Universidade do Vale do Paraíba Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento

DEISE APARECIDA ROSA

EFEITOS DAS INTERAÇÕES EM PARES DE GALÁXIAS COM O $$\rm GEMINI/GMOS-S$$

São José dos Campos, SP2015

Deise Aparecida Rosa

EFEITOS DAS INTERAÇÕES EM PARES DE GALÁXIAS COM O GEMINI/GMOS-S

Tese apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia, como complementação dos créditos necessários para a obtenção do título de Doutor em Física e Astronomia.

São José dos Campos, SP\$2015\$





TERMO DE AUTORIZAÇÃO DE DIVULGAÇÃO DA OBRA

Ficha catalográfica

Rosa, Deise Aparecida

Efeitos das interações em pares de galáxias com o Gemini/GMOS / Deise Aparecida Rosa; orientador, Oli Luiz Dors Junior; co-orientadora Angêla Cristina Krabbe. - São José dos Campos, SP, 215. 169 p.

Tese (Doutorado) - Universidade do Vale do Paraíba, São José dos Campos. Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia.

Inclui referências

 Física e Astronomia. 2. Interação de Galáxia. 3. Densidade Eletrônica. 4. Síntese de População Estelar. 5. Evolução Química.
 I. Dors Junior, Oli Luiz, orient. II. Krabbe, Angêla Cristina, co-orient. III. Universidade do Vale do Paraíba. Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia. IV. Título.

Eu, Deise Aparecida Rosa, autor(a) da obra acima referenciada:

Autorizo a divulgação total ou parcial da obra impressa, digital ou fixada em outro tipo de mídia, bem como, a sua reprodução total ou parcial, devendo o usuário da reprodução atribuir os créditos ao autor da obra, citando a fonte.

Declaro, para todos os fins e efeitos de direito, que o Trabalho foi elaborado respeitando os princípios da moral e da ética e não violou qualquer direito de propriedade intelectual sob pena de responder civil, criminal, ética e profissionalmente por meus atos.

São José dos Campos, 15 de Abril de 2015.

Dire Marida Rosa

Autor(a) do Obra

Data da defesa: $\underline{0310310310315}$

DEISE APARECIDA ROSA

"EFEITOS DAS INTERAÇÕES EM PARES DE GALÁXIAS COM O GEMINI/ GMOS."

Tese aprovada como requisito parcial à obtenção do grau de Doutor em Física e Astronomia, do Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia, do Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento da Universidade do Vale do Paraíba, São José dos Campos, SP, pela seguinte banca examinadora:

Prof. Dr. ALEXANDRE SOARES DE OLIVEIRA (UNIVAP) Prof. Dr. OLI LUIZ DORS JUNIOR (UNIVAP) Prof. Dr. IRAPUAN RODRIGUES DE OLIVEIRA FILMO (UNIVAP) Walty VMan Prof. Dr. WALTER JUNQUEIRA MACIEL (USP) Prof^a. Dra. THAIS EUNICE PIRES IDIART (USP) Mau Prof. Dr. JACQUES RAYMOND DANIEL LÉPINE (USP)

Prof^a. Dra. Sandra Maria Fonseca da Costa Diretora do IP&D – UniVap São José dos Campos, 23 de fevereiro de 2015. "A mente que se abre a uma nova idéia jamais voltará ao seu tamanho original"

Albert Einstein

As minhas filhas muito amadas, Isabella e Beatriz ... as estrelas que me guiam e iluminam a minha vida. A Manoel Mário, meu amor... amigo fiel e eterno incentivador. Aos meus pais, Francisco e Maria Aparecida, aos quais serei sempre grata, pelo apoio, dedicação, incentivo e amor.

AGRADECIMENTOS

A Deus, por mais um dia em sua presença. Querido Deus, agradeço-te por me ouvir, proteger, iluminar, conduzir, instruir e principalmente me fazer feliz!

Agradeço em particular a toda a minha família, em especial ao meu marido Manoel Mário, que sempre me incentivou, mesmo que as horas fossem sacrificadas do nosso convívio, motivando-me a sempre persistir. Aos meus pais Francisco e Maria, meus irmãos Fernando e Denise pelo apoio emocional e intelectual.

Como extensão à minha família, agradeço ao meus amigos, entre os quais devo destacar Danilo Gusmão pela constante troca de aprendizado. Além destes, também gostaria de agradecer as inestimáveis contribuições de todos os meus colegas de pós-graduação, que tornaram mais fáceis estes anos de estudo.

Jamais poderia deixar de citar o meu agradecimento a todos os professores com os quais convivi desde a minha graduação, até o fim desta etapa que agora se encerra. Em especial as considerações que devo à meu orientador, Prof. Dr. Oli Luiz Dors Jr., com seu conhecimento, sua paciência, e disposição em sempre me ajudar durante todo o meu trabalho. Por acreditar na minha capacidade e no meu crescimento profissional, por me ensinar como fazer ciência e, pelo apoio em todos os momentos e, principalmente, pela amizade. A minha co-orientadora Prof^a. Dr^a. Ângela Cristina Krabbe pelos conhecimentos repassados e disposição em me ajudar. Também ao meus colaboradores, Prof. Dr. Guilhermo Hägele, Prof. Dr^a. Monica Cardaci, Dr^a Miriani Pastoriza e Prof. Dr. Irapuan Rodrigues pela constante ajuda e disposição em me responder perguntas, promovendo a união do grupo.

Agradeço, a Universidade do Vale do Paraíba, ao Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento (IP&D), por me acolher e permitir que eu pudesse, desde a minha graduação a realizar os meus estudos.

Muito obrigada, a todos que contribuíram com meu crescimento profissional e pessoal.

E, por fim, à Fundação de Amparo de Pesquisa de São Paulo (Fapesp) pela bolsa de doutorado (nº do processo: 2011/08202-6) concedida a Universidade do Vale do Paraíba (Univap), que com suas iniciativas de financiamento proporcionaram a realização do estudo que culminou nesse trabalho.

EFEITOS DAS INTERAÇÕES EM PARES DE GALÁXIAS COM O GEMINI/GMOS-S

RESUMO

Apresentamos um estudo observacional sobre os impactos das interações na densidade eletrônica e na abundância química de regiões HII localizadas em nove sistemas de galáxias em interação, identificados por AM 1054-325, AM 1219-430, AM 1256-433, AM 1401-324, AM 2030-303, AM 2058-381, AM 2229-735, AM 2306-721, e AM 2322-821. Utilizamos dados espectroscópicos de fenda longa no intervalo de 3350-7300 A obtidos com o espectrógrafo de Multi-Objeto do Gemini Sul (GMOS-S). A densidade eletrônica foi determinada utilizando a razão de linhas de emissão $[SII]\lambda 6717/\lambda 6731$. Perfis espaciais da abundância de oxigênio na fase gasosa de regiões HII situadas ao longo dos discos das galáxias consideradas foram obtidos utilizando calibrações baseadas em linhas de emissão fortes. Nossos resultados indicam que regiões HII localizadas na nossa amostra de galáxias em interação possuem valores mais elevados de densidade eletrônica do que os derivados em galáxias isoladas. Os valores médios de densidade eletrônica nas galáxias em interação estão no intervalo $N_{\rm e} = 24 - 1408 \,{\rm cm}^{-3}$, enquanto aos obtidos para galáxias isoladas estão no intervalo de $N_{\rm e} = 40 - 137 {\rm cm}^{-3}$. Utilizando um diagrama de diagnóstico verificamos que as regiões HII localizadas nas galáxias AM 1054A, AM 2058B, AM 2306B, apresentam excitação secundária por choque de gás. Para as galáxias restantes, apenas poucas regiões HII apresentam esta fonte de ionização secundária, como em AM 2322A e AM 2322B. Nenhuma correlação foi obtida entre a presença de choques de gás e altos valores de densidades eletrônica. Encontramos gradientes de oxigênio significativamente mais planos para todas as galáxias de nossa amostra quando comparados aos derivados em galáxias espirais isoladas. Para quatro objetos de nossa amostra, i.e. AM 1219A, AM 1256B, AM 2030A e AM 2030B, derivamos uma quebra no gradiente de oxigênio a uma distância galactocêntrica R/R_{25} entre 0,2 e 0,5. Por fim, encontramos que regiões HII situadas em galáxias em interação seguem a mesma relação entre o parâmetro de ionização e a abundância de oxigênio que a derivada para regiões em galáxias isoladas.

Palavras-chaves: 1. Interação de Galáxia. 2. Densidade Eletrônica. 3. Síntese de População Estelar. 4. Evolução Química.

INTERACTION EFFECTS ON GALAXY PAIRS WITH GEMINI/GMOS-S

ABSTRACT

We presented a study about effects of interactions on the electron density and chemical oxygen abundance of HII regions located in nine interacting galaxy sistems, namely AM 1054-325, AM 1219-430, AM 1256-433, AM 1401-324, AM 2030-303, AM 2058-381, AM 2229-735, AM 2306-721, and AM 2322-821. We used long-slit spectroscopy data in the range 3350–7300A obtained with the Gemini Multi-Object Spectrograph at Gemini South (GMOS-S). The electron density was determined using the ratio of emission lines [SII] $\lambda 6717/\lambda 6731$. Spatial profiles of oxygen abundance in the gaseous phase along galaxy discs were obtained using calibrations based on strong emission lines (N2 and O(3N2). Our results indicate that the electron density estimated for the HII regions of our sample of interacting galaxies are systematically higher than those derived for isolated galaxies. The average electron density values of interacting galaxies are in the range of $N_{\rm e} = 24 - 1408 \text{ cm}^{-3}$, while those obtained for isolated galaxies are in the range of $N_{\rm e} = 40 - 137 {\rm cm}^{-3}$. Using a standard diagnostic diagram, we found that the HII regions located in the galaxies AM 1054A, AM 2058B, AM 2306B have a secondary excitation source being shock gas. For the remaining galaxies, only few HII regions have this secondary ionizing source, as in AM 2322A and AM 2322B. We found oxygen gradients to be significantly flatter for all the studied galaxies than those in typical isolated spiral galaxies. Four objects in our sample, AM 1219A, AM 1256B, AM 2030A and AM 2030B, show a clear break in the oxygen abundance at galactocentric radius R/R_{25} between 0.2 and 0.5. Finally, we found that the HII regions located in close pairs of galaxies follow the same relation between the ionization parameter and the oxygen abundance as those regions in isolated galaxies.

Key-words: 1. Interactions of Galaxy. 2. Electron Densities. 3. Stellar Population Synthesis. 4. Chemical Abundance.

SUMÁRIO

	Pág.
1 INTRODUÇÃO	11
1.1 Efeitos da Interação em pares galáxias	. 12
1.2 Propriedades físicas de regiões HII	. 16
1.2.1 Densidade Eletrônica	. 16
1.2.2 Populações Estelares	. 17
1.2.3 Abundância química em regiões HII	. 19
1.2.3.1 Método direto	. 19
1.2.3.2 Método Indireto	. 20
1.3 O presente trabalho	. 22
2 AMOSTRA DOS OBJETOS	23
2.1 AM 1054-325	. 23
2.2 AM 1219-430	. 23
2.3 AM 1256-433	. 24
2.4 AM 1401-324	. 26
2.5 AM 2030-303	. 27
2.6 AM 2058-381	. 28
2.7 AM 2229-735	. 29
2.8 AM 2306-721	. 29
2.9 AM 2322-821	. 30
3 OBSERVAÇÃO E REDUÇÃO DE DADOS	33
3.1 Observações	. 33
3.2 Redução de Dados	. 38
4 METODOLOGIA	41
4.1 Intensidades das linhas de emissão e análise dos erros . \ldots \ldots \ldots \ldots	. 41
4.2 Correção por avermelhamento	. 42
4.3 Densidade Eletrônica	. 42
4.4 Síntese de População Estelar	. 43
4.5 Gradientes de Abundância do Oxigênio	. 44
5 RESULTADOS E DISCUSSÕES	47
5.1 Densidade Eletrônica	. 47
5.1.1 Resultados \ldots	. 47
5.1.1.1 AM 1054-325	. 48
5.1.1.2 AM 1219-430	. 48
5.1.1.3 AM 1256-433	. 48
5.1.1.4 AM 2058-381	. 50
5.1.1.5 AM 2229-735	. 50

5.1.1.6 AM 2306-721	50
5.1.1.7 AM 2322-821	51
5.1.2 Discussão \ldots	51
5.2 Síntese de População Estelar	58
5.2.1 Resultados	59
5.2.1.1 AM 1054-325	59
5.3 Gradientes de Abundância do Oxigênio	61
5.3.1 Resultados \ldots	61
5.3.1.1 AM 1054-325	63
5.3.1.2 AM 1219-430	65
5.3.1.3 AM 1256-433	70
5.3.1.4 AM 2030-303	71
5.3.1.5 AM 2058-381	73
5.3.1.6 AM 2229-735	75
5.3.1.7 AM 2306-721	75
5.3.1.8 AM 2322-821	76
5.3.2 Discussão \ldots	76
6 CONCLUSÃO	85
REFERÊNCIAS	87
A PROCESSOS DE REDUÇÃO DE DADOS	06
A.1 O Detector CCD	.06
A.2 Processamento inicial das Imagens	.07
A.3 Subtração dos Bias	.07
A.4 Normalização por Flat-Field	.07
A.5 Calibração em Comprimento de Onda	.08
A.6 Remoção dos Raios Cósmicos	.09
A.7 Extração dos Espectros	.09
A.8 Calibração em Fluxo	.09
B TABELAS DE DADOS 1	11
C ARTIGOS RELACIONADOS	43

1 INTRODUÇÃO

Galáxias formam associações que podem conter desde pares, trios, aglomerados a estruturas ainda maiores, como superaglomerados.

Em particular, pares de galáxias foram reconhecidos inicialmente pela proximidade de seus constituintes e, considerados como tais, quando a separação destes era considerada menor do que a separação média entre as galáxias da mesma região do céu. O astrônomo sueco Erik Holmberg (1908-2000) foi o primeiro, em 1937, a catalogar galáxias em pares, também conhecidas como galáxias binárias. Para catalogá-las, Erik Holmberg usou o critério de que duas galáxias constituíam um par se a separação entre elas no plano do céu era menor que duas vezes a soma de suas dimensões máximas (VIEGAS, 2007). Entretanto, para que um par de galáxias seja considerado como par físico estas devem estar à mesma distância de um observador da Terra. Do contrário, duas galáxias apenas parecem próximas umas da outra devido ao efeito de projeção no plano do céu, porém, não estão em interação gravitacional.

A grande maioria dos pares de galáxias é formada apenas por galáxias do tipo espiral e espiral (S+S). No entanto, alguns pares de galáxias também são formados por galáxias de distintos tipos morfológicos, tais como: elíptica e espiral (E+S), elíptica e lenticular (E+S0), lenticular e lenticular (S0+S0), e lenticular e espiral (S0+S) (SILVA; SOUZA, 2004). Alguns exemplos destas são mostrados na Figura 1.

Figura 1 - Pares de galáxias contendo diferentes tipos morfológicos, tais como, AM0327-222 (S+S), AM 1318-432 (E+S) e AM0052-321 (E+E).



Fonte: Arp e Madore (1987).

Galáxias em pares podem colidir e assim se fundir umas com as outras, transformando-se em uma só estrutura ou, em outros casos, simplesmente interagir, apenas trocando matéria. Estes eventos de interação e de fusão entre galáxias desempenham um papel importante na história da formação estelar e na evolução destes objetos. Galáxias em pares são comuns no Universo local (FRENK et al., 1988; CARLBERG; COUCHMAN, 1989), bem como, a altos redshifts, onde colisões são mais frequentes. Os eventos de fusão podem mudar a função de massa das galáxias, transformando galáxias menos massivas em mais massivas. Ou ainda, processos de fusões podem também mudar a morfologia de seus constituintes, transformando duas galáxias espirais, ricas em gás, em uma elíptica. Como exemplo podemos citar o par de galáxias em processo de fusão, denominado Antenas mostrada na Figura 2. Interações desencadeiam um amplo conjunto de fenômenos físicos e morfológicos, tais como, longas caudas compostas de gás, poeira, estrelas, bem como núcleos de matéria desacoplados cinematicamente da galáxia hospedeira (STRUCK, 1999).

Figura 2 - Duas galáxias espirais em processo de fusão, conhecidas como Antena. A imagem foi obtida utilizando o telescópio espacial Hubble.



Fonte: NASA (2015)

1.1 Efeitos da Interação em pares galáxias

Estudos de processos físicos presentes em interações e fusões de galáxias são de fundamental importância para entender a história de formação estelar e a evolução química destes objetos. Objetos interatuantes mostram, em geral, emissão aumentada na região espectral do ultravioleta (LARSON; TINSLEY, 1978), na intensidade de linhas de emissão ópticas (KENNICUTT; KEEL, 1984), no infravermelho próximo (JOSEPH; WRIGHT, 1985) e em rádio (HUMMEL, 1981), quando comparadas as de galáxias isoladas.

Em geral, para quase todos os discos de galáxias isoladas é derivado um gradiente

de oxigênio negativo, como na nossa Galáxia (VÍLCHEZ; ESTEBAN, 1996; ANDRIEVSKY et al., 2002; LUCK et al., 2003; ANDRIEVSKY et al., 2004; COSTA et al., 2004; BRAGAGLIA et al., 2008; MAGRINI et al., 2009; PEDICELLI et al., 2009; MACIEL; COSTA, 2009; YONG et al., 2012; LEMASLE et al., 2013; ESTEBAN et al., 2013). Este gradiente negativo é naturalmente explicado por modelos que assumem um cenário de formação de dentro para fora das galáxias (PORTINARI; CHIOSI, 1999; BOISSIER; PRANTZOS, 2000; MOLLÁ; DÍAZ, 2005), onde as galáxias começam a formar suas regiões internas antes das externas, como confirmado por estudos de populações estelares de galáxias espirais (BELL; JONG, 2000; MACARTHUR et al., 2004; POHLEN; TRUJILLO, 2006; MATEOS et al., 2007) e por estudos fotométricos de galáxias localizadas à altos redshifts (TRUJILLO et al., 2004; BARDEN et al., 2005).

Entretanto, gradientes de abundância química do oxigênio em galáxias podem ser planos ou modificados pela presença de fluxos de gás ao longo do disco galáctico. Basicamente, estes fluxos de gás podem surgir devido a dois mecanismos. Em galáxias isoladas, simulações hidrodinâmicas prevêem que a presença de barras pode produzir um movimento de gás em direção à regiões centrais do disco (ATHANASSOULA, 1992; FRIEDLI et al., 1994; CAVICHIA et al., 2014), o qual foi confirmado por estudos observacionais (ZARITSKY et al., 1994; MARTIN; ROY, 1994). O segundo mecanismo ocorre em galáxias em interação ou pares próximos, onde pertubações gravitacionais induzidas pela interação produzem fluxo de gás no disco galáctico. Este gás, originalmente localizado nas partes externas do disco (regiões com baixa metalicidade), se movimenta em direção à regiões mais centrais (com alta metalicidade) de cada componente (TOOMRE; TOOMRE, 1972; DALCANTON, 2007).

Portanto, gradientes de metalicidade de galáxias em interação, ou em galáxias que tiveram uma interação no passado, tendem a ser mais planos (BRESOLIN et al., 2009; KEWLEY et al., 2010; RUPKE et al., 2010a; SÁNCHEZ et al., 2014; MIRALLES-CABALLERO et al., 2014; ROSA et al., 2014) do que os derivados de galáxias isoladas (RUPKE et al., 2010a; SÁNCHEZ et al., 2012). De fato, Krabbe et al. (2008) e Krabbe et al. (2011) encontraram gradientes de abundância do oxigênio (geralmente utilizado como traçador da metalicidade da fase de gás de regiões HII) planos em uma amostra de dois pares de galáxias, i.e. AM 2306-721 e AM 2322-821. Este resultado também foi obtido por estudos da população estelar em galáxias interatuantes. No entanto, os dois primeiros trabalhos em que se realizou uma investigação sistemática sobre gradientes de metalicidade em galáxias interação são: (a) Kewley et al. (2010) determinaram o gradiente de oxigênio para oito galáxias em pares próximos e encontraram que estes gradientes são mais planos quando comparados com os obtidos em galáxias isoladas. (b) Sánchez et al. (2014) utilizando dados obtidos do survey CALIFA, encontraram que galáxias com evidências de interações e/ou fusão apresentam um gradiente mais plano.

Além de gradientes planos, o movimento de gás produzido durante a interação também pode induzir a formação estelar ao longo do disco das galáxias envolvidas (ALONSO-HERRERO et al., 2012) e altas taxas de formação de estelar podem estar associados à gradientes de metalicidades planos (KEWLEY et al., 2010). Por exemplo, Chien et al. (2007) investigaram a metalicidade de 12 aglomerados estelares jovens no sistema em fusão NGC 4676. Estes autores encontraram uma distribuição da abundância do oxigênio muito plana ao longo da cauda norte deste objeto, sugerindo uma mistura de gás. Resultado similar foi encontrado por Trancho et al. (2007) e Bastian et al. (2009) para o sistema em fusão NGC 3256 e para a galáxia Antena, respectivamente. Esse achatamento do gradiente de abundância de oxigênio reflete os efeitos da redistribuição de gás ao longo do disco da galáxia devido à entrada de gás pobre em metais, proviniente das partes externas e que se move em direção ao centro da galáxia que está interagindo (KEWLEY et al., 2010).

De acordo com Veilleux et al. (2005), o movimento de gás durante a interação produz excitação do gás por choque nas regiões de formação estelar, tal como mostrado em estudos recentes de Galáxias Luminosas no Infravermelho (RICH et al., 2011; RICH et al., 2012; SOTO et al., 2012). De fato, Rich et al. (2011) obtiveram dados espectroscópicos de campo integral das galáxias luminosas no infravermelho IC 1623 e NGC 3256, e mostraram que a presença de linhas de emissão largas são frequentemente associadas com excitação por choque do gás em regiões HII. Resultados semelhantes também foram encontrados por Newman et al. (2012) para a galáxia ZC 406690.

Recentemente, Scudder et al. (2012), usando uma grande amostra de pares de galáxias tomada do Sloan Digital Sky Data Release 7, encontraram que galáxias em pares mostram uma taxa de formação estelar (doravante SFR) 60 % maior do que a de galáxias que não são pares (BARTON et al., 2000; LAMBAS et al., 2003; NIKOLIC et al., 2004). Estes autores encontraram também que a metalicidade e a taxa de formação estelar estão correlacionadas com a separação entre as galáxias dos pares, no sentido que baixo valores de metalicidade e altos valores de SFR são derivados para separações menores. Uma análise adicional desses dados por Ellison et al. (2013), os quais investigaram os efeitos do processo de fusão em galáxias ao longo da sequência de interação, revelou um aumento de um fator de 3,5 na SFR central média em relação ao derivado para objetos sem companheiros próximos. Estes autores também encontraram um déficit mais forte da metalicidade na fase gasosa na amostra de pós-fusão do que em pares próximos (MIHOS et al., 1993; BERNLOEHR, 1993; BARTON et al., 2000; BERGVALL et al., 2003; LAMBAS et al., 2003; DI MATTEO et al., 2008; FREEDMAN WOODS et al., 2010; PATTON et al., 2011; ALONSO-HERRERO et al., 2012). Estas características são consideradas como evidências de que interações são mecanismos que induzem uma alta taxa de formação estelar ao longo do disco das galáxias envolvidas neste processo (BUSHOUSE, 1986; KENNICUTT et al., 1987; DONZELLI; PASTORIZA, 1997; FERREIRO; PASTORIZA, 2004). Este aumento de SFR ocorre devido às perturbações nos discos galácticos, por efeito de maré, que originam fluxos de gás em direção às regiões centrais galácticas, fornecendo assim, combustível para formar estrelas com altas taxas (BARNES; HERNQUIST, 1996; IONO et al., 2004). Evidências da presença de fluxos de gás em galáxias interatuantes têm sido obtidos em estudos do gás ionizado (RAMPAZZO et al., 2005), gás neutro (HIBBARD; GORKOM, 1996; GEORGAKAKIS et al., 2000; IONO et al., 2005; EMONTS et al., 2006; CULLEN et al., 2007) e em estudos de cinemática utilizando linhas de absorção (RUPKE et al., 2005; MARTIN, 2006).

Embora esforços recentes têm sido realizados no sentido de determinar as propriedades físicas de galáxias em interação, em particular, a densidade eletrônica de regiões com formação estelares localizadas em pares é pouco conhecida, bem como, a correlação desta com outras quantidades, tais como gradientes de metalicidade e taxa de formação estelar. Em discos de galáxias interagindo, onde existe um fluxo de gás com altas velocidades, altos valores de densidade eletrônica são esperados devido à presença de choques de gás. De fato, Puech et al. (2006) mapearam densidades eletrônicas em seis galáxias distantes ($z \sim 0.55$) e verificaram que estas possuem alguns picos de densidade. Também, Puech et al. (2006) mostraram que os valores mais altos de densidade eletrônica estão associados às colisões entre nuvens moleculares do meio interestelar e ao evento de fluxo de gás expelido para o centro da galáxia e/ou do centro para as partes externas dos objetos por eles analisados.

Em sua maioria, determinações de abundância do oxigênio da fase gasosa em galáxias em interação, como por exemplo, as galáxias estudadas por Krabbe et al. (2008), Kewley et al. (2010), Krabbe et al. (2011), Rich et al. (2011), Rich et al. (2012), Scudder et al. (2012) baseiam-se em modelos teóricos que consideram valores de baixa densidade eletrônica entre 10-200 cm $^{-3}$, (DOPITA et al., 2000; KEWLEY; DOPITA, 2002; DORS JR. et al., 2011; KRABBE et al., 2011). Se valores de densidade eletrônica nas regiões HII em galáxias em interação diferem consideravelmente dos valores assumidos nos modelos de fotoionização, estimativas da abundância do oxigênio tornam-se inexatas. De fato, Oey e Kennicutt (1993) mostraram que variações no valor da densidade nebular introduzem incertezas significativas nas abundâncias obtidas usando métodos indiretos. Eles encontraram que uma variação de 10 a 200 cm⁻³, um intervalo típico de densidade eletrônica derivada de regiões HII gigantes (KENNICUTT; KEEL, 1984; O'DELL; NEDA, 1984; CASTAÑEDA et al., 1992; CO-PETTI et al., 2000), provocam variações de aproximadamente 0,5 dex na abundância do oxigênio, principalmente no regime de alta metalicidade. Essas variações podem aumentar ainda mais quando valores de densidade eletrônica são mais elevados, como os encontrados na galáxia ZC 406690 (e.g., $300 - 1800 \text{ cm}^{-3}$) derivados por Newman et al. (2012).

Recentemente, alguns estudos têm sido realizados para compreender os efeitos das interações sobre a densidade eletrônica, síntese de formação estelar, taxa de formação estelar e evolução química de galáxias (KRABBE et al., 2008; KEWLEY et al., 2010; MACIEL; COSTA, 2010; MACIEL et al., 2011; CAVICHIA et al., 2010; CAVICHIA et al., 2011; KRABBE et al., 2011; BRESOLIN et al., 2012; PATTON et al., 2013; TORRES-FLORES et al., 2014; ROSA et al., 2014; SÁNCHEZ et al., 2014). Em particular, comparações entre resultados de

densidade eletrônica, síntese de população estelar e gradientes de abundância química têm sido pouco abordados, sendo insuficientes para uma análise estatística e um melhor conhecimento dos diversos fenômenos que surgem durante as interações.

1.2 Propriedades físicas de regiões HII

Regiões HII são regiões de gás ionizado que estão em volta de estrelas do tipo O ou B. São compostas basicamente de hidrogênio, hélio e, em menor abundância, outros elementos chamados metais (e.g. O, N, S, Ar, etc). O termo HII é a denominação espectroscópica do átomo de hidrogênio ionizado, H⁺, e como ele é o íon mais abundante encontrado nessas regiões, elas recebem este nome. Regiões HII apresentam características físicas típicas, como morfologia de pouca extenção com dimensões inferiores a 1 pc (Regiões Ultra Compactas), até gigantes, com cerca de 100 pc. Possuem temperatura eletrônica em torno de 10 000 K, massa na ordem de $M=10^2 - 10^4 M_{\odot}$ e densidade eletrônica $N_e = 10^2 - 10^3 \text{ cm}^{-3}$ (KENNICUTT; KEEL, 1984; O'DELL; NEDA, 1984; CASTAÑEDA et al., 1992; COPETTI et al., 2000).

Regiões HII apresentam em seus espectros linhas excitadas colisionalmente, tais como $[OII]\lambda 3727$, $[OIII]\lambda 5007$, etc, e linhas de recombinação, como as da série de Balmer. A seguir descrevemos como podemos calcular a densidade eletrônica e a abundância química mediante a análise da intensidade de linhas de emissão de regiões HII.

1.2.1 Densidade Eletrônica

Um dos parâmetros físicos fundamentais para caracterizar uma região HII é a densidade eletrônica N_e . O estudo da distribuição de densidade eletrônica em uma nebulosa ionizada pode evidenciar a estrutura presente nestes objetos e ajudar a entender a sua evolução dinâmica pois, tais estruturas, estão intimamente relacionadas com à expansão natural da matéria ionizada (COPETTI et al., 2000). Além disso, a densidade eletrônica é necessária para estimar a massa do gás ionizado, para interpretar espectros de emissão e para calcular a composição química do gás (CASTAÑEDA et al., 1992).

A densidade eletrônica pode ser determinada por meio de duas razões de linhas de um mesmo íon, emitidas por diferentes níveis com energias de excitação próximas, de tal modo que as taxas de excitação relativas entre os dois níveis dependem somente das forças de colisão. Se os dois níveis têm diferentes probabilidades de transição radioativa, a população relativa dos níveis depende essencialmente da densidade eletrônica (OSTERBROCK; FERLAND, 2006). Na Figura 3, o diagrama de estrutura de configuração fundamental do tipo p^3 do [S II] é apresentado. Desprezando os níveis mais elevados, este diagrama mostra que as linhas de emissão do [S II] são produzidas pela transição entre os níveis ${}^2D_{5/2} - {}^4S_{3/2}$ (6716.4 Å) e ${}^2D_{3/2} - {}^4S_{3/2}$ (6730.8Å) como uma função de densidade eletrônica, tendo como pouca dependência com a temperatura eletrônica. Outros sensores de densidade, como

Figura 3 - Representação das linhas do dubleto [SII].



Fonte: Adaptado de Osterbrock e Ferland (2006).

razões [OII] $\lambda 3727/\lambda 3729$, [ArIV] $\lambda 4711/\lambda 4740$, [NI] $\lambda 5200/\lambda 5198$ e [Cl III] $\lambda 5517/\lambda 5537$, todos relativos a íons com configuração eletrônica p^3 , podem também ser usados.

