outro resultado interessante provém da fotometria. A figura 3.1 mostra que as galáxias do Tipo I são tipicamente mais luminosas do que as galáxias classificadas como Tipo II. Pode-se observar que o pico da distribuição de magnitudes absolutas dos objetos classificados como Tipo I está entre -21 e -22, enquanto que para o Tipo II, o pico encontra-se entre -18 e -17.

Possivelmente, a característica mais importante é que a morfologia das galáxias do Tipo I, por apresentarem distúrbios, sugere a ocorrência de interações ou efeitos de maré. Porém, Telles & Terlevich (1995) mostraram que esses sistemas são isolados das galáxias luminosas ($M_B < -21.5$ dentro de um raio de 1 Mpc). Já, as galáxias Tipo II não apresentam sinais de efeito de maré e podem ter mais de um núcleo de formação estelar.

É tentador afirmar que o processo engatilhador da formação estelar das galáxias Tipo II é diferente das galáxias Tipo I. “Bursts” mais maciços e, conseqüentemente, mais luminosos, podem ter sido formados preferencialmente a partir da interação entre duas galáxias ricas em gás. Enquanto que os núcleos de formação estelar menos luminosos podem ter sido induzidos por distúrbios internos, conseqüência da física do meio interestelar. Tal processo pode não ter efeito relevante sobre a morfologia da galáxia, já que somente uma perturbação da ordem da velocidade do som seria capaz de agitar o meio interestelar e causar uma colisão nuvem-nuvem. Outra alternativa para a formação estelar nas galáxias Tipo II é ela ter ocorrido somente devido à evolução dinâmica secular da proto-nuvem primordial colapsante (Telles & Terlevich 1997).

3.3 Cores e comparação com um modelo de síntese de populações

Através da fotometria foi possível fazer uma análise das cores das galáxias HII, a fim de inferirmos algumas características sobre a população estelar desses objetos.

Podemos perceber através do histograma da figura 3.2 que existe uma tendência desses objetos terem a mesma cor azul (B-V) igual a aproximadamente 0.5. Esse resultado reflete a composição estelar, de gás e poeira dominada por um violento surto de formação estelar. Esse surto produz uma grande quantidade de estrelas OBs, responsáveis pela emissão na faixa azul e ultra-violeta do espectro eletromagnético. Como todas as galáxias possuem em comum o evento “starburst”, a cor (B-V) é muito homogênea e pouco sensível a qualquer outro parâmetro.

Já as cores mais avermelhadas, como a cor (B-I), têm uma contribuição maior da população estelar subjacente, representada pelas estrelas de baixa massa. Essa cor é mais sensível à variação do limite inferior da função de massa inicial adotada, aos eventos de FE anteriores e à evolução do “starburst”, por isso ela é mais heterogênea, já que as galáxias HII apresentam morfologias, tamanhos e histórias de formação estelar variados, como mostra o histograma vermelho da figura 3.2.

Para inferir a idade e a miscigenação da população estelar das galáxias HII através

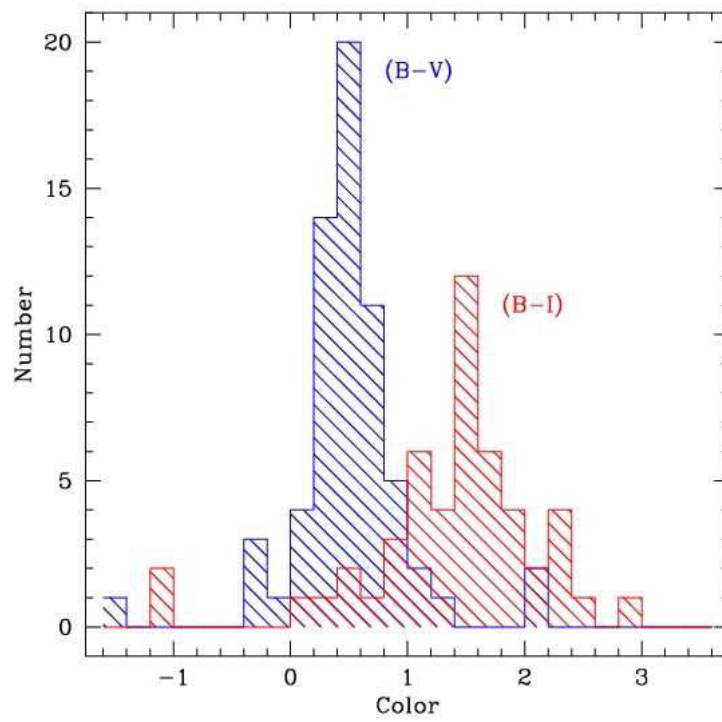


Figura 3.2: Histograma das cores B-V e B-I

de observações em banda larga, pode-se comparar as cores observadas com aquelas derivadas dos modelos de síntese evolutiva. Os modelos de síntese de população têm se tornado uma ferramenta padrão para o estudo espectrofotométrico de evolução de galáxias. O primeiro objetivo desses modelos é computar a dependência temporal da distribuição de estrelas de várias massas diferentes no diagrama HR, para uma dada função de massa estelar inicial (IMF) e para uma dada taxa de formação estelar (SFR). O espectro integrado evoluído de uma galáxia para uma certa IMF e SFR é, então, obtido através da soma dos espectros de cada estrela, pesando cada espectro pelo número de estrelas de cada tipo em cada estágio evolucionário. Para isso são construídas bibliotecas estelares, onde estão catalogados os espectros de estrelas de todos os tipos espectrais e em todos os seus respectivos estágios evolutivos. No entanto, quando lidamos com sistemas com intensa emissão nebular, as linhas de emissão podem contribuir de maneira significativa para o fluxo total do “starburst” no respectivo filtro.

Nesse caso, duas aproximações podem ser consideradas. Primeiro, pode-se comparar as cores integradas do “starburst” com modelos de síntese, os quais levam em consideração as linhas de emissão nebular, segundo, pode-se utilizar modelos de evolução estelar e comparar somente o contínuo estelar do “starburst”, que pode ser obtido através da subtração da contribuição das linhas de emissão nos filtros de banda larga de interesse (Telles & Terlevich 1997).

Nesse capítulo, comparamos nossos dados com modelos de síntese de população estelar através do diagrama cor-cor, como uma tentativa de se estimar a idade média da população estelar da nossa amostra. Para tal exercício, utilizamos o modelo “Starburst 99” (Leitherer et al. 1999) com uma função de massa inicial de Kroupa, em um intervalo de 0.1 a 100 M_{\odot} , formação estelar instantânea (SSP, população estelar simples), entre um intervalo de tempo de 10^7 a 10^{10} anos e duas metalicidades, a solar ($Z = 0.02$) e subsolar ($Z = 0.004$). Os resultados estão expostos abaixo.

Como pode-se visualizar na figura 3.3, muitos pontos ficam fora do modelo, principalmente para o caso em que Z é subsolar. No modelo com metalicidade solar (painéis superiores), podemos observar na região (R-I,B-V) igual a (0.7,0.1) algumas galáxias com idade média intermediária (10^7 anos) e outras em (R-I,B-V) igual a (0.3,0.7) com uma população estelar velha (10^8 anos), porém, não há nenhuma galáxia com idade igual ou maior do que 10^9 anos. Por outro lado no modelo para metalicidade subsolar (painéis inferiores), observa-se quatro galáxias com idade acima de 10^9 anos, em (R-I,B-V) igual a (0.4,0.6), duas com idade em torno de 10^8 anos, em (R-I,B-V) igual a (0.3,0.2), e uma galáxia com população intermediária de 10^7 anos em (R-I,B-V) igual a (0.1,0.0). Essa diferença na estimativa das idades entre os dois modelos demonstra a degenerescência da relação idade-metalicidade. Para uma mesma galáxia, sua idade é avaliada diferente dependendo da metalicidade adotada. Se o modelo tem baixa abundância de metais, as cores calculadas serão mais azuis, logo, quando comparamos os dados observacionais com os resultados teóricos, a idade da galáxia será de uma população mais velha. Em contrapartida, se o modelo adota a metalicidade como sendo igual ou maior do que a metalicidade solar, suas cores serão mais vermelhas e dessa