Castañeda et al. (1992) sugere uma equação analítica para calcular N_e considerando um átomo de cinco níves, dada por

$$\frac{\lambda 6716.4}{\lambda 6730.8} = 1.44 \frac{1+3,98 \times 10^{-2} N_e / \sqrt{T_e}}{1+12,83 \times 10^{-2} N_e / \sqrt{T_e}},\tag{1.1}$$

sendo $T_{\rm e}$ a temperatura eletrônica. Na Figura 4 são apresentadas as curvas da razão de linhas do [S II] em função da densidade eletrônica, para diferentes valores de temperatura eletrônica. Podemos notar que N_e apresenta uma fraca dependência com T_e . Importante salientar que o fator mais significativo na fonte de erro na medida de densidade eletrônica é a saturação das razões de linhas do [SII] tanto para altos, quanto para baixos valores de densidade eletrônica.

1.2.2 Populações Estelares

Tentativas de descrever a história de formação estelar de uma galáxia foram inicialmente feitas por Whipple (1935), quem associou o conceito de índice de cor na análise espectral a larguras equivalentes de linhas de absorção de galáxias. Entretanto, baseados em estudos sobre a distribuição de estrelas na galáxia de Andrômeda, Walter Baade (1893-1960) elaborou uma concepção que visa distinguir as *populações estelares* presentes em galáxias. As populações estelares foram divididas, por Baade, em duas classes gerais: população do tipo I e população do tipo II.

A população do tipo I é composta por objetos mais jovens, como as estrelas massivas de cores mais azuis, que são enriquecidas em elementos pesados e encontram-se associadas ao disco de galáxias. A população do tipo II corresponde a objetos mais velhos, como as estrelas de tipos espectrais K e M, com idades de aproximadamente 10 bilhões de anos, possue cores predominantemente avermelhadas, possuem baixa metalicidade e estão localizados no halo e no bojo das galáxias. Há, no entanto, a teoria de estrelas de população III, que são denominadas as primeiras estrelas formadas no universo. Em

Figura 4 - Variação da razão $[SII]\lambda 6716/\lambda 6731$ em função da densidade eletrônica, $N_e [SII] (cm^{-3})$ para diferentes valores de temperatura eletrônica.



Fonte: adaptado de Osterbrock e Ferland (2006).

geral, galáxias são compostas por diferentes populações estelares, com diversas idades e metalicidades, que evoluíram suas propriedades ao longo da existência.

Faber (1972), Tinsley (1972) e Bica (1988) iniciaram os primeiros estudos sobre as técnicas de sínteses de população estelar. Basicamente, existem duas abordagem para descrever a população estelar de um objeto, são estas:

- Síntese de Populações Empíricas Consiste em uma combinação de espectros observados em uma galáxia juntamente com espectros estelares individuais de diferentes tipos. Essa técnica tem como característica utilizar somente de ingredientes estelares *naturais* observados (FABER, 1972; BICA, 1988; CID FERNANDES et al., 2001; MOULTAKA et al., 2004), entre outros.
- Síntese Evolutiva Essa técnica compara o espectro observado de um certo objeto com espectros teóricos facilitando a estimativa da idade e a história de formação estelar desse objeto. No entanto, essa técnica depende da qualidade do espectro teórico em descrever a natureza da população estelar (TINSLEY, 1978; BRUZUAL; CHARLOT, 2003; KAUFFMANN et al., 2003; CID FERNANDES et

al., 2005), entre outros.

O conceito de populações estelares estabelece uma relação direta com a evolução química das galáxias. Quando as estrelas estão nos seus estágios finais evolutivos, estas expelem suas camadas externas proporcionando um enriquecimento ao gás interestelar com elementos pesados, alterando assim, a composição química do meio interestelar. Desta forma, populações mais jovens de estrelas nascem a partir de um gás interestelar mais enriquecido com elementos pesados.

1.2.3 Abundância química em regiões HII

A determinação da abundância química em regiões HII pode ser obtida por dife-rentes métodos, tais como, por meio de linhas de recombinação, linhas sensíveis à temperatura eletrônica (doravante, método direto) e pelo uso de linhas de emissão fortes, facilmente observáveis (doravante, métodos indiretos). A seguir, os métodos diretos e indiretos são brevemente apresentados. Uma discussão sobre o uso de linhas de recombinação para determinar a abundância química em nebulosas ionizadas pode ser encontrada em Peimbert (2003).

1.2.3.1 Método direto

Este método consiste basicamente em medirmos a intensidade de uma linha de emissão do íon para o qual queremos determinar a abundância e, utilizando valores calculados da densidade N_e e temperatura eletrônica T_e , calculamos sua abundância.

A densidade é obtida pela razão de linhas do enxofre $[SII]\lambda 6716/\lambda 6731$ (ver Subseção 1.2.1). A temperatura eletrônica pode ser estimada com a utilização da razão de linhas $[OIII](\lambda 4959 + \lambda 5007)/\lambda 4363$. Uma vez determinada a temperatura eletrônica e a densidade eletrônica (ver Seção 4.3), a abundância de um elemento em um certo estágio de ionização Xⁱ, em relação ao hidrogênio, pode ser estimada por (OSTERBROCK; FERLAND, 2006)

$$\frac{N_{X^{i}}}{N_{H^{+}}} = \frac{I_{\lambda_{nn'}}}{I_{H\beta}} \frac{h(\nu_{n'} - \nu_{n}) q_{nn'} (T_e, N_e) b}{j_{H\beta}},$$
(2)

sendo N_{X^i} a abundância do íon X^{*i*} relativa à abundância do hidrogênio N_{H^+} , $I_{\lambda_{nn'}}$ a intensidade, $h(\nu_{n'} - \nu_n)$ a diferença de energia entre dois níveis de transição *n*' e *n*, $q_{nn'}$ a taxa de excitação colisional de elétron do nível *n* para *n*', *b* o fator de desvio do equilíbrio termodinâmico e $j_{\mathrm{H}\beta}$ o coeficiente de emissão da linha do hidrogênio H β .

Para obtermos a abundância total de um elemento qualquer X, é necessário somar as abundâncias de todos os seus estágios de ionização,

$$N(\mathbf{X}) = \sum_{0}^{i} \mathbf{X}^{i} = \mathbf{X}^{0} + \mathbf{X}^{1} + \mathbf{X}^{2} + \dots + \mathbf{X}^{i}.$$

Se linhas de emissão de todos os estágios de ionização de um elemento forem observadas, a abundância total é obtida pela equação acima. Caso contrário, temos que aplicar de um fator de correção de ionização (ICF), os quais foram propostos por Peimbert e Costero (1969).

1.2.3.2 Método Indireto

Quando linhas sensíveis à T_e não são medidas, como ocorre em objetos distantes e/ou com baixa excitação, devemos utilizar métodos indiretos para determinar a abundância química de um certo elemento. Um dos métodos indiretos mais usados foi proposto por Pagel et al. (1979) e consiste em calibrar a abundância do oxigênio em relação ao hidrogênio (12+log(O/H)) com a intensidade de linhas de emissão facilmente observáveis, no caso o índice R_{23} , definido por

$$R_{23} = ([O \text{ II}]\lambda 3727 + [O \text{ III}]\lambda 4959 + \lambda 5007)/H\beta.$$

Ao longo dos anos, diversas calibrações do R_{23} com O/H têm sido propostas, como por exemplo as de Edmunds e Pagel (1984), McGaugh (1991), Zaritsky et al. (1994), Dors e Copetti (2005). O uso do R_{23} produz valores degenerados de abundância de oxigênio para valores de 12+log(O/H) \approx 8, 2. Esta degenerescência pode ser eliminada utilizando, por exemplo, a razão de linhas como [NII] λ 6584/[OII] λ 3727, no sentido que objetos com log([NII] λ 6584/[OII] λ 3727) > -1 possuem 12+log(O/H)> 8, 2 (ramo superior da calibração 12+log(O/H) versus R_{23}) e log(NII] λ 6584/[OII] λ 3727) < -1 possuem 12+log(O/H)< 8, 2 (ramo inferior da calibração 12+log(O/H) versus R_{23})¹.

Outras linhas de emissão podem também ser usadas para estimar O/H como, por exemplo, os índices

$$N2 = \log([N \text{ II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha)$$

е

$$O3N2 = \log([O \text{ III}]\lambda 5007/\text{H}\beta \times \text{H}\alpha/[\text{N II}]\lambda 6584)$$

propostos por Storchi-Bergmann et al. (1994) e Alloin et al. (1979), respectivamente. Estes dois indicadores apresentam, sobretudo, baixa sensibilidade a extinção interestelar devido as linha de emissão possuírem comprimento de onda próximos, ao contrário do índice R_{23} .

Basicamente, existem três formas de calibrar um índice com a abundância de um dado elemento.

¹Uma completa discussão da degenerescência produzida por R_{23} é dada em Kewley e Ellison (2008).

- Calibração teórica Usa modelos de fotoionização para obter uma relação entre O/H e a intensidade de uma dada razão de linhas de emissão (KEWLEY; DOPITA, 2002; DORS JR. et al., 2011).
- Calibração empírica Utiliza abundâncias de O/H determinadas pelo método direto e intensidades de razões de linhas observadas (PÉREZ-MONTERO; CONTINI, 2009; PILYUGIN, 2001a; PILYUGIN, L. S., 2001b).
- Calibração híbrida Assume para o regime de alta metalicidade (12+log(O/H)> 8,5) predições de modelos de fotoionização e para moderados e baixos regimes de metalicidade abundâncias de O/H determinadas pelo método direto (PETTINI; PAGEL, 2004).

Uma vez que valores confiáveis de abundâncias têm sido atribuídos aos obtidos via método direto, podemos dizer que calibrações empíricas são mais exatas que as outras.

1.3 O presente trabalho

Neste trabalho foram utilizados dados espectróscopicos de fenda longa obtidos com o instrumento GMOS, acoplado ao telescópio GEMINI Sul, de uma amostra de oito pares de galáxias em interação. Abaixo estão os principais objetivos do presente estudo.

- Determinar a densidade eletrônica das regiões HII localizadas em galáxias em interação. Uma vez que em tais galáxias existe fluxo de gás ao longo do disco, este pode produzir regiões mais densas de gás. Assim, devemos determinar valores maiores de densidade eletrônica quando comparados aos valores em regiões HII de galáxias isoladas.
- 2) Estimar o gradiente de metalicidade de galáxias em interação. Até o momento, gradientes de metalicidade obtido pela análise de linhas de emissão foram determinados somente para ~ 14 galáxias pertencente a 9 pares, número insuficiente para uma análise estatística.
- 3) Gradientes de metalicidade bi-modais podem ocorrer mais frequentemente em galáxias em interação devido ao fluxo de gás nos discos, que causam um aumento na taxa de formação estelar e redistribuição da metalicidade. Até o momento, somente em duas galáxias em interação estes gradientes foram encontrados.
- 4) Investigar a história de formação estelar nos pares de galáxias. Com base em semelhante análise de síntese de população estelar, poderemos investigar os efeitos da interação sobre a formação estelar em larga escala de tempo.

2 AMOSTRA DOS OBJETOS

Neste trabalho apresentamos um estudo sobre nove pares de galáxias em interação. São estes: AM1054-325, AM1219-430, AM1256-433, AM1401-324, AM2030-303, AM 2058-381, AM 2229-735, AM 2306-721 e AM 2322-821, para os quais poucas informações estão disponíveis na literatura. Os objetos estudados foram selecionados utilizando uma amostra de galáxias em interação observada por Ferreiro e Pastoriza (2004). Estes sistemas de galáxias foram selecionados por apresentarem regiões H II muito luminosas, $10^{40} < L(\text{H}\alpha) < 10^{41}$ erg s⁻¹ e, consequentemente, altas taxas de formação estelar de $0,001 < \text{SFR}(\text{H}\alpha) < 1,940 M_{\odot}$ ano⁻¹. A separação entre os pares de galáxias em cada sistema está no intervalo de 17 kpc (AM1054-325) à 91,6 kpc (AM1256-433). A velocidade radial das galáxias consideradas está na faixa de 3700 a 18000 km/s, os quais podem ser verificados na Tabela 3.1. Cada sistema de galáxias é apresentado a seguir.

2.1 AM 1054-325

Como podemos ver na Figura 1, esse sistema é composto por uma galáxia principal espiral com braços perturbados onde observa-se dois núcleos, ambos marcados na figura. O núcleo "principal" desta galáxia, denominado como ESO 376-IG 027 (coordenadas α =10 h 56 m 58.2 s e δ =-33 d 09 m 52.0 s) é o mais vermelho [(B-V) = 0,52], enquanto o outro ESO-LV 3760271 (α =10 h 56 m 59.6 s e δ =-33 d 09 m 38.8 s) tem as cores azuis [(B-V) = 0,21] típicas de regiões com alta taxa de formação estelar. O outro objeto é uma galáxia espiral denominada ESO 376-IG 028.

A velocidade heliocêntrica, estimada para primeiro núcleo da galáxia principal ESO 376-IG 027 foi de ~3788 km s⁻¹ (SEKIGUCHI; WOLSTENCROFT, 1993; JONES et al., 2005; JONES et al., 2009; MAKAROV; KARACHENTSEV, 2011) e para segundo núcleo ESO-LV 3760271 de ~3857 km s⁻¹ (MAKAROV; KARACHENTSEV, 2011). Dessa forma, a pequena diferença encontrada entre as suas velocidades radiais juntamente com a morfologia perturbada da galáxia principal, parece indicar que estão gravitacionalmente ligadas entre si.

ESO 376-IG 028, o objeto secundário, está centrado em $\alpha = 10 \text{ h} 57 \text{ m} 04.2 \text{ s} \text{ e}$ $\delta = -33 \text{ d} 09 \text{ m} 21.0 \text{ s} \text{ (J2000)}$, com uma velocidade heliocêntrica média de ~ 3850 km s⁻¹ (HUCHRA et al., 2012).

2.2 AM 1219-430

Este par é composto por uma galáxia espiral com bojo muito pequeno e braços espirais longos e bem abertos, denominada por ESO 267-IG 041. A outra galáxia do sistema, é uma galáxia secundária, com disco muito pequeno denominada FAIRRAL 0157.

Figura 1 - AM 1054-325: Sistema contendo duas galáxias em interação, uma galáxia espiral principal com braços perturbados, onde se observa dois núcleos, denominados como ESO 376-IG 027 e ESO-LV 3760271, e um galáxia espiral secundária ESO 376-IG 028.



Fonte: A autora

Como podemos ver no campo visual deste sistema mostrado na Figura 2.

ESO 267-IG 041 possui coordenadas $\alpha = 12 \text{ h} 21 \text{ m} 57.3 \text{ s} \text{ e} \delta = -43 \text{ d} 20 \text{ m} 05.0 \text{ s}$ e mostra uma cauda de maré produzida pela interação e FAIRRAL 0157 com $\alpha = 12 \text{ h} 22 \text{ m} 04.0 \text{ s} \text{ e} \delta = -43 \text{ d} 20 \text{ m} 21 \text{ s}$. Velocidades radiais encontradas na literatura de ~ 6 957 km s⁻¹ (FAIRALL; JONES, 1979; WEST et al., 1981; FISHER et al., 1995; DONZELLI; PASTORIZA, 1997; JONES et al., 2005; JONES et al., 2009; HUCHRA et al., 2012) e ~ 6 879 km s⁻¹ (FAIRALL; JONES, 1991; DONZELLI; PASTORIZA, 1997; JONES et al., 2005; JO-NES et al., 2009) foram estimadas para ESO 267-IG 041 e FAIRRAL 0157, respectivamente.

2.3 AM 1256-433

AM 1256-433 é um sistema constituído por três galáxias, duas galáxias elípticas ESO 269-IG 022 NED01 e ESO 269-IG 022 NED02, com núcleos muito brilhantes, e uma galáxia bastante perturbada ESO 269-IG 023 NED01, com dois braços espirais bem definidos. No campo visual deste sistema, aparece uma galáxia isolada, chamada PGC 543979. Esse sistema está mostrado na Figura 3.

Figura 2 - AM 1219-430: Sistema contendo duas galáxias em interação, sendo a galáxia espiral ESO 267-IG 041 com bojo muito pequeno e braços espirais longos e bem abertos e uma galáxia secundária, com disco muito pequeno FAIRRAL 0157.



Fonte: A autora

A galáxia espiral perturbada é conhecida por ESO 269-IG 023 NED01 e está centrada em α =12 h 58 m 57.6 s e δ =-43 d 50 m 11 s (J2000) com velocidade heliocêntrica média de aproximadamente 9014 km s⁻¹ (DONZELLI; PASTORIZA, 1997). As duas galáxias elípticas ESO 269-IG 022 NED01 e ESO 269-IG 022 NED02 têm velocidades heliocêntricas de ~ 9215 km s⁻¹ e ~ 9183 km s⁻¹ (DONZELLI; PASTORIZA, 1997), respectivamente.

A galáxia ESO269-IG 023 NED02, conhecida como PGC 543979, é classificada como uma galáxia espiral em interação com as outras galáxias citadas acima. Está centrada em α =12 h 59 m 00.6 s e δ =-43 d 50 m 23 s (J2000). De acordo com estimativas de Donzelli e Pastoriza (1997), PGC 543979 teria uma velocidade heliocêntrica de ~ 8811 km s⁻¹, similar à da galáxia ESO 269-IG 023 NED01 (~9014 km s⁻¹) e, portanto, esta pertenceria ao sistema de galáxias AM 1256-433. Porém, a partir dos nossos dados, obtemos para está galáxia isolada PGC 543979 uma velocidade heliocêntrica de aproximadamente 18 896 km s⁻¹, indicando que esta não pertence a este sistema, e foi incorretamente associado com AM 1256-433 por Donzelli e Pastoriza (1997), Ferreiro e Pastoriza (2004) e Ferreiro et al. (2008).

Figura 3 - AM 1256-433: Sistema contendo três galáxias em interação: a galáxia espiral perturbada ESO 269-IG 023 NED01 e duas galáxias elípticas ESO 269-IG 022 NED02 e ESO 269-IG 022 NED01. Uma outra galáxia isolada PGC 543979 (ESO 269-IG 023 NED02) aparece no campo visual do sistema AM 1256-433, porém não pertence ao sistema (ver texto).



Fonte: A autora

2.4 AM 1401-324

AM 1401-324 é composta por duas galáxias. Uma galáxia primária com um núcleo muito brilhante $L(\text{H}\alpha + [\text{NII}])$ [erg s⁻¹] = 7,67±0,08×10⁴⁰ medido por Ferreiro e Pastoriza (2004) e um braço espiral que se enrola, dando a aparência de um anel. A outra galáxia, secundária, do tipo elíptica não foi observada. Este sistema é mostrado na Figura 4. Neste sistema de galáxias, a primária é classificada como uma galáxia espiral barrada Sb. Suas coordenadas equatoriais são α =14 h 04 m 14.7 s e δ =-33 d 01 m 32 s (J2000) e é conhecida como ESO 384-G 041, enquanto que a secundária é conhecida como ESO 384-G 041, NOTES01.

De acordo com Donzelli e Pastoriza (1997) as velocidades sistêmicas são de aproximadamente de 10321 km s⁻¹ e 10426 km s⁻¹ para a galáxias primária e secundária, respectivamente. A massa encontrada nas regiões HII para a galáxia primária está no intervalo $3 \times 10^6 < M/M_{\odot} < 1 \times 10^9$. A massa estimada no núcleo da galáxia secundária é de $3 \times 10^7 M_{\odot}$ (FERREIRO et al., 2008).

Figura 4 - AM 1401-324: Sistema contendo duas galáxias em interação: a galáxia espiral ESO 384-G 041 com um núcleo muito brilhante e um braço espiral que se enrola, dando a aparência de um anel, e uma galáxia secundária do tipo elíptica conhecida como ESO 384-G 041 NOTES01.



Fonte: A autora

2.5 AM 2030-303

No campo visual apresentado na Figura 5 podemos observar que esse sistema possui um componente principal ESO 463-IG 003 NED01 com bojo maior e braços espirais pequenos e perturbados. Uma galáxia secundária é também observada, contendo dois prováveis núcleos, denominados como ESO 463-IG 003 NED02 e ESO 463-IG 003 NED03. Ambos núcleos apresentam luminosidade no intervalo $8.652 \times 10^{38} \le L(\text{H}\alpha) \le 3.464 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$ e massas de 5×10^5 e $3 \times 10^7 M_{\odot}$ (FERREIRO et al., 2008).

ESO 463-IG 003 NED01 está centrada em α =20 h 33 m 56.3 s e δ =-30 d 22 m 41 s e possui uma velocidade radial média de ~12 327 km/s (JONES et al., 2005; JONES et al., 2009). ESO 463-IG 003 NED02 α =20 h 33 m 59, 7 s e δ =-30 d 22 m 29 s e ESO 463-IG 003 NED03 α =20 h 33 m 59.7 s e δ =-30 d 22 m 23 s, os dois prováveis núcleos da galáxia secundária. As duas galáxias são gravitacionalmente ligadas entre si, já que apresentam velocidades heliocêntricas estimadas de ~12 465 km/s e ~12 474 km/s (DONZELLI; PASTORIZA, 1997), respectivamente. Sendo essencialmente iguais e, provavelmente a

Figura 5 - AM 2030-303: Sistema contendo um componente principal ESO 463-IG 003 NED01 com bojo maior e braços espirais pequenos e perturbados e uma galáxia secundária, com dois prováveis núcleos, denominados através do NED como ESO 463-IG 003 NED02 e ESO 463-IG 003 NED03.



Fonte: A autora

caminho de uma fusão.

2.6 AM 2058-381

Este sistema de galáxias consiste em uma galáxia espiral ESO 341-G 030 com braços espirais bem definidos e com 11 regiões HII muito luminosas identificadas (FERREIRO; PASTORIZA, 2004). ESO 341-G 030 possui uma galáxia irregular como companheira, denominada ESO 341-G 030 NOTES01 que se encontra próximo ao fim do braço espiral da componente principal. Esse sistema está mostrado na Figura 6.

ESO 341-G 030 possui um núcleo bem massivo com idade de aproximadamente 1×10^7 milhões de anos (FERREIRO et al., 2008), está centrada nas coordenadas α =21 h 01 m 39.1 s e δ =-38 d 04 m 59 s, tendo uma velocidade sistêmica de ~ 12 383 km s⁻¹ (DONZELLI; PASTORIZA, 1997). A velocidade heliocêntrica obtida para a companheira irregular,com α =21 h 01 m 39.9 s e δ =-38 d 05 m 53.0 s, é de ~ 12 460 km s⁻¹ (DONZELLI; PASTORIZA, 1997).

Figura 6 - AM 2058-381: Sistema contendo em uma galáxia espiral ESO 341-G 030 com bracos espirais bem definidos e uma galáxia irregular como companheira, denominada ESO 341-G 030 NOTES01.



Fonte: A autora

2.7 AM 2229-735

Este par de galáxia consiste de uma galáxia espiral principal fortemente perturbada AM 2229-735 NED01 (α =22 h 33 m 43.7 s e δ =-73 d 40 m 47 s) e uma galáxia espiral secundária bem menor AM 2229-735 NED02 (α =22 h 33 m 48.3 s e δ =-73 d 40 m 56 s). Estes objetos podem estar conectados por uma ponte de gás, como podemos observar no campo visual deste sistema mostrado na Figura 7.

AM 2229-735 NED01 têm um núcleo bem massivo $M = 5 \times 10^8 M_{\odot}$ (FERREIRO et al., 2008) e regiões HII muito brilhantes. As velocidades heliocêntricas estimadas para AM 2229-735 NED01 e AM 2229-735 NED02 são ~ 17 535 km s⁻¹ e ~ 17 342 km s⁻¹ (DONZELLI; PASTORIZA, 1997), respectivamente.

2.8 AM 2306-721

AM 2306-721 é um par composto por uma galáxia espiral SA(r)c com braços perturbados, denominada por ESO 077-G 003 (α =23 h 09 m 39.3 s e δ =-71 d 01 m 34.0 s)

Figura 7 - AM 2229-735: Este par de galáxia consiste de uma galáxia principal espiral fortemente perturbada AM 2229-735 NED01, com um braço espiral bem aberto e uma galáxia espiral secundária bem menor AM 2229-735 NED02.



Fonte: A autora

em interação com uma galáxia irregular ESO 077-G 004, centrada em $\alpha=23 h\,09 \,\mathrm{m}\,44.5 \,\mathrm{s}$ e $\delta=-72 \,\mathrm{d}\,00 \,\mathrm{m}\,04 \,\mathrm{s}$. Este sistema é mostrado na Figura 8. Ambas componentes contém regiões HII luminosas no intervalo de $8.30 \times 10^{39} \leq L \,(\mathrm{H}\alpha) \leq 1.32 \times 10^{42} \,\mathrm{erg}\,\mathrm{s}^{-1}$ e alta taxa de formação estelar no intervalo de $0.07 \cdot 10 \,M_{\odot} \,\mathrm{yr}^{-1}$, como estimado a partir de imagens em H α por Ferreiro et al. (2008).

Velocidades sistêmicas foram estimadas ~ $8919 \,\mathrm{km \, s^{-1}}$ (DA COSTA et al., 1991; DE VAUCOULEURS et al., 1991; MATHEWSON; FORD, 1996; KRABBE et al., 2008; HUCHRA et al., 2012) para ESO 077-G 003 e ~ $8669 \,\mathrm{km \, s^{-1}}$ (KRABBE et al., 2008; JONES et al., 2009) para ESO 077-G 004.

2.9 AM 2322-821

No campo visual desse sistema, mostrado na Figura 9, podemos ver que este é composto de uma galáxia principal SA(r)c com braços perturbados (ESO 012-G 001) que está interagindo com uma galáxia irregular, denominada por como ESO 012-G 001 NO-TES01. As coordenadas para a galáxias principal é α =23 h 26 m 27.6 s e δ =-81 d 54 m 42.0 s

Figura 8 - AM 2306-721: este par é composto por uma galáxia espiral com braços perturbados, denominado por ESO 077-G 003 em interação com uma galáxia irregular ESO 077-G 004.



Fonte: A autora

e e da secundária é α =23 h 25 m 55.4 s e δ =-81 d 52 m 41.0 s. Ambas galáxias apresentam regiões HII muito luminosas com aproximadamente $2.53 \times 10^{39} \leq L (\text{H}\alpha) \leq 1.45 \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$ e uma SFR de 0.02 até $1.15 \text{ M}_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (FERREIRO et al., 2008).

ESO 012-G 001 apresenta uma velocidade heliocêntrica ~ $3680 \,\mathrm{km \, s^{-1}}$ (DON-ZELLI; PASTORIZA, 1997). No caso da ESO 012-G 001 NOTES01 temos ~ $3376 \,\mathrm{km \, s^{-1}}$ (JONES et al., 2009; KRABBE et al., 2011; MAKAROV; KARACHENTSEV, 2011).

Figura 9 - AM 2322-821: este sistema é composto de uma galáxia principal ESO 012-G 001, com braços perturbados que está interagindo com uma galáxia irregular, denominada por ESO 012-G 001 NOTES01.



Fonte: A autora

3 OBSERVAÇÃO E REDUÇÃO DE DADOS

Neste capítulo descrevemos os procedimentos observacionais e de redução de dados realizados de nossa amostra de objetos.

3.1 Observações

Selecionamos nove sistemas de galáxias a partir da amostra de Ferreiro e Pastoriza (2004) para estudar os efeitos das interações sobre a densidade eletrônica, gradiente de abundância do oxigênio e população estelar. Análises iniciais do presente estudo foram apresentados para AM 2306-721 e AM 2322-821 em Krabbe et al. (2008) e Krabbe et al. (2011), respectivamente. Foram selecionados objetos com uma razão de massa no intervalo de $0,04 < (M_{secundaria}/M_{primaria}) < 0.2$, magnitude aparente B superior a 18 mag, redshift no intervalo de 0,01 < z < 0,06, e classificados como pares próximos em interação. Na Tabela 3.1 se encontram apresentadas as principais características desses sistemas, tais como identificação, morfologia, posição, redshift, velocidade radial, separação nuclear entre os componentes dos pares de galáxias, magnitude aparente B, extinção Galáctica $E(B-V)_G$ como apresentado no NED¹, R_{25} (distância para a isofota na Banda-B do brilho superficial de 25 mag arcsec⁻²), o ângulo de inclinação (*i*) de cada galáxia, as referências a partir das quais as informações foram tomadas, as distâncias galactocêntricas para os sistemas de nossa amostra e outras designações.

A inclinação de cada galáxia em relação ao plano do céu foi calculada considerando $i = \arccos(b/a)$, sendo $a \in b$ os semi-eixos maior e menor de uma dada galáxia, respectivamente. Os valores de $a \in b$, bem como o ângulo de posição do eixo-maior de cada galáxia foram obtidos a partir das imagens de aquisição do Gemini no filtro r, usando uma simples montagem isofotal com a tarefa STSDAS.ELLIPSE no IRAF. O mesmo procedimento foi usado por Krabbe et al. (2011). Uma vez determinado a ângulo de posição do eixo-maior da galáxia (PA) e a sua inclinação, podemos usá-los para obter dados cinemáticos corrigidos a partir dos espectros de fenda longa. Nesse trabalho, em geral, foram obtidas várias posições de fenda para cada galáxia, não necessariamente passando pelo centro, nem pelo eixo-maior das galáxias. Entretanto, dos dados obtidos para todos os objetos observados é possível extrair dados cinemáticos úteis.

Como pode ser visto na Tabela 3.1, algumas galáxias da nossa amostra têm grandes inclinações, o que poderia introduzir grandes incertezas no cálculo dos gradientes de abundâncias derivados. De fato, como apontado por Sánchez et al. (2012), galáxias face-on são mais adequadas para o estudo da distribuição espacial de propriedades de regiões H II. Por exemplo, se assumirmos um ângulo de inclinação i para uma dada galáxia maior do que o real, o gradiente de abundância derivado seria mais acentuado do que o obtido com

 $^{^{1}}$ http://ned.ipac.caltech.edu/

o valor exato de i. No entanto, este efeito é mais importante para galáxias espirais isoladas que apresentam gradientes de abundância mais acentuados, ao contrário dos gradientes planos encontrados nas galáxias em interação (KEWLEY et al., 2010).

Os dados observacionais compreendem espectros de fenda longa, obtidos em maio, junho e julho de 2006 e 2007 e em agosto de 2008, no Observatório Gemini Sul, em Cerro Pachón, Chile, como parte dos programas de tempo ruim GS-2006A-DD-6, GS-2007A-Q-76 e GS-2008 A-Q-206, utilizando o espectrógrafo multi objeto GMOS (do inglês Gemini Multi-Object Spectrograph). Os dados foram obtidos pela Dr^a. Ângela Cristina Krabbe² e Dr^a. Cláudia Winge³. O espectrógrafo GMOS usa três detectores CCD de 2048×4608 pixeis, os quais estão organizados lado a lado, com um intervalo de 39 pixels. Espectros no intervalo de comprimento de onda 3350-7300 Å foram obtidos com a rede de 600 linhas mm⁻¹, utilizando uma fenda de 1" de largura no plano do céu, com uma resolução espectral de ~ 5.5 Å. Cada abertura na qual extraímos os espectros foi binada por 4 e 2 pixels, resultando em uma escala espacial de $0.288 \, \text{"pxl}^{-1}$ e uma dispersão de $0.9 \,\text{\AA} \, \text{pxl}^{-1}$. Os espectros de cada sistema de galáxias foram obtidos, em geral, em diferentes ângulos de posição de fenda (PA), com o propósito de observar o núcleo das galáxias e suas regiões H II de maior brilho. Os tempos de exposição foram limitados em 700 s para minimizar os efeitos dos raios cósmicos, sendo que múltiplos espectros foram obtidos em uma mesma posição de fenda para se obter uma melhor razão sinal/ruído. As posições de fendas para cada sistema são ilustradas nas Figuras 1-2, sobrepostas a imagens de aquisição do GMOS-S na banda r'. Na Tabela 3.2 apresentamos o registro das observações espectroscópicas, como também os objetos de estudo, as datas das observações, os tempos de exposição, os ângulos PA considerados e os intervalos de comprimentos de onda dos espectros. Durante as observações dos objetos, obteve-se um seeing de 0,6'' a 1,7'' (medida a partir de estrelas de imagens de aquisição tomadas imediatamente antes das observações espectroscópicas).

²Professora e Pesquisadora da Universidade de Vale do Paraíba em São José dos Campos, SP, Brasil ³Astrônoma do Observatório do Gemini Sul em La Serena, Chile.

E	M	orfologia	$\alpha(2000$	$\delta(2000)$	cz	*	NS	$m_{\rm B}$	E(B-V)	R_{25}	i	D	Outros nomes
					$(\mathrm{km}\mathrm{s}^{-1})$		(kpc)	(mag)		(kpc)	(。)	(Mpc)	
m AM1054-325	A	Sm [2]	$10^{ m h}56^{ m m}58.2^{ m s}$	$-33^{ m d}09^{ m m}52.0^{ m s}$	3788[10]	0,013	0,0	14,55 [2]	0,084 [16]	6,98[11]	62 [6]	52 [14]	ESO 376-IG 027
	В	Sa [5]	10 57 04,2	$-33\ 09\ 21,0$	3850[5]	0,013	17	15,41 [8]	0,083 [16]	6,81 [11]	54 [6]	53 [14]	ESO 376- G 028
$\mathrm{AM}1219\text{-}430$	А	Sm [6]	$12 \ 21 \ 57,3$	-43 20 05,0	6957 [3]	0,023	0,0	14,30 [7]	0,109 [16]	15, 3[15]	50 [15]	95 [14]	ESO 267-IG 041
	В	S? [6]	$12 \ 22 \ 04,0$	-43 20 21,0	6879 [3]	0,023	33,7	ı	0,110 $[16]$	6,2[15]	'	96 [14]	FAIRALL 0157
$\mathrm{AM}1256\text{-}433$	A	E [3]	12 58 50,9	-43 52 30,0	9215 [3]	ı	0,0	14,75 [8]	'	ı	36,6 [6]	122 [14]	ESO 269-IG 022 NED01
		E [3]	12 58 50,6	-43 52 53,0	$9\ 183\ [3]$	ı	1	16,17 [8]	ı	ı	33,2 [6]	122 [14]	ESO 269-IG 022 NED02
	В	SBC [3]	12 58 57, 6	-43 50 11,0	9014 [3]	0,030	91,6	$16,41 \ [1]$	0,091 [16]	24,32 $[12]$	77 [12]	123 [14]	ESO 269-IG 023 NED01
AM 1401-325	A	Sb [1]	$14 \ 04 \ 14,7$	-33 01 32,0	10321 [1]	0,034	ı	$14,80 \ [1]$	0,078 [16]	ı	105 [1]	140 [14]	ESO 384-G 041
	В	? [1]	$14 \ 04 \ 15,1$	-33 02 07,0	10426[2]	I	23,4	17,94 [3]		ı	ı	144 [14	ESO 384-G 041 NOTES01
${ m AM}2030\text{-}303$	Α	SA? [3]	20 33 $56,3$	-30 22 41,0	12327[10]	0,041	0,0	15,25 $[1]$	0,078 [16]	17,4 $[12]$	23 [12]	165 [14]	ESO 463-IG 003 NED01
	U	, Trpl [1]	20 33 $59,7$	-30 22 29,0	12465[3]	·	ı	17,80 [1]	'	ı	'	165 [14]	ESO 463-IG 003 NED02
	B	Trpl [1]	20 33 $59,7$	-30 22 23,0	12474 [3]	0,042	40,5	21,39 [1]	$0,060 \ [16]$	13,5 $[12]$	35 [12]	167 [14]	ESO 463-IG 003 NED03
$\mathrm{AM}2058\text{-}381$	А	Sbc [6]	$21 \ 01 \ 39,1$	-38 04 59,0	12383 [3]	0,041	0,0	14,91 [1]	$0,050 \ [16]$	34,3 $[12]$	68 [12]	163 [14]	ESO 341- G 030
	В	ż	$21 \ 01 \ 39,9$	-38 05 53,0	12460 [3]	·	44	$16,24 \ [1]$	$0,050 \ [16]$	16,7 $[12]$	57 [12]	166 [14]	ESO 341- G 030 NOTES01
$\mathrm{AM}2229\text{-}735$	Α	SO? [3]	22 33 43,7	-73 40 47,0	17535 [3]	0,059	0,0	15,98 $[1]$	$0,037 \ [16]$	26,1 [12]	60 [12]	231 [14]	AM 2229-735 NED01
	В	ż	22 33 48,3	-73 40 56,0	17342 [3]	·	24,5	17,36[1]	'	22,5 [12]	48 [12]	229 [14]	AM 2229-735 NED02
${ m AM}2306\text{-}721$	A	SAB(r)c	$23 \ 09 \ 39,3$	$-71 \ 01 \ 34,0$	8919 [4]	0,029	0,0	14,07 [1]	0,030 [16]	24,3 [12]	56 [13]	$121 \ [14]$	ESO 077- G 003
	В	ż	$23 \ 09 \ 44,5$	$-72 \ 00 \ 04,0$	8669[4]	0,030	52,6	14,47 [1]	0,030 [16]	$15,6 \ [12]$	60 [13]	118 [14]	ESO 077-IG 004
$\mathrm{AM}2322\text{-}821$	А	SA(r)c	$23 \ 26 \ 27, 6$	-81 54 42,0	3680 [3]	0,012	0,0	13,35 $[1]$	$0,181 \ [16]$	$13,5 \ [12]$	20 [4]	52 [14]	ESO 012- G 001, NGC 7637
	В	2	23 25 $55,4$	-81 52 41,0	3376 [4]	0,011	33,7	15,41 $[1]$	0,179 [16]	4,2 [12]	63 [4]	47 [14]	ESO 012- G 001, NOTES01

Tabela 3.1 - Amostra das Galáxias.

References: [1] (FERREIRO; PASTORIZA, 2004); [2] (WEILBACHER et al., 2000); [3] (DONZELLI; PASTORIZA, 1997); [4] (KRABBE et al., 2011); [5] (LAUBERTS, 1982); [6] (PATUREL et al., 2003); [7] (DE VAUCOULEURS et al., 1991); [8] (LAUBERTS; VALENTIJN, 1989); [9] (HUCHRA et al., 2012); [10] (JONES et al., 2009); [11] (PATUREL et al., 1991); [12] (FERREIRO et al., 2008), [13] (KRABBE et al., 2008), [14] (WRIGHT, 2006), [15] (HERNANDEZ-JIMENEZ et al., 2013) e [16] (SCHLEGEL et al., 1998) Nucl. Sep. (kpc): Relação de separação nuclear entre a galáxia principal e o objeto secundário.

Conventions: α , δ : Coordenadas equatoriais

Fonte: A autora


Figura 1 - Posições de fendas para cada sistema sobrepostas a uma imagem de aquisição na bandar', obtida com o espectrógrafo GMOS-S.

Fonte: A autora

Para a correção do ruído de leitura do CCD e das diferenças de sensibilidade pixel a pixel, foram realizadas várias exposições de *bias* e *flat-field*. Para obtermos a calibração em comprimento de onda dos dados, durante as observações, foram obtidos espectros de



Figura 2 - O mesmo da Figura 1, mas para o sistema AM 1401-324.

Fonte: A autora

Tabela 3.2 - Registro das observações espectroscópicas.

Objeto	Data	$\operatorname{Exposição}\left(s\right)$	PA ($^{\circ}$)	$\Delta \lambda$ (Å)				
AM 1054-325	2007-06-21	4×600	77	4280-7130				
$\operatorname{AM}1219\text{-}430$	2007-06-06	4×600	25	3350-7130				
	2007-05-26	4×600	162	3350-7130				
	2007-06-22	4×600	341	3350-7130				
	2008-08-01	4×600	70	3350-7130				
$\operatorname{AM}1256\text{-}433$	2007-07-06	4×600	292	4280-7130				
	2007-06-21	4×600	325	4280-7130				
$\operatorname{AM}1401\text{-}324$	2007-06-23	4×600	294	3350-6280				
	2008-08-01	4×600	41	3350-6280				
$\operatorname{AM}2030303$	2006-07-03	4×600	22	4280-7130				
	2006-07-03	4×600	77	4280-7130				
$\operatorname{AM}2058\text{-}381$	2006-05-20	4×600	42	3350-7213				
	2007-05-26	4×600	94	3350-7213				
	2007-05-24	4×600	125	3350-7213				
	2007-05-30	4×600	350	3350-7213				
AM 2229-735	2006-07-20	6×600	134	4390-7250				
	2006-07-16	6×600	161	4390-7250				
$\operatorname{AM}2306\text{-}721$	2006-06-20	4×600	118	3350-7130				
	2006-06-20	4×600	190	3350-7130				
	2006-06-20	4×600	238	3350-7130				
AM 2322-821	2006-07-01	8×600	28	3350-7130				
	2006-07-01	3×600	59	3350-7130				
	2008-07-27	6×600	60	3350-7130				
	2006-06-30	6×600	318	3350-7130				
Fonte: A autora								

lâmpadas de Cobre e Argônio (CuAr) com as mesmas configurações dos espectros dos objetos. Esses espectros foram observados antes e/ou depois de obtermos espectros de ciência.

A calibração dos espectros em unidades de fluxo foi realizada a partir de espectros observados das estrelas padrões espetrofotométricas LTT 4364, LTT 7987 e LTT 9239 (HAMUY et al., 1992; HAMUY et al., 1994). Essas estrelas foram selecionados por conveniência de hora, data e proximidade dos objetos de estudo. Na Tabela 3.3 são apresentadas as estrelas padrão usadas, com suas respectivas datas/horas de observações, ângulos de posições de fendas observados (PA) e os intervalos de comprimentos de onda dos espectros $(\Delta \lambda)$.

Estrela Padrão	Data (UT)	$\operatorname{Hora}\left(\mathrm{T}\right)$	$PA(^{\circ})$	$\Delta \lambda$ (Å)
LTT 4364	20 maio 2007	$23^{h}:59':29,2''$	350	4280-7200
LTT4364	$21 \mathrm{\ maio\ } 2007$	$00^{h}:02':17,1''$	350	4280-7200
LTT 9239	23 junho 2007	$10^{h}:27':08,1''$	235	3400-6304
LTT 7987	27 julho 2008	$03^{h}:05':32,2''$	82	3400-6300
LTT 7987	27 julho 2008	$03^{h}:10':18,1''$	82	4280-7200
	Fonte:	A autora		

Tabela 3.3 - Estrelas padrão utilizadas para a calibração em unidades de fluxo.

3.2 Redução de Dados

A redução dos dados foi realizada através dos pacotes GEMINI.GMOS e dos pacotes genéricos do software *Image Reduction and Analisis Facility* IRAF⁴. Os procedimentos padrões seguidos foram: (1) subtração do *bias* e normalização por *flat-field*; (2) remoção dos raios cósmicos; (3) extração de espectros unidimensionais e (4) calibração em comprimento de onda e em unidades de fluxo.

Para cada espectro bidimensional dos objetos extraímos vários espectros unidimensionais. Os espectros unidimensionais foram extraídos em aberturas correspondentes a quatro linhas adjacentes do CCD, resultando em aberturas que representam uma escala física de 1" × 1,152". Para estimar as distâncias de cada objeto de nossa amostra, consideramos um universo espacialmente plano, $H_0 = 71 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0,270$, $\Omega_{vac} =$ $0,730^{-5}$ (WRIGHT, 2006) e encontramos que cada abertura corresponde à 200-1100 pc no plano das galáxias.

No Apêndice A descrevemos todos os procedimentos da redução de dados, com maiores detalhes. Nas Figuras 3-4, apresentamos uma amostra de espectros unidimensionais de duas galáxias observadas, mostrando a presença de linhas de emissão e absorção, tais como [O II] λ 3727, H90 λ 3835, H8He I λ 3889, Ca II(H) λ 3934, H δ , H γ , He I λ 4471, H β , [O III] λ 4959 e λ 5007, He I λ 5876, NaD λ 5890 e λ 5896, [O I] λ 6300, [N II] λ 6548 e λ 6583, H α ,

⁴O IRAF é distribuído por National Optical Astronomical Observatories (NOAO), que é operado pela Associação de Universidades para Pesquisa em Astronomia (AURA), Inc. sob contrato com a NSF. Homepage http://iraf.noao.edu/

⁵http://www.astro.ucla.edu/ wright/CosmoCalc.html

Figura 3 - Espectro unidimensional calibrado em fluxo da galáxia espiral principal do sistema AM 1219-430, ao longo da PA = 162° da região nuclear. As linhas espectrais mais intensas estão identificadas. Painel superior: visão ampliada em torno da região de absorção.



Fonte: A autora

 $[S II] \lambda 6616 e \lambda 6731.$

Figura 4 - Espectro unidimensional de AM 1256-433, ao longo da $PA = 292^{\circ}$, a uma distância de 9 kpc em sentido sudeste do centro da galáxia. As linhas espectrais mais intensas estão identificadas.



Fonte: A autora

4 METODOLOGIA

Neste capítulo descrevemos os métodos utilizados para obter a densidade eletrônica, parâmetros da população estelar e a abundância química das galáxias pertencentes aos sistemas considerados.

4.1 Intensidades das linhas de emissão e análise dos erros

As intensidades das linhas de emissão observadas, por exemplo, as das linhas H β , [O III] λ 5007, [O I] λ 6300, H α , [N II] λ 6584, e [S II] λ 6716, λ 6731, foram obtidas com a tarefa **splot** do pacote IRAF. O erro total da intensidade de uma dada linha de emissão σ_T foi estimado considerando a soma quadrática do erro associado à intensidade desta linha σ_{linha} e do erro do contínuo σ_{cont} próximo a esta e dado por

$$\sigma_T^2 = \sigma_{cont}^2 + \sigma_{linha}^2,$$

$$\sigma_T^2 = N(\Delta\sigma_{cont})^2 + \frac{F_{linha}^2}{C_{linha}}$$
(4.1)

sendo σ_T o erro poissoniano total da intensidade da linha, N a largura da linha na base $(\lambda_{final} - \lambda_{inicial})$ em pixel, Δ a escala de dispersão (Å/pxl), F_{linha} o fluxo integrado da linha e C_{linha} o número total das contagens na linha.

Para a estimativa do erro poissoniano total no fluxo da linha, a Equação 4.1 pode ser reescrita conforme a expressão

$$\sigma_T = \sqrt{N} \Delta \sigma_c \sqrt{1 + \frac{EW}{N \,\Delta}},\tag{4.2}$$

sendo que EW (do inglês Equivalent Width) representa a largura equivalente da linha e σ_c o valor quadrático médio (*rms*) da intensidade do contínuo próximo à linha. Uma descrição detalhada das fórmulas supracitadas é dada em Oliveira et al. (2008).

Os erros para uma razão de linha qualquer, como exemplo, a razão do $[S II]\lambda 6716,\lambda 6731$, é dado conforme a expressão

$$\sigma_{[S\,ii]} = \frac{I_{\lambda 6716}}{I_{\lambda 6731}} \sqrt{\left(\frac{\sigma_{\lambda 6716}}{I_{\lambda 6716}}\right)^2 + \left(\frac{\sigma_{\lambda 6731}}{I_{\lambda 6731}}\right)^2},\tag{4.3}$$

sendo $I_{\lambda 6716}$, $I_{\lambda 6731}$, $\sigma_{\lambda 6716}$, $\sigma_{\lambda 6731}$ as intensidades e os erros das medidas das linhas $\lambda 6716$ e $\lambda 6731$, respectivamente. No cálculo das intensidades da razão de linhas do [S II] nenhuma correção da extinção interestelar foi aplicada, uma vez que os seus comprimentos de onda são bem próximos entre si, sofrendo praticamente a mesma quantidade de extinção interestelar.

4.2 Correção por avermelhamento

A intensidade das linhas de emissão observadas foram corrigidas por extinção interestelar considerando a expressão

$$\frac{I(\lambda)}{I(H\beta)} = \frac{F(\lambda)}{F(H\beta)} \, 10^{c(H\beta)[(f(\lambda) - f(H\beta)]},$$

sendo $I(\lambda)/I(H\beta)$ a intensidade de uma dada linha de emissão corrigida em relação a intensidade de H β , $F(\lambda)/F(H\beta)$ a intensidade desta razão observada, $f(\lambda)$ é a dependência da extinção interestelar do comprimento de onda e $C(H\beta)$ o coeficiente de extinção interestelar.

O coeficiente de extinção interestelar foi calculado comparando o valor observado da razão de H α /H β com o valor teórico de 2.86, obtido por Hummer e Storey (1987) para uma temperatura eletrônica de 10 000 K e uma densidade eletrônica de 100 cm⁻³. Esse valor de densidade eletrônica está no intervalo de valores médios de densidade eletrônica $(24 \leq N_e \leq 1408 \text{ cm}^{-3})$ encontrados em galáxias em interação (ver Seção 5.1).

No Apêndice B, Tabela B.3, apresentamos a distância galactocêntrica em relação à R_{25} (distância galactocêntrica da região onde o brilho superficial é 25 mag/arcsec²), o fluxo de H β observado, o coeficiente de extinção $C(H\beta)$, e as intensidades de linha de emissão para as regiões consideradas nos sistemas. Consideramos somente as medidas de linhas de emissão cujo S/N > 8. Todas as intensidades de linhas de um dado espectro foram normalizadas em relação à H β =100.

4.3 Densidade Eletrônica

A densidade eletrônica para cada abertura foi calculada por meio da razão das linhas do $[S II]\lambda 6716/\lambda 6731$, resolvendo numericamente as equações de equilíbrio para um átomo de cinco níveis, usando a tarefa **temden** do pacote *nebular* do STSDAS/IRAF, assumindo uma temperatura eletrônica de 10 000 K.

As referências usadas para as forças de colisões, probabilidade de transição e níveis de energia foram de Ramsbottom et al. (1996), Verner et al. (1987), Keenan et al. (1993) e Bowen (1960).

Na determinação de densidades eletrônicas existem duas fontes de erros principais. A primeira fonte de erro é uma dependência da densidade eletrônica N_e com a temperatura eletrônica T_e . Entretanto, esta dependência é fraca no intervalo de temperaturas geralmente encontradas em regiões H II de galáxias (e.g. Copetti et al. (2000)). Nós adotamos uma temperatura eletônica média de 10 000 K como um valor representativo para nossos cálculos de densidade, uma vez que não foi possível calcular a temperatura eletrônica para as regiões HII de nossa amostra. A segunda fonte de erro, mais significativa, é a saturação das razões de linhas, tanto para altos como para baixos valores da densidade eletrônica. Isto faz a razão do $[S II]\lambda 6716,\lambda 6731$ ser um sensor confiável de densidade eletrônica no intervalo de 2,45 < log N_e (cm⁻³) < 3,85 (STANGHELLINI; KALER, 1989).

4.4 Síntese de População Estelar

Para obter a contribuição da população estelar de regiões situadas ao longo do disco da nossa amostra de galáxias, usamos o código de síntese de população estelar STARLIGHT (CID FERNANDES et al., 2004; CID FERNANDES et al., 2005; MATEUS, 2006; CID FERNANDES et al., 2007; ASARI et al., 2007). Resumidamente, o código ajusta um dado espectro observado (O_{λ}) usando uma combinação linear de N_{\star} populações estelares simples (SSPs) obtidas a partir de modelos de síntese evolutiva. No presente trabalho os modelos de Bruzual e Charlot (2003) foram considerados. Estes modelos são compostos de espectros com alta resolução (3Å), possuem um intervalo de comprimento de onda entre 3200-9500Å e são disponíveis para vários valores de metalicidades. Estes são calculados usando trajetórias evolutivas de Padova 1994 como recomendado por Bruzual e Charlot (2003) e uma função inicial de massa (IMF) de Chabrier (CHABRIER, 2003), para o intervalo de massa estelar 0,1 a 100 M_{\odot} .

Os espectros sintéticos M_{λ} são modelados pelo STARLIGHT de acordo com a seguinte equação:

$$M_{\lambda} = M_{\lambda_0} \left[\sum_{j=1}^{N_{\star}} x_j b_{j,\lambda} r_{\lambda} \right] \otimes G(\nu_{\star}, \sigma_{\star})$$
(4.4)

sendo $b_{j,\lambda}$ o espectro avermelhado da j^{th} SSP, normalizada em λ_0 ; $r_{\lambda} \equiv 10^{-0.4(A_{\lambda} - A_{\lambda_0})}$ o termo de extinção; \otimes o operador convolução; $G(\nu_{\star}, \sigma_{\star})$ a distribuição Gaussiana usada para modelar os movimentos estelares na linha de visada, centrada em uma velocidade ν_{\star} e usando uma dispersão σ_{\star} ; M_{λ_0} é o fluxo sintético normalizado no comprimento de onda e, \vec{x} é o vetor população. Esse vetor população possui componentes que representam a contribuição das SSPs em termos de idades e metalicidades (t_j, Z_j) sobre o fluxo sintético λ_0 . Estes componentes de base espectral podem ser expressos como uma função da massa da população, representado pelo vector \vec{m} .

Os ajustes são calculados com o auxílio de um algorítmico que procura o valor mínimo de

$$\chi^2(x,\nu_\star,\sigma\star,A_V,M_{\lambda_0}) = \sum_{\lambda=1}^{N_\lambda} [w_\lambda(O_\lambda - M_\lambda)]^2$$
(4.5)

sendo w_{λ}^{-1} o erro do O_{λ} . Linhas de emissão e pixels expúrios são excluídos dos ajustes estabelecendo $w_{\lambda} = 0$. O avermelhamento intrínseco é modelado devido à presença de poeira no meio interestelar, usando a lei de extinção de Cardelli et al. (1989), sendo $R_V = [A_V/E(B-V)]$, com $R_V = 3,1$ e parametrizada pela extinção na Banda-V, $A_V = R_V E(B-V)$. As SSPs que utilizamos possuem 15 idades, i.e. t=0,001; 0,003; 0,005; 0,01; 0,025; 0,04; 0,1; 0,3; 0,6; 0,9; 1,4; 2,5; 5; 11; e 13 Gyr, três metalicidades $Z = (0,2; 1; e 2,5 e Z_{\odot})$, compostas de N_{*} = 45 componentes. Os espectros estelares dos modelos de SSPs foram convoluídos para a mesma resolução espectral do observado e deslocados para o referencial de repouso. Os dados foram normalizados em relação ao fluxo em λ 5870 Å e corrigidos pela extinção Galáctica conforme Schlegel et al. (1998), como mostrado na Tabela 3.1.

O código Starlight fornece os vetores individuais de população. No entanto, de acordo com Cid Fernandes et al. (2005) os componentes individuais de \vec{x} são incertos. Para solucionar esse problema, Cid Fernandes et al. (2005) sugerem que a contribuição da população seja combinada em grupos de idades. Após a prescrição destes autores, os vetores da população são finalmente resolvidos de acordo com a contribuição do fluxo em: componentes jovens, xy ($t \leq 5 \times 10^7$ anos), intermediários, xi ($5 \times 10^7 < t \leq 2 \times 10^9$ anos) e velhos, xo ($t > 2 \times 10^9$ anos), com incertezas menores do que 0,05; 0,1 e 0,1, respectivamente, para razão sinal-ruído SN > 10. Os mesmos grupos são utilizados para a contribuição percentual de massa estelar \vec{m} (my, mi, mo). A qualidade dos resultados ajustados é medida pelos parâmetros χ^2 e *adev*. O último termo fornece a porcentagem do desvio médio $|(O_{\lambda} - M_{\lambda})|/O_{\lambda}$ sobre todos pixels ajustados, entre os espectros observados e teóricos.

4.5 Gradientes de Abundância do Oxigênio

Um vez que as linhas de emissão sensíveis à temperatura eletrônica não foram detectadas nos espectros da nossa amostra, a metalicidade da fase do gás, traçada pela abundância do oxigênio relativa a do hidrogênio (O/H), foi estimada utilizando calibrações baseadas em linhas de emissão fortes.

O indicador de abundância do O/H, $R_{23} = ([O II]\lambda 3727 + [O III]\lambda 4959,\lambda 5007)/H\beta$, proposto por Pagel et al. (1979), tem encontrado grande aceitação. Infelizmente, para a maioria dos objetos o $[O II]\lambda 3727$ está fora do intervalo espectral observado, o que torna impossível utilizarmos no presente estudo o R_{23} . Considerando as linhas de emissão observadas em nossa amostra, só é possível utilizar as razões de linhas definidos por $N2=\log([N II]\lambda 6584/H\alpha) e O3N2=\log[([O III]\lambda 5007/H\beta)/([N II]\lambda 6584/H\alpha)]$, propostas por Storchi-Bergmann et al. (1994) e Alloin et al. (1979), respectivamente, como indicadores de O/H.

Utilizamos as calibrações de O/H com N2 e O3N2, obtidas por estimativas diretas da abundância do oxigênio (método direto), propostas por Pérez-Montero e Contini (2009) e dadas por

$$12 + \log(O/H) = 0.79 \times N2 + 9.07$$

$$12 + \log(O/H) = 8.74 - 0.31 \times O3N2.$$
 (4.6)

Estas calibrações são muito semelhantes as sugeridas por Pettini e Pagel (2004). Uma calibração mais recente destes índices foi feita por Marino et al. (2013), o qual utiliza medidas diretas de abundância do oxigênio obtidos do survey CALIFA e outras fontes da literatura. López-Sanchez e Esteban (2010), usando dados espectroscópicos de uma amostra de galáxias starburst e dados da literatura, mostraram que N2 e O3N2fornecem resultados aceitáveis de O/H para objetos com $12+\log(O/H) > 8,0$. Esses autores também encontraram que calibrações empíricas considerando esses índices resultam em O/H cerca de 0,15 dex maior do que a abundância de oxigênio derivadas via método T_e . Apesar desta diferença ser semelhante às incertezas de abundâncias de oxigênio derivadas de método direto (HÄGELE et al., 2008; KENNICUTT et al., 2003), esta diferença parece variar de acordo com o regime de metalicidade (DORS JR. et al., 2011). Isso pode produzir gradientes de oxigênio mais íngremes ou inexatos do que os derivados utilizando o método direto (PILYUGIN, L. S., 2003).

Com o objetivo de comparar os gradientes O/H derivados com índices N2, O3N2e com método direto (chamado também de método- $T_{\rm e}$), utilizamos dados de regiões H II situadas ao longo dos discos das galáxias espirais M 101 e NGC 2403, obtidos por Kennicutt et al. (2003) e Garnett et al. (1997), respectivamente. Na Figura 1 esses gradientes são apresentados, onde podemos ver que os gradientes obtidos a partir dos índices supracitados são um pouco mais planos do que os via o método direto. Scarano Jr. et al. (2011) e Bresolin et al. (2012) indicaram que as inclinações dos gradientes são menos afetados pelas incertezas em estimativas de oxigênio geradas por calibração de linhas de emissão fortes. No entanto, pode-se ver na Figura 1, que o valor de O/H extrapolado para a região central das galáxias (R=0), obtido através de diferentes métodos, pode diferir em até 0,4 dex. Esta diferença é maior do que a incerteza atribuída a estimativa O/H utilizando calibrações de linha de emissão fortes (KEWLEY; ELLISON, 2008). Resultados semelhantes foram encontrados por Bresolin (2011) comparando o gradiente de oxigênio para NGC 4258, quem utilizou calibrações proposta por McGaugh (1991) e Pilyugin e Thuan (2005). Este último fornece resultados de O/H próximos aos obtidos a partir do método direto, ver também Pilyugin et al. (2012).

е

Figura 1 - Gradientes de abundâncias de oxigênio calculados utilizando os índices N2 e O3N2 e via medida direta da temperatura eletrônica (método direto) para as galáxias M101 e NGC 2403, cujos dados foram extraídos de Kennicutt et al. (2003) e Garnett et al. (1997), respectivamente.



5 RESULTADOS E DISCUSSÕES

Capítulo baseado nos artigos Krabbe, Rosa, Dors et al. (2014) e Rosa, Dors, Krabbe et al. (2014). Neste capítulo apresentamos os resultados e discussões sobre a densidade eletrônica e a abundância química ao longo do disco das galáxias de nossa amostra. Nossos resultados são comparados com estimativas para regiões H II localizadas em galáxias isoladas.

5.1 Densidade Eletrônica

5.1.1 Resultados

Na Figura 1 apresentamos uma amostra de espectros de sete regiões H II pertencente à algumas galáxias observadas. Nestes somente as linhas de emissão do [S II] λ 6716 e [S II] λ 6731, utilizadas para calcular a densidade eletrônica são mostradas. O perfil da razão de log([O I] λ 6300/H α), razão do [S II] λ 6716/ λ 6731 e N_e como uma função da distância galactocêntrica das galáxias são ilustradas nas Figuras 2-13. A intensidade log([O I] λ 6300/H α) foi calculada somente para aberturas para qual a determinação da densidade eletrônica foi possível. As distâncias galactocêntricas dadas em unidades de R/R_{25} (sendo R_{25} é a isofota na Banda-B do brilho superficial de 25 mag arcsec⁻²), foram corrigidas pela inclinação de cada objeto, ver Tabela 3.1. Na Figura 1 o centro adotado de cada galáxia está indicado com uma cruz vermelha. Na Tabela 5.1 apresentamos a estatítica da razão de linhas [S II] λ 6716/ λ 6731 e das medidas da densidade eletrônica, incluindo o número N de regiões que calculamos a N_e , a média, a mediana, mínimo e máxi-mo, e o desvio padrão σ de densidade eletrônica. No texto, as médias citadas estão devidamente seguidas pelos seus respectivos erros-padrão. Os resultados obtidos para cada

Figura 1 - Amostra de espectro no intervalo de 6600-6800 Å para regiões de diferentes galáxias. A escala do fluxo foi normalizada para o pico do $[S_{II}] \lambda$ 6716.