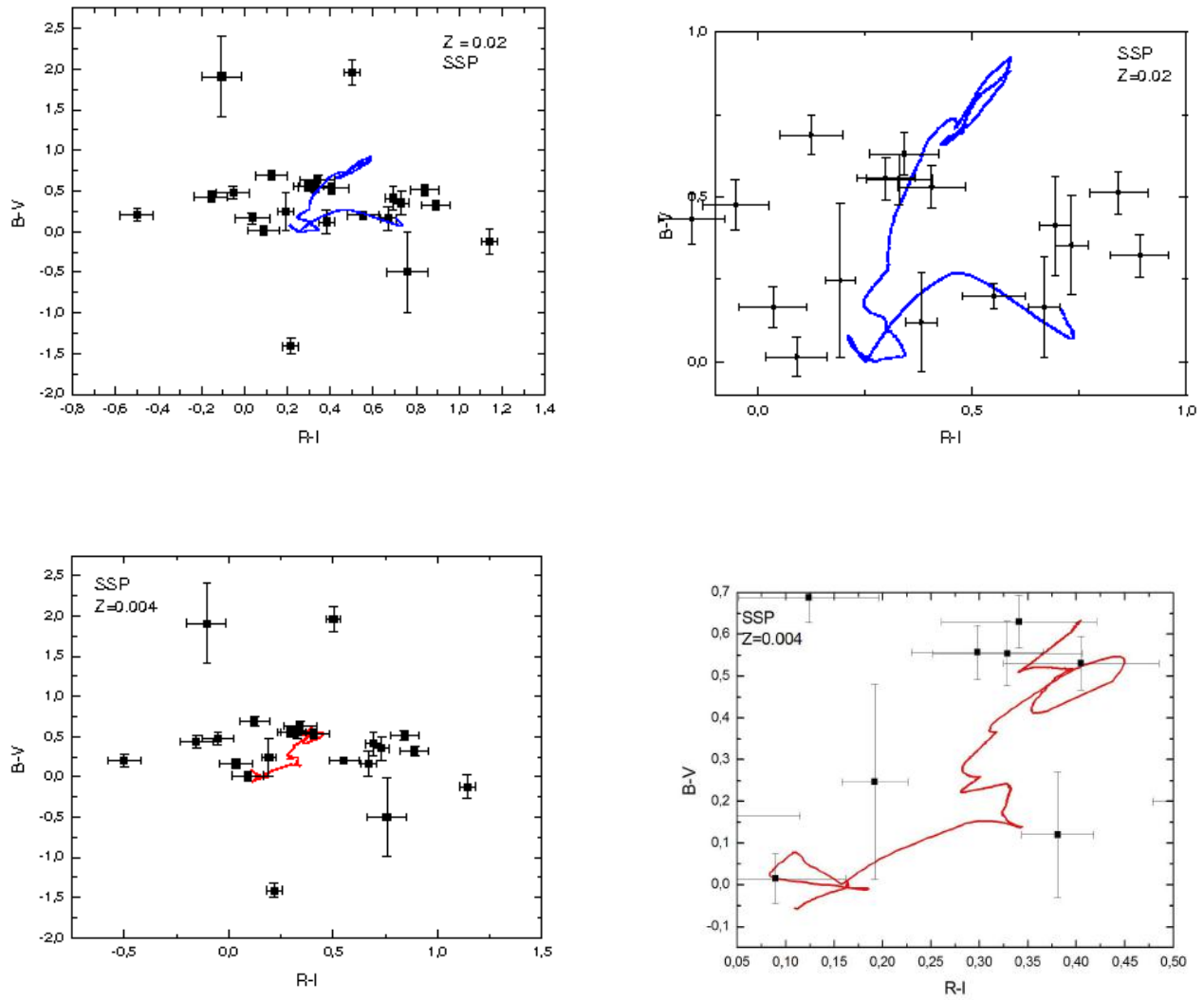


Figura 3.3: Diagrama cor-cor comparado com modelo de síntese de população. Painéis superiores: para metalicidade solar ($Z=0.02$) e a direita um zoom do modelo. Painéis inferiores: para metalicidade subsolar ($Z=0.004$) e a direita um zoom do modelo.

forma a idade do objeto, já avaliada anteriormente, agora será compatível com uma população estelar mais jovem.

Dessa forma conclui-se que o modelo não se ajusta bem às observações, já que muitos pontos ficaram fora do seu domínio. Em parte, isso pode ser uma consequência da subestimativa dos erros fotométricos, além do fato do modelo não levar em consideração o fluxo de linhas de emissão. Por outro lado, para o caso de Z subsolar deve-se lembrar que os modelos podem falhar, pois as bibliotecas estelares para baixas metalicidades são incompletas.

A ausência de uma população mais velha do que 10^9 anos no modelo de metalicidade solar é um produto do método de estimativa das idades das galáxias a partir da luz integrada no visível, que por sua vez é dominada pela emissão do “starburst”. Como esse é um evento de formação estelar atual, todas as idades médias inferidas a partir da luminosidade integrada da galáxia tendem a ser mais jovens do que elas realmente são, já que a priori assumimos um SSP.

Pode-se constatar também que o modelo não é sensível às idades nas cores ópticas, pois, como já foi abordado anteriormente, nessa faixa de comprimento de onda a luminosidade é dominada pelo “starburst”. Seria necessário ter cores no infravermelho para termos resultados mais conclusivos, pois nessa faixa espectral a emissão das estrelas de baixa massa tem uma relevância maior, comparada com as estrelas OBs. Além disso, pode-se ressaltar que a suposição de uma população estelar simples não concorda com a história de formação estelar das galáxias HII, devido a presença de uma população intermediária (Westera et al. 2004), evidência de um surto anterior. Para modelar a história de formação estelar, precisa-se considerar o evento de formação estelar atual, intermediário e, possivelmente, um evento mais velho.

3.4 A relação Luminosidade - Metalicidade

A relação luminosidade-metalicidade (L-Z) para galáxias anãs elípticas (dE), esferoidais (dSph) e irregulares (dIrr) é uma relação robusta, já constatada por diversos trabalhos (Skillman et al. 1989, Tremonti et al. 2004, Lee et al. 2006). A base física por trás dessa relação é atribuída à relação massa-metalicidade para as galáxias. A relação L-Z tornou-se também uma importante ferramenta para examinar a evolução temporal de enriquecimentos químicos passados.

Neste capítulo, analisaremos o comportamento das galáxias HII dentro da relação luminosidade-metalicidade, a fim de investigarmos melhor a relação massa-metalicidade para essa classe de objetos, e as comparamos também com outras galáxias anãs do universo local dentro dessa mesma relação, em busca de alguma possível conexão evolutiva entre elas. Para isso comparamos a nossa amostra com a amostra de galáxias anãs irregulares do universo local (dentro de um volume de 5 Mpc) de Skillman et al. (1989) e anãs esferoidais também do universo local de Aaronson et al. (1986). As abundâncias de oxigênio das galáxias da nossa amostra foram retiradas do artigo de Kehrig et al. 2004.

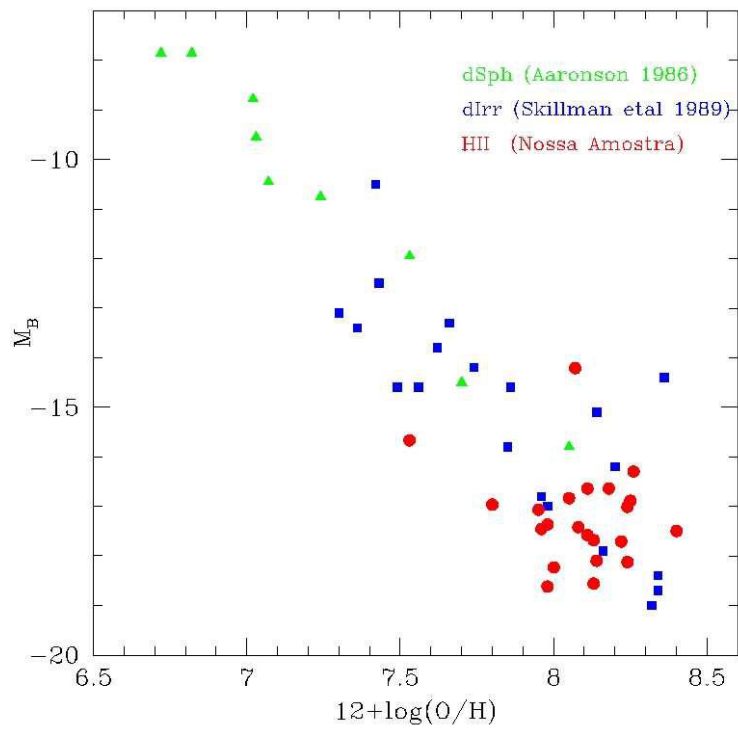


Figura 3.4: Gráfico da magnitude absoluta no filtro B vs. o logaritmo da abundância de oxigênio para galáxias HII, dSphs e dIrrs

Como se pode observar na figura 3.4, as galáxias HII concentram-se no canto inferior direito do gráfico, enquanto que as dSphs estão concentradas no canto superior esquerdo. Isso ocorre porque a maior parte da luminosidade total das galáxias HII vem da região de “starburst” e porque as galáxias dSph se formaram muito cedo e muito rápido, possivelmente, tendo formado todas as suas estrelas em um único surto. Portanto, seu processo de formação estelar já foi extinto, e como seu meio interestelar não passou por muitos processos de reciclagem do ISM, sua abundância de elementos pesados é muito baixa.

Ainda observando a figura 3.4, podemos notar que entre as galáxias HII, as de maior luminosidade possuem também maior metalicidade. Se a relação subjacente for entre a massa e a metalicidade, pode-se supor que galáxias de maior massa são mais ricas em metais, indicando que as galáxias menos maciças, provavelmente, estão de alguma forma perdendo seus elementos mais pesados, através de ventos galácticos, como por exemplo em M82 (Smith & Westmoquette 2007).

A influência de ventos estelares e supernovas (SNe) no meio interestelar (ISM) das galáxias tem sido considerado um fator importante na evolução galáctica, desde os anos 70. Acredita-se que o “feedback” (realimentação, em inglês) desempenha um papel regulador da formação estelar, através do reaquecimento do gás frio do ISM e da remoção física do gás do disco e, possivelmente, do halo via ventos galácticos.

Galáxias, que hospedam ventos suficientemente fortes para superar o potencial gravitacional de seus halos, irão varrer alguns de seus metais para o meio intergaláctico. Logo, uma maneira importante de avaliar a importância dos ventos galácticos é olhando para a abundância química da galáxia. Heckman et al. (2000) encontrou que a velocidade terminal de ventos dos “starbursts” podem atingir de $300 - 900 \text{ km.s}^{-1}$, independente da galáxia hospedeira, e modelos simples de potenciais gravitacionais sugerem que os “outflows” galácticos escapam dos poços potenciais de galáxias anãs, mas não de hospedeiras mais maciças.

No caso das galáxias HII tem-se um meio muito violento devido à intensa formação estelar atual e, conseqüentemente às explosões de supernovas. Ao explodirem, essas supernovas lançam no meio ondas mecânicas de altíssimas energias, que varrem todo o meio à sua volta. Como essas galáxias possuem pouca massa, seu poço potencial é raso e incapaz de reter os elementos pesados, que são varridos para o meio intergaláctico. Isso poderia ser uma tentativa de explicar porque as galáxias HII tem abundância de metais tão baixa, se esse evento de FE atual não é o primeiro por elas sofrido.

A principal característica observada no gráfico da figura 3.4 é a dispersão na relação luminosidade-metalicidade das galáxias HII. Isso ocorre porque a luminosidade no filtro B é dominada pelas estrelas OBs produzidas no “starburst” atual, que evoluem muito rapidamente, assim como a sua luminosidade. E é essa variação na luminosidade que provoca a dispersão da relação L-Z.

Existe também uma clara tendência da metalicidade se correlacionar com a densidade superficial local de matéria. A densidade superficial desempenha um papel muito importante na história de formação estelar, tanto global, quanto local da galáxia.