Fonte: A autora

	$[\mathrm{S{\scriptstyle II}}]\lambda6716/\lambda6731$							$N_{\rm e}~({\rm cm})$	$^{-3})$				
Objects	Ν	média	mediana	\max	\min	σ		Ν	média	mediana	max	\min	σ
AM 1054A	16	$1,\!19$	1,08	1,70	$0,\!97$	0,23		13	434	462	681	65	191
$\mathrm{AM}1054\mathrm{B}$	3	0,86	0,85	0,92	0,79	$0,\!07$		3	1130	1082	1476	833	324
$\mathrm{AM}1219\mathrm{A}$	29	$1,\!12$	1,06	1,77	0,86	$0,\!23$		26	532	518	1073	85	286
$\mathrm{AM}1219\mathrm{B}$	5	0,70	0,82	0,92	$0,\!23$	$0,\!27$		4	1408	1294	2189	855	564
$\mathrm{AM}1256\mathrm{B}$	43	$1,\!48$	$1,\!42$	$2,\!08$	$0,\!99$	$0,\!27$		22	181	317	626	7	168
$\mathrm{AM}2058\mathrm{A}$	20	$1,\!38$	1,26	2,22	$0,\!90$	$0,\!37$		13	376	318	911	33	263
$\mathrm{AM}2058\mathrm{B}$	8	$1,\!47$	$1,\!42$	$1,\!80$	$1,\!24$	$0,\!19$		4	86	60	184	42	66
$\mathrm{AM}2229\mathrm{A}$	33	$1,\!60$	$1,\!59$	$2,\!61$	$0,\!19$	$0,\!59$		$\overline{7}$	346	226	686	28	280
$\mathrm{AM}2306\mathrm{A}$	8	$1,\!41$	$1,\!44$	$1,\!60$	$1,\!16$	0,16		5	131	107	298	32	99
$\mathrm{AM}2306\mathrm{B}$	15	$1,\!38$	$1,\!30$	2,88	0,92	$0,\!47$		11	300	212	826	19	273
$\mathrm{AM}2322\mathrm{A}$	81	$1,\!41$	$1,\!42$	$1,\!89$	$0,\!85$	$0,\!20$		41	200	103	1121	11	259
AM 2322B	23	$1,\!47$	1,43	1,74	$1,\!35$	0,10		12	24	15	75	3	23

Tabela 5.1 - Estatística da razão do [S II] e densidade eletrônica.

Fonte: A autora

objeto de cada sistema são discutidos separadamente.

5.1.1.1 AM 1054-325

Para AM 1054A os valores estimados de densidade eletrônica da razão $[S II] \lambda 6716/\lambda 6731$ (ver Figura 2) apresentam uma variação de amplitude relativamente alta ao longo do raio da galáxia, com valor mínimo de $N_e = 65 \text{ cm}^{-3}$ e máximo de $N_e = 681 \text{ cm}^{-3}$. Encontramos uma densidade média de $N_e = 434 \pm 53 \text{ cm}^{-3}$. Para esta galáxia, a posição de fenda intercepta uma região de formação de estelar brilhante, mas não abrange o núcleo da galáxia. Poucas aberturas de AM 1054B tiveram as linhas de emissão do [S II] $\lambda\lambda 6716,6731$ com sinal suficiente para ser medido. A densidade média de $N_e = 1130 \pm 187 \text{ cm}^{-3}$ foi obtida para este objeto.

5.1.1.2 AM 1219-430

Como podemos ver na Figura 4, a distribuição de densidade eletrônica apresenta variações de amplitude elevada em todo o raio da galáxia principal, com valores no intervalo $N_{\rm e} = 85 - 1073 \text{ cm}^{-3}$. Encontramos uma densidade média de $N_{\rm e} = 532 \pm 56 \text{ cm}^{-3}$. Como no caso da AM 1054B (ver Figura 5), apenas para algumas aberturas de AM 1219B as linhas de emissão do [S II] $\lambda\lambda$ 6716,6731 tiveram sinal suficiente para ser medido. A densidade média $N_{\rm e} = 1408 \text{ cm}^{-3}$ foi derivada para regiões nesta galáxia. Interessantemente, a $N_{\rm e}$ aumenta quando consideramos regiões externas do disco. Estas regiões estão localizadas na extremidade do braço espiral a noroeste.

5.1.1.3 AM 1256-433

Como podemos observar na Figura 6, algumas regiões (por exemplo, regiões em $(R/R_{25}) = 0, 2 - 0, 6$) apresentam altos valores da razão do [S II] $\lambda 6716/\lambda 6731$ (> 1, 4), indicando valores de densidade abaixo do limite estabelecido pela curva de Osterbrock e

Figura 2 - AM 1054-325. log([O I] λ 6300/H α), [S II] λ 6716/ λ 6731, e $N_{\rm e}$ como uma função da distância galactocêntrica para AM 1054A.



Fonte: A autora

Ferland (2006), como podemos ver em Figura 4. Isto pode ser devido à incertezas associadas com as medidas dessas linhas, como por exemplo, o posicionamento do contínuo durante as medidas das intensidades, que podem produzir valores maiores da razão [S II] do que os esperados. Entretanto, valores da razão do [S II] maiores do que o limite superior de 1,4 já foram observados em outros estudos com diferentes tipos de instrumentos (exemplo, Kennicutt et al. (1989), Zaritsky et al. (1994), Lagos et al. (2009), Relaño et al. (2010), López-Hernández et al. (2013). Como apontado por López-Hernández et al. (2013), parâmetros atômicos do enxofre devem ser revisados. Analisar tal problema está fora dos objetivos do presente estudo.

Uma alternativa é considerar um certo valor para $N_{\rm e}$ quando derivamos altos valores para a razão de linhas do enxofre. Por exemplo, López-Hernández et al. (2013) ressaltam que, quando os valores da razão do $[S II]\lambda 6716/\lambda 6731$ acima do limite de 1,4 são obtidos, é razoável assumir que a densidade eletrônica seja inferior a $10 \,\mathrm{cm^{-3}}$. Eles também observaram que uma maneira segura de proceder é considerar $N_{\rm e} = 100 \,\mathrm{cm^{-3}}$, porque mesmo antes de atingir o limite de 1,4, a estimativa da densidade eletrônica é muito incerta.

Uma densidade média de $N_e = 181 \pm 36 \text{ cm}^{-3}$ foi derivada para esta galáxia. Novamente, assim como encontrado em AM 1219-430, N_e aumenta a medida que obser-



Figura 3 - O mesmo da Figura 2, mas para AM1054B.

Fonte: A autora

vamos regiões externas do disco. No caso de AM 1256-433, estas regiões estão localizadas na extremidade do braço espiral no sudeste.

5.1.1.4 AM 2058-381

Valores da densidade eletrônica obtidos para AM 2058A (ver Figura 7) apresentam variações no intervalo $N_{\rm e} = 33 - 911 {\rm ~cm^{-3}}$. Devido ao pequeno raio de AM 2058B, apenas algumas aberturas foram extraídas para esta galáxia. A densidade eletrônica (ver Figura 8) obtida é relativamente baixa, com um valor médio de $N_{\rm e} = 86 \pm 33 {\rm ~cm^{-3}}$, compatível com as estimativas de regiões H II extragalácticas gigantes (CASTAÑEDA et al., 1992).

5.1.1.5 AM 2229-735

Para a maioria das regiões observadas em AM 2229A (ver Figura 9) encontramos a razão do [S II] maior que 1,4, ou seja, fora da curva proposta por Osterbrock e Ferland (2006) para o calculo da densidade eletrônica. Utilizando os valores da razão do [S II] menores que 1,4, derivamos a densidade eletrônica média de $N_{\rm e} = 346 \pm 105$ cm⁻³. **5.1.1.6** AM 2306-721

Como podemos observar nas Figuras 10-11, as poucas medidas de densidade eletrônica fornecem valores no intervalo de $N_{\rm e} = 32 - 298 \text{ cm}^{-3}$ e $N_{\rm e} = 19 - 826 \text{ cm}^{-3}$ para AM 2306A and AM 2306B, respectivamente. Apesar de não ter estimativas da densidade



Figura 4 - O mesmo da Figura 2, mas para AM1219A.

Fonte: A autora

eletrônica no centro da galáxia principal, o perfil espacial parece indicar um aumento de $N_{\rm e}$ em direção ao centro desta, o que pode ser uma consequência do fluxo de gás. Mais uma vez, na galáxia secundária, a densidade eletrônica aumenta nas regiões externas da galáxia, até o fim do braço espiral no sudeste.

5.1.1.7 AM 2322-821

A distribuição de densidade eletrônica para AM 2322A (ver Figura 12) apresenta uma variação de amplitude muito baixa ao longo do raio. Uma região situada a ~ $0.15 R/R_{25}$ apresenta quatro valores de densidade eletrônica maiores do que os derivados para outras aberturas ao longo do raio. Essa região é marcada na Figura 14. Nesta região, os valores de densidade estão no intervalo $N_{\rm e} = 803 - 1121 \text{ cm}^{-3}$. Encontramos uma densidade eletrônica média de $N_{\rm e} = 200 \pm 40 \text{ cm}^{-3}$. AM 2322B apresenta uma distribuição de densidade eletrônica relativamente homogênea (ver Figura 13), com densidade média de $N_{\rm e} = 24 \pm 6.6 \text{ cm}^{-3}$. Esta é a galáxia com a menor densidade em nossa amostra.

5.1.2 Discussão

Desde que existe fluxo de gás ao longo do disco de galáxias interagentes, nossos resultados permitem investigar se estes produzem valores de densidade eletrônica mais elevados que os derivados em regiões H II em galáxias espirais isoladas. Para isso, calculamos



Figura 5 - O mesmo da Figura 2, mas para AM 1219B.

Fonte: A autora

a densidade eletrônica utilizando medidas publicadas da razão de linha do [S II] de regiões H II no disco das galáxias isoladas M 101, NGC 1232, NGC 1365, NGC 2903, NGC 2997 e NGC 5236 mostradas na Figura 15. Comparamos estes valores com nossos resultados. Os dados observacionais desses objetos foram obtidos de Kennicutt et al. (2003) para M 101 e Bresolin et al. (2005) para as outras galáxias. Foram utilizados os mesmos parâmetros atômicos e valor da temperatura eletrônica ($T_e=10\,000\,\mathrm{K}$) adotados para determinações de densidade em nossa amostra. Os perfis espaciais da razão do $|S II|\lambda 6716/\lambda 6731$ e as densidades eletrônicas derivadas para algumas regiões H II das galáxias isoladas são mostradas na Figura 16, enquanto que a média, a mediana, mínimo e máximo, e o desvio padrão σ são apresentados na Tabela 5.2. Como pode ser visto na Figura 16, a distribuição de $N_{\rm e}$ é relativamente homogênea ao longo do raio das galáxias isoladas. As densidades eletrônicas médias derivadas variam de 40 - 137 cm⁻³. Apenas um alto valor de $N_{\rm e} \approx 900 \,{\rm cm^{-3}}$ foi obtido na região central da galáxia NGC 5236. Esta região H II, identificada por NGC 5236-11 por Bresolin et al. (2005), é rica em metais, com uma temperatura eletrônica baixa de $T_{\rm e}([O \text{ III}]) = 4\,000 \pm 2\,00 \text{ K}$ e uma abundância de oxigênio de 12+log(O/H) ≈ 8.9 , como derivado por estes autores. Estes valores elevados de $N_{\rm e}$ e de O/H podem ser causados por perda de massa e fortes ventos estelares provenientes de estrelas Wolf Rayet, comuns em ambientes ricos em metais (SCHAERER et al., 2000; BRESOLIN; KENNICUTT, 2002; PINDAO et al., 2002). Se adotarmos $T_{\rm e}([\text{OIII}]) = 4\,000\,\text{K}$ para esta região, derivamos $N_{\rm e} \approx 623\,\text{cm}^{-3}$.



Figura 6 - O mesmo da Figura 2, mas para AM 1256B.

Fonte: A autora

Este valor é cerca de 30 por cento menor do que o obtido assumindo uma temperatura de eletrônica de $T_{\rm e}([{\rm OIII}]) = 10\,000\,{\rm K}$. Então, mesmo que a dependência da $N_{\rm e}$ sobre a temperatura eletrônica seja fraca, esta poderá ter um efeito importante quando flutuações de temperatura de alta amplitude são observados em regiões H II. Por outro lado, Rodrigues et al. (2009), baseados em espectroscopia de campo integral no infravermelho próximo, mostraram que a região central de NGC 5236 é cinematicamente bastante perturbada. Há evidências de que esta galáxia encontra-se na fase final de um processo de canibalismo, no qual uma (ou mais) galáxias satélites estão sendo incorporadas. Esse processo excita a formação estelar na região central da galáxia, em que uma cadeia de aglomerados de estrelas foi recentemente formado.

Os valores da densidade eletrônica obtidas para regiões H II em nossa amostra de galáxias em interação são sistematicamente maiores do que os derivados em galáxias isoladas. Altos valores de densidade eletrônica ($N_e = 300 - 1800 \,\mathrm{cm^{-3}}$) também foram encontrados por Newman et al. (2012) para a concentração de formação estelar ZC 406690. Além de que, algumas de nossas galáxias em interação (AM 2306B, AM 1219A, e AM 1256B) mostram um aumento de N_e nas partes extenas do disco, o que não é observado na nossa amostra de galáxias isoladas, onde a densidade eletrônica é homogênea ao longo do raio. Os altos valores de densidade eletrônica encontrados nas partes externas do disco na maioria dos objetos de nossa amostra podem ser devido às zonas de formação estelar induzidas



Figura 7 - O mesmo da Figura 2, mas para AM 2058A.

Fonte: A autora

Tabela 5.2 - Estatística da razão do [S II] $\lambda 6716/\lambda 6731$ e a densidade eletrônica $N_e \,\mathrm{cm}^{-3}$ para as galáxias isoladas M 101, NGC 1232, NGC 1365, NGC 2903, NGC 2997 e NGC 5236.

	M 1	L01	NGC	1232	NGC	1365	NGC	2903	NGC	2997	NGC	5236
Parâmetros	[S II]	N_{e}	[S 11]	N_{e}	[S II]	N_{e}	[S 11]	N_{e}	[S 11]	N_{e}	[S 11]	N_{e}
Ν	25	18	13	7	15	13	9	6	14	12	17	16
Média	1,36	106	1,44	100	1,37	73	1,40	41	1,40	40	1,32	137
Mediana	1,39	148	1,42	54	1,38	55	1,42	22	1,41	24	1,36	66
Máximo	$1,\!49$	332	$1,\!67$	325	1,49	231	1,45	126	1,46	101	1,47	898
Mínimo	$1,\!14$	19	$1,\!14$	10	1,21	9	1,29	12	1,32	3	0,90	18
σ	0,09	89	0,15	119	0,07	70	0,05	44	0,04	34	$0,\!13$	213

 $N{=}$ representa o número de distintas áreas nebulares ao longo de cada posição de fenda observada. $\sigma{=}\,{\rm desvio}$ padrão.

Fonte: A autora

pela interação direta entre nuvem-nuvem (para uma revisão ver (BOURNAUD, 2011)). Nessas regiões, o gás turbulento forma regiões com alta densidade que, posteriormente, resfria e colapsa em nuvens de formação estelar (ELMEGREEN, 2002; DUC et al., 2013). Apesar de não ter estimativas da densidade eletrônica no centro de AM 2306A, o perfil espacial parece indicar um aumento da N_e em direção ao centro da galáxia, o que pode ser devido a entrada de gás na região nuclear. Contudo, em apenas algumas regiões nesta galáxia foi possível calcular N_e , portanto, esta é uma conclusão marginal.

Vale ressaltar que regiões HII, em geral, parecem ser heterogêneas, no sentido



Figura 8 - O mesmo da Figura 2, mas para AM 2058B.

Fonte: A autora

que as zonas onde a maior parte da emissão do gás ionizado é originado, só ocupam uma pequena fração do volume total (ou seja, um pequeno fator de preenchimento). Por isso, os nossos valores de densidade eletrônica provenientes das linhas de emissão do [S II] são representativos de uma fração do volume total da região H II (referido como em densidades eletrônica local). De acordo com Giammanco et al. (2004), essas heterogeneidades, se opticamente espessas, podem modificar as determinações de temperaturas e densidades eletrônica, parâmetros de ionização e abundâncias. De fato, Copetti et al. (2000) apresentaram um estudo sobre a variação interna da densidade eletrônica em uma amostra de regiões H II galácticas espacialmente resolvidas, com diferentes tamanhos e estágios evolutivos. Estes autores encontraram que a densidade eletrônica dessas regiões H II (por exemplo, S 307) pode variar cerca de 30 e 600 cm⁻³ em um só objeto, e um fator de preenchimento da ordem de 0,1 é compatível com os seus dados. Portanto, os valores de densidades eletrônicas estimadas aqui, podem ser representativos apenas para uma pequena porção do gás nas regiões HII das galáxias analisadas.

Um aspecto importante é o estudo da origem dos altos valores de densidade eletrônica encontradas nas regiões H II em nossa amostra. A presença de choque nas galáxias em interação é muito importante, não só porque afetam as medidas derivadas a partir da intensidade de linhas de emissão, mas também, porque atuam como um mecanismo que diminui a energia cinética e o momento angular do gás, como discutido por Rich



Figura 9 - O mesmo da Figura 2, mas para AM 2229A.

Fonte: A autora

et al. (2011). O choque de gás também tende a aumentar a densidade devido à compressão do material interestelar. Para analisar se a presença do gás excitado por choque produz altos valores de densidade eletrônica, o diagrama de diagnóstico [O III] λ 5007/H β vs. [O I] λ 6300/H α , proposto por Baldwin et al. (1981) e Veilleux e Osterbrock (1987), utilizado para separar nebulosas de emissão ionizadas somente por estrelas massivas das ionizadas também por mecanismos de ionização secundários, como choques de gás, foi considerado. Na Figura 17, este diagrama de diagnóstico contendo os dados das regiões H II localizadas no disco de nossa amostra de galáxias em interação é mostrado. As linhas de emissão do núcleo das galáxias não são mostrados neste diagrama, assim, podemos descartar a presença de núcleos ativos. Mostramos também neste gráfico, a linha proposta por Kewley et al. (2006) para separar objetos com fontes ionizantes distintas: excitação por radiação de estrelas massivas e excitação secundária por choque do gás.

Podemos ver que todas as regiões H II de AM 1054A, AM 2058B, AM 2306B, algumas regiões da AM 2322A (três aberturas) e de AM 2322B (uma abertura) ocupam a área onde os objetos que possuem choque como sendo uma das fontes ionizantes estão localizados. O número de objetos representados na Figura 17 difere das Figuras 2-13 porque a razão do $[O III]\lambda 5007/H\beta$ não pode ser medida para todas as aberturas.

A partir do diagrama de diagnóstico apresentado na Figura 17 e dos perfis espaciais da densidade eletrônica e da intensidade da razão de linhas $[O I]\lambda 6300/H\alpha$ nas

Figura 10 - O mesmo da Figura 2, sem a razão do [OI] por não apresentar medida, mas para AM 2306A.



Fonte: A autora

galáxias AM 1054A, AM 2058B, AM 2306B (Figura 2, Figura 8 e Figura 11, respectivamente), podemos obter as seguintes conclusões:

- (i) AM 1054A Todas as regiões desta galáxia tem excitação de linhas por choque de gás e os valores de densidade eletrônica são relativamente elevados.
- (ii) AM 2058B É uma galáxia pequena e em apenas algumas aberturas foram extraídos os espectros. Como pode ser visto na Figura 17, todas as quatros regiões H II do disco dessa galáxia têm excitação por choque de gás e, a partir da Figura 8, pode-se notar que estas regiões apresentam pequenos valores de densidade eletrônica (< 200 cm⁻³).
- (iii) AM 2306B Para este objeto, as regiões com maiores valores de $[OI]\lambda 6300/H\alpha e N_e$ ($\approx 700 \text{ cm}^{-3}$) encontram-se na períferia da galáxia. Como pode ser visto na Figura 11, parece existir uma tendência neste objeto, no sentido que à cerca de 2,8 R/R_{25} ambos N_e e a intensidade da razão $[OI]/H\alpha$ aumentam nas partes exteriores da galáxia. Para as parte internas (até 0,12 R/R_{25}), os perfis dessas duas quantidades são quase planos, mostrando baixos valores.

Para entendermos os efeitos do fluxo de gás ao longo do disco de galáxias em interação, é essencial investigarmos se regiões que possuem altos valores de densidade



Figura 11 - O mesmo da Figura 2, mas para AM 2306B.

Fonte: A autora

eletrônica correspondem à regiões excitadas por choque de gás. Para isso, na Figura 18 a $N_{\rm e}$ versus o logarítmo da razão de linhas de emissão [O I] λ 6300/H α , sensível a presença de choque de gás, é apresentado. Objetos com fontes de excitação de gás distintas, de acordo com a Figura 17, são indicadas por símbolos diferentes. Podemos ver na Figura 18 que nenhuma correlação foi obtida entre a presença de choque e altos valores de densidades eletrônica. No entanto, uma análise mais detalhada, tal como investigar a presença de uma correlação entre a dispersão de velocidade de algumas linhas de emissão e suas intensidades (veja, por exemplo Storchi-Bergmann et al. (2007)) ou a correlação da presença de linhas largas com algumas propriedades físicas (AMORÍN et al., 2012; HÄGELE et al., 2012; HÄGELE et al., 2012; HÄGELE et al., 2013) é necessária para confirmar o nosso resultado. Curiosamente, os objetos com os mais altos valores de densidade eletrônica apresentam os menores valores de intensidade da linha [OI] λ 6300/H α .

5.2 Síntese de População Estelar

Na presente seção apresentamos os resultados preliminares da síntese de população estelar, apenas para AM 1054A e B. Embora semelhante estudo já tenha sido realizado para os demais objetos da nossa amostra, este será discutido em um artigo futuro (Rosa, Krabbe, Dors et al. 2015, em preparação).



Figura 12 - O mesmo da Figura 2, mas para AM 2322A.

Fonte: A autora

5.2.1 Resultados

As Figuras 19-20 mostram os resultados do espectro sintetizado e de emissão puro extraído das regiões nucleares dos objetos da nossa amostra e os resultados estão apresentados na Tabela B.3, onde a contribuição percentual de cada elemento base ponderada por fluxo e massa é apresentada. A variação espacial na contribuição dos componentes populacionais estelares para as galáxias AM 1054A e AM 1054B é apresentado na Figura 22.

5.2.1.1 AM 1054-325

Como reportado anteriormente, este sistema é composto por uma galáxia espiral (AM 1054A) e uma galáxia companheira (AM 1054B). AM 1054A é uma espiral opticamente brilhante na fase iniciais de idade de fusão ~ 85 Myr (MULLAN et al., 2011). No painel superior da Figura 22, os resultados indicam que AM 1054A é dominada principalmente por uma população estelar jovem ($t \leq 5 \times 10^7$ ano), com uma contribuição não negligenciável da população intermediária e jovem. Regiões situadas em 1-2 kpc apresentam uma variação sistemática da idade da população estelar do que os derivados para outras aberturas ao longo da distância galactocêntrica. No painel inferior da Figura 22 podemos ver que AM 1054B é dominada principalmente por componente de população



Figura 13 - O mesmo da Figura 2, mas para AM 2322B.

Fonte: A autora

Tabela 5.3 - Resultados da síntese de população estelar. A lista total dos objetos de estudos são mostrados na Tabela B.2 do Apêndice B, mas os resultados para AM 1054A é mostrado aqui.

Posição (kpc)	xy~(%)	xi (%)	xo (%)	my(%)	mi(%)	mo~(%)	χ^2	adev	$A_V(mag)$	
AM 1054A										
-0,56	80,3	$13,\!9$	0,5	52,9	39,0	8,1	$0,\!8$	$4,\!54$	$0,\!37$	
-0,28	68,7	17,1	10,8	14,0	8,4	$77,\!6$	$0,\!9$	$2,\!85$	0,33	
0,00	70,5	15,1	$11,\!4$	13,1	12,7	74,2	$0,\!9$	$2,\!28$	$0,\!40$	
$0,\!28$	$59,\!5$	$19,\!9$	16,5	5,4	4,3	90,3	$0,\!8$	$2,\!58$	$0,\!19$	
0,56	68,5	17,2	$13,\!0$	$7,\!3$	7,7	85,0	$1,\!3$	$3,\!00$	$0,\!12$	
0,85	$75,\!4$	21,1	0,8	$53,\!0$	40,5	6,5	1,2	$2,\!99$	$0,\!46$	
$1,\!13$	$57,\!4$	$38,\!8$	$_{0,0}$	17,7	$82,\!3$	$0,\!0$	$0,\!6$	$3,\!84$	$0,\!16$	
$1,\!41$	$35,\!5$	58,2	$_{0,0}$	3,1	96, 9	$0,\!0$	$1,\!0$	$4,\!94$	$0,\!00$	
$1,\!69$	42,7	43,1	$_{0,0}$	22,8	77,2	$0,\!0$	1,1	$4,\!13$	$0,\!34$	
1,97	$50,\!6$	34,2	8,1	7,2	$11,\!8$	81,0	0,7	$4,\!23$	0,22	

Fonte: A autora

estelar velha.

Figura 14 - Imagem da AM2322A com a região de alta densidade (ver texto) marcada por um círculo.



Fonte: A autora



5.3.1 Resultados

Nas Figuras 23-30 as determinações de abundância do oxigênio para as galáxias de nossa amostra, obtida utilizando a Equação 4.6, como também, uma regressão linear dessas determinações são apresentados. Na Tabela 5.4 os coeficientes angulares desses ajustes em unidades dex/ (R/R_{25}) e os valores 12+log(O/H) da região central (R=0) das galáxias em que somente um gradiente global representa a distribuição de O/H no disco (ou seja, com nenhum comportamento bi-modal da distribuição de abundância de O/H) são apresentados. Pode-se notar que na maioria dos casos, gradientes planos são derivados nas galáxias em interação. Os valores médios do gradiente global, calculado para os pares próximos da nossa amostra, são de $-0, 10 \pm 0, 19 [dex/(R/R_{25})] e -0, 15 \pm 0, 31 [dex/(R/R_{25})]$ usando os índices N2 e O3N2, respectivamente. Estes valores estão em acordo com o valor do gradiente médio de $-0, 25 \pm 0.02 [dex/(R/R_{25})]$ obtido para a amostra de galáxias em pares próximos dado por Kewley et al. (2010) e estes são mais planos do que o gradiente médio de $-0, 57 \pm 0, 19 [dex/(R/R_{25})]$ derivado para 11 galáxias espirais isoladas dado por Rupke et al. (2010b).

Recentemente, Sánchez et al. (2014), usando os dados do survey CALIFA¹, apre-

¹http://www.caha.es

Figura 15 - Identificação das regiões HII no disco das galáxias isoladas M101 e NGC1232, NGC1365, NGC2903, NGC2997 e NGC5236.



Fonte: Kennicutt et al. (2003) e Bresolin et al. (2005)

sentaram um estudo de galáxias com diferentes estágios de interação, a fim de estudar o efeito no gradiente de abundância. Esse estudo tem uma significância estatística muito maior do que a de estudos anteriores. Sánchez et al. (2014) descobriram que as galáxias com nenhuma evidência de interação têm valor médio para o gradiente de -0,11 dex/ r_e e objetos com evidência de interação inicial ou avançada têm um coeficiente angular de -0,05 dex/ r_e , sendo r_e o raio efetivo do disco. Estes dados confirmam os nossos resultados



Figura 16 - Densidade eletrônica em função da distância galactocêntrica deprojetada dadas em unidades de R/R₂₅ para as galáxias isoladas como indicado.

Fonte: A autora

e os obtidos por Kewley et al. (2010). Os resultados obtidos para cada sistema de galáxias são discutidos separadamente.

5.3.1.1 AM 1054-325

Como reportado anteriormente, esse sistema é composto por duas galáxias, uma galáxia principal denominada AM 1054A e outra secundária AM 1054B. Pēna et al. (1991), usando dados espectroscópicos de Maza et al. (1991) e determinação direta da temperatura

Figura 17 - Diagrama de diagnóstico de [O III]λ5007/Hβ vs. [O I]λ6300/Hα. A linha preta sólida de Kewley et al. (2006) separa os objetos ionizados somente por estrelas massivas dos que contêm núcleos ativos (AGN) e/ou excitação secundária do gás por choque. Os dados para galáxias distintas são marcados por meio de símbolos diferentes, como indicado. A barra de erro típico (não mostrado) das razões de linhas de emissão é de cerca de 10 por cento.



eletrônica, encontraram para AM 1054A (definida por estes autores como K15.01) uma abundância de oxigênio $12 + \log(O/H) = 8, 14 \pm 0, 18$ dex. Os dados espectroscópicos de AM 1054A usado por Pēna et al. (1991) consideram uma região com abertura de $2, 5 \times 0, 5$ arcsec² e a presença de excitação por choque de gás na fase gasosa do objeto não foi verificada por esses autores. Usando o diagrama [O III] λ 5007/H β versus [O I] λ 6300/H α (ver Figura 17), verificou-se que quase todas as regiões H II localizadas no disco da AM 1054A possuem linhas de emissão também excitadas por choque de gás. Portanto, as determinações de abundância não foram realizados para este objeto, uma vez que choques alteram a ionização de uma maneira que calibrações de abundância não podem ser utilizadas por-

Figura 18 - Valores de densidade eletrônica N_e derivados em nossa amostra versus a razão observada do [O I]λ6300/Hα. Os quadrados representam as regiões ionizadas por estrelas massivas e os triângulos representam essas com excitação por choque de gás, de acordo com o diagrama de diagnóstico apresentado na Figura 17.



Fonte: A autora

que estas utilizam dados de regiões H II cuja ionização é somente por radiação de estrelas massivas.

Na Figura 23 a distribuição de O/H versus a distância galactocêntrica R normalizada por R_{25} para AM 1054B é mostrada. Encontramos coeficientes angulares dos gradientes de $0, 11 \pm 0, 04 \left[\frac{dex}{(R/R_{25})} \right]$ e $0, 36 \pm 0, 04 \left[\frac{dex}{(R/R_{25})} \right]$, com valor central de $12 + \log(O/H) = 8,54 \pm 0,01$ e $8,75 \pm 0,06$ dex utilizando os índices N2 e O3N2, respectivamente. AM 1054B é o único objeto em nossa amostra para qual ambas estimativas das abundâncias de oxigênio centrais não estão de acordo entre si, considerando os erros destes (ver Tabela 5.4). No entanto, como pode ser visto na Figura 23, os coeficientes angulares foram obtidos utilizando poucos pontos. Assim, a determinação do gradiente é altamente incerta, embora os dados atuais indiquem uma distribuição O/H plana.

5.3.1.2 AM 1219-430

Este sistema é composto pelo objeto principal AM 1219A e uma galáxia secundária, i.e. AM 1219B. Como não foi possível medir a linha de emissão $[O III]\lambda 5007$ no espectro de AM 1219B, para este objeto O/H foi estimado apenas usando N2. Corrigimos

Figura 19 - Resultado da síntese de população estelar para as regiões nucleares de AM 1219A and AM 1219B. Painel superior: o espetro observado é representado por uma linha em preto e o espectro sintetizado por uma linha em vermelho. As principais absorção e características de emissão foram identificadas. Painel inferior: espectro de emissão puro corrigido por avermelhamento.



Fonte: A autora



Figura 20 - O mesmo da Figura 19, mas para AM1054A, AM1054B, AM1256B, AM1401A, AM2030B e AM2058A.

Fonte: A autora

pela inclinação a distância galactocêntrica para a galáxia principal AM1219A considerando $i=50^{\circ}$.