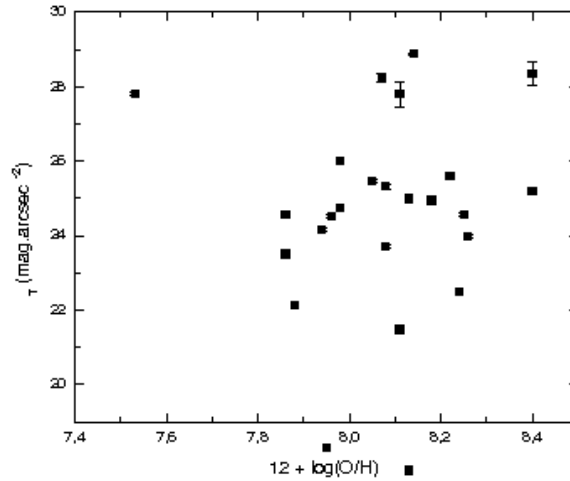


Figura 3.5: Relação entre o brilho superficial total na banda B e a abundância de oxigênio

Kauffmann et al. (2003b) mostrou que SFH de galáxias de baixa massa é, fundamentalmente, mais vinculada com a densidade superficial de massa, do que com a massa estelar. Isso sugere, que dado uma certa massa, galáxias com uma densidade superficial de massa mais alta transformam mais rapidamente o gás disponível em estrelas, as quais o reprocessarão, produzindo elementos mais pesados. Através de ventos estelares e explosões de SNe, esses elementos serão despejados no meio, provocando o seu enriquecimento. Já, as galáxias de menor massa têm uma eficiência menor em formar estrelas, o que prejudica a reciclagem do ISM, pois, menos gás será convertido em estrelas, logo menos metais serão produzidos.

Através da Lei de Schmidt, sabemos que a taxa de formação estelar é proporcional à densidade superficial do gás ($SFR \propto \rho^{1.5}$). No entanto, nossa tentativa de avaliar essa hipótese para o caso das galáxias HII na figura 3.5 foi frustrada, já que não possuímos dados sobre o brilho superficial dos outros tipos de galáxias. E da mesma forma, que não foi possível visualizar a relação L-Z somente para as galáxias HII devido à faixa dinâmica de L_B , também não podemos afirmar que exista alguma relação entre μ_T e a abundância de oxigênio para galáxias HII.

Ainda no gráfico, observamos que para o starburst L/R^2 é praticamente constante, entre outras palavras temos que $L \propto R^2$, o que está compatível com as relações paramétricas encontradas entre a luminosidade e a dispersão de velocidades ($L \propto \sigma^4$) e entre a luminosidade e o raio ($L \propto R^2$) para galáxias HII (Telles & Terlevich 1993, Melnick et al. 1998) e similar a sistemas gravitacionalmente ligados em equilíbrio dinâmico, como as galáxias elípticas.

Outro fato importante é a correlação entre luminosidade e metalicidade se estender

desde as galáxias HII, às anãs irregulares e às anãs esferoidais numa extensa faixa de 12 magnitudes, que poderia ser interpretada como uma possível conexão evolutiva entre essas classes de objetos ou uma característica fundamental no processo de formação dos diversos tipos de galáxias anãs. Galáxias anãs, que tiveram alguma formação estelar recente e conteúdo de HI, mas não possuem nenhuma região HII, foram classificadas como galáxias dSph/dIrr (Mateo 1998), ou galáxias em “transição”. Se essas galáxias estão realmente transitando de uma classe para outra, ou se elas são galáxias ativas observadas em um momento entre episódios de formação estelar, ainda não está claro. Mas, ambos casos podem ser verdade (Skillman et al. 2003)

Em algum ponto anterior da sua história, uma galáxia, que hoje é observada como uma dE, já foi uma galáxia com formação estelar ativa, ou seja, algum dia ela já teve gás frio. Estruturalmente, galáxias dEs são muito similares às galáxias que hoje apresentam FE. Logo, o momento, que define quando se criou uma dE, é aquele no qual ela perde seu gás frio. Como esses objetos não estão limitados a uma única época, alguns deles não apresentam uma população estelar intermediária, e com isso, conclui-se que eles foram criados mais cedo na história do universo (ex: Ursa Maior). Já outras galáxias mostram que sua última formação estelar ocorreu em tempos mais recentes (ex: Leo I). Dessa forma, o processo ou os processos que convertem galáxias anãs ativas em formação estelar, em galáxias dEs têm ocorrido em toda a história do universo.

Para respaldar essa conclusão, podemos citar o artigo de Telles & Terlevich (1997), no qual diz que a cor das galáxias subjacentes sugere que as galáxias LSBs (baixo brilho superficial) azuis sejam a contraparte quiescente das galáxias HII no processo de acúmulo de combustível para o surto intermediário do processo de formação estelar, até a eventual depleção do gás. Telles et al. (1997) encontraram também que galáxias HII envelhecidas e anãs elípticas caem no mesmo local no diagrama luminosidade-brilho superficial. Além disso, assumindo uma perda de massa para uma população com uma IMF normal, tem-se que uma evolução dinâmica abiabática irá deslocar galáxias HII na direção das galáxias anãs elípticas no diagrama tamanho-dispersão de velocidade $[R-\sigma]$.

Capítulo 4

Conclusões

Neste trabalho apresentamos os resultados de uma análise de dados da fotometria direta de CCD para uma amostra de 42 galáxias. Apesar da calibração fotométrica ter restringido a análise dos nossos dados, ainda assim pudemos destacar algumas conclusões, que estão enunciadas abaixo:

1. A luz integrada na faixa do visível é dominada pelo evento “starburst”, por isso todas as galáxias HII possuem uma cor (B-V) muito característica em torno de 0.5.
2. As cores ópticas previstas pelos modelos de síntese de população estelar são pouco sensíveis às idades da população estelar e falham em estimar as idades absolutas das galáxias HII, principalmente para o modelo de metalicidade subsolar, consequência das bibliotecas estelares serem incompletas.
3. Galáxias HII não são objetos jovens, formando sua primeira geração de estrelas, pois a idade média de sua população estelar está avaliada entre $10^7 - 10^8$ anos, o que corresponde a idade de uma população intermediária.
4. Todos os objetos da nossa amostra têm idades de no mínimo 10^7 anos. Suas histórias de formação estelar são compostas por pelo menos dois eventos de FE, dos quais o mais recente foi responsável pela formação das regiões HII observadas.
5. A relação luminosidade-metalicidade reflete a relação massa-luminosidade, que é essencial para a compreensão dos processos físicos que governam a eficiência e o tempo de formação estelar nas galáxias. Através da relação L-Z, foram encontrados indícios de que a baixa metalicidade das galáxias HII seja um produto da depleção de elementos pesados, já que esses sistemas possuem poços potenciais rasos, incapazes de reter seu conteúdo de matéria em explosões de SNe. As comparações entre as galáxias HII e outras galáxias anãs através da relação L-Z mostraram que uma evolução entre as classes não é um processo óbvio.

6. Nenhuma relação foi encontrada entre o brilho superficial total e a metalicidade de galáxias HII. É necessário procurar uma relação mais geral no contexto de todas as galáxias anãs, como foi feito para a relação luminosidade-metalicidade.
7. Confirmou-se também a adequação da classificação das galáxias HII em duas classes: Tipo I sistemas irregulares com sinais de distorções, estruturas alongadas, caudas e granulações; Tipo II sistemas compactos e regulares, com simetria morfológica. Aparentemente, os “starbursts” devem ter sido engatilhados por diferentes mecanismos nas duas espécies de objetos.

Dessa forma, finalizamos esse projeto de fim de curso tendo exposto e discutido os temas propostos dentro desse campo tão vasto e peculiar das galáxias HII.