Na Figura 24 a distribuição O/H em ambas as galáxias são mostradas. Para AM 1219B derivamos os coeficientes angulares de $+0, 10 \pm 0, 18 [dex/(R/R_{25})]$ e uma abundância do oxigênio na região central de $12+\log(O/H) \sim 8, 89 \pm 0, 04$ dex. Assim como AM 1054B, os coeficientes angulares para AM 1219B foram derivados utilizando poucos pontos (e com uma grande dispersão), o qual torna o resultado para o gradiente altamente



Figura 21 - O mesmo da Figura 19, mas para AM 2058B, AM 2229A, AM 2306A, AM 2306B, AM 2322A e AM 2322B.

incerto. Para AM 1219A, os coeficientes angulares dos gradientes de oxigênio estimados são $-0, 29 \pm 0, 04 \left[\frac{dex}{(R/R_{25})}\right] = -0, 54 \pm 0.04 \left[\frac{dex}{(R/R_{25})}\right]$ usando os índices N2 e O3N2, respectivamente, com um valor central de 12+log(O/H)~ 8.8 dex derivado para ambos os índices. Considerando valores de R/R_{25} de 0,4 a 0,5, podemos ver uma maior dispersão da distribuição de oxigênio do que a encontrada em outras distâncias galactocêntricas. Regiões entre estas distâncias galactocêntricas, como pode ser visto na Figura 1, estão localizadas nas intersecções entre as fendas e são regiões com alto brilho superficial. Pode-se

Figura 22 - Resultado da síntese em fração de fluxo (linha preta) e em fração de massa (linha vermelha tracejada) em função da distância ao centro da galáxia (PA=77°) AM 1054A (painel esquerdo) e AM 1054B (painel direito). Distâncias negativas e positivas representam a direção da posição de fenda observada. Os painéis mostram o vetor população agrupado em idades de 15 SSPs usados da biblioteca modelo. O painel superior corresponde ao vetor população na distribuição em idade jovem; o painel intermediário a distribuição em idade intermédiária e o painel inferior o percentual em idade avançada.



notar na Figura 24, para AM 1219A, que há uma mudança no coeficiente angular em cerca de $R/R_{25} = 0.5$. Os coeficientes angulares dos gradiente de abundância na região interna do disco $(R/R_{25} < 0.5)$, considerando os índices O3N2 e N2 são -0.64 ± 0.05 [dex/ (R/R_{25})] e -0.21 ± 0.05 [dex/ (R/R_{25})], respectivamente. Para a região externa $(R/R_{25} > 0.5)$, os coeficientes angulares são 0.20 ± 0.11 [dex/ (R/R_{25})] e 0.16 ± 0.11 [dex/ (R/R_{25})] usando O3N2 e N2, respectivamente.

5.3.1.3 AM 1256-433

Como descrito na Seção 5.1, o sistema AM 1256-433 é composto por três galáxias das quais observamos apenas a componente AM 1256B. Para este objeto, as medidas de distância galactocêntrica foram corrigidas considerando a inclinação $i=77^{\circ}$. Na Figura 25 a distribuição O/H via N2 e O3N2 é mostrada. Encontramos coeficientes angulares de $-0.85 \pm 0.06 [dex/(R/R_{25})] e -0.71 \pm 0.06 [dex/(R/R_{25})]$ para esses índices, respectivamente, com valor central de $12+\log(O/H)\sim 8.7$ dex. Interessantemente, podemos notar um gradiente de oxigênio mais íngreme para $R/R_{25} < 0.27$ do que o obtido nas regiões externas. Os coeficientes angulares dos gradientes de abundância considerando somente a região interna do disco $(R/R_{25} < 0.27)$ para os índices N2 e O3N2 são $-0.78 \pm 0.13 [dex/(R/R_{25})] e -0.93 \pm 0.07 [dex/(R/R_{25})]$. Para regiões mais externas do disco $(R/R_{25} > 0.27)$ foram derivados para os índices N2 e O3N2 os coeficientes angulares de $-0.55 \pm 0.10 [dex/(R/R_{25})] e -0.30 \pm 0.08 [dex/(R/R_{25})]$, respectivamente. Os coeficientes angulares dos ajustes totais para as estimativas de abundância são dominados pelos valores das regiões exteriores da galáxia e, estes, são um pouco mais acentuados do que os obtidos considerando apenas estas regiões externas.

Tabela 5.4 - Os coeficientes angulares (Coef. Ang.) dos gradientes de abundância do oxigênio e os valores central derivados para a amostra de objetos com nenhum comportamento bi-modal dos gradientes.

Object	N2		O3N2				
÷	Coef. Ang. $[dex/(R/R_{25})]$	$12 + \log(O/H)_{Central}$	Coef. Ang. $\left[\frac{\mathrm{dex}}{(R/R_{25})}\right]$	$12 + \log(O/H)_{Central}$			
$\mathrm{AM}1054\mathrm{B}$	$+0,11 \pm 0,04$	$8,54{\pm}0,01$	$+0,36 \pm 0,04$	$8,75{\pm}0,06$			
AM 1219B	$+0, 10 \pm 0, 18$	$8,89\pm0,04$	—	—			
11100501							
AM 2058A	$-0,29 \pm 0,08$	$8,79\pm0,02$	$-0,35 \pm 0,08$	$8,78\pm0,02$			
A M 2220 A	$\pm 0.03 \pm 0.09$	871 ± 0.03	-0.11 ± 0.06	870 ± 0.02			
AM 2229A	$+0,03\pm0,09$	$0,11 \pm 0,00$	$-0,11 \pm 0,00$	8,70±0,02			
AM 2306A	-0.40 ± 0.06	8.81 ± 0.02	-0.57 ± 0.06	8.83 ± 0.02			
	o, <u>-o _</u> o, oo	0,00,0-	0,00 _ 0,00	0,000_0,00			
$\mathrm{AM}2322\mathrm{A}$	$-0,17\pm0,01$	$8,79{\pm}0,012$	$-0,18\pm0,02$	$8,77{\pm}0,01$			
$\mathrm{AM}2322\mathrm{B}$	$-0,14\pm0,05$	$8,57{\pm}0,02$	$-0,07\pm0,05$	$8,53{\pm}0,02$			

Fonte: A autora

Figura 23 - Estimativas de abundância do oxigênio ao longo da AM1054B versus distância galactocêntrica dada em R/R₂₅. Pontos representam a estimativa de abundância obtida via os índices N2 (painel inferior) e O3N2 (painel superior). Linhas representam o ajuste da regressão linear para nossas estimativas, cujos coeficientes são dados na Tabela 5.4.



Fonte: A autora

5.3.1.4 AM 2030-303

Este sistema consiste em três galáxias, uma principal AM 2030A (ESO 463-IG 003 NED01), ESO 463-IG 003 NED02 e ESO 463-IG 003 NED03. Estes dois últimos objetos são um sub-sistema, denominado AM 2030B. Na Figura 1 as posições de fenda para cada objeto são mostrados. Corrigimos pela inclinação as distâncias galactocêntricas de AM 2030B considerando $i=35^{\circ}$. Devido ao pequeno número de regiões H II observadas, não foi possível calcular o gradiente de O/H em ESO 463-IG 003 NED002. Na Figura 26 os resultados para AM 2030A e B são apresentados.

Para AM 2030A, considerando o ajuste total, obtivemos um valor central $12+\log(O/H) = 8,73 \pm 0,10 \text{ dex}$ e um coeficiente angular $-0,31 \pm 0,13 [\text{dex}/(R/R_{25})]$ u-sando $N2 \text{ e } 12+\log(O/H) = 8,62 \pm 0,07 \text{ dex}$ e $-0,22 \pm 0,20 [\text{dex}/(R/R_{25})]$ usando O3N2. Estes valores são semelhantes ao alto valor de O/H para a região H II CDT1 da NGC 1232 derivados por Castellanos et al. (2002). Agora, considerando-se uma quebra de gradiente de abundância, os coeficientes angulares em relação ao disco interno $(R/R_{25} < 0,27)$ obtido via índices $N2 \text{ e } O3N2 \text{ são } -0,27 \pm 0,46 [\text{dex}/(R/R_{25})]$ e $-0,95 \pm 0,27 [\text{dex}/(R/R_{25})]$,
Figura 24 - O mesmo da Figura 23 mas para AM 1219A e AM 1219B. Para AM 1219A determinações de regiões observadas em diferentes posições de fendas são indicadas por cores distintas. Além disso, regressões lineares, considerando todas as regiões ao longo do disco (linha azul pontilhada) e as regiões interiores e exteriores da distância galactocêntrica R/R_{25} =0,5 (linha preta sólida) são mostradas.



Fonte: A autora

Figura 25 - O mesmo da Figura 23, mas para AM 1256B. Para AM 1256B determinações de regiões observadas em diferentes posições de fendas são indicadas por cores distintas. Além disso, regressões lineares, considerando todas as regiões ao longo do disco (linha azul pontilhada) e as regiões interiores e exteriores da distância galactocêntrica R/R₂₅ = 0,35 (linha preta sólida) são mostradas.



Fonte: A autora

respectivamente. Para o disco externo $(R/R_{25} > 0, 27)$, os gradientes derivado utilizando os índices N2 e O3N2 possuem coeficientes angulares de $-0, 47 \pm 0, 01 \left[\frac{dex}{(R/R_{25})}\right]$ e $-0, 00 \pm 0, 45 \left[\frac{dex}{(R/R_{25})}\right]$, respectivamente.

Para AM 2030B (ESO 463-IG 003 NED003) encontramos duas diferentes distribuições de abundância de O/H, na região interna e externa a $R/R_{25} \approx 0, 2$. Os coeficientes angulares dos gradientes de abundâncias no disco interno $(R/R_{25} < 0, 17)$ considerando os índices N2 e O3N2 são $+1, 85 \pm 0, 43$ [dex/ (R/R_{25})] e $-0, 92 \pm 0, 22$ [dex/ (R/R_{25})], respectivamente. Para o disco externo $(R/R_{25} > 0, 17)$ derivamos para os índices N2 e O3N2 são $-0, 28 \pm 0, 25$ [dex/ (R/R_{25})] e $-0, 17 \pm 0, 18$ [dex/ (R/R_{25})], respectivamente.

5.3.1.5 AM 2058-381

Para este sistema foi determinado o gradiente de O/H somente para uma galáxia, AM 2058A, uma vez que as regiões H II de sua galáxia companheira, AM 2058B, tem linhas de emissão excitadas por choque de gás (ver Subseção 5.1.2). Na Figura 27 a distribuição

Figura 26 - O mesmo da Figura 23, mas para AM2030A e AM2030B (ESO 463-IG 003 NED003). Regressões lineares, considerando todas as regiões ao longo do disco (linha azul pontilhada) e as regiões interiores e exteriores da distância galactocêntrica R/R₂₅=0,2 (linha preta sólida) são mostradas.



Fonte: A autora

I



Figura 27 - O mesmo da Figura 24, mas para AM 2058A.

Fonte: A autora

de oxigênio é mostrada, sendo que as distâncias galactocêntricas foram corrigidas considerando $i = 68^{\circ}$. Encontramos um coeficiente angular do gradiente de O/H para o índice N2 de $-0, 29 \pm 0, 08 \, [\text{dex}/(R/R_{25})] \text{ com } 12 + \log(\text{O/H}) = 8, 79 \pm 0, 02 \, \text{dex na região central.}$ Usando o O3N2, encontramos $-0, 35 \pm 0, 08 \, [\text{dex}/(R/R_{25})]$ e $12 + \log(\text{O/H}) = 8, 78 \pm 0, 02 \, \text{dex}.$

5.3.1.6 AM 2229-735

Encontramos distribuições de abundância de O/H apenas para a galáxia principal do sistema AM 2229-735, denominada AM 2229A e esta é mostrada na Figura 28. Distâncias galactocêntricas foram corrigidas pela inclinação considerando $i = 48^{\circ}$. Para estimativas via o índice N2 encontramos um coeficiente angular de $0,03 \pm 0,09 [dex/(R/R_{25})]$, com abundância de oxigênio central de $12 + \log(O/H) = 8,71\pm0,0$ dex. Para o índice O3N2 esses valores são $-0,11\pm0,06 [dex/(R/R_{25})]$ e $12 + \log(O/H) = 8,70\pm0,02$ dex.

5.3.1.7 AM 2306-721

Esse par é composto por uma galáxia principal AM 2306A e uma galáxia companheira AM 2306B. O gradiente de O/H (ver Figura 29) foi determinado somente para a galáxia principal AM 2306A uma vez que, para a sua companheira AM 2306B, a presença



Figura 28 - O mesmo da Figura 24, mas para AM 2229A.

de excitação por choque de gás ao longo do disco foi encontrada (ver Subseção 5.1.2). Encontramos usando o índice N2 um coeficiente angular de $-0, 40 \pm 0, 05 [\text{dex}/(R/R_{25})]$ e valor central $12 + \log(\text{O/H}) = 8, 81 \pm 0, 02 \text{ dex}$. Usando o índice O3N2 estes valores são $-0, 57 \pm 0, 06 [\text{dex}/(R/R_{25})]$ e $12 + \log(\text{O/H}) = 8, 83 \pm 0, 02 \text{ dex}$.

5.3.1.8 AM 2322-821

Na Figura 30 as distribuições de O/H ao longo do disco do par de galáxias AM 2322A e AM 2322B são mostrados. Para AM 2322A uma correção pela inclinação foi feita considerando $i=20^{\circ}$. Para AM 2322A usando o índice N2 obtivemos um coeficiente angular de $-0, 17 \pm 0, 01 \, [\text{dex}/(R/R_{25})]$ e um $12 + \log(\text{O/H}) = 8,79 \pm 0,01 \, \text{dex}$ para a parte central. Para o índice O3N2, esses valores encontrados são $-0, 19 \pm 0, 01 \, [\text{dex}/(R/R_{25})]$ e $8,77\pm0,01 \, \text{dex}$. Para o objeto secundário AM 2322B, o uso do N2 produziu $-0, 14 \pm 0,05 \, [\text{dex}/(R/R_{25})]$ e $12 + \log(\text{O/H}) = 8,57\pm0,20 \, \text{dex}$ para a parte central, enquanto O3N2 produziu $-0,07 \pm 0,05 \, [\text{dex}/(R/R_{25})]$ e $12 + \log(\text{O/H}) = 8,53\pm0,20 \, \text{dex}$.

5.3.2 Discussão

Determinações de gradientes de abundância do oxigênio em galáxias em interação têm mostrado que estes são mais planos do que os de galáxias isoladas. Este resultado foi



Figura 29 - O mesmo da Figura 24, mas para AM 2306A.

Fonte: A autora

obtido recentemente e há poucos trabalhos destinados a esse assunto. A seguir um resumo de alguns trabalhos feitos nesta direção é apresentado.

- i) Krabbe et al. (2008) obtiveram dados de espectroscopia de fenda longa com o Gemini/GMOS dos dois componentes (A e B) do par de galáxias do sistema AM 2306-721. Esses autores utilizaram uma comparação entre a intensidade da razão de linhas de emissão observada R₂₃ e [O II]λ3727/[O III]λ5007 (ver McGaugh (1991)) com estas preditas por modelos de fotoionização para determinar o gradiente de metalicidade. Krabbe et al. (2008) encontraram para AM 2306A, o objeto de maior massa do par, um gradiente bem inclinado, enquanto para AM 2306B, foi encontrado uma abundância de oxigênio relativamente homogêneo em todo o disco.
- ii) Kewley et al. (2010) selecionaram cinco sistemas de pares próximos, com separação entre 15-25 kpc da amostra de Barton et al. (2000) e obtiveram espectros de regiões de formação estelar localizadas em oito dos pares próximos de galáxias com Keck Low-Resolution Imaging Spectrograph. Este trabalho foi a primeira investigação sistemática sobre os gradientes de metalicidade em pares próximos. Kewley et al. (2010) encontraram que os gradientes de metalicidade em sua amostra são significativamente mais planos do que gradientes em galáxias espirais isoladas. Estes autores utilizaram uma calibração teórica entre a razão de linhas de emissão ([N II]λ6584/[O II]λ3727) e



Figura 30 - O mesmo da Figura 24, mas para AM 2322A e AM 2322B.

Fonte: A autora

a metalicidade (ver Kewley e Dopita (2002)).

- iii) Krabbe et al. (2011) obtiveram dados de espectroscopia de fenda longa para dos dois componentes (A e B) do sistema AM2322-821 com o Gemini/GMOS. O gradiente de oxigênio foi obtido com o mesmos procedimentos utilizados em Krabbe et al. (2008) e um gradiente do oxigênio plano foi obtido para ambas galáxias.
- iv) Bresolin et al. (2012) utilizaram o Focal Optical Reducer and Spectrograph (FORS2) acoplado ao Very Large Telescope e obtiveram dados espectroscópicos de regiões H II pertencentes a NGC 1512. Esta galáxia tem uma companheira NGC 1510, separada por 13,8 kpc de NGC 1512. Um gradiente radial de abundância plano também foi obtido utilizando várias calibrações baseadas em linhas fortes, assim como poucas determinações de abundância do oxigênio usando o método direto.
- v) Torres-Flores et al. (2014) obtiveram dados espectroscópicos com Gemini/GMOS para galáxia em interação NGC 92, a qual faz parte de um grupo compacto e exibe uma cauda de maré estendida. Esses autores utilizaram calibrações com os índices N2, O3N2 e [ArIII] λ 7136/[OIII] λ 5007 proposto por Pettini e Pagel (2004) e Stasińska (2006) para estimar a abundância de O/H. Torres-Flores e colaboradores encontraram que a maioria das regiões em NGC 92 apresentam uma abundância de oxigênio semelhante, o que produz um gradiente de metalicidade quase plano, com uma possível quebra desse gradiente na distância galactocêntrica de ~10 kpc.
- vi) Mais recentemente, Sánchez et al. (2014), com base em uma maior e melhor amostra estatística de galáxias observadas no survey CALIFA, compararam o gradiente de abundância do oxigênio de aproximadamente 300 galáxias próximas, sendo 40 sistemas de interação/fusão e metade (dos 40 sistemas) sendo pares de galáxias. Esses autores verificaram um achatamento nos gradientes de abundância nos sistemas que interagem em qualquer fase, em acordo com os autores previamente citados.

Como apresentado acima, até o momento, os gradientes de oxigênio foram determinados para pares próximos ou sistemas de fusão principalmente utilizando diferentes calibrações de linhas de emissão fortes e algumas determinações via o método direto (método- T_e). No presente trabalho, foram calculados novamente os gradientes de O/H das galáxias AM 2306A e AM 2322A-B estudados por Krabbe et al. (2008), Krabbe et al. (2011) e apresentamos uma análise para mais oito galáxias de pares próximos. Na Figura 31 os gradientes de oxigênio derivados utilizando o índice N2 para nossa amostra, assim como para alguns pares cujos gradientes formam obtidos da literatura, e para quatro isoladas, cujo dados foram obtidos também da literatura, são apresentados. Podemos ver que os gradientes de oxigênio obtidos para nossa amostra são mais planos do que os de galáxias espirais isoladas. Embora os coeficientes angulares para a nossa amostra, em

Figura 31 - Gradientes de metalicidades para a nossa amostra, para as galáxias isoladas M101, Via Láctea, M83, NGC 300, para oito galáxias em interação apresentadas por Kewley et al. (2010) e gradientes para NGC 92 e para NGC 1512 obtidos por Torres-Flores et al. (2014) e Bresolin et al. (2012), respectivamente.



sua maioria, estejam em acordo com os obtidos por Kewley et al. (2010), encontramos abundâncias menores de O/H nas partes centrais das galáxias. Isto é devido à calibrações teóricas, como as utilizadas por Kewley et al. (2010), produzirem valores mais elevados de abundância do que os derivados por calibrações baseadas em estimativas de oxigênio obtidas pelo método direto (ver, por exemplo, Dors e Copetti (2005)). Krabbe et al. (2008), Kewley et al. (2010) e, mais recentemente, Sánchez et al. (2014), interpretaram a ausência de gradiente de abundância em galáxias em interação como sendo devido à mistura produzida pelo gás de baixa metalicidade, oriundo das partes externas do disco, com o gás rico em metais, existente nas partes internas da galáxia. Aqui, confirmamos este resultado utilizando uma outra amostra de dados de galáxias em interação.

Como visto na Subseção 5.3.1, um achatamento do gradiente do oxigênio foi encontrado na parte externa de AM 1256B a $R/R_{25} \approx 0,27 \ (R \approx 6,6 \text{ kpc}), \text{ em AM 1219A}$ a $R/R_{25} \approx 0.5 \ (R \approx 7.6 \text{ kpc})$ e AM 2030B em $R/R_{25} \approx 0.2 \ (R \approx 2.7 \text{ kpc})$. No caso da AM 1219A e AM 1256B o gradiente interno têm um coeficiente angular negativo, enquanto AM 2030B apresenta um coeficiente positivo. Em oposto, AM 2030A possui um coeficiente angular negativo do gradiente na região externa, enquanto na região interna, o gradiente é compatível com uma distribuição de oxigênio plana, com a quebra do gradiente de metalicidade em $R/R_{25} \approx 0.3$ ($R \approx 5$ kpc). No entanto, para AM 2030A, se levarmos em conta os erros nas medidas das intensidades das linhas, o coeficente angular do gradiente externo é aproximadamente zero. Gradientes de oxigênio planos a grandes distâncias também foram encontrados para oito galáxias individuais (MARTIN; ROY, 1994; BRESO-LIN et al., 2009; ROSALES-ORTEGA et al., 2011; GODDARD et al., 2011; ZAHID; BRESOLIN, 2011; BRESOLIN et al., 2012; MARINO et al., 2012; TORRES-FLORES et al., 2014; MIRALLES-CABALLERO et al., 2014; RODRÍGUEZ-BARAS et al., 2014), em uma pequena amostra de galáxias em interação (WERK et al., 2011), em uma grande amostra de objetos (SÁNCHEZ et al., 2012; SÁNCHEZ et al., 2014), e na Via Láctea (ESTEBAN et al., 2013).

Basicamente, existem quatro cenários teóricos para explicar a existência de gradientes planos de abundância do oxigênio a uma determinada distância galactocêntrica.

- efeito de corrotação, o qual produz o fluxo de gás em sentidos opostos aos dois lados da ressonância, obtendo-se um mínimo de metalicidade (SCARANO; LÉPINE, 2013) e de taxa de formação estelar em regiões próximas ao raio de corrotação (SFR, Mishurov et al. (2002)).
- Diminuição da eficiência de formação estelar, como proposto por Esteban et al. (2013).
- 3) Acreção de gás primordial (MARINO et al., 2012; SÁNCHEZ et al., 2014).
- 4) Presença de barras (e.g. Zaritsky et al. (1994), Martin e Roy (1994).

Os dados da nossa amostra apenas nos permitem investigar a presença de barras e de diminuição da taxa de formação de estrelar ao longo dos discos galácticos. Inspeção nas imagens de aquisição de GMOS-S r' de AM 1256B, AM 1219A, AM 2030A e AM 2030B não revelam a presença de qualquer barra. Além disso, Sánchez et al. (2014) investiga-ram os efeitos das barras nos gradientes de abundância para os objetos observados no survey CALIFA. Esses autores não encontraram diferenças entre os coeficientes angulares do gradiente de abundância de galáxias barradas e não barradas. Resultados também encontrado por Dors e Copetti (2005) para a NGC 1365, NGC 925, and NGC 1073. Por isso, excluímos a presença de barras como a explicação de gradientes planos, pelo menos para as quatro galáxias supracitadas.

Para investigar se o mínimo de taxa de formação estelar (SFR) ocorre na região próxima à "quebra" do gradiente, utilizamos o fluxo em H α medido em nossa observação e relação dada por Kennicutt (1998)

$$SFR(M_{\odot}/yr) = 7.9 \times 10^{-42} L(H\alpha)(erg/s).$$
 (5.1)

Como o fluxo absoluto de H α não foi calculado em nossas observações, nossos valores de SFR devem ser interpretados como valores relativos e a presente análise é somente útil para estudar o comportamento da SFR ao longo do disco das galáxias em questão. Na Figura 32, um gráfico da SFR versus R/R_{25} para as galáxias acima é apresentado, sendo que as regiões internas onde encontramos quebras no gradiente são indicadas. Para dois objetos, AM 1219A e AM 2030B, podemos notar que os valores mínimos de SFR estão localizados muito próximos das regiões onde quebras no gradiente foram derivadas. Similar resultado foi obtido por Esteban et al. (2013) para a galáxia NGC 1512. Somente para AM 1219A encontramos que o mínimo de metalicidades na região de mínimo de taxa de formação estelar, assim, esta poderia estar associada a um raio de corrotação, como apontado por Mishurov et al. (2002), Scarano e Lépine (2013). Para os outros dois objetos, AM 1256B e AM 2030A, as quebras nos gradientes de abundância estão localizados muito perto do máximo de SFR.

Outra questão importante é o comportamento do parâmetro de ionização U com a metalicidade. Basicamente, U representa a razão adimensional entre a densidade de fótons ionizantes e a densidade eletrônica e é definido como $U = Q_{ion}/4\pi R_{in}^2 nc$, sendo Q_{ion} o número de fótons ionizantes do hidrogênio emitidos por segundo pela fonte ionizante, R_{in} a distância entre a fonte ionizante e a superfície interna da nuvem de gás ionizado (em cm), n a densidade de partículas (em cm⁻³) e c a velocidade da luz. Portanto, devido ao fluxo de gás ao longo do disco de galáxias interação produzir altos valores de densidade eletrônica, quando comparado aos encontrados em regiões de formação estelar estelar em galáxias isoladas, espera-se encontrar baixos valores de U nas regiões H II situadas em nossa amostra. Para verificar isso, foram utilizados intensidades de linhas de emissão apresentadas na Tabela B.3 e a relação

$$\log U = -1.66 \ (\pm 0.06) \times S2 - 4.13 \ (\pm 0.07), \tag{5.2}$$

obtida por Dors Jr. et al. (2011), sendo $S2 = \log([SII]\lambda 6717, \lambda 6731)/H\alpha$. Esta equação é válida para $-1.5 \leq \log U \leq -3.5$ e não foram considerados estimativas fora desse intervalo. Essas estimativas de U são mostradas na Figura 33 versus a abundância de O/H, calculada usando N2 para a nossa amostra. Também nesta figura estão regiões H II localizadas nas galáxias em interação NGC 1512 observada por Bresolin et al. (2012), bem como, estimativas de regiões de formação de estrelas da amostra de Dors Jr. et al. (2011). Além disso, os dados do survey CALIFA (SÁNCHEZ et al., 2014) de regiões H II

Figura 32 - Taxa de formação estelar (SFR) versus a distância galactocêntrica (R/R₂₅) para AM 1256B, AM 1219A, AM 2030A e AM 2030B. A linha pontilhada indica a região onde a quebra no gradiente foi encontrada (ver texto).



Fonte: A autora

Figura 33 - Parâmetro de ionização U versus a abundância do oxigênio (12+log(O/H) para regiões H11 em galáxias isoladas e para regiões H11 na nossa amostra. Dados para regiões H11 em galáxias isoladas foram obtidos de Dors Jr. et al. (2011). As estimativas de U foram obtidas utilizando a Equação 5.2.



localizadas em 300 galáxias de vários tipos morfológicos estão incluídos nesta análise. Podemos ver que regiões H II localizadas em galáxias em interação não apresentam os valores menores de U. No entanto, existe uma correlação clara, indicando que os objetos mais abundantes possuem mais baixos valores de U, ver também Freitas-Lemes et al. (2012) e Pérez-Montero (2014). Na verdade, regiões H II localizadas no centro das galáxias são mais evoluídas (a partir de seus equivalentes com H α) do que localizados nas regiões adjacentes, como apontado por Sánchez et al. (2012).

6 CONCLUSÃO

Apresentamos um estudo observacional sobre a densidade eletrônica e gradientes de abundância do oxigênio em uma amostra de galáxias em interação. Os dados utilizados neste estudo consistem de espectros de fenda longa com alta razão sinal ruído no intervalo de 4400-7300Å obtidos com o espectrógrafo de Multi-Objeto do Gemini Sul (GMOS-S). A densidade eletrônica foi determinada utilizando a razão de linhas do [SII] λ 6716/ λ 6731. Perfis espaciais de abundância de oxigênio (usado como traçador de metalicidade) na fase de gás das galáxias de nossa amostra foram obtidos utilizando calibrações baseadas em linhas de emissão fortes.

As principais conclusões do presente estudo são:

- i) As estimativas de densidade eletrônica obtidas para as regiões HII localizadas na nossa amostra de galáxias em interação são sistematicamente maiores do que as derivadas em galáxias isoladas. Os valores médios de densidade eletrônica nas galáxias em interação estão no intervalo de $N_{\rm e} = 24 1408 \,{\rm cm}^{-3}$, enquanto que os obtidos para galáxias isoladas variam de $N_{\rm e} = 40 137 \,{\rm cm}^{-3}$.
- ii) Algumas galáxias em interação, i.e. AM 2306B, AM 1219A, and AM 1256B, mostram um aumento de $N_{\rm e}$ como aumento da distância galactocêntrica. Este tipo de relação parece não ser observada em galáxias isoladas, onde o perfil de densidade eletrônica é bastante plano ao longo do raio.
- iii) Para a maioria das regiões HII observadas nas galáxias AM 1054A, AM 2058B e AM 2306B, verificamos a presença de excitação de linhas de emissão por choque de gás. Para as galáxias restantes, apenas poucas regiões HII têm linhas de emissão excitados por choques, como em AM 2322B (um ponto) e AM 2322A (quatro pontos).
- iv) Nenhuma correlação foi obtida entre a presença de choque de gás com os altos valores de densidade eletrônica obtidos da nossa amostra.
- v) Encontramos gradientes de oxigênio significativamente mais planos para todas as galáxias em nossa amostra do que os encontrados em galáxias espirais isoladas.
- vi) Para quatro objetos de nossa amostra, i.e. AM 1219A, AM 1256B, AM 2030A e AM 2030B, encontramos claramente uma quebra no gradiente de oxigênio a uma distância galactocêntrica R/R_{25} de ~0,5. Para os objetos AM 1219A e AM 1256B, encontramos coeficientes angulares negativos para os gradientes internos, enquanto que para AM 2030B encontramos positivos. AM 1219A, AM 1256B e AM 2030B apresentam um comportamento plano de O/H para as regiões externas das galáxias. No caso de AM 2030A, encontramos um coeficente angular negativo do gradiente para

regiões externas do disco, enquanto que para regiões internas do disco um comportamento plano de O/H foi derivado.

- vii) Encontramos uma diminuição da eficiência de formação estelar na região que corresponde a quebra do gradiente de abundância do oxigênio para AM 1219A e AM 2030B. Em particular, para AM 1219A, encontramos um mínimo de metalicidades na região de mínimo de SFR, indicando que esta região pode estar associado com um raio corrotação. Para as outras duas galáxias que apresentam uma quebra de gradiente, AM 1256B e AM 2030A, encontramos um máximo de SFR ao longo do disco, mas não um valor alto de abundância do oxigênio associados as estas regiões. Deve-se notar que todos nestes quatros sistemas em interação, os valores extremos da SFR encontram-se muito próximos da região de quebra do gradiente de oxigênio.
- viii) O achatamento dos gradientes de abundância de oxigênio podem ser interpretado como sendo um enriquecimento químico, devido à formação estelar induzida pelo fluxo de gás ao longo dos discos.
- ix) Verificou-se que regiões HII situadas em pares próximos de galáxias seguem a mesma relação entre o parâmetro de ionização e a abundância de oxigênio como as de regiões em galáxias isoladas.