REFERÊNCIAS

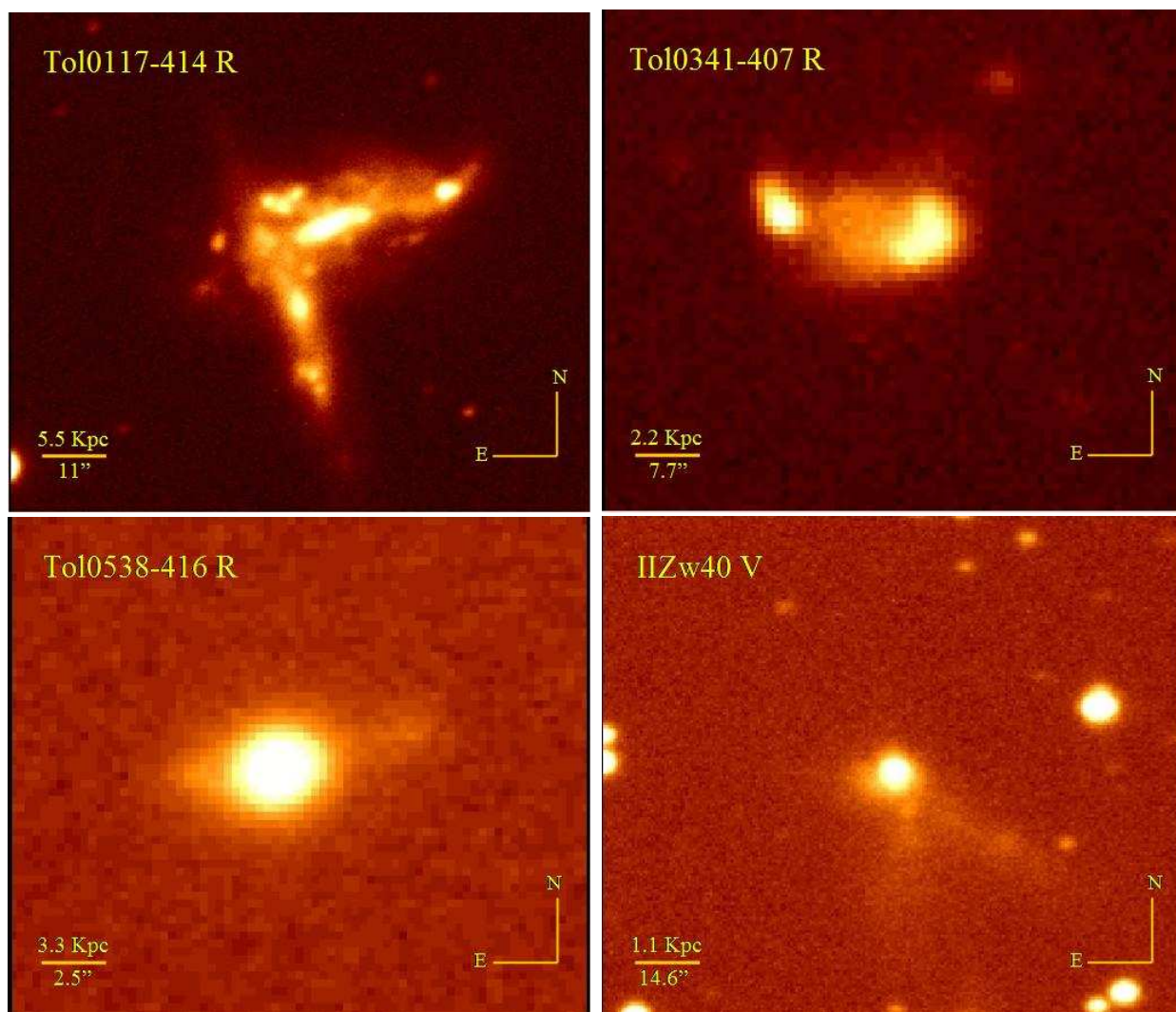
- Aaronson M., 1986. *In Star Forming Dwarf Galaxies and Related Objects*(eds. D. Kunth, T.X. Thuan and J.T.T. Van) Editions Frontieres, p.125
- Cole S., Aragon-Salamanca A., Frenck C.S., Navarro J.F. & Zepf S.E., 1994. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **271**, 781
- Crone M.M., Schulte-Ladbeck R.E., Greggio L. & Hopp U., 2002. *Astrophys. J.* , **567**, 258
- De Vaucouleurs G., De Vaucouleurs A., Corwin Jr. H.G., Buta R.J., Paturel G. & Foreque P., 1991. *in "Third Reference Catalogue of Bright Galaxies, Versio 3.9"* ,
- Doyle M.T., et al., 2005. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **361**, 34
- Gil de Paz A., Madore B.F. & Pevunova O., 2003. *Astrophys. J. Suppl.* , **147**, 29
- Graham J.A., 1982. *Publ. astr. Soc. Pacif.* , **94**, 244
- Heckman T.M., Lehnert M.D., Strickland D.K. & Armus L., 2000. *Astrophys. J. Suppl.* , **129**, 493
- Kauffmann G., White S.D.M. & Guiderdoni B., 1993. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **264**, 201
- Kauffmann G., et al., 2003b. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **341**, 54
- Kehrig C., Telles E. & Cuisinier F., 2004. *Astrophys. J.* , **128**, 1141
- Kniazev A.Y., Grebel E.K., Pustilink S.A., Pramskij A.G., Kniazeva T.F., Prada F. & Harbeck D., 2004. *Astron. J.* , **127**, 704
- Kunth D., Maurogordato S. & Vigroux L., 1988. *Vol. 204*, **1-2**, 10
- Kunth D. & Östlin G., 2000. *Ann. Rev. Astr. Astrophys.* , **10**, 1/21
- Landolt A.U., 1992. *Astr. Astrophys.* , **104**, 340
- Lauberts A. & Valentijn E.A., 1989. *in "The Surface Photometry Catalogue oh the ESO-Uppsala Galaxies"* ,
- Lee H., Skillman E.D., Cannon J.M., Jackson D.C., Gehrz R.D., Polomski E.F. & Woodward C.E., 2006. *Astrophys. J.* , **647**, 970
- Legrand F., 2000. *NewAR*, **44**, 345
- Leitherer C., Schaerer D., Golader J.D., Delgado R.M.G., Robert C., Kune D.F., de Mello D.F., Devost. & Heckman T., 1999. *Astrophys. J. Suppl.* , **123**, 3
- Loose H.H. & Thuan T.X., 1985. *in "Star Forming Dwarf Galaxies and related objects, D. Kunth, TX Thuan, TT Van, Paris: Edition Frontirs 73*
- MacAlpine G.M. & Williams G.A., 1981. *Astrophys. J. Suppl.* , **45**, 113
- Maddox S.J., Sutherland W.J., Efstathiou G. & Loveday J., 1990. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **243**, 692
- Markarian B.E., Lipovetskii V.A. & Stepanian D.A., 1981. *Astrophys. J.* , **17**, 321
- Massey P., 1997. "A User's Guide to CCD Reduction with IRAF, <http://iraf.noao.edu/iraf-homepage.html>
- Mateo M.L., 1998. *Ann. Rev. Astr. Astrophys.* , **36**, 435
- Melnick J., Terlevich R. & Moles M., 1988. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **235**, 297
- Momany et al., 2005. *A&A*, **439**, 111

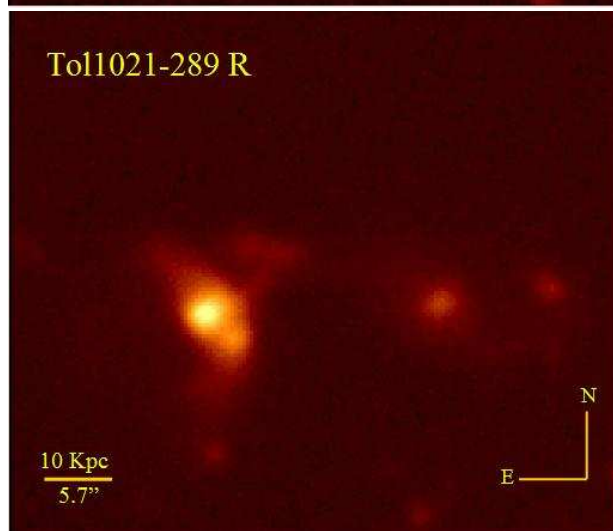
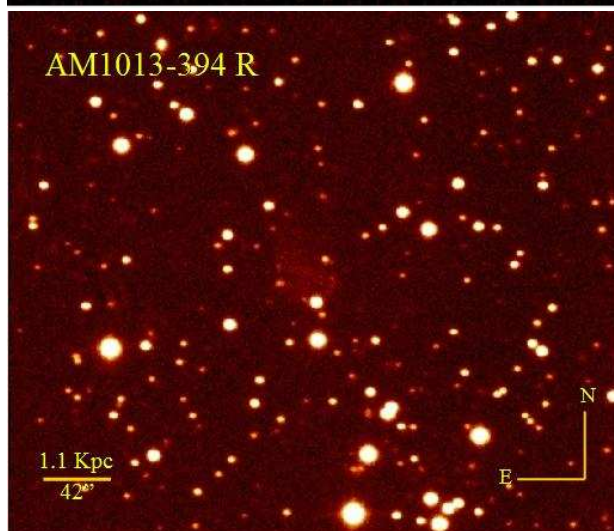
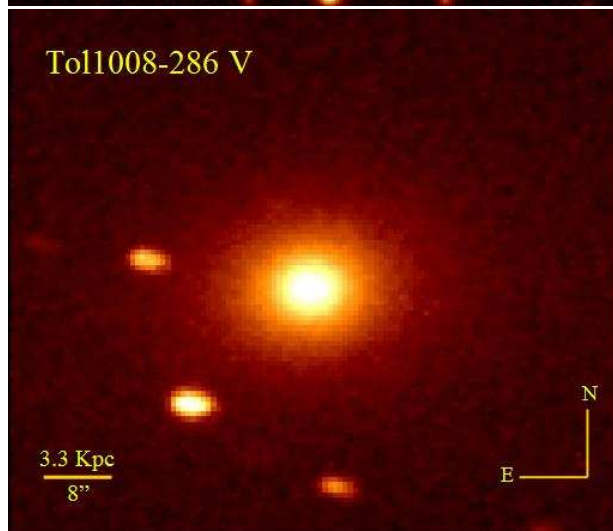
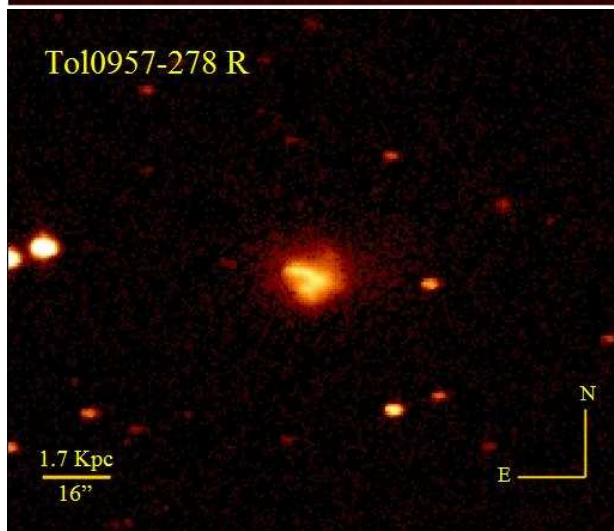
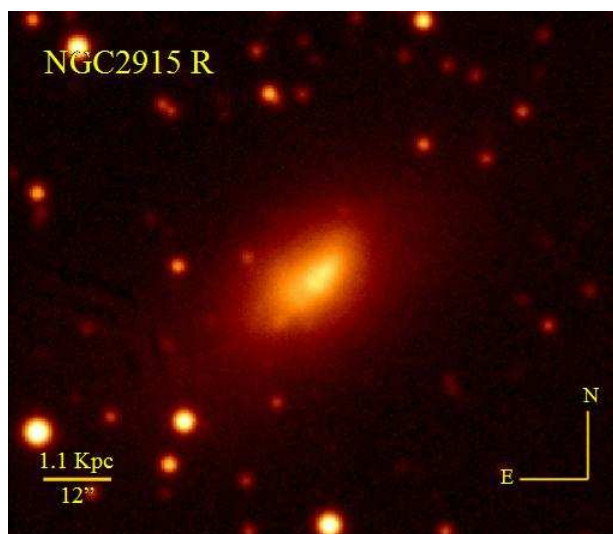
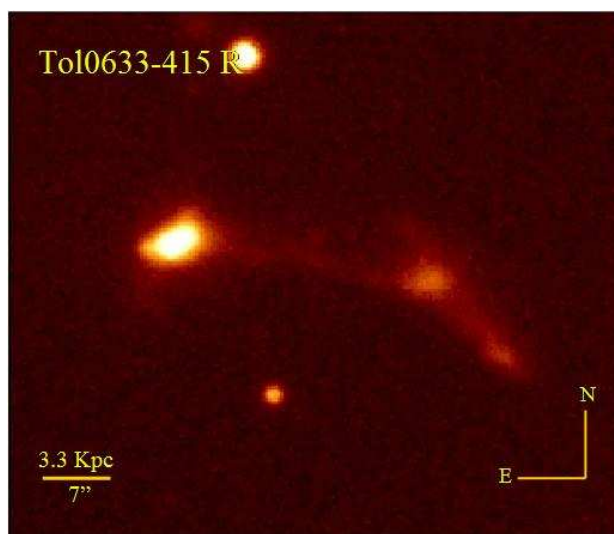
- Osterbrock D.E., 1989. "Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei", **University Science Books**, California
- Pagel B.E., Simonson E.A., Terlevich R.J. & Edmunds M.G., 1992. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **255**, 325
- Papaderos P., Loose H.H., Thuan T.X. & Fricke K.J., 1996. *Astr. Astrophys. Suppl.* , **220**, 201
- Papaderos P., Loose H.H., Fricke K.J. & Thuan T.X., 1996. *Astrophys. J.* , **314**, 59
- Papaderos P. & Fricke K.J., 1997. *The early universe with the VLT*, **418**,
- Pena M., Ruiz M.T. & Maza J., 1991. *Astr. Astrophys.* , **251**, 417
- Schulte-Ladbeck R.E., Hopp U., Greggio L. & Crone M.M., 2000. *Astr. Astrophys.* , **120**, 1713
- Searle L. & Sargent W., 1972. *Astrophys. J.* , **173**, 25
- Skillman E.D., Tolstoy E., Cole A.A., Dolphin A.E., Saha A., Gallagher J.S., Dohm-Palmer R.C. & Mateo M., 2003. *ApJ*, **596**, 253
- Skillman E.D., Kennicutt R.C. & Hodge P.W., 1989. *Astrophys. J.* , **347**, 875
- Skillman E.D., 2005. *AIP Conference Proceedings*, **843**, 63
- Smith M.G., Aguirre C. & Zelman M., 1976. *Astrophys. J. Suppl.* , **32**, 217
- Smith L.J. & Westmoquette M.S., 2007. *NewAR*, **51**, 135
- Telles E. & Terlevich R., 1993. *Astrophys. Sp. Sc.* , **205**, 49
- Telles E. & Terlevich R., 1995. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **311**, 307
- Telles E. & Terlevich R., 1997. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **286**, 183
- Telles E., Melnick J. & Terlevich R., 1997. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **288**, 78
- Telles E. & Maddox S., 2000. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **311**, 307
- Telles E. & Sampson L., 2001. *Astrophys. Sp. Sc.* , **277**, 357
- Thuan T.X. & Martin G.E., 1981. *Astrophys. J.* , **247**, 823
- Tremonti C.A., Heckman T.M., Kauffmann G., Brinchmann J., Charlot S., White S.D.M., Seibert M., Peng E.W., Schlegel D.J., Uomoto A., Fukugita M. & Brinkmann J., 2004. *Astrophys. J.* , **613**, 898
- Westera P., Cuisinier F., Telles E. & Kehrig C., 2004. *Astr. Astrophys.* , **423**, 133
- Zwicky F., 1971. *Catalogue of selected compact galaxies and post-eruptive galaxies*

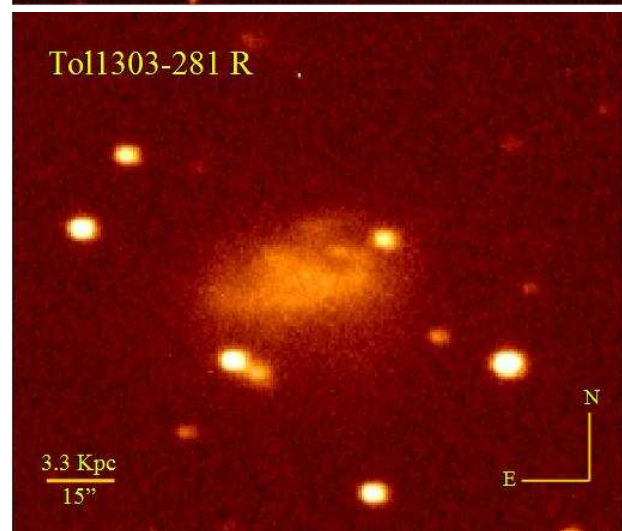
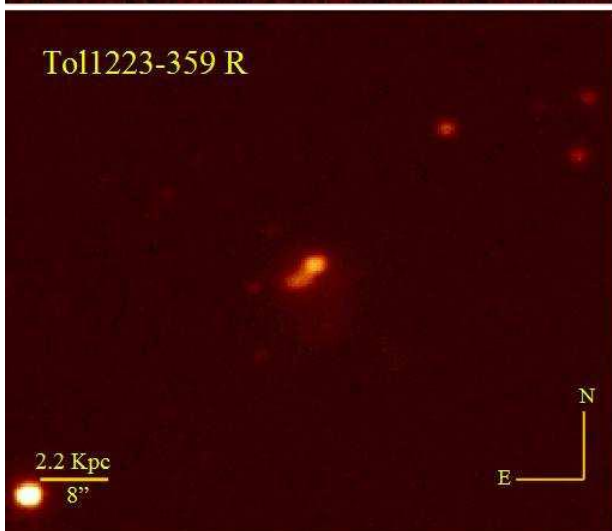
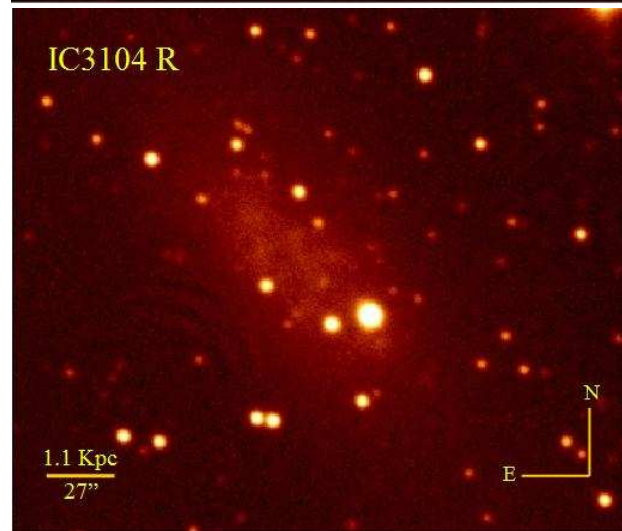
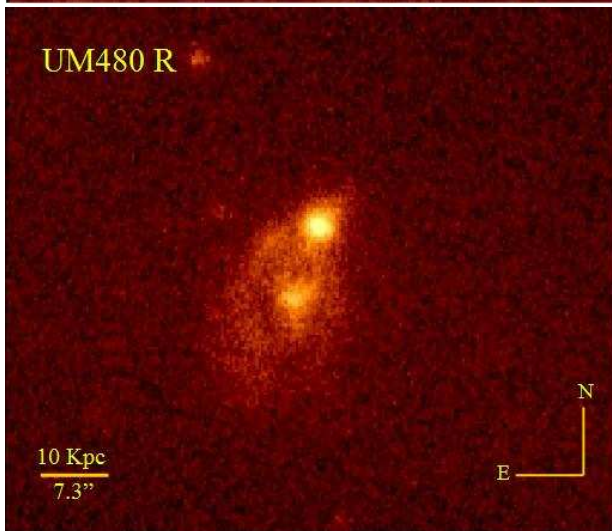
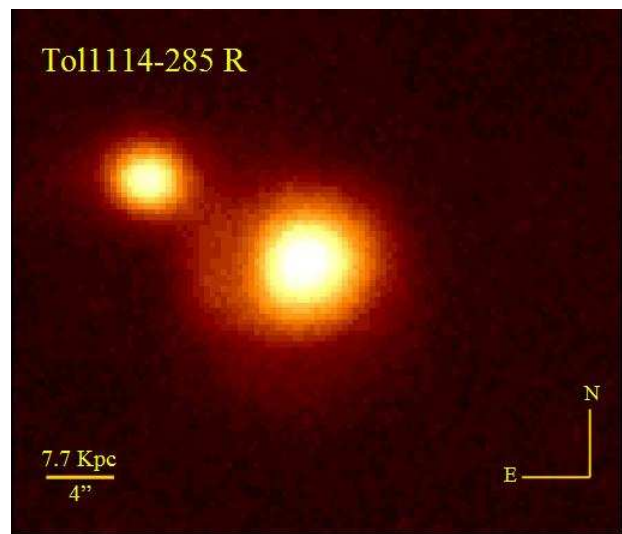
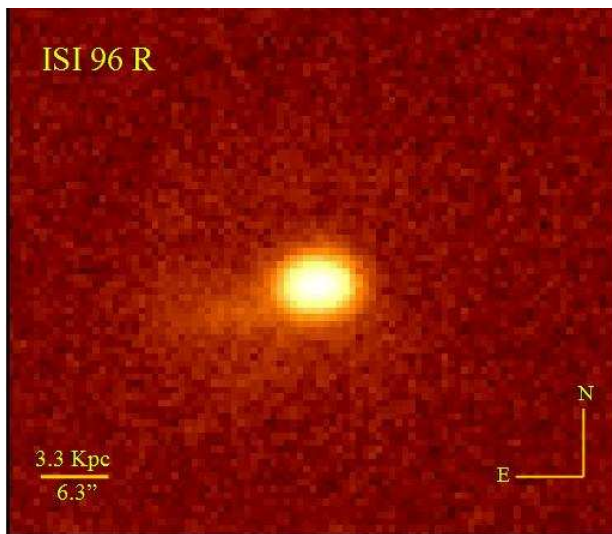
Apêndice A