REFERÊNCIAS

ALLOIN, D.; COLLIN-SOUFFRIN, S.; JOLY, M.; VIGROUX, L. Nitrogen and oxygen abundances in galaxies. Astronomy and Astrophysics, n. 78, p. 200–216, 1979. 20, 44

ALONSO-HERRERO, A.; SÁNCHEZ-PORTAL, M.; ALMEIDA, C. R.; PEREIRA-SANTAELLA, M.; ESQUEJ, P.; BURILLO, S. G.; CASTILLO, M.; GONZÁLEZ-MARTÍN, O.; LEVENSON, N.; HATZIMINAOGLOU, E.; ACOSTA-PULIDO, J. A.; GONZÁLEZ-SERRANO, J. I.; POVIĆ, M.; PACKHAM, C.; PÉREZ-GARCÍA, A. M. Probing the nuclear and circumnuclear activity of NGC 1365 in the infrared. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 425, p. 311–324, 2012. 14

AMORÍN, R.; VÍLCHEZ, J. M.; HÄGELE, G. F.; FIRPO, V.; PÉREZ-MONTERO, E.; PAPADEROS, P. Complex gas kinematics in compact, rapidly assembling star-forming galaxies. **The Astrophysical Journal Letters**, n. 754, p. L22, 2012. 58

ANDRIEVSKY, S. M.; KOVTYUKH, V. V.; LUCK, R. E.; LÉPINE, J. R. D.; MACIEL, W. J.; BELETSKY, Y. V. Using Cepheids to determine the galactic abundance gradient. III. First results for the outer disc. **Astronomy and Astrophysic**, n. 392, p. 491–499, 2002. 13

ANDRIEVSKY, S. M.; LUCK, R. E.; MARTIN, P.; LÉPINE, J. R. D. The Galactic abundance gradient from Cepheids. V. Transition zone between 10 and 11 kpc. Astronomy and Astrophysic, n. 413, p. 159–172, 2004. 13

ARP, H. C.; MADORE, B. . A catalogue of southern peculiar galaxies and associations, n. 2, 1987. 11

ASARI, N. V.; CID FERNANDES, R.; STASIŃSKA, G.; TORRES-PAPAQUI, J. P.; MATEUS, A.; SODRÉ, L.; SCHOENELL, W.; GOMES, J. M. The history of star-forming galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 381, p. 263–279, 2007. 43

ATHANASSOULA, E. The existence and shapes of dust lanes in galactic bars. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 259, p. 345–364, 1992. 13

BALDWIN, J. A.; PHILLIPS, M. M.; TERLEVICH, R. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. **Publications of the ASP**, n. 93, p. 5–19, 1981. 56

BARDEN, M.; RIX, H.-W.; SOMERVILLE, R. S.; BELL, E. F.; HÄUSSLER, B.; PENG, C. Y.; BORCH, A.; BECKWITH, S. V. W.; CALDWELL, J. A. R.; HEYMANS, C.; JAHNKE, K.; JOGEE, S.; MCINTOSH, D. H.; MEISENHEIMER, K.; SÁNCHEZ, S. F.; WISOTZKI, L.; WOLF, C. GEMS: The Surface Brightness and Surface Mass Density Evolution of Disk Galaxies. **The Astrophysical Journal**, n. 635, p. 959–981, 2005. 13

BARNES, J. E.; HERNQUIST, L. Transformations of galaxies II. Gasdynamics in merging disk galaxies. **The Astrophysical Journal**, n. 471, p. 115, 1996. 15

BARTON, E. J.; GELLER, M. J.; KENYON, S. J. Tidally triggered star formation in close pairs of galaxies. **The Astrophysical Journal**, n. 530, p. 660–679, 2000. 14, 77

BASTIAN, N.; TRANCHO, G.; KONSTANTOPOULOS, I. S.; MILLER, B. W. Gemini spectroscopic survey of young star clusters in merging/interacting galaxies. III. The Antennae. **The Astrophysical Journal**, n. 701, p. 607–619, 2009. 14

BELL, E. F.; JONG, R. S. de. The stellar populations of spiral galaxies. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 312, p. 497–520, 2000. 13

BERGVALL, N.; LAURIKAINEN, E.; AALTO, S. Galaxy interactions - poor starburst triggers. III. A study of a complete sample of interacting galaxies. Astronomy and Astrophysics, n. 405, p. 31–52, 2003. 14

BERNLOEHR, K. Observations and starburst models of NGC 520. Astronomy and Astrophysics, n. 270, p. 20–28, 1993. 14

BICA, E. Population synthesis in galactic nuclei using a library of star clusters. Astronomy and Astrophysics, n. 195, p. 76–92, 1988. 18

BOISSIER, S.; PRANTZOS, N. Chemo-spectrophotometric evolution of spiral galaxies -II. Main properties of present-day disc galaxies. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 312, p. 398–416, 2000. 13

BOURNAUD, F. Star formation in galaxy interactions and mergers. **EAS Publications Series**, n. 51, p. 107, 2011. 54

BOWEN, I. S. Wave lengths of forbidden nebular lines. II. The Astrophysical Journal, n. 132, p. 1, 1960. 42

BRAGAGLIA, A.; SESTITO, P.; VILLANOVA, S.; CARRETTA, E.; RANDICH, S.; TOSI, M. Old open clusters as key tracers of Galactic chemical evolution. II. Iron and elemental abundances in NGC 2324, NGC 2477 NGC 2660, NGC 3960, and Berkeley 32. Astronomy and Astrophysics, n. 480, p. 79–90, 2008. 13

BRESOLIN, F. Revisiting the abundance gradient in the maser host galaxy NGC 4258. **The Astrophysical Journal**, n. 729, p. 56, 2011. 45

BRESOLIN, F.; GIEREN, W.; KUDRITZKI, R.-P.; PIETRZYŃSKI, G.; URBANEJA, M. A.; CARRARO, G. Extragalactic Chemical Abundances: Do HII Regions and Young Stars Tell the Same Story? The Case of the Spiral Galaxy NGC 300. **The Astrophysical Journal**, n. 700, p. 309–330, 2009. 13, 81

BRESOLIN, F.; KENNICUTT, R. C. Optical spectroscopy of metal-rich HII regions and circumnuclear hot spots in M 83 and NGC 3351. **The Astrophysical Journal**, n. 572, p. 838–860, 2002. 52

BRESOLIN, F.; KENNICUTT, R. C.; RYAN-WEBER, E. Gas metallicities in the extended disks of NGC 1512 and NGC 3621. Chemical signatures of metal mixing or enriched gas accretion? **The Astrophysical Journal**, n. 750, p. 122, 2012. 15, 45, 79, 80, 81, 82

BRESOLIN, F.; SCHAERER, D.; DELGADO, R. M. G.; STASIŃSKA, G. A VLT study of metal-rich extragalactic HII regions. I. Observations and empirical abundances. Astronomy and Astrophysics, n. 441, p. 981–997, 2005. 52, 62

BRUZUAL, G.; CHARLOT, S. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 344, p. 1000–1028, 2003. 18, 19, 43

BUSHOUSE, H. A. Star-formation rates in the nuclei of violently interacting galaxies. **The Astrophysical Journal**, n. 91, p. 225–270, 1986. 14

CARDELLI, J. A.; CLAYTON, G. C.; MATHIS, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **The Astrophysical Journal**, n. 345, p. 245–256, 1989. 43

CARLBERG, R. G.; COUCHMAN, H. M. P. Mergers and bias in a cold dark matter cosmology. **The Astrophysical Journal**, n. 340, p. 47–68, 1989. 12

CASTAÑEDA, H. O.; VILCHEZ, J. M.; COPETTI, M. V. F. Density studies on giant extragalactic HII regions. Astronomy and Astrophysics, n. 260, p. 370–380, 1992. 15, 16, 17, 50

CASTELLANOS, M.; DÍAZ, A. I.; TERLEVICH, E. A comprehensive study of reported high-metallicity giant HII regions - I. Detailed abundance analysis. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 329, p. 315–335, 2002. 71

CAVICHIA, O.; COSTA, R. D. D.; MACIEL, W. J. Planetary nebulae in the inner Milky Way: new abundances. **Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica**, n. 46, p. 159–177, 2010. 15 CAVICHIA, O.; COSTA, R. D. D.; MACIEL, W. J. Planetary nebulae in the inner Milky Way II: the Bulge-Disk transition. **Revista Mexicana de Astronomía y** Astrofísica, n. 47, p. 49–61, 2011. 15

CAVICHIA, O.; MOLLÁ, M.; COSTA, R. D. D.; MACIEL, W. J. The role of the Galactic bar in the chemical evolution of the Milky Way. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters, n. 437, p. 3688–3701, 2014. 13

CHABRIER, G. Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. **The Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, n. 115, p. 763–795, 2003. 43

CHIEN, L.; BARNES, J. E.; KEWLEY, L. J.; CHAMBERS, K. C. Multiobject spectroscopy of young star clusters in NGC 4676. **The Astrophysical Journal**, n. 660, p. L105–L108, 2007. 14

CID FERNANDES, R.; ASARI, N. V.; SODRÉ, L.; STASIŃSKA, G.; MATEUS, A.; TORRES-PAPAQUI, J. P.; SCHOENELL, W. Uncovering the chemical enrichment and mass-assembly histories of star-forming galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters**, n. 375, p. L16–L20, 2007. 43

CID FERNANDES, R.; GU, Q.; MELNICK, J.; TERLEVICH, E.; TERLEVICH, R.; KUNTH, D.; LACERDA, R. R.; JOGUET, B. The star formation history of seyfert 2 nuclei. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 355, p. 273–296, 2004. 43

CID FERNANDES, R.; MATHEUS, A.; SODRÉ, L.; STANSINSKA, G.; GOMES, J. M. Semi-empirical analysis of sloan digital sky survey galaxies - I. Spectral synthesis method. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 358, p. 363–378, 2005. 18, 19, 43, 44

CID FERNANDES, R.; SODRÉ, L.; SCHMITT, H. R.; AO, J. R. S. L. A probabilistic formulation for empirical population synthesis: sampling methods and tests. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 325, p. 60–76, 2001. 18

COPETTI, M. V. F.; MALLMANN, J. A. H.; SCHMIDT, A. A.; CASTANEDA, H. O. Internal variation of electron density in galactic HII regions. **The Astronomical Journal**, n. 357, p. 621–636, 2000. 15, 16, 42, 55

COSTA, R. D. D.; UCHIDA, M. M. M.; MACIEL, W. J. Chemical abundances of planetary nebulae towards the Galactic anticenter. Astronomy and Astrophysics, n. 423, p. 199–207, 2004. 13

CULLEN, H.; ALEXANDER, P.; GREEN, D. A.; SHETH, K. HI and CO observations of Arp 104: a spiral-elliptical interacting pair. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 376, p. 98–112, 2007. 15

DA COSTA, L. N.; PELLEGRINI, P. S.; DAVIS, M.; MEIKSIN, A.; SARGENT, W. L. W.; TONRY, J. L. Southern Sky Redshift Survey - The catalog. **The** Astrophysical Journal Supplement Series, n. 75, p. 935–964, 1991. 30

DALCANTON, J. J. The metallicity of galaxy disks: Infall versus outflows. The Astrophysical Journal, n. 658, p. 941–959, 2007. 13

DE VAUCOULEURS, G.; DE VAUCOULEURS, A.; CORWIN JR., H. G.; BUTA, R. J.; PATUREL, G.; FOUQUE, P. Book-Review - Third Reference Catalogue of Bright Galaxies. **Sky and Telescope**, n. 82, p. 621, 1991. 30, 35

DI MATTEO, P.; BOURNAUD, F.; MARTIG, M.; COMBES, F.; MELCHIOR, A.-L.; SEMELIN, B. On the frequency, intensity, and duration of starburst episodes triggered by galaxy interactions and mergers. **Astronomy and Astrophysics**, n. 492, p. 31–49, 2008. 14

DONZELLI, C. J.; PASTORIZA, M. G. Optical spectroscopic properties of a sample of interacting galaxies. **The Astrophysical Journal**, n. 111, p. 181–201, 1997. 14, 24, 25, 26, 27, 28, 29, 31, 35

DOPITA, M. A.; KEWLEY, L. J.; HEISLER, C. A.; SUTHERLAND, R. S. A theoretical recalibration of the extragalactic HII region sequence. **The Astrophysical Journal**, n. 542, p. 224–234, 2000. 15

DORS, J. O. L.; COPETTI, M. V. F. Abundance gradients in a sample of barred spiral galaxies. Astronomy and Astrophysics, n. 437, p. 837–847, 2005. 20, 80, 81

DORS JR., O. L.; KRABBE, A. C.; HÄGELE, G. F.; PÉREZ-MONTERO, E. Forbidden OII studies of galactic planetary nebulae and extragalactic HII complexes. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 415, p. 3616–3626, 2011. 15, 21, 45, 82, 84

DUC, P.-A.; BELLES, P.-E.; BRINKS, E.; BOURNAUD, F. Probing the star-formation modes in merging galaxies. **Proceedings of the International Astronomical Union**, n. 292, p. 323–326, 2013. 54

EDMUNDS, M. G.; PAGEL, B. E. J. On the composition of HII regions in southern galaxies. III - NGC 2997 and 7793. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 211, p. 507–519, 1984. 20

ELLISON, S. L.; MENDEL, J. T.; PATTON, D. R.; SCUDDER, J. M. Galaxy pairs in the Sloan Digital Sky Survey - VIII. The observational properties of post-merger galaxies. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 435, p. 3627–3638, 2013. 14

ELMEGREEN, B. G. Star formation from galaxies to globules. The Astrophysical Journal, n. 577, p. 206–220, 2002. 54

EMONTS, B. H. C.; MORGANTI, R.; TADHUNTER, C. N.; HOLT, J.; OOSTERLOO, T. A.; HULST, J. M. V. D.; WILLS, K. A. Timescales of merger, starburst and AGN activity in radio galaxy B2 0648+27. Astronomy and Astrophysics, n. 454, p. 125–135, 2006. 15

ESTEBAN, C.; CARIGI, L.; COPETTI, M. V. F.; GARCÍA-ROJAS, J.; MESA-DELGADO, A.; NEDA, H. O. C.; QUIGNOT, D. P. NGC 2579 and the carbon and oxygen abundance gradients beyond the solar circle. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 433, p. 382–393, 2013. 13, 81, 82

FABER, S. M. Quadratic programming applied to the problem of galaxy population synthesis. Astronomy and Astrophysics, n. 20, p. 361–374, 1972. 18

FAIRALL, A. P.; JONES, A. Spectroscopic survey of southern compact and bright-nucleus galaxies. II. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 188, p. 349–356, 1979. 24

_____. Southern redshifts catalogue and plots. Publications of the Department of Astronomy, n. 15, p. 377, 1991. 24

FERREIRO, D. L.; PASTORIZA, M. G. Sample of minor merger of galaxies: Optical CCD surface photometry and HII region properties. Astronomy and Astrophysics, n. 428, p. 837–846, 2004. 14, 23, 25, 26, 28, 33, 35

FERREIRO, D. L.; PASTORIZA, M. G.; RICKES, M. Sample of minor of galaxies II: Modelling HII region properties. **Astronomy and Astrophysics**, n. 481, p. 645–649, 2008. 25, 26, 27, 28, 29, 30, 31, 35

FISHER, K. B.; HUCHRA, J. P.; STRAUSS, M. A.; DAVIS, M.; YAHIL, A.; SCHLEGEL, D. The IRAS 1.2 jy survey: Redshift data. **The Astrophysical Journal Supplement**, n. 100, p. 69, 1995. 24

FREEDMAN WOODS, D.; GELLER, M. J.; KURTZ, M. J.; WESTRA, E.; FABRICANT, D. G.; DELL'ANTONIO, I. Triggered Star Formation in Galaxy Pairs at z=0.08-0.38. **The Astronomical Journal**, n. 139, p. 1857–1870, 2010. 14 FREITAS-LEMES, P.; RODRIGUES, I.; FAÚNDEZ-ABANS, M.; DORS, O. L.; FERNANDES, I. F. Imagery and long-slit spectroscopy of the polar ring galaxy AM 2020-504. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 427, p. 2772–2779, 2012. 84

FRENK, C. S.; WHITE, S. D.; DAVIS, M.; EFSTATHIOU, G. The formation of dark halos in a universe dominated by cold dark matter. **The Astrophysical Journal**, n. 327, p. 507–525, 1988. 12

FRIEDLI, D.; BENZ, W.; KENNICUTT, R. On the influence of bars and star formation on galactic abundance gradients. **The Astrophysical Journal**, n. 430, p. L105–L108, 1994. 13

GARNETT, D. R.; SHIELDS, G. A.; SKILLMAN, E. D.; SAGAN, S. P.; DUFOUR,R. J. Interstellar abundance gradients in NGC 2403: Comparison to M33.Astronomical Journal, n. 489, p. 63, 1997. 45, 46

GEORGAKAKIS, A.; FORBES, D. A.; NORRIS, R. P. Cold gas and star formation in a merging galaxy sequence. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 318, p. 124–138, 2000. 15

GIAMMANCO, C.; BECKMAN, J. E.; ZURITA, A.; RELAÑO, M. Propagation of ionizing radiation in HII regions: The effects of optically thick density fluctuations. **Astronomy and Astrophysics**, n. 424, p. 877–885, 2004. 55

GODDARD, Q. E.; BRESOLIN, F.; KENNICUTT, R. C.; RYAN-WEBER, E. V.; ROSALES-ORTEGA, F. F. On the nature of the HII regions in the extended ultraviolet disc of NGC 4625. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 412, p. 1246–1258, 2011. 81

HÄGELE, G. F.; DÍAZ, A. I.; TERLEVICH, E.; et al. Precision abundance analysis of bright HII galaxies. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 383, p. 209–229, 2008. 45

HÄGELE, G. F.; DÍAZ, A. I.; TERLEVICH, R.; TERLEVICH, E.; BOSCH, G. L.; CARDACI, M. V. Implications of the kinematical structure of circumnuclear star-forming regions on their derived properties. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 432, p. 810, 2013. 58

HÄGELE, G. F.; FIRPO, V.; BOSCH, G.; DÍAZ, A. I.; MORRELL, N. High-resolution spectroscopy of the blue compact dwarf galaxy haro 15 - II. Chemodynamics. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 422, p. 3475, 2012. 58

HAMUY, M.; SUNTZEFF, N. B.; HEATHCOTE, S. R.; WALKER, A.; GIGOUX, P.; PHILLIPS, M. M. Southern spectrophotometric standards. Astronomy and Astrophysics, n. 104, p. 533–552, 1992. 38

HAMUY, M.; SUNTZEFF, N. B.; HEATHCOTE, S. R.; WALKER, A. R.; GIGOUX, P.; PHILLIPS, M. M. Southern spectrophotometric standards, 2. **The Astrophysical Journal**, n. 106, p. 566–589, 1994. 38

HERNANDEZ-JIMENEZ, J. A.; PASTORIZA, M. G.; RODRIGUES, I.; et al. Photometry and dynamics of the minor merger AM 1219-430 with Gemini GMOS-S. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 435, p. 3342, 2013. 35

HIBBARD, J. E.; GORKOM, J. H. van. HI, HII, and R-Band observations of a galactic merger sequence. **The Astronomical Journal**, n. 111, p. 655, 1996. 15

HUCHRA, J. P.; MACRI, L. M.; MASTERS K. L., e. a. The 2MASS redshift survey description and data release. **The Astrophysical Journal, Supplement**, n. 199, p. 26, 2012. 23, 24, 30, 35

HUMMEL, E. The radio continuum radiation of spiral galaxies in multiple systems. Astronomy and Astrophysics, n. 96, p. 111–119, 1981. 12

HUMMER, D. G.; STOREY, P. J. Recombination-line intensities for hydrogenic ions. I -Case B calculations for HI and HeII. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 224, p. 801–820, 1987. 42

IONO, D.; YUN, M. S.; HO, P. T. P. Atomic and molecular gas in colliding galaxy systems. I. The data. **The Astrophysical Journal**, n. 158, p. 1, 2005. 15

IONO, D.; YUN, M. S.; MIHOS, J. C. Radial gas flows in colliding galaxies: Connecting simulations and observations. The Astrophysical Journal, n. 616, p. 199–220, 2004.

JONES, D. H.; READ, M. A.; SAUNDERS, W.; AL et. The 6df galaxy survey: Final redshift release (DR3) and southern large-scale structures. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 399, p. 683–698, 2009. 23, 24, 27, 30, 31, 35

JONES, D. H.; SAUNDERS, W.; READ, M.; COLLESS, M. Second data release of the 6df galaxy survey. **Publications of the Astronomical Society of Australia**, n. 22, p. 277–286, 2005. 23, 24, 27

JOSEPH, R. D.; WRIGHT, G. S. Recent star formation in interacting galaxies. II -Super starburst in merging galaxies. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 214, p. 87–95, 1985. 12 KAUFFMANN, G.; HECKMAN, T. M.; WHITE, S. D. M.; CHARLOT, S.; TREMONTI, C.; BRINCHMANN, J.; BRUZUAL, G.; PENG, E. W.; SEIBERT, M.; BERNARDI, M.; BLANTON, M.; BRINKMANN, J.; CASTANDER, F.; CSÁBAI, I.; FUKUGITA, M.; IVEZIC, Z.; MUNN, J. A.; NICHOL, R. C.; PADMANABHAN, N.; THAKAR, A. R.; WEINBERG, D. H.; YORK, D. Stellar masses and star formation histories for 10⁵ galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 341, p. 33–53, 2003. 18, 19

KEENAN, F. P.; HIBBERT, A.; OJHA, P. C.; COLLON, E. S. Einstein a-coefficients for transitions among the 3s² 3p³ states of SII. **Phys. Scr. A.**, n. 47, p. 48–129, 1993. 42

KENNICUTT, R. C. Star formation in galaxies along the hubble sequence. Annual Review of Astronomy and Astrophysics, n. 36, p. 189–232, 1998. 82

KENNICUTT, R. C. J.; BRESOLIN, F.; GARNETT, D. R. The composition gradient in M101 revisited. II. Electron temperatures and implications for the nebular abundance scale. **The Astronomical Journal**, n. 591, p. 801–820, 2003. 45, 46, 52, 62

KENNICUTT, R. C. J.; KEEL, W. C. Induced nuclear emission line activity in interacting spiral galaxies. **The Astrophysical Journal**, n. 279, p. L5–L9, 1984. 12, 15, 16

KENNICUTT, R. C. J.; KEEL, W. C.; BLAHA, C. A. A comparison of the physical conditions in nuclear, hotspot, and disk HII regions. **The Astronomical Journal**, n. 97, p. 1022–1035, 1989. 49

KENNICUTT, R. C. J.; KEEL, W. C.; HUMEL, E.; HULST, J. M. van der; ROETTIGER, K. A. The effects of interactions on spiral galaxias. II. Disk star formation rates. **The Astronomical Journal**, n. 93, p. 1011–1023, 1987. 14

KEWLEY, L. J.; DOPITA, M. A. Using strong lines to estimate abundances in extragalactic HII regions and starburst galaxies. The Astrophysical Journal Supplement Series, n. 142, p. 35–52, 2002. 15, 21, 79

KEWLEY, L. J.; ELLISON, S. L. Metallicity calibrations and the mass-metallicity relation for star-forming galaxies. **The Astrophysical Journal**, n. 681, p. 1183–1204, 2008. 20, 45

KEWLEY, L. J.; GROVES, B.; KAUFFMANN, G.; HECKMAN, T. The host galaxies and classification of active galactic nuclei. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 372, p. 961–976, 2006. 56, 64 KEWLEY, L. J.; RUPKE, D.; HAHID, H. J.; GELLER, M. J.; BARTON, E. J. Metallicity gradients and gas flows in galaxy pairs. **The Astrophysical Journal**, n. 721, p. L48–L52, 2010. 13, 14, 15, 34, 61, 63, 77, 80

KRABBE, A. C.; PASTORIZA, M. G.; WINGE, C.; RODRIGUES, I.; FERREIRO, D. L. Kinematics and physical properties of southern interacting galaxies: the minor merger AM 2306-721. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 389, p. 1593–1604, 2008. 13, 15, 30, 33, 35, 77, 79, 80

KRABBE, A. C.; PASTORIZA, M. G.; WINGE, C.; RODRIGUES, I.; DORS, O. L.; FERREIRO, D. L. The effects of the interactions on the kinematics, stellar population and metallicity of AM 2322-821 with Gemini/GMOS. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 416, p. 38–50, 2011. 13, 15, 31, 33, 35, 79

LAGOS, P.; TELLES, E.; MUÑOZ-TUÑÓN, C.; CARRASCO, E. R.; CUISINIER, F.; TENORIO-TAGLE, G. On the compact HII galaxy UM 408 as seen by GMOS-IFU: Physical conditions. **The Astrophysical Journal**, n. 137, p. 5068–5079, 2009. 49

LAMBAS, D. G.; TISSERA, P. B.; ALONSO, M. S.; COLDWELL, G. Galaxy pairs in the 2dF survey - I. Effects of interactions on star formation in the field. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 346, p. 1189–1196, 2003. 14

LARSON, R. B.; TINSLEY, B. M. Star formation rates in normal and peculiar galaxies. **The Astrophysical Journal**, n. 219, p. 46–59, 1978. 12

LAUBERTS, A. Eso/uppsala survey of the eso(b) atlas. Garching: European Southern Observatory (ESO), 1982. 35

LAUBERTS, A.; VALENTIJN, E. A. The data of the surface photometry catalogue of the ESO-Uppsala galaxies are now available. **The Messenger**, n. 56, p. 31–34, 1989. 35

LEMASLE, B.; FRANÇOIS, P.; GENOVALI, K.; KOVTYUKH, V. V.; BONO, G.; INNO, L.; LANEY, C. D.; KAPER, L.; BERGEMANN, M.; FABRIZIO, M.; MATSUNAGA, N.; PEDICELLI, S.; PRIMAS, F.; ROMANIELLO, M. Galactic abundance gradients from Cepheids. α and heavy elements in the outer disk. **Astronomy and Astrophysics**, n. 558, p. A31, 2013. 13

LÓPEZ-HERNÁNDEZ, J.; TERLEVICH, E.; TERLEVICH, R.; ROSA-GONZÁLEZ, D.; DÍAZ, A.; GARCIA-BENITO, R.; VÍLCHEZ, J.; HÄGELE, G. Integral field spectroscopy of HII regions in M33. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 430, p. 472–508, 2013. 49

LÓPEZ-SANCHEZ, A. R.; ESTEBAN, C. Massive star formation in wolf-rayet galaxies. IV. Colours, chemical-composition analysis and metallicity-luminosity relations. **Astronomy and Astrophysics**, n. 517, p. 85, 2010. 45

LUCK, R. E.; GIEREN, W. P.; ANDRIEVSKY, S. M.; KOVTYUKH, V. V.; FOUQUÉ, P.; PONT, F.; KIENZLE, F. The galactic abundance gradient from Cepheids. IV. New results for the outer disc. **Astronomy and Astrophysics**, n. 401, p. 939–949, 2003. 13

MACARTHUR, L. A.; COURTEAU, S.; BELL, E.; HOLTZMAN, J. A. Structure of Disk-dominated Galaxies. II. Color Gradients and Stellar Population Models. **The** Astrophysical Journal Supplement Series, n. 152, p. 175–199, 2004. 13

MACIEL, W. J.; COSTA, R. D. D. Abundance gradients in the galactic disk: Space and time variations. In: . [S.l.: s.n.], 2009. p. 38P. 13

MACIEL, W. J.; COSTA, R. D. D. Metallicity gradients in the Milky Way. In: . [S.l.: s.n.], 2010. p. 317–324. 15

MACIEL, W. J.; COSTA, R. D. D.; ROCHA-PINTO, H. J. Radial gradients and disc formation in spiral galaxies. In: . [S.l.: s.n.], 2011. p. 81P. 15

MAGRINI, L.; SESTITO, P.; RANDICH, S.; GALLI, D. The evolution of the Galactic metallicity gradient from high-resolution spectroscopy of open clusters. **Astronomy** and **Astrophysics**, n. 494, p. 95–108, 2009. 13

MAKAROV, D.; KARACHENTSEV, I. Galaxy groups and clouds in the local ($z \sim 0.01$) universe. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 412, p. 2498–2520, 2011. 23, 31

MARINO, R. A.; PAZ, A. Gil de; CASTILLO-MORALES, A.; MATEOS, J. C. Muñoz; SÁNCHEZ, S. F.; PÉREZ-GONZÁLEZ, P. G.; GALLEGO, J.; ZAMORANO, J.; ALONSO-HERRERO, A.; BOISSIER, S. Integral Field Spectroscopy and Multi-wavelength Imaging of the nearby Spiral Galaxy NGC 5668: An Unusual Flattening in Metallicity Gradient. **The Astrophysical Journal**, n. 754, p. 61, 2012. 81

MARINO, R. A.; ROSALES-ORTEGA, F. F.; SÁNCHEZ, S. F.; PAZ, A. Gil de; VÍLCHEZ, J.; MIRALLES-CABALLERO, D.; KEHRIG, C.; PÉREZ-MONTERO, E.; STANISHEV, V.; IGLESIAS-PÁRAMO, J.; DÍAZ, A. I.; CASTILLO-MORALES, A.; KENNICUTT, R.; LÓPEZ-SÁNCHEZ, A. R.; GALBANY, L.; GARCÍA-BENITO, R.; MAST, D.; MENDEZ-ABREU, J.; MONREAL-IBERO, A.; HUSEMANN, B.; WALCHER, C. J.; GARCÍA-LORENZO, B.; MASEGOSA, J.; OROZCO, A. D. O.; AO, A. M. M.; ZIEGLER, B.; MOLLÁ, M.; PAPADEROS, P.; SŃCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; DELGADO, R. M. G.; FALCÓN-BARROSO, J.; ROTH, M. M.; VEN, G. van de; TEAM, C. The O3N2 and N2 abundance indicators revisited: improved calibrations based on CALIFA and T_e -based literature data. Astronomy and Astrophysics, n. 559, p. A114, 2013. 45

MARTIN, C. L. Mapping large-scale gaseous outflows in ultraluminous infrared galaxies with keck II ESI spectra: Spatial extent of the outflow. **The Astrophysical Journal**, n. 647, p. 222–243, 2006. 15

MARTIN, P.; ROY, J.-R. The influence of bars on the chemical composition of spiral galaxies. **The Astrophysical Journal**, n. 424, p. 599–614, 1994. 13, 81

MATEOS, J. C. Muñoz; PAZ, A. Gil de; BOISSIER, S.; ZAMORANO, J.; JARRETT, T.; GALLEGO, J.; MADORE, B. F. Specific Star Formation Rate Profiles in Nearby Spiral Galaxies: Quantifying the Inside-Out Formation of Disks. **The Astrophysical Journal**, n. 658, p. 1006–1026, 2007. 13

MATEUS, A. J. Tese de Doutorado, Análise Semi Empirica de Espectros de Galáxias. 2006. 43