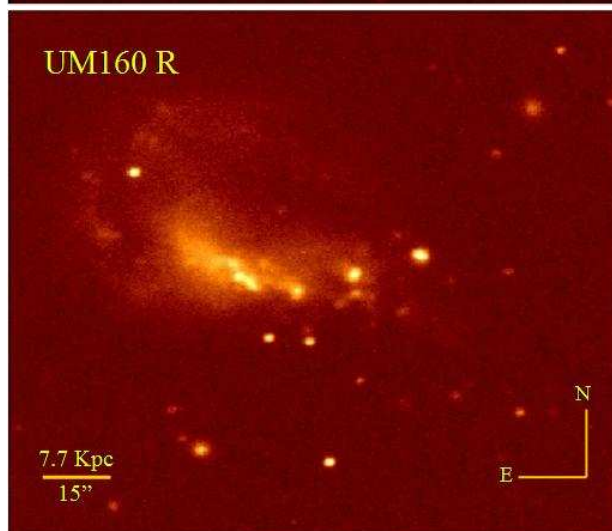
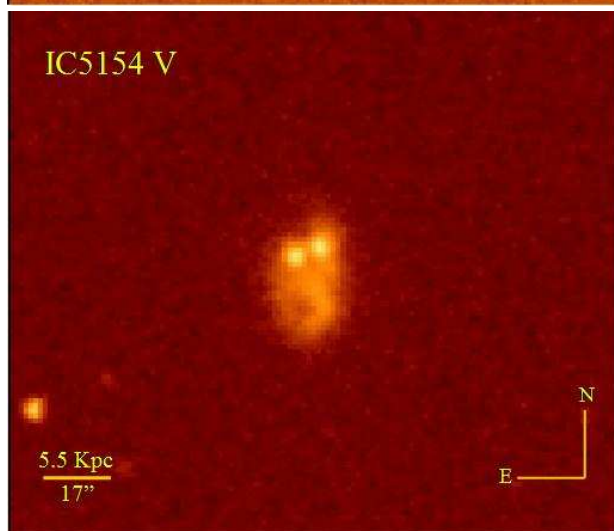
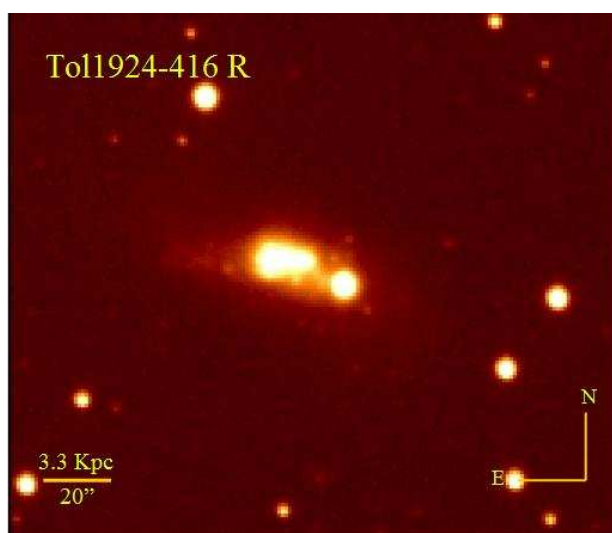
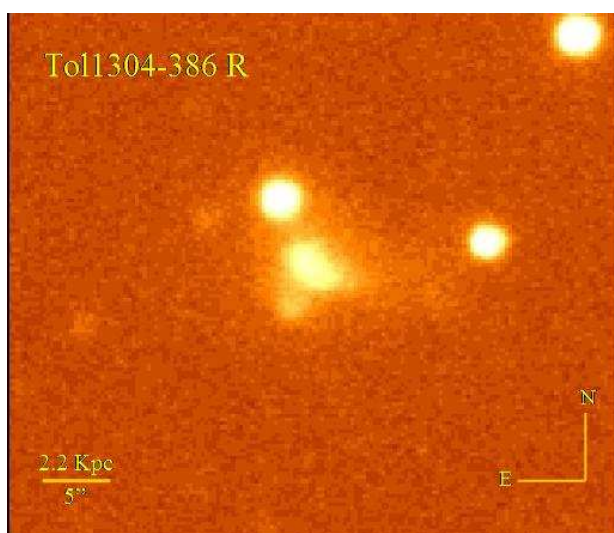
Catálogo Morfológico de galáxias HII