MATHEWSON, D. S.; FORD, V. L. Parameters of 2447 southern spiral galaxies for use in the tully-fisher relation. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, n. 107, p. 97, 1996. 30

MAZA, J.; RUIZ, M. T.; GONZALEZ, L. E.; WISCHNJEWSKY, M.; PENA, M. Calan-tololo survey. III - HII galaxies. Astronomy and Astrophysics Supplement Series, n. 89, p. 389–397, 1991. 63

MCGAUGH, S. S. HII region abundances - model oxygen line ratios. The Astrophysical Journal, n. 380, p. 140–150, 1991. 20, 45, 77

MIHOS, J. C.; BOTHUN, G. D.; RICHSTONE, D. O. Modeling the Spatial Distribution of Star Formation in Interacting Disk Galaxies. **The Astrophysical Journal**, n. 418, p. 82, 1993. 14

MIRALLES-CABALLERO, D.; DÍAZ, A. I.; ROSALES-ORTEGA, F. F.; PÉREZ-MONTERO, E.; SÁNCHEZ, S. F. Ionizing stellar population in the disc of NGC 3310 - I. The impact of a minor merger on galaxy evolution. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 440, p. 2265–2289, 2014. 13, 81

MISHUROV, Y. N.; LÉPINE, J. R. D.; ACHAROVA, I. A. Corotation: Its influence on the chemical abundance pattern of the galaxy. **The Astrophysical Journal**, n. 571, p. L113–L115, 2002. 81, 82

MOLLÁ, M.; DÍAZ, A. I. A grid of chemical evolution models as a tool to interpret spiral and irregular galaxies data. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 358, p. 521–543, 2005. 13

MOULTAKA, J.; BOISSON, C.; JOLY, M.; PELAT, D. Constraining the solutions of an inverse method of stellar population synthesis. **Astronomy and Astrophysics**, n. 420, p. 459–466, 2004. 18

MULLAN, B.; KONSTANTOPOULOS, I. S.; KEPLEY, A. A.; LEE, K. H.; CHARLTON, J. C.; KNIERMAN, K.; BASTIAN, N.; CHANDAR, R.; DURRELL, P. R.; ELMEGREEN, D.; ENGLISH, J.; GALLAGHER, S. C.; GRONWALL, C.; HIBBARD, J. E.; HUNSBERGER, S.; JOHNSON, K. E.; MAYBHATE, A.; PALMA, C.; TRANCHO, G.; VACCA, W. D. Star Clusters in the Tidal Tails of Interacting Galaxies: Cluster Populations Across a Variety of Tail Environments. **The Astrophysical Journal**, n. 731, p. 93, 2011. 59

NASA. Exploring the Antennae, NATIONAL AERONAUTICS AND SPACES ADMINISTRATION-NASA. p. Disponível em: http://apod.nasa.gov/apod/ap150212.html. Acesso em: 12 de fev., 2015. 12

NEWMAN, S. F.; GRIFFIN, K. S.; GENZEL, R.; et al. Shocked superwinds from the $z\tilde{2}$ clumpy star-forming galaxy, ZC 406690. **The Astrophysical Journal**, n. 752, p. 111, 2012. 14, 15, 53

NIKOLIC, B.; CULLEN, H.; ALEXANDER, P. Star formation in close pairs selected from the Sloan Digital Sky Survey. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 355, p. 874–886, 2004. 14

O'DELL, C. R.; NEDA, H. O. C. Forbidden OII studies of galactic planetary nebulae and extragalactic HII complexes. **The Astrophysical Journal**, n. 283, p. 158–164, 1984. 15, 16

OEY, M. S.; KENNICUTT, R. Abundances of HII regions in early-type spiral galaxies. **The Astrophysical Journal**, n. 411, p. 137–152, 1993. 15

OLIVEIRA, V. A.; COPETTI, M. V. F.; KRABBE, A. C. Electron temperature fluctuations in ngc 346. Astronomy and Astrophysics, n. 492, p. 463–468, 2008. 41

OSTERBROCK, D. E.; FERLAND, G. J. Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei. United Sated of America: University Science Books, 2006. 16, 17, 18, 19, 49, 50 PAGEL, B. E. J.; EDMUNDS, M. G.; BLACKWELL, D. E.; CHUN, M. S.; SMITH, G. On the composition of HII regions in southern galaxies. I - NGC 300 and 1365. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 189, p. 95–113, 1979. 20, 44

PATTON, D. R.; ELLISON, S. L.; SIMARD, L.; MCCONNACHIE, A. W.; MENDEL, J. T. Galaxy pairs in the Sloan Digital Sky Survey - III. Evidence of induced star formation from optical colours. Monthly Notices of the Royal Astronomical Societ, n. 412, p. 591–606, 2011. 14

PATTON, D. R.; TORREY, P.; ELLISON, S. L.; MENDEL, J. T.; SCUDDER, J. M. Galaxy pairs in the Sloan Digital Sky Survey - VI. The orbital extent of enhanced star formation in interacting galaxies. Monthly Notices of the Royal Astronomical Societ, n. 433, p. L59–L63, 2013. 15

PATUREL, G.; GARCIA, A. M.; FOUQUE, P.; BUTA, R. An extragalactic database. III - Diameter reduction. Astronomy and Astrophysics, n. 243, p. 319, 1991. 35

PATUREL, G.; PETIT, C.; PRUGNIEL, P.; THEUREAU, G.; ROUSSEAU, J.; BROUTY, M.; DUBOIS, P.; CAMBRÉSY, L. HYPERLEDA. I. identification and designation of galaxies. **Astronomy and Astrophysics**, n. 412, p. 45–55, 2003. 35

PEDICELLI, S.; BONO, G.; LEMASLE, B.; FRANÇOIS, P.; GROENEWEGEN, M.; LUB, J.; PEL, J. W.; LANEY, D.; PIERSIMONI, A.; ROMANIELLO, M.; BUONANNO, R.; CAPUTO, F.; CASSISI, S.; CASTELLI, F.; LEURINI, S.; PIETRINFERNI, A.; PRIMAS, F.; PRITCHARD, J. On the metallicity gradient of the Galactic disk. **Astronomy and Astrophysics**, n. 504, p. 81–86, 2009. 13

PEIMBERT, A. The Chemical Composition of the 30 Doradus Nebula Derived from Very Large Telescope Echelle Spectrophotometry. **The Astrophysical Journal**, n. 584, p. 735–750, 2003. 19

PEIMBERT, M.; COSTERO, R. Chemical Abundances in Galactic HII Regions. Boletin de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya, n. 5, p. 3–22, 1969. 20

PĚNA, M.; RUIZ, M. T.; MAZA, J. Line analysis and nebular abundances in HII galaxies. Astronomy and Astrophysics, n. 251, p. 417–430, 1991. 63, 64

PÉREZ-MONTERO, E. Deriving model-based T_e-consistent chemical abundances in ionized gaseous nebulae. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 441, p. 2663–2675, 2014.

PÉREZ-MONTERO, E.; CONTINI, T. The impact of the nitrogen-to-oxygen ratio on ionized nebulae diagnostics based on [NII] emission lines. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 398, p. 949–960, 2009. 21, 44

PETTINI, M.; PAGEL, B. E. J. [OIII]/[NII] as an abundance indicator at high redshift. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 348, p. L59–L63, 2004. 21, 45, 79

PILYUGIN, L. S. On the oxygen abundance determination in HII regions. High-metallicity regions. Astronomy and Astrophysics, n. 369, p. 594–604, 2001a. 21

PILYUGIN, L. S. The oxygen abundance distribution in M101. Astronomy and Astrophysics, n. 373, p. 56–62, 2001b. 21

PILYUGIN, L. S. The bends in the slopes of radial abundance gradients in the disks of spiral galaxies - Do they exist? Astronomy and Astrophysics, n. 397, p. 109–114, 2003. 45

PILYUGIN, L. S.; GREBEL, E. K.; MATTSSON, L. Counterpart method for abundance determinations in HII regions. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 424, p. 2316–2329, 2012. 45

PILYUGIN, L. S.; THUAN, T. X. Oxygen abundance determination in HII regions: The strong line intensities-abundance calibration revisited. **The Astrophysical Journal**, n. 631, p. 231–243, 2005. 45

PINDAO, M.; SCHAERER, D.; DELGADO, R. M. G.; STASIŃSKA, G. VLT observations of metal-rich extra galactic HII regions. I. Massive star populations and the upper end of the IMF. Astronomy and Astrophysics, n. 394, p. 443–457, 2002. 52

POHLEN, M.; TRUJILLO, I. The structure of galactic disks. Studying late-type spiral galaxies using SDSS. Astronomy and Astrophysics, n. 454, p. 759–772, 2006. 13

PORTINARI, L.; CHIOSI, C. On star formation and chemical evolution in the Galactic disc. Astronomy and Astrophysics, n. 350, p. 827–839, 1999. 13

PUECH, M.; FLORES, H.; LEHNERT, M. D. 3d spectroscopy with VLT/GIRAFFE III. Mapping electron densities in distant galaxies. Astronomy and Astrophysics, n. 455, p. 131–134, 2006. 15

RAMPAZZO, R.; PLANA, H.; AMRAM, P.; BAGAROTTO, S.; BOULESTEIX, J.; ROSADO, M. Two-dimensional warm gas kinematics in interacting galaxy systems. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 356, p. 1177–1190, 2005. 15

RAMSBOTTOM, C. A.; BELL, K. L.; STAFFORD, R. P. Effective collision strengths for electron impact excitation of singly ionized sulfur. **Atomic Data and Nuclear Data Tables**, n. 63, p. 57, 1996. 42 RELAÑO, M.; MONREAL-IBERO, A.; VÍLCHEZ, J. M.; KENNICUTT, R. C. Spatially resolved study of the physical properties of the ionized gas in NGC 595. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 402, p. 1635–1648, 2010. 49

RICH, J. A.; KELLEY, L. J.; DOPITA, M. A. Galaxy-wide shocks in late-merger stage luminous infrared galaxies. **The Astrophysical Journal**, n. 734, p. 87, 2011. 14, 15, 56

RICH, J. A.; TORREY, T.; KELLEY, L. J.; DOPITA, M. A.; RUPKE, D. S. N. An integral field study of abundance gradients in nearby luminous infrared galaxies. **The Astrophysical Journal**, n. 753, p. 5, 2012. 14, 15

RODRIGUES, I.; DOTTORI, H.; DÍAZ, R. J.; AGÜERO, M. P.; MAST, D. Kinematics and Modeling of the Inner Region of M 83. **The Astronomical Journal**, n. 137, p. 4083–4090, 2009. 53

RODRÍGUEZ-BARAS, M.; ROSALES-ORTEGA, F. F.; DÍAZ, A. I.; SÁNCHEZ, S. F.; PASQUALI, A. A study of the ionized gas in Stephan's Quintet from integral field spectroscopy observations. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 442, p. 495–508, 2014. 81

ROSA, D. A.; DORS, O. L.; KRABBE, A. C.; HÄGELE, G. F.; CARDACI, M. V.; PASTORIZA, M. G.; RODRIGUES, I.; WINGE, C. Interaction effects on galaxy pairs with Gemini/GMOS - II: oxygen abundance gradients. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 444, p. 2005–2021, 2014. 13, 15

ROSALES-ORTEGA, F. F.; DÍAZ, A. I.; KENNICUTT, R. C.; SÁNCHEZ, S. F. PPAK wide-field Integral Field Spectroscopy of NGC 628-II. Emission line abundance analysis. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 415, p. 2439–2474, 2011. 81

RUPKE, D. S.; KEWLEY, L. J.; CHIEN, L. H. Gas-phase oxygen gradients in strongly interacting galaxies. I. Early-stage interactions. **The Astrophysical Journal**, n. 723, p. 1255–1271, 2010b. 61

RUPKE, D. S.; VEILLEUX, S.; SANDERS, D. B. Outflows in infrared-luminous starbursts at z < 0.5. I. Sample, na ID spectra, and profile fitting. **The Astrophysical Journal Supplement**, n. 160, p. 87–114, 2005. 15

RUPKE, D. S. N.; KEWLEY, L. J.; BARNES, J. E. Galaxy mergers and the mass-metallicity relation: Evidence for nuclear metal dilution and flattened gradients from numerical simulations. **The Astrophysical Journal Letters**, n. 710, p. L156–L160, 2010a. 13

SÁNCHEZ, S. F.; ROSALES-ORTEGA, F. F.; IGLESIAS-PÁRAMO, J.; MOLLÁ, M.; et al. A characteristic oxygen abundance gradient in galaxy disks unveiled with CALIFA. Astronomy and Astrophysics, n. 563, p. A49, 2014. 13, 15, 61, 62, 79, 80, 81, 82

SÁNCHEZ, S. F.; ROSALES-ORTEGA, F. F.; MARINO, R. A.; et al. Integral field spectroscopy of a sample of nearby galaxies. II. Properties of the HII regions. **Astronomy and Astrophysics**, p. A2, 2012. 13, 33, 81, 84

SCARANO, J. S.; LÉPINE, J. R. D. Radial metallicity distribution breaks at corotation radius in spiral galaxies. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 428, p. 625–640, 2013. 81, 82

SCARANO JR., S.; LÉPINE, J. R. D.; MARCON-UCHIDA, M. M. Breaks in the radial oxygen abundance and corotation radius of three spiral galaxies. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 412, p. 1741–1754, 2011. 45

SCHAERER, D.; GUSEVA, N. G.; IZOTOV, Y. I.; THUAN, T. X. Massive star populations and the IMF in metal-rich starbursts. Astronomy and Astrophysics, n. 362, p. 53–68, 2000. 52

SCHLEGEL, D. J.; FINKBEINER, D. P.; DAVIS, M. Maps of dust infrared emission for use in estimation of reddening and cosmic microwave background radiation foregrounds. **The Astrophysical Journal**, n. 500, p. 525, 1998. 35, 44

SCUDDER, J. M.; ELLISON, S. L.; TORREY, P.; PATTON, D. R.; MENDEL, J. T. Galaxy pairs in the sloan digital sky survey - V. Tracing changes in star formation rate and metallicity out to separations of 80 kpc. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 426, p. 549–565, 2012. 14, 15

SEKIGUCHI, K.; WOLSTENCROFT, R. D. Spectroscopic Observations of ARP/Madore Interacting Galaxies - Part Two - Galaxies with Tails Loops of Material or Debris. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 263, p. 349, 1993. 23

SILVA, T. C. C.; SOUZA, R. E. Galáxias em binárias:. In: VIEGAS, S. M. M.; OLIVEIRA, F. (Ed.). **Descobrindo o Universo**. São Paulo: Editora da Universidade de São Paulo, 2004. 380p. 11

SOTO, K. T.; MARTIN, C. L.; PRESCOTT, M. K. M.; ARMUS, L. The emission-line spectra of major mergers: Evidence for shocked outflows. **The Astrophysical Journal**, n. 757, p. 86, 2012. 14

STANGHELLINI, L.; KALER, J. B. Electron densities in planetary nebulae. The Astrophysical Journal, n. 343, p. 811–827, 1989. 43

STASIŃSKA, G. [ArIII]/[OIII] and [SIII]/[OIII]: well-behaved oxygen abundance indicators for HII regions and star forming galaxies. Astronomy and Astrophysics, n. 454, p. L127–L130, 2006. 79

STORCHI-BERGMANN, T.; CALZETTI, D.; KINNEY, A. L. Ultraviolet to near-infrared spectral distributions of star-forming galaxies: Metallicity and age effects. **The Astrophysical Journal**, n. 429, p. 572, 1994. 20, 44

STORCHI-BERGMANN, T.; DORS, O. L.; RIFFEL, R. A. e. a. Nuclear spirals as feeding channels to the supermassive black hole: The case of the galaxy NGC 6951. **The Astrophysical Journal**, n. 670, p. 959, 2007. 58

STRUCK, C. Galaxy collisions. Elsevier Science, Phys. Rep., n. 321, p. 1–137, 1999. 12

TINSLEY, B. M. Galactic evolution. Astronomy and Astrophysics, n. 20, p. 383, 1972. 18

TINSLEY, B. M. Evolutionary synthesis of the stellar population in elliptical galaxies. II
Late M giants and composition effects. The Astrophysical Journal, n. 222, p. 14–22, 1978. 18, 19

TOOMRE, A.; TOOMRE, J. Galactic Bridges and Tails. Astrophysical Journa, n. 178, p. 623–666, 1972. 13

TORRES-FLORES, S.; SCARANO, S.; OLIVEIRA, C. Mendes de; MELLO, D. F. de; AMRAM, P.; PLANA, H. Star-forming regions and the metallicity gradients in the tidal tails: the case of NGC 92. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, n. 438, p. 1894–1908, 2014. 15, 79, 80, 81

TRANCHO, G.; BASTIAN, N.; MILLER, B. W.; SCHWEIZER, F. Gemini spectroscopic survey of young star clusters in merging/interacting galaxies. II. NGC 3256 clusters. **The Astrophysical Journal**, n. 664, p. 284–295, 2007. 14

TRUJILLO, I.; RUDNICK, G.; RIX, H.-W.; LABBÉ, I.; FRANX, M.; DADDI, E.; DOKKUM, P. G. van; SCHREIBER, N. M. F.; KUIJKEN, K.; MOORWOOD, A.; RÖTTGERING, H.; VAN DER, W. A.; VAN DER, W. P.; VAN STARKENBURG, L. The Luminosity-Size and Mass-Size Relations of Galaxies out to z ~ 3. **The Astrophysical Journal**, n. 604, p. 521–533, 2004. 13

VEILLEUX, S.; CECIL, G.; BLAND-HAWTHORN, J. Galactic winds. Annual Review of Astron and Astrophys, n. 76, p. 769–826, 2005. 14

VEILLEUX, S.; OSTERBROCK, D. E. Spectral classification of emission-line galaxies. **The Astrophysical Journal, Supplement**, n. 63, p. 295–310, 1987. 56

VERNER, D. A.; VERNER, E. M.; FERLAND, G. J. Atomic Data and Nuclear Data Tables, n. 64, p. 1, 1987. 42

VIEGAS, S. M. M. No coração das galáxias. São Paulo: Editora da Universidade de São Paulo, 2007. 168p. 11

VÍLCHEZ, J. M.; ESTEBAN, C. The chemical composition of HII regions in the outer Galaxy. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 280, p. 720–734, 1996. 13

WEILBACHER, P. M.; DUC P.-A.AND FRITZE V. ALVENSLEBEN, U.; MARTIN,P.; FRICKE, K. J. Tidal dwarf candidates in a sample of interacting galaxies.Astronomy and Astrophysics, n. 358, p. 819–834, 2000. 35

WERK, J. K.; PUTMAN, M. E.; MEURER, G. R.; SANTIAGO-FIGUEROA, N. Metal Transport to the Gaseous Outskirts of Galaxies. **The Astrophysical Journal**, n. 735, p. 71, 2011. 81

WEST, R. M.; SURDEJ, J.; SCHUSTER, H.; MULLER, A. B.; LAUSTSEN, S.; BORCHKHADZE, T. M. Spectroscopic and photometric observations of galaxies from the ESO/Uppsala list - Third catalogue. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, n. 46, p. 57–77, 1981. 24

WRIGHT, E. L. A cosmology calculator for the world wide web. The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, n. 118, p. 1711–1715, 2006. 35, 38

YONG, D.; CARNEY, B. W.; FRIEL, E. D. Elemental Abundance Ratios in Stars of the Outer Galactic Disk. IV. A New Sample of Open Clusters. **The Astronomical Journal**, n. 144, p. 95, 2012. 13

ZAHID, H. J.; BRESOLIN, F. Reexamination of the radial abundance gradient break in NGC 3359. **The Astronomical Journal**, n. 141, p. 192, 2011. 81

ZARITSKY, D.; KENNICUTT JR., R. C.; HUCHRA, J. P. HII regions and the abundance properties of spiral galaxies. **The Astronomical Journal**, n. 420, p. 87–109, 1994. 13, 20, 49, 81

A PROCESSOS DE REDUÇÃO DE DADOS

Neste apêndice, descreveremos os procedimentos padrão da redução dos dados espectroscópicos que foram obtidos com o espectrógrafo GMOS, acoplado ao telescópio de 8m do Gemini Sul. O espectrógrafo GMOS usa três detectores CCD de 2048×4608 pixeis, organizados lado a lado, com intervalo entre estes de 39 pixeis não binado. A Figura 1 mostra um espectro bruto de fenda longa observado no intervalo de comprimento de onda 4280-7130 Å, ao longo da posição da fenda PA = 292°, para galáxia primária AM 1256-433.

A redução dos dados foi realizada por meio dos pacotes do **GEMINI.GMOS** e pacotes genéricos do software *Image Reduction and Analisis Facility (IRAF)*. Os procedimentos padrão seguidos foram as correções por *bias, flat-field*, remoção dos raios cósmicos, extração de espectros unidimensionais e calibração em comprimento de onda e fluxo.

A seguir estes procedimentos serão descritos com maiores detalhes.

A.1 O Detector CCD

O detector CCD (do inglês *Charge Coupled Device*) é atualmente utilizado na Astronomia óptica, ultravioleta, na aquisição dos dados obtidos em observatórios astronômicos. O CCD é um dispositivo eletrônico que tem como função registrar os sinais luminosos, sob forma de impulsos elétricos, tirando proveito do efeito fotoelétrico de determinados elementos químicos. Este é composto por numerosos detectores individuais ou dinodos, que são dispostos num arranjo bidimensional. Quando o fóton atinge o dinodo, este é absorvido e uma carga elétrica é liberada no detector. A quantidade de carga elétrica é diretamente proporcional ao número de fótons incidentes no dinodo, ou seja, há uma relação linear entre o tempo de exposição e a intensidade do registro desta imagem. Cada dinodo do CCD produz um pixel (do inglês *picture element*) na imagem final.



Figura 1 - Espectro de fenda longa da galáxia espiral perturbada do sistema AM1256-433, no intervalo de comprimento de onda de 4280 a 7130 Å, mostrando os intervalos entre os detectores e as pontes de fenda longa necessárias para manter estável a fenda.

A.2 Processamento inicial das Imagens

Através da tarefa *gprepare*, preparamos as imagens cruas obtidas durante a observação para os procedimentos da redução de dados. Essa tarefa atualiza os cabeçalhos das imagens.

A.3 Subtração dos Bias

Bias são imagens com um tempo de exposição muito curto, de aproximadamente 0,1 s, tomadas com obturador de câmera fechada, para que as contribuições térmicas sejam desprezíveis, e têm como papel fundamental registrar o ruído de leitura do CCD. Essa contribuição é aditiva e deve ser eliminada no processamento da redução dos dados. A média das imagens bias é apresentada na Figura 2.

Medidas de *bias* podem ser obtidas também em uma região do CCD não iluminada. Essa região, chamada de *overscan*, fornece estimativas de *bias* mais robustas, pois trata-se de medidas instantâneas na própria exposição.

Os itens a seguir descrevem os procedimentos utilizados na subtração dos bias:

- Produzimos, a partir da tarefa **gbias**, um *bias* médio, combinando todas as imagens *bias* que foram observadas. Quando o *bias* médio observado não apresenta estrutura em larga escala, a distribuição das contagens por pixel é Poissoniana.
- Subtraímos dos espectros observados o bias médio, utilizando a tarefa *gsreduce*, que tem como função básica reduzir imagens de fenda longa do GMOS.

A.4 Normalização por Flat-Field

Os CCDs possuem uma resposta não uniforme ao longo da superfície, que é causada pelas imperfeições de fabricação, não homogeneidade de exposições de luz, entre outros fatores. Este efeito pode ser corrigido por meio de imagens de *flat-field*, que são obtidas através de exposições dos CCDs a uma luz uniforme e difusa (veja a Figura 3). Essas imagens podem ser geradas em uma tela branca iluminada dentro da cúpula ou em



Figura 2 - Imagem de bias combinado
Figura 3 - Imagem média de *flat-field*

uma região vazia do céu (sem estrelas e objetos nebulosos), minutos depois do pôr-do-Sol ou ao amanhecer.

A seguir os processos da correção por *flat-field* são descritos:

- Combinamos todas as exposições dos *flat-field*, com mesma rede e comprimento de onda central, através da tarefa *gsflat* do GMOS para produzir um *flat-field* médio.
- Todas as imagens de objetos foram dividas pelo flat-field médio através da tarefa *gsreduce*.

É importante salientar, que na divisão pelo flat-field, as imagens sempre possuíam mesmo intervalo de comprimentos de onda e dimensões.

A.5 Calibração em Comprimento de Onda

Durante as observações, foram obtidos espectros de lâmpadas de Cobre e Argônio (CuAr), com as mesmas configurações com que foram observados os espectros dos objetos. Esses espectros foram observados antes e/ou depois de cada espectro de ciência e de estrela de calibração.

Os passos da calibração são descritos:

- Corrigimos os espectros observados em comprimento de onda utilizando as tarefas *gswavelength* e *gstransform*, do pacote GMOS.
- A tarefa *gswavelength* foi usada para estabelecer calibração do espectro em comprimento de onda, onde as linhas de emissão presentes nos espectros das lâmpadas são identificadas através de dados tabelados, e uma função de dispersão é ajustada para cada espectro.
- Essa função de dispersão ajustada foi aplicada aos espectros através da tarefa *gstransform*.



Figura 4 - Gráfico de superfície mostrando região afetadas por raio cósmico, obtido de um espectro observado.

A.6 Remoção dos Raios Cósmicos

Os raios cósmicos são partículas muito energéticas altamente penetrantes, constituindo-se em sua maioria de núcleos de hidrogênio. A incidência de raios cósmicos nos CCDs pode prejudicar a qualidade dos dados, portanto estes pixeis devem ser eliminados (um exemplo é apresentado na Figura 4). A eliminação dos pixeis que foram atingidos por raios cósmicos foi feita com a combinação dos espectros de mesmo tempo de exposição, intervalo espectral, e ângulos de posição, em um espectro médio, usando a tarefa *gemcombine* do pacote GEMINI.GEMTOOLS. Nesta operação foi usado o algoritmo *crreject*, que rejeita pixeis positivos muito acima da média da imagem, usando o parâmetro de ruído do CCD.

A.7 Extração dos Espectros

De cada espectro bidimensional do objeto, extraímos vários espectros unidimensionais. A extração destes espectros unidimensionais foi realizada através da tarefa **gsextract** do GMOS, sendo que optamos por fazer a subtração do céu e o *trace* que alinha o espectro ao longo da direção espacial. Os espectros unidimensionais foram extraídos com uma abertura correspondente a quatro linhas adjacentes do CCD. Como a escala espacial do CCD é de $0.288'' \text{ pxl}^{-1}$, cada espectro unidimensional representa uma abertura de $1'' \times 1,152''$.

A.8 Calibração em Fluxo

A calibração dos dados observados em unidades de fluxo (ergs $cm^{-2}s^{-1}$) é necessária para uma análise dos dados em unidades físicas absolutas que são padrão. Essa calibração foi realizada a partir de espectros observados da estrela padrão. Esta estrela foi selecionada por conveniência de data, hora, distância em ascensão reta e declinação com relação ao objeto de estudo.

Os procedimentos de calibração em fluxo são descritos a seguir:

- No pacote *gsstandard*, estabelecemos o subdiretório correto que contém informações refentes à estrela observada dentro do pacote *NOAO.IMRED.CTIOLIST*.
- Para cada espectro de estrela padrão observada, executamos a tarefa *gsstan-dard*. Esta tarefa integra os dados em bandas apropriadas e divide-os pelo seu tempo de exposição, criando um arquivo contendo os fluxos absolutos e suas respectivas contagens ao longo do eixo de dispersão. Esses dados são usados pela tarefa *gssenfunc* para gerar uma função de sensibilidade.
- Finalmente, calibramos em fluxo os espectros observados através da tarefa gscalibrate, aplicando a função sensibilidade e a correção por extinção atmosférica.

B TABELAS DE DADOS

Neste apêndice as tabelas que seguem apresentam os resultados da densidade eletrônica, síntese de população estelar e as intensidades das linhas de emissões corrigidas pelo avermelhamento e os valores dos parâmetros adotados para cada componente ao longo das posições de fendas observadas.

$R/R_{25}({\rm kpc})$	$[\mathrm{OI}]\lambda6300/\mathrm{H}\beta$	$[\mathrm{SII}]\lambda6716/\lambda6731$	$N_{e}\left(\mathrm{cm}^{-3}\right)$					
AM 1054A								
0,51SW		$1,70{\pm}0,095$						
0,53SW	$-1,13\pm0,013$	$1,36{\pm}0,055$	65_{-47}^{+54}					
0,56SW	$-1,33\pm0,010$	$1,08{\pm}0,038$	437^{+78}_{-68}					
0,59SW		$1,47{\pm}0,037$						
0,62SW		$1,35{\pm}0,033$	72^{+32}_{-29}					
0,65SW	$-1,31{\pm}0,005$	$1,09{\pm}0,017$	417^{+33}_{-30}					
0,66SW		$1,59{\pm}0,043$						
0,68SW	$-1,27{\pm}0,004$	$1,14{\pm}0,017$	322^{+28}_{-25}					
0,72SW	$-1,43\pm0,002$	$1,05{\pm}0,010$	500^{+21}_{-19}					
0,76SW	$-1,55 \pm 0,001$	$1,02{\pm}0,006$	560^{+14}_{-12}					
0,80NE	$-1,61{\pm}0,001$	$1,04{\pm}0,005$	504^{+11}_{-11}					
0,85NE	$-1,55\pm0,002$	$1,01{\pm}0,009$	578^{+21}_{-20}					
0,89NE	$-1,43\pm0,004$	$1,11\pm0,014$	382^{+25}_{-23}					
0,93NE	$-1,26\pm0,006$	$1,06{\pm}0,019$	462^{+39}_{-36}					
0,98NE	$-1,06\pm0,011$	$0,97{\pm}0,030$	681_{-78}^{+88}					
1,03NE		$0,98{\pm}0,077$	656^{+241}_{-179}					
	AM	[1054B						
0,00	$-2,15\pm0,007$	$0,79{\pm}0,003$	1476^{+19}_{-17}					
0,04NE	$-2,18\pm0,007$	$0,92{\pm}0,004$	833^{+14}_{-12}					
0,04SW	$-1,88 \pm 0,013$	$0,86{\pm}0,005$	1082^{+22}_{-20}					
	AM	1219A						
0,00		$1,22 \pm 0,045$	217^{+62}_{-53}					
0,03NW		$0,99{\pm}0,025$	643_{-62}^{+69}					
0,03SE		$1,58{\pm}0,081$						
0,14SE		$1,07{\pm}0,033$	450_{-61}^{+68}					
0,17SE	$-1,66{\pm}0,006$	$1,11\pm0,034$	372^{+62}_{-55}					
0,20SE	$-1,74{\pm}0,007$	$1,10{\pm}0,040$	399^{+77}_{-67}					
0,24SE	$-1,85\pm0,010$	$1,05{\pm}0,047$	490^{+106}_{-91}					
0,27SE	$-1,77\pm0,011$	$1,02{\pm}0,049$	547^{+123}_{-102}					
0,31SE	$-1,66{\pm}0,011$	$1,06{\pm}0,049$	468^{+108}_{-91}					
0,34SE	$-1,63{\pm}0,012$	$1,\!18{\pm}0,\!063$	273_{-82}^{+99}					
0,37SE		$1,58{\pm}0,065$						
0,38SE	$-1,43\pm0,010$	$1,33{\pm}0,053$	91_{-48}^{+56}					
0,39SE		$1,10{\pm}0,028$	391^{+52}_{-47}					

Tabela B.1 - Medidas da razão [OI] $\lambda6300/{\rm H}\beta,~[{\rm S\,II}]\,\lambda6716/\lambda6731$ e da densidade eletrônica $N_e~{\rm cm}^{-3}$ para os objetos de nossa amostra.