A.1 Galáxias Tipo I

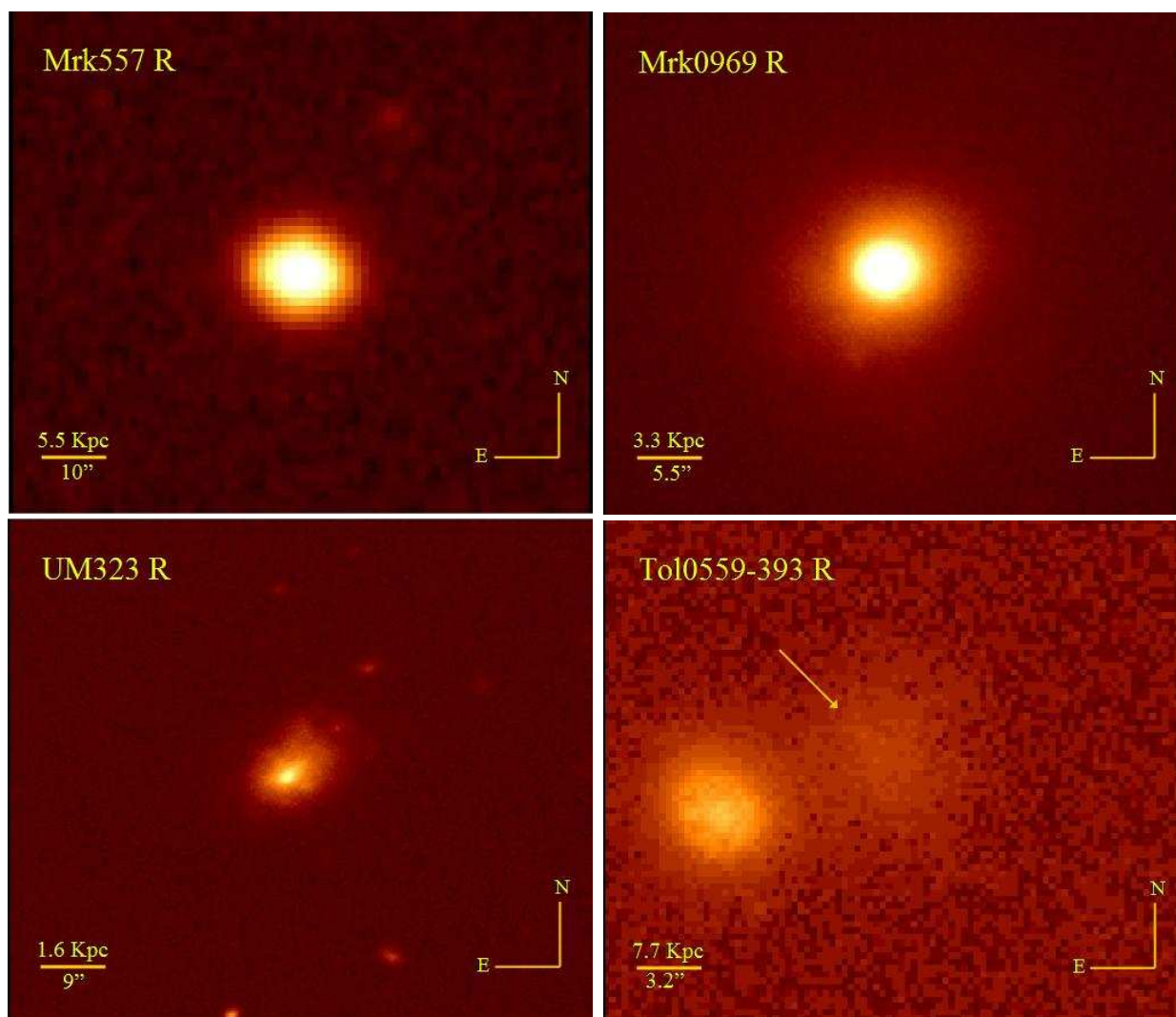




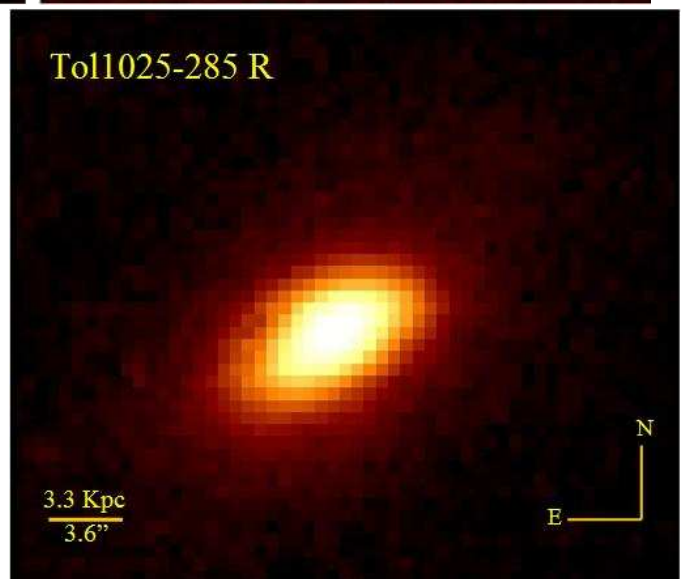
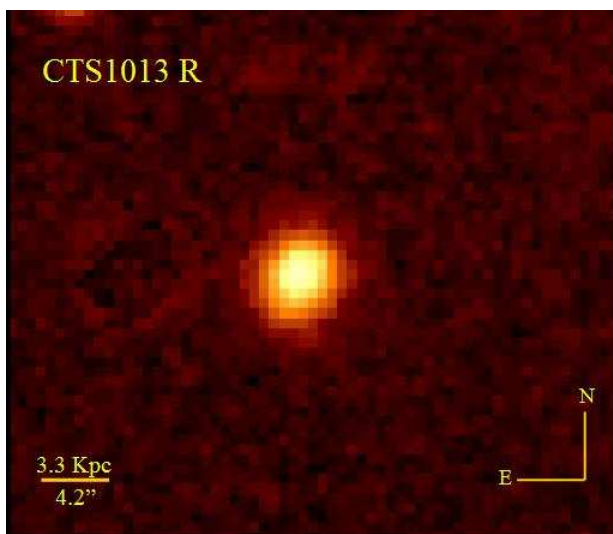
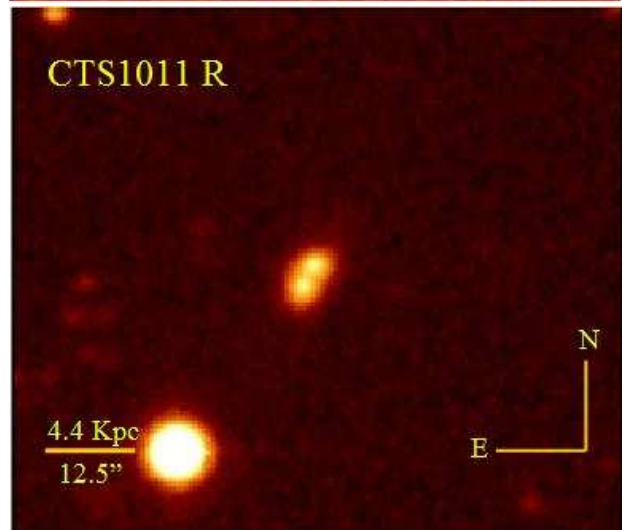
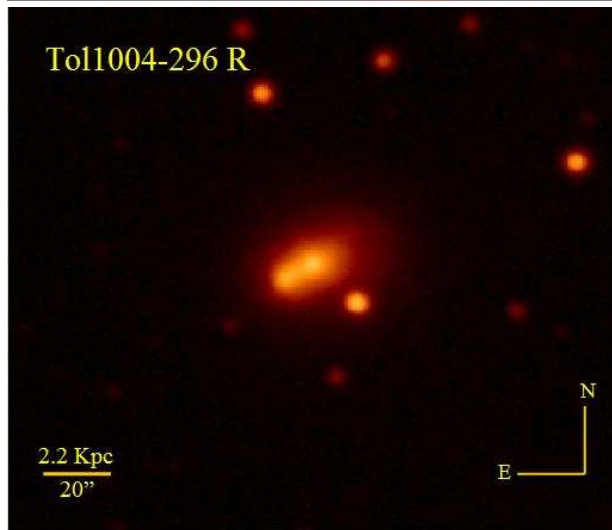
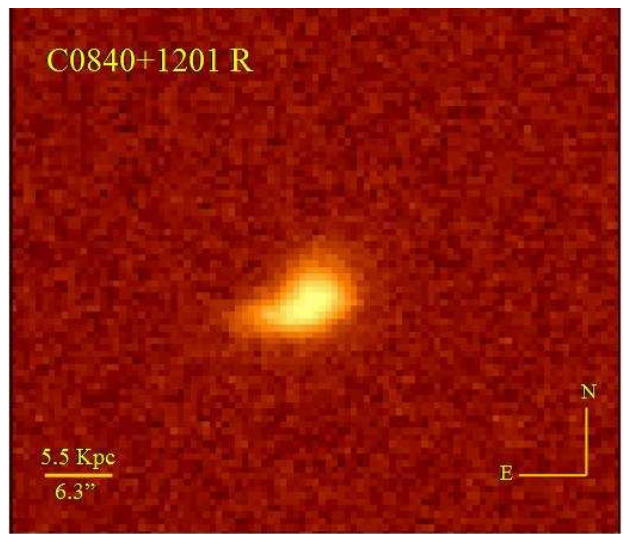
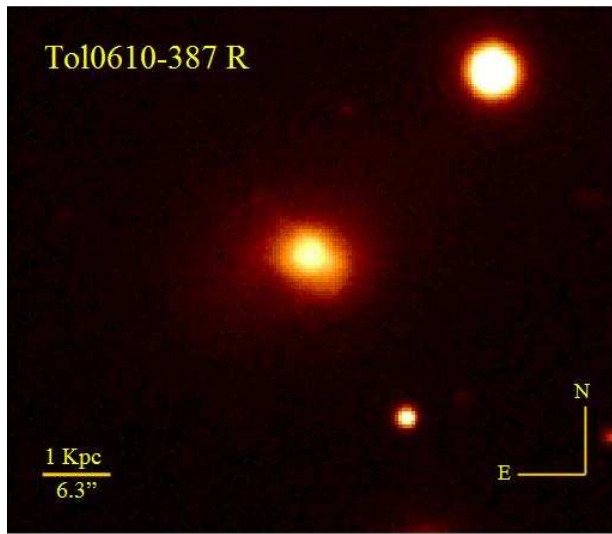


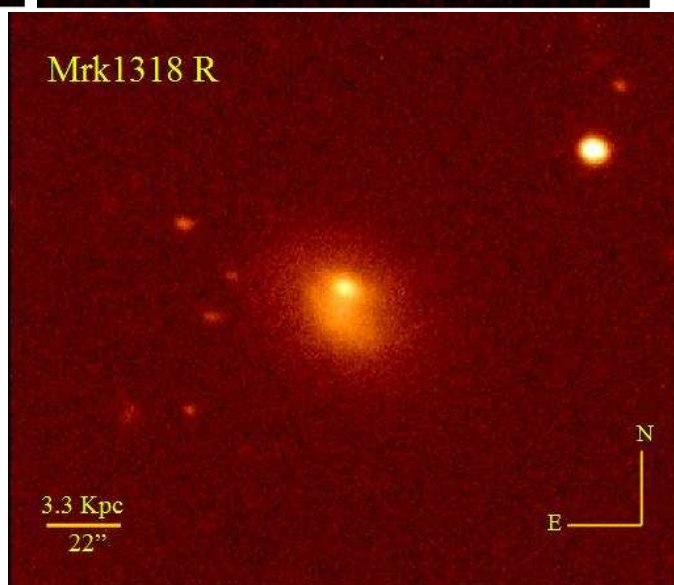
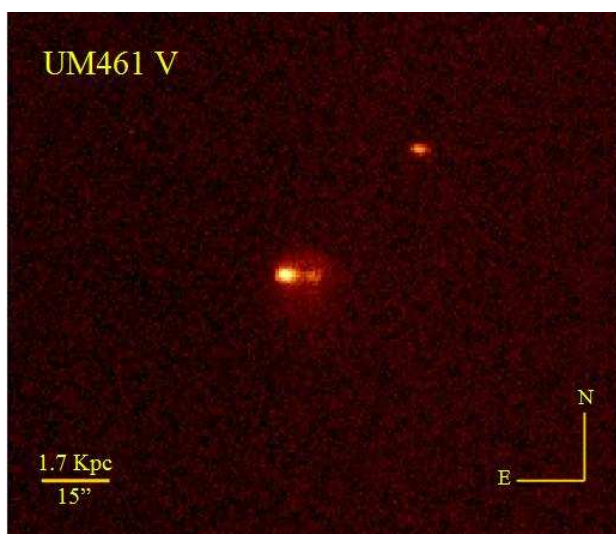
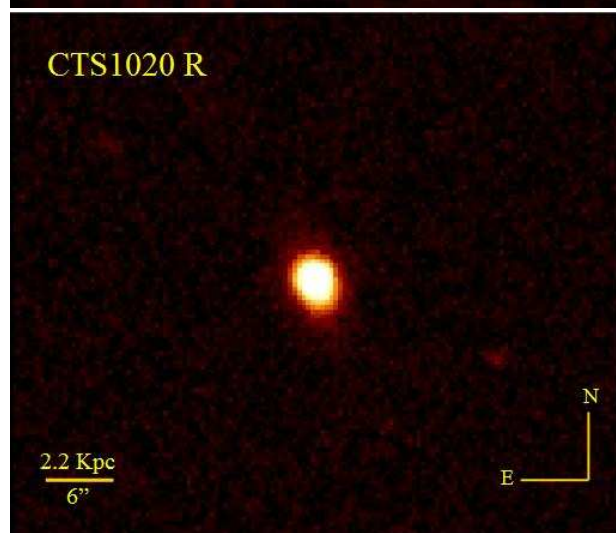
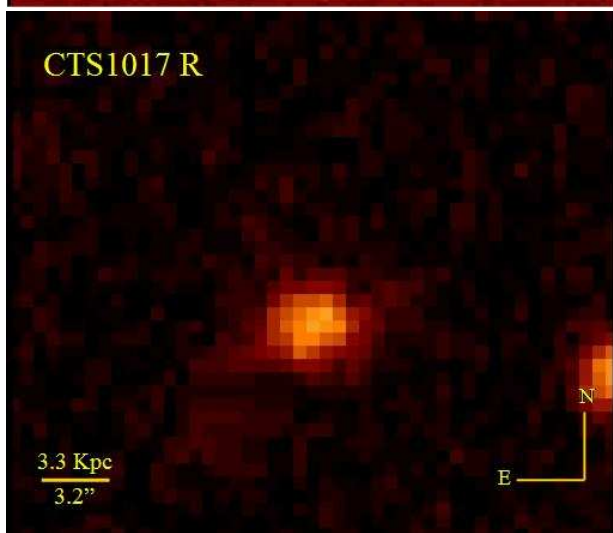
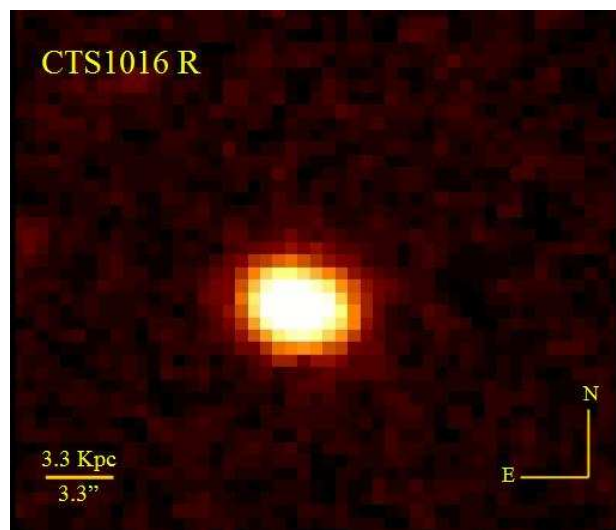
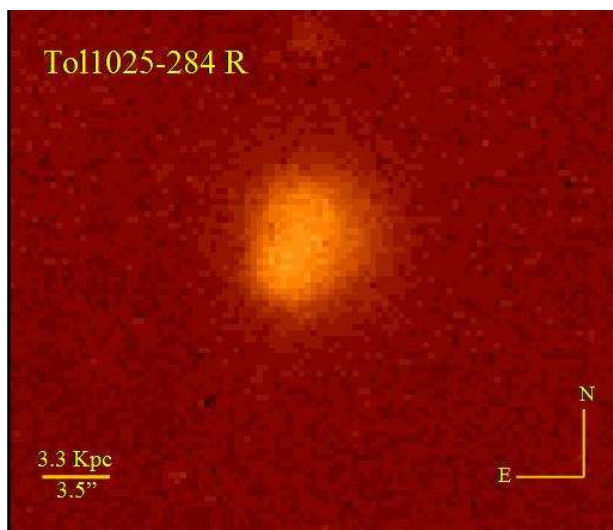


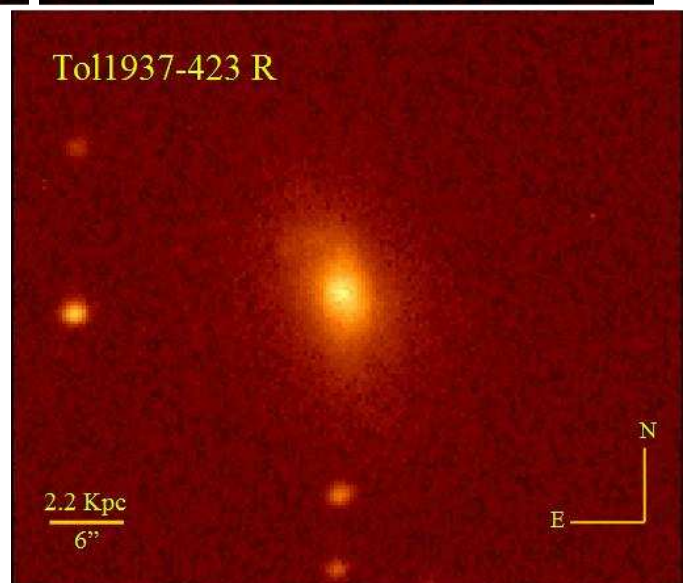
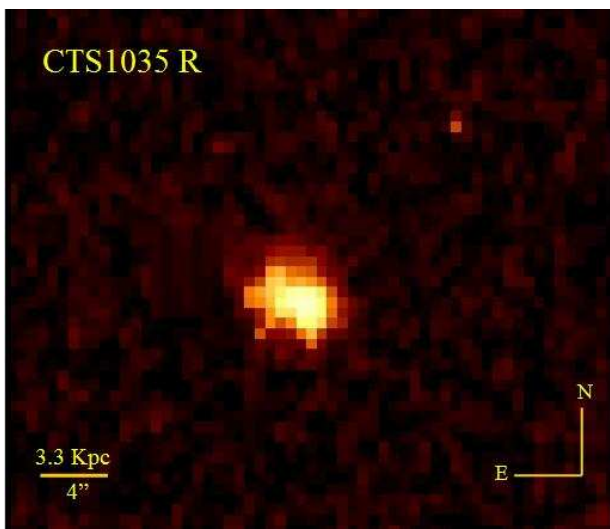
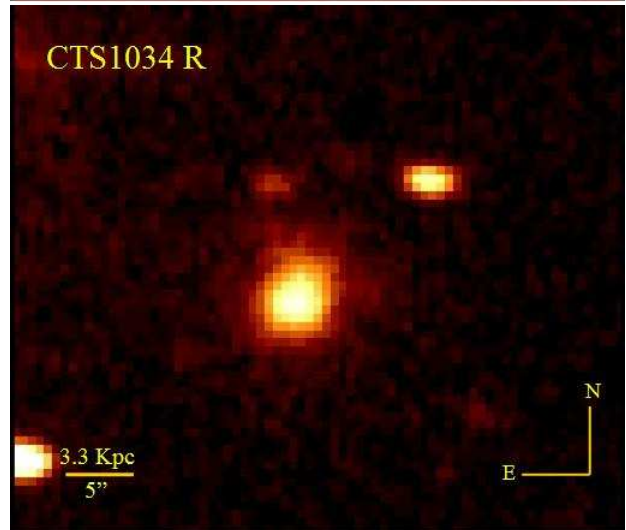
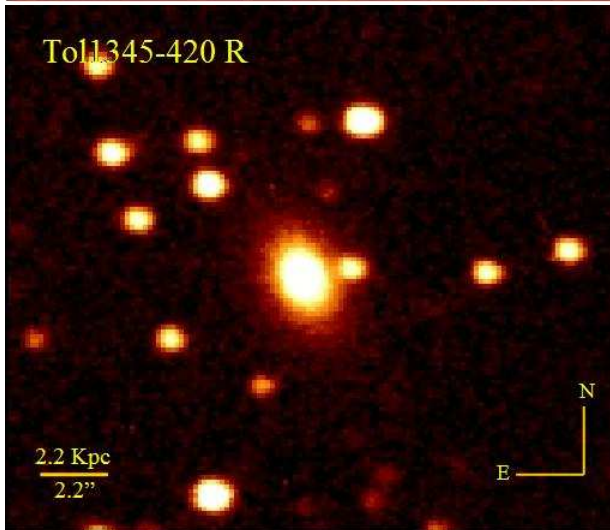
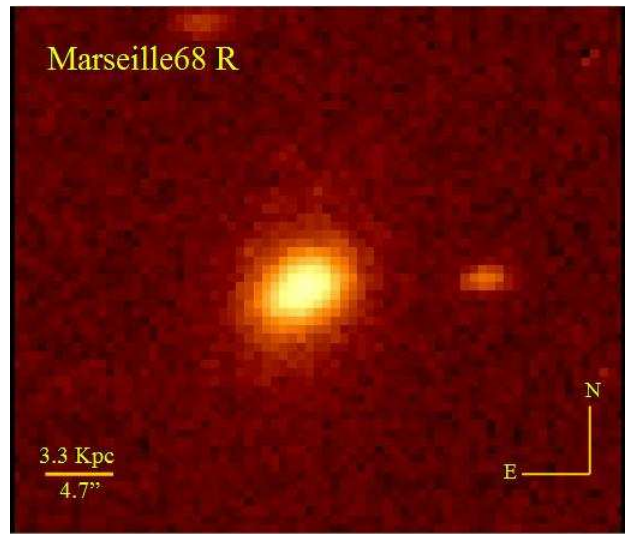
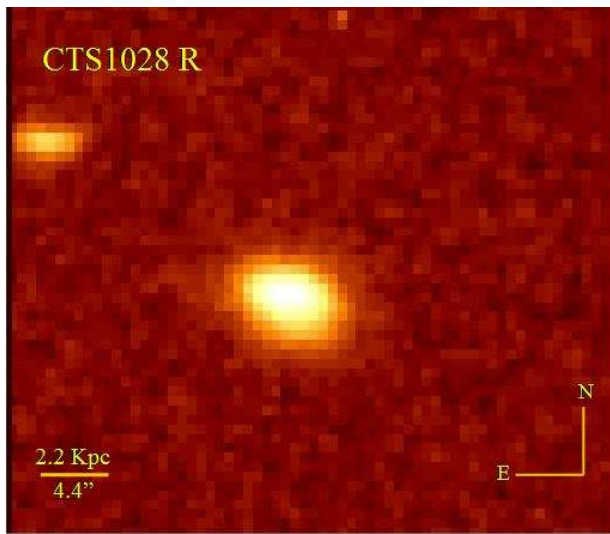
A.2 Galáxias Tipo II



Apêndice







Apêndice B

Cálculo dos Erros das Magnitudes Aparentes Observadas

Para calcularmos os erros da magnitude aparente (m_a), primeiro precisamos estimar os erros da magnitude instrumental (m_i), que como já víamos mostrado anteriormente é definida por:

$$m_i = -2.5 \log(F_i/t) + 25 \quad (\text{B.1})$$

onde F_i é o fluxo instrumental já subtraído da contribuição do céu, t é o tempo de exposição e o termo 25 é uma constante arbitrária.

Transformando a base decimal do logaritmo para base neperiana, a equação acima fica da seguinte forma:

$$m_i = -2.5 \left[\frac{\ln(F_i/t)}{\ln 10} \right] + 25 \quad (\text{B.2})$$

Através do método dos mínimos quadrados podemos, então, estimar o erro da magnitude instrumental:

$$(\delta m_i)^2 = \left(\frac{\partial m_i}{\partial F_i} \right)^2 (\delta F_i)^2 \quad (\text{B.3})$$

$$\delta m_i = \left| \frac{\partial m_i}{\partial F_i} (\delta F_i) \right| \quad (\text{B.4})$$

$$\delta m_i = \left| \frac{-2.5}{\ln 10} \frac{t}{F_i} (\delta F_i) \right| \quad (\text{B.5})$$

onde o erro do fluxo instrumental (δF_i) é dado pelo "IRAF".

Agora, com o erro da magnitude instrumental estimada, podemos calcular o erro da magnitude aparente observada. Esta é dada pela seguinte expressão:

$$m_a = m_i - \kappa\chi - \xi \quad (\text{B.6})$$

Aplicando novamente o método dos mínimos quadrados temos que:

$$(\delta m_a)^2 = \left(\frac{\partial m_a}{\partial m_i}\right)^2 (\delta m_i)^2 + \left(\frac{\partial m_a}{\partial \kappa}\right)^2 (\delta \kappa)^2 + \left(\frac{\partial m_a}{\partial \xi}\right)^2 (\delta \xi)^2 \quad (\text{B.7})$$

$$(\delta m_a)^2 = (1)^2 (\delta m_i)^2 + (-\chi)^2 (\delta \kappa)^2 + (-1)^2 (\delta \xi)^2 \quad (\text{B.8})$$

$$\delta m_a = \sqrt{(\delta m_i)^2 + \chi^2 (\delta \kappa)^2 + (\delta \xi)^2} \quad (\text{B.9})$$

onde (δm_i) é o erro da magnitude instrumental antes calculado, $(\delta \kappa)$ e $(\delta \xi)$ os erros do coeficiente de extinção e do ponto zero da noite, respectivamente, obtidos através do ajuste linear, que calculou os valores de κ e ξ para cada noite.