0,39SE		$1,30{\pm}0,032$	123^{+35}_{-32}
0,39SE	$-1,50{\pm}0,010$	$1,\!34{\pm}0,\!062$	85_{-55}^{+65}
0,39SE	$-1,49{\pm}0,010$	$1,\!24{\pm}0,\!057$	190^{+75}_{-64}
0,40 SE		$0,94{\pm}0,021$	784_{-63}^{+69}
0,40 SE	$-1,54{\pm}0,008$	$1,02{\pm}0,037$	570^{+93}_{-81}
$0,\!41SE$		$1,77{\pm}0,071$	
$0,\!41SE$	$-1,37{\pm}0,006$	$0,89{\pm}0,022$	938^{+89}_{-79}
$0,\!41SE$	$-1,51{\pm}0,010$	$0,91{\pm}0,042$	869^{+163}_{-135}
0,42SE	$-1,55{\pm}0,008$	$1,\!19{\pm}0,\!044$	260^{+66}_{-57}
$0,\!43SE$		$0,99{\pm}0,039$	609_{-90}^{+105}
0,45SE		$0,97{\pm}0,040$	692^{+122}_{-103}
0,53SE		$0,92{\pm}0,052$	845^{+200}_{-160}
0,56SE	$-1,76{\pm}0,013$	$0,90{\pm}0,058$	899^{+243}_{-187}
0,58SE	$-1,92{\pm}0,015$	$0,91{\pm}0,076$	888^{+329}_{-234}
0,61SE	$-1,81{\pm}0,013$	$0,86{\pm}0,056$	1073^{+288}_{-219}
0,64SE	$-1,\!60{\pm}0,\!011$	$0,\!98{\pm}0,\!054$	655^{+161}_{-130}
	Al	M 1219B	
0,00	$-1,56\pm0,027$	$0,80{\pm}0,034$	1374^{+186}_{-227}
0,08SW	$-1,56 \pm 0,027$	$0,92{\pm}0,040$	855^{+127}_{-151}
0,08NE	$-1,62{\pm}0,024$	$0,83{\pm}0,028$	1214_{-156}^{+133}
0,17NE	$-1,38 \pm 0,042$	$0,70{\pm}0,021$	2189^{+221}_{-262}
0,25 NE		$0,23{\pm}0,019$	
	Al	M1256B	
0,00		$1,76 \pm 0,029$	
0,03SE		$1,65{\pm}0,028$	
0,03NW		$1,\!44{\pm}0,\!030$	
0,06SE		$1,72{\pm}0,041$	
0,06NW		$1,\!28{\pm}0,\!035$	144_{-36}^{+40}
0,08SE		$1,81{\pm}0,068$	
0,08NW		$1,20{\pm}0,031$	236_{-38}^{+44}
0,11SE		$1,53{\pm}0,034$	
$0,\!11NW$		$1,04{\pm}0,033$	511^{+75}_{-67}
0,14SE		$1,31{\pm}0,034$	114_{-33}^{+36}
0,14NW		$1,20{\pm}0,043$	242_{-54}^{+62}
0,17SE		$1,33{\pm}0,038$	92^{+40}_{-35}
$0,\!17 NW$		$1,51{\pm}0,088$	
0,19SE		$1,35{\pm}0,053$	68_{-45}^{+53}
$0,\!19NW$		$1,51{\pm}0,072$	
0,22NW	_	$1,\!68{\pm}0,\!055$	

0,25SE		$1,91{\pm}0,063$	
$0,25 \mathrm{NW}$		$1,07{\pm}0,062$	461^{+138}_{-111}
$0,\!27 NW$		$1,32{\pm}0,036$	100_{-34}^{+38}
0,28SE		$2,08{\pm}0,047$	
0,28NW		$1,32{\pm}0,031$	100^{+32}_{-29}
0,30SE		$1,70{\pm}0,040$	
0,30 NW	-1.54 ± 0.003	$1,32{\pm}0,014$	103^{+15}_{-13}
0,32SE		$1,46{\pm}0,034$	
0,33SE	$-1,48 \pm 0,008$	$1,42{\pm}0,034$	7^{+28}_{-7}
0,34SE		$1,55{\pm}0,040$	—
0,36SE	$-1,56\pm0,004$	$1,37{\pm}0,016$	51^{+15}_{-13}
0,36SE		$1,52{\pm}0,040$	
0,38SE	-1.43 ± 0.005	$1,\!39{\pm}0,\!027$	37^{+24}_{-21}
0,39SE	$-1,47{\pm}0,005$	$1,42{\pm}0,021$	11^{+17}_{-11}
0,41SE		$1,\!48{\pm}0,\!027$	—
0,41SE	-1.62 ± 0.004	$1,\!34{\pm}0,\!027$	85^{+27}_{-25}
0,43SE	-1.69 ± 0.004	$1,24{\pm}0,023$	189^{+29}_{-26}
0,44SE		$1,81{\pm}0,086$	—
0,46SE	-1.67 ± 0.006	$1,21{\pm}0,036$	230_{-44}^{+50}
0,49SE		$1,36{\pm}0,058$	62^{+57}_{-49}
0,51SE		$1,84{\pm}0,081$	
0,54SE		$2,03{\pm}0,110$	
0,57SE		$1,98{\pm}0,069$	
0,60SE		$1,65{\pm}0,065$	_
0,63SE		$1,27{\pm}0,063$	151_{-65}^{+77}
0,66SE		$1,12{\pm}0,045$	364_{-71}^{+82}
0,68SE		$0,99 \pm 0,039$	626^{+107}_{-93}
	AN	I 2058A	
0.11S		1.05 ± 0.034	501_{-67}^{+77}
0.13N		$1.03 {\pm} 0.030$	535_{-63}^{+71}
0.16N		$0.90 {\pm} 0.029$	911^{+114}_{-101}
0.16NE		$1.74 {\pm} 0.062$	—
0.16S		2.22 ± 0.063	
0.19SE	-1.86 ± 0.003	$1.39 {\pm} 0.017$	33^{+15}_{-14}
0.19N		1.08 ± 0.055	436_{-96}^{+116}
0.19S	—	1.80 ± 0.033	—
0.21 SE	-1.92 ± 0.002	$1.36 {\pm} 0.012$	64^{+11}_{-10}
0.22S		$1.69 {\pm} 0.041$	—
$0.23 \mathrm{SW}$	-1.17 ± 0.006	1.18 ± 0.026	264^{+36}_{-33}

$0.25 \mathrm{NE}$		$1.04 {\pm} 0.024$	520^{+54}_{-50}
0.26 SW	-1.34 ± 0.006	$1.26 {\pm} 0.025$	161^{+29}_{-27}
$0.26 \mathrm{NW}$		1.25 ± 0.023	171^{+28}_{-25}
0.28NE		$1.21 {\pm} 0.016$	231^{+22}_{-20}
0.28NW		$1.15 {\pm} 0.027$	318_{-40}^{+44}
0.31NE		$0.95 {\pm} 0.018$	745^{+57}_{-51}
$0.31 \mathrm{NW}$		$1.45 {\pm} 0.066$	
0.49NW		$1.57 {\pm} 0.021$	
$0.52 \mathrm{NW}$		$1.66 {\pm} 0.021$	
$0.55 \mathrm{NW}$		$2.08 {\pm} 0.055$	
	Al	M2058B	
0.00	-1.32 ± 0.003	$1.35 {\pm} 0.013$	66^{+13}_{-10}
$0.07 \mathrm{SW}$	-1.42 ± 0.003	$1.37 {\pm} 0.015$	53^{+13}_{-13}
0.07NW	-1.34 ± 0.003	$1.38 {\pm} 0.012$	42^{+10}_{-10}
0.11S	_	$1.70 {\pm} 0.030$	
0.12S		$1.48 {\pm} 0.019$	
0.14NW	_	$1.47 {\pm} 0.028$	_
0.14S		$1.80 {\pm} 0.095$	
0.16S	-1.11 ± 0.004	$1.24{\pm}0.018$	184^{+22}_{-21}
	Al	M 2229A	
0.00		$2.14{\pm}0.018$	
$0.05 \mathrm{NW}$		$1.51 {\pm} 0.012$	
0.05 SE		$2.33 {\pm} 0.029$	
0.10NW		$1.03 {\pm} 0.014$	541^{+32}_{-30}
0.10 SE		$2.49 {\pm} 0.028$	
$0.15 \mathrm{NW}$		$0.47 {\pm} 0.010$	
0.15 SE		$2.61 {\pm} 0.026$	
0.20NW		$0.32{\pm}0.008$	
0.20 SE		$1.95 {\pm} 0.020$	
$0.25 \mathrm{NW}$		$0.19 {\pm} 0.009$	
0.25 SE		$1.62 {\pm} 0.019$	
0.30SE	-0.90 ± 0.004	$1.29 {\pm} 0.017$	134^{+19}_{-17}
0.31 SE		$1.75 {\pm} 0.026$	
0.31SE		$1.53 {\pm} 0.012$	
0.32SE		$2.51 {\pm} 0.100$	
0.32SE	-1.85 ± 0.001	$1.40 {\pm} 0.008$	28^{+7}_{-6}
0.34SE		$2.32 {\pm} 0.110$	
0.34SE		$1.29 {\pm} 0.009$	133^{+10}_{-8}
$0.35 \mathrm{NW}$	_	$2.02 {\pm} 0.055$	

0.36SE		$1.64{\pm}0.086$	
0.36NW	-1.62 ± 0.003	$0.97 {\pm} 0.011$	686^{+31}_{-29}
0.39NW	-1.29 ± 0.003	$0.97 {\pm} 0.014$	677^{+39}_{-37}
0.43NW		$1.21 {\pm} 0.024$	226^{+32}_{-30}
$0.45 \mathrm{NW}$		$1.71 {\pm} 0.035$	
$0.50 \mathrm{NW}$		$1.57 {\pm} 0.020$	
$0.51 \mathrm{NW}$		$1.78 {\pm} 0.036$	
$0.55 \mathrm{NW}$		$1.53 {\pm} 0.013$	
$0.55 \mathrm{NW}$		$2.07 {\pm} 0.045$	
0.60NW		$1.59 {\pm} 0.040$	
0.60NW		$1.86 {\pm} 0.028$	—
$0.64 \mathrm{NW}$		$1.59 {\pm} 0.032$	
$0.65 \mathrm{NW}$		$1.56 {\pm} 0.091$	—
0.69NW		$1.88 {\pm} 0.089$	
	Al	M 2306A	
0.13N		$1.58 {\pm} 0.028$	
0.19S	_	$1.16 {\pm} 0.020$	298^{+31}_{-29}
0.23S		$1.31 {\pm} 0.022$	107^{+23}_{-21}
0.26S		$1.39 {\pm} 0.026$	32^{+23}_{-20}
$0.27 \mathrm{SW}$		$1.31 {\pm} 0.027$	112^{+29}_{-26}
$0.30 \mathrm{SW}$		$1.32 {\pm} 0.022$	104^{+23}_{-21}
$0.33 \mathrm{SW}$		$1.57 {\pm} 0.028$	
$0.36 \mathrm{SW}$		$1.60 {\pm} 0.043$	
	Al	M 2306B	
0.00	-1.39 ± 0.001	1.29 ± 0.008	136^{+9}_{-8}
$0.04 \mathrm{NW}$	-1.31 ± 0.002	$1.21 {\pm} 0.009$	230^{+12}_{-11}
0.04 SE	-1.44 ± 0.001	$1.30 {\pm} 0.005$	119^{+6}_{-4}
0.08NW	-1.28 ± 0.003	$1.22 {\pm} 0.016$	$212 \ ^{+21}_{-19}$
0.08SE	-1.44 ± 0.002	$1.37 {\pm} 0.011$	52^{+11}_{-8}
0.12 SE	-1.39 ± 0.002	$1.33 {\pm} 0.013$	88^{+13}_{-11}
0.25 SE		$1.49 {\pm} 0.064$	
0.28S	-1.14 ± 0.005	$0.92 {\pm} 0.020$	826_{-63}^{+70}
0.28S	-1.26 ± 0.003	$0.99 {\pm} 0.012$	617^{+31}_{-29}
0.29N	-1.34 ± 0.003	1.11 ± 0.013	378^{+23}_{-21}
0.30S	-0.99 ± 0.006	$0.99 {\pm} 0.021$	622_{-51}^{+56}
0.31N	-1.38 ± 0.002	$1.41 {\pm} 0.014$	19^{+12}_{-11}
0.33N		$1.44{\pm}0.045$	—
0.34S		1.75 ± 0.046	

0.38S		$2.88 {\pm} 0.084$						
AM 2322A								
0.00	-1.20 ± 0.001	1.13 ± 0.004	350^{+6}_{-6}					
0.02 SW	-1.04 ± 0.001	1.17 ± 0.004	277^{+6}_{-6}					
0.02NE	-1.09 ± 0.001	$1.14 {\pm} 0.005$	330^{+7}_{-7}					
$0.04 \mathrm{SW}$		$1.26 {\pm} 0.010$	164^{+12}_{-10}					
0.04NE		$1.36 {\pm} 0.007$	65^{+7}_{-5}					
0.06 SW		$1.45 {\pm} 0.027$						
0.06NE		$1.50 {\pm} 0.018$						
0.08NE		$1.58 {\pm} 0.036$						
0.10NE		1.43 ± 0.034						
$0.12 \mathrm{SW}$		$1.65 {\pm} 0.077$						
0.12NE		$1.53 {\pm} 0.073$	—					
$0.14 \mathrm{SW}$	—	$1.74 {\pm} 0.056$						
0.14NE		$0.90 {\pm} 0.053$	897^{+218}_{-173}					
$0.17 \mathrm{SW}$		1.65 ± 0.034	—					
0.17NE		$0.93 {\pm} 0.075$	803^{+289}_{-210}					
$0.21 \mathrm{SW}$	—	$1.57 {\pm} 0.021$						
0.21NE	—	$0.92{\pm}0.037$	831^{+135}_{-115}					
$0.23 \mathrm{SW}$		$1.41 {\pm} 0.027$	14^{+23}_{-14}					
0.23NE		$0.85 {\pm} 0.043$	1121_{-181}^{+226}					
$0.25 \mathrm{SW}$		$1.35 {\pm} 0.025$	72^{+24}_{-22}					
$0.27 \mathrm{SW}$		1.51 ± 0.044	—					
0.27NE	—	1.24 ± 0.094	194^{+131}_{-102}					
0.29 SW	—	$1.73 {\pm} 0.066$						
0.29NE	—	$1.30 {\pm} 0.038$	116^{+42}_{-37}					
0.31NE		$1.36 {\pm} 0.023$	60^{+22}_{-19}					
0.33NE	—	1.40 ± 0.034	28^{+30}_{-28}					
$0.55 \mathrm{NW}$	—	$1.33 {\pm} 0.058$	95_{-53}^{+62}					
$0.55 \mathrm{NW}$	—	$1.18 {\pm} 0.037$	261^{+55}_{-49}					
$0.56 \mathrm{NW}$		$1.89 {\pm} 0.081$						
$0.57 \mathrm{NW}$		$1.77 {\pm} 0.110$						
$0.66 \mathrm{NW}$		$1.36 {\pm} 0.072$	61^{+72}_{-61}					
$0.67 \mathrm{NW}$		$1.43 {\pm} 0.031$						
$0.69 \mathrm{NW}$	-1.67 ± 0.003	$1.37 {\pm} 0.016$	49_{-13}^{+15}					
0.70NW		$1.47 {\pm} 0.018$						
$0.72 \mathrm{NW}$	—	$1.47 {\pm} 0.036$						
0.73SE		1.45 ± 0.043						
0.75 SE		$1.48 {\pm} 0.037$						

0.76SE	—	$1.45 {\pm} 0.038$	
0.78 SE		$1.60 {\pm} 0.055$	
0.80 SE		1.23 ± 0.045	200^{+59}_{-52}
0.81SE		$1.59 {\pm} 0.052$	
0.83SE		$1.39 {\pm} 0.035$	34_{-28}^{+31}
0.85 SE		1.25 ± 0.036	178_{-40}^{+45}
0.87SE		$1.29 {\pm} 0.053$	131_{-53}^{+61}
0.88SE		$1.80 {\pm} 0.091$	
0.90 SE		$1.49 {\pm} 0.076$	
1.11SE	-1.51 ± 0.003	$1.31 {\pm} 0.020$	107^{+21}_{-19}
1.11SE		$1.30 {\pm} 0.017$	121_{-16}^{+18}
1.11SE	-1.28 ± 0.008	$1.33 {\pm} 0.032$	94^{+33}_{-29}
1.11SE		$1.61 {\pm} 0.069$	
1.12SE		$1.11 {\pm} 0.071$	370^{+136}_{-109}
1.12SE		$1.35 {\pm} 0.058$	70^{+58}_{-50}
1.12SE		$1.26 {\pm} 0.066$	167^{+83}_{-70}
1.13SE		$1.37 {\pm} 0.033$	53^{+31}_{-27}
1.12SE		$1.48 {\pm} 0.017$	
1.12SE	-1.50 ± 0.004	$1.38 {\pm} 0.031$	46^{+28}_{-26}
1.12SE	-1.60 ± 0.006	$1.37 {\pm} 0.018$	50^{+16}_{-15}
1.13SE	-1.55 ± 0.004	1.41 ± 0.020	16^{+16}_{-16}
1.13SE	-1.67 ± 0.002	$1.39 {\pm} 0.008$	38^{+7}_{-5}
1.13NW		1.52 ± 0.042	
1.13NW	-1.44 ± 0.008	$1.37 {\pm} 0.033$	51^{+31}_{-27}
1.13NW	-1.47 ± 0.006	1.42 ± 0.024	11^{+20}_{-11}
1.14SE		$1.44 {\pm} 0.021$	
1.14SE		$1.45 {\pm} 0.031$	
$1.14 \mathrm{NW}$		$1.45 {\pm} 0.030$	
$1.14 \mathrm{NW}$		1.45 ± 0.034	
1.15SE		$1.49 {\pm} 0.048$	
1.15SE		$1.44 {\pm} 0.020$	
$1.15 \mathrm{NW}$		$1.15 {\pm} 0.038$	306^{+61}_{-54}
$1.15 \mathrm{NW}$		$1.55 {\pm} 0.022$	
1.16SE		1.45 ± 0.031	
1.17SE	-1.43 ± 0.007	$1.40 {\pm} 0.030$	26^{+26}_{-23}
1.17SE	-1.43 ± 0.005	$1.34 {\pm} 0.020$	82^{+20}_{-18}
1.18SE	-1.24 ± 0.008	$1.32 {\pm} 0.031$	103^{+32}_{-30}
1.18NW		$1.75 {\pm} 0.130$	
1.19SE	-1.10 ± 0.019	$1.28 {\pm} 0.069$	143_{-69}^{+84}

$1.19 \mathrm{NW}$		$1.76 {\pm} 0.053$	
1.20SE		$1.71 {\pm} 0.120$	
1.20NW		$1.48 {\pm} 0.066$	
1.20NW		$1.61 {\pm} 0.021$	
$1.21 \mathrm{NW}$		$1.70 {\pm} 0.110$	
	Al	M 2322B	
0.73NW	_	$1.50 {\pm} 0.037$	
$0.67 \mathrm{NW}$		$1.46 {\pm} 0.017$	
$0.61 \mathrm{NW}$	-1.57 ± 0.002	$1.42 {\pm} 0.007$	10^{+6}_{-5}
$0.55 \mathrm{NW}$	-1.58 ± 0.002	$1.42 {\pm} 0.009$	9^{+7}_{-6}
$0.49 \mathrm{NW}$		$1.44 {\pm} 0.012$	
$0.43 \mathrm{NW}$		$1.53 {\pm} 0.017$	
$0.36 \mathrm{NW}$		$1.36 {\pm} 0.016$	62^{+15}_{-13}
$0.30 \mathrm{NW}$		$1.46 {\pm} 0.011$	
$0.24 \mathrm{NW}$		$1.47 {\pm} 0.009$	
$0.18 \mathrm{NW}$	-1.40 ± 0.003	$1.43 {\pm} 0.015$	4^{+12}_{-4}
$0.12 \mathrm{NW}$	-1.23 ± 0.003	$1.42 {\pm} 0.016$	11^{+13}_{-11}
$0.06 \mathrm{NW}$	-1.10 ± 0.002	$1.40 {\pm} 0.010$	26^{+9}_{-7}
0.00		$1.35 {\pm} 0.009$	75^{+8}_{-7}
0.06SE	-1.46 ± 0.002	$1.41 {\pm} 0.011$	19^{+10}_{-8}
0.12SE	-1.50 ± 0.002	$1.40 {\pm} 0.009$	24^{+8}_{-6}
0.18SE	$-1.71 {\pm} 0.001$	$1.39 {\pm} 0.007$	35^{+6}_{-5}
0.24SE	-1.83 ± 0.001	$1.42 {\pm} 0.006$	10^{+5}_{-4}
0.30SE	$-1.84{\pm}0.002$	$1.43 {\pm} 0.008$	3^{+7}_{-3}
0.36SE		$1.50 {\pm} 0.009$	
0.43SE		$1.57 {\pm} 0.008$	
0.49SE		$1.70 {\pm} 0.017$	—
0.55SE		$1.74 {\pm} 0.025$	
0.61 SE		$1.67 {\pm} 0.049$	

Fonte: A autora

$\operatorname{Posição}(kpc)$	xy~(%)	xi (%)	xo (%)	$my\left(\% ight)$	mi~(%)	mo~(%)	χ^2	adev	$A_V(mag)$
			AM 105	54A (PA=	$=77^{\circ})$				
-0,56NE	80,3	$13,\!9$	$0,\!5$	52,9	39,0	8,1	$0,\!8$	$4,\!54$	0,37
-0,28NE	68,7	17,1	10,8	$14,\! 0$	8,4	$77,\! 6$	$0,\!9$	$2,\!85$	$0,\!33$
0,00	70,5	15,1	$11,\!4$	$13,\!1$	12,7	74,2	$0,\!9$	$2,\!28$	$0,\!40$
0,28SW	$59,\!5$	$19,\!9$	$16,\!5$	5,4	$4,\!3$	90,3	0,8	$2,\!58$	$0,\!19$
0,56SW	68,5	17,2	$13,\!0$	7,3	7,7	85,0	1,3	$3,\!00$	$0,\!12$
$0,85 \mathrm{SW}$	75,4	21,1	$0,\!8$	$53,\!0$	40,5	6,5	1,2	$2,\!99$	$0,\!46$
1,13SW	$57,\!4$	$38,\!8$	0,0	17,7	$82,\!3$	$0,\!0$	$0,\!6$	$3,\!84$	$0,\!16$
1,41SW	$35,\!5$	58,2	0,0	3,1	96,9	$0,\!0$	$1,\!0$	$4,\!94$	0,00
1,69SW	42,7	43,1	0,0	22,8	77,2	$0,\!0$	1,1	$4,\!13$	$0,\!34$
1,97SW	$50,\!6$	34,2	8,1	7,2	$11,\!8$	81,0	0,7	$4,\!23$	$0,\!22$
$5.36 \mathrm{SW}$	$22,\!3$	$68,\!0$	$_{6,3}$	$1,\!4$	26,8	$71,\!9$	$1,\!0$	$9,\!10$	0,00
$5.64 \mathrm{SW}$	$58,\! 6$	$27,\!8$	$5,\!9$	10,7	$13,\!3$	76,0	$0,\!5$	$7,\!98$	$0,\!53$
$5.92 \mathrm{SW}$	47,2	37,1	11,8	5,8	14,7	79,5	$0,\!8$	$9,\!37$	0,32
			AM 105	54B (PA=	= 77°)				
-1,15NE	2,1	51,9	45,4	0,0	33,0	67,0	1,1	4,13	0,00
-0,86NE	$1,\!8$	60,7	35,9	0,1	37,7	62,2	$1,\!5$	$3,\!16$	0,04
-0,57NE	2,4	62,7	34,0	0,1	34,5	$65,\!4$	$1,\!0$	2,52	0,23
-0,29NE	9,3	$23,\!8$	64,9	0,3	8,8	90,9	$1,\!0$	$1,\!96$	0,24
0,00	14,1	27,0	56,7	0,2	7,7	92,1	$1,\!1$	$1,\!93$	0,35
0,29SW	$11,\!6$	9,7	76,9	0,3	3,2	96,5	$0,\!9$	2,01	$0,\!23$
0,57 SW	4,4	23,2	69,9	0,0	8,9	91,1	$1,\!0$	$2,\!44$	$0,\!15$
0,86SW	4,4	35,7	60,2	0,1	18,1	81,8	0,8	$3,\!52$	0,18
1,15SW	3,0	29,8	64,5	0,0	15,4	84,5	1,1	$4,\!43$	$0,\!11$
1,44SW	3,7	0,0	94,8	0,1	0,0	$99,\!9$	$1,\!3$	$5,\!56$	0,04
1,72SW	5,0	7,4	84,7	0,2	4,5	95,3	$1,\!2$	6,96	0,00
			AM 121	9A (PA=	= 162°)				
-3,63SE	60,5	26,1	14,4	2,1	5,3	92,6	1,0	4,09	0,81
-3,11SE	50,2	31,2	18,5	1,8	6,9	$91,\!3$	$1,\!1$	$3,\!17$	0,83
-2,59SE	57,0	25,2	17,7	1,9	6,7	91,4	$1,\!3$	2,82	0,94
-2,08SE	64,0	11,1	24,7	1,5	$2,\!6$	$95,\!8$	1,2	$3,\!27$	1,17
-1,56SE	34,9	$22,\!6$	43,4	0,7	$2,\!6$	96,7	$1,\!4$	$2,\!62$	1,20
-1,04SE	39,8	16,2	43,9	0,4	$1,\!6$	98,0	1,2	$2,\!49$	1,31
-0,52SE	34,4	24,7	41,3	0,9	2,6	96,5	1,2	2,22	1,50
0,00	$53,\!3$	18,0	29,9	0,9	1,9	97,1	1,2	2,32	0,99
0,52NW	38,2	17,3	44,1	$0,\!5$	1,8	97,7	$1,\!1$	$2,\!15$	1,33
1,04NW	24,5	24,3	52,7	$0,\!4$	2,7	96,9	1,2	2,09	1,05
1,56NW	42,2	16,3	41,3	$0,\!5$	$1,\!3$	98,2	1,0	$2,\!55$	0,91
2,08NW	57,1	6,0	$37,\!3$	0,8	1,0	98,3	1,2	2,80	1,02
2,59NW	59.4	4,2	36.6	1,2	1,2	97.7	1.2	2.94	1,15
3,11NW	60,0	7,8	32,9	1,3	0,9	97,8	1.3	2,46	1,01
3,63NW	$59,\!9$	9,0	$31,\!3$	$1,\!5$	$1,\!6$	96,9	$1,\!1$	$2,\!18$	0,89

Tabela B.2 - Resultados da síntese de população estelar para os objetos de nossa amostra.

4,15NW	69,7	2,5	27,7	$1,\!6$	$0,\!4$	98,0	$1,\!2$	$2,\!25$	0,74
4,67NW	65,7	9,1	$25,\!5$	1,7	$1,\!4$	96,9	$1,\!3$	$2,\!41$	0,75
$5,\!19NW$	$63,\!0$	9,3	26,9	$1,\!4$	$1,\!4$	97,1	1,1	$2,\!91$	$0,\!68$
5,71 NW	71,2	0,0	28,7	$1,\!6$	0,0	98,4	1,1	$2,\!89$	$0,\!53$
6,23NW	70,8	$13,\!9$	18,0	3,1	$_{6,0}$	90,9	1,2	$3,\!88$	$0,\!56$
6,75 NW	$56,\! 6$	28,4	13,2	2,0	9,4	88,5	$1,\!6$	$4,\!50$	0,41
$7,26 \mathrm{NW}$	51,2	$22,\!9$	22,2	$1,\!3$	4,5	94,2	1,1	8,01	$0,\!50$
			AM 121	9A (PA =	= 341°)				
-11,93SE	37,0	38,7	25,2	1,1	6,3	92,7	1,0	3,41	0,00
-11,46SE	20,4	$53,\!8$	26,5	$0,\!3$	7,5	92,2	$0,\!8$	$3,\!09$	0,00
-10,90SE	27,7	53,7	$22,\!6$	$0,\!6$	7,5	$91,\!9$	0,8	$3,\!60$	0,03
-10,38SE	$_{30,3}$	52,2	$20,\!6$	0,7	9,0	90,3	1,4	$3,\!54$	0,09
-9,86SE	24,7	$55,\!8$	$18,\!4$	$0,\!6$	10,5	88,8	0,8	3,77	$0,\!17$
-9,34SE	$14,\!9$	$62,\!8$	$23,\!4$	$0,\!3$	8,0	91,7	0,7	$4,\!32$	0,26
-8,82SE	$17,\!8$	59,9	$22,\!9$	$0,\!4$	7,7	$91,\!9$	$0,\!9$	$4,\!57$	$0,\!43$
-8,30SE	29,5	$51,\!6$	20,3	$0,\!8$	10,2	88,9	0,7	4,70	$0,\!34$
-7,78SE	26,8	$61,\! 6$	16,1	0,7	16,7	$82,\!6$	$0,\!6$	$4,\!57$	$0,\!25$
-7,26SE	$15,\!8$	64,2	16,7	$0,\!6$	20,9	$78,\!5$	$0,\!6$	$4,\!49$	$0,\!27$
-6,75SE	$12,\!9$	60,7	28,7	$0,\!3$	8,6	91,2	0,7	$4,\!42$	$0,\!14$
-6,23SE	16,7	$63,\!0$	$23,\!5$	0,4	10,1	89,5	0,7	4,55	$0,\!14$
-5,71SE	$32,\!4$	$48,\!6$	$20,\!6$	1,2	$13,\!5$	85,3	$1,\!0$	$4,\!97$	$0,\!14$
-5,19SE	$_{38,2}$	$53,\!9$	$11,\!1$	1,5	$15,\!8$	82,7	$0,\!8$	$5,\!59$	$0,\!39$
-4,67SE	26,1	59,3	18,4	$0,\!9$	$11,\!3$	87,8	$0,\!8$	$5,\!87$	0,36
-4,15SE	39,3	46,0	18,1	$1,\!3$	$14,\! 6$	84,1	0,7	6,00	$0,\!30$
-3,63SE	38,2	52,2	$9,\!8$	1,7	$14,\!8$	$83,\!5$	0,7	$6,\!62$	$0,\!53$
-3,11SE	21,7	60,2	22,2	0,2	8,6	91,2	0,5	$7,\!26$	0,40
-2,59SE	16,3	78,2	7,8	1,7	$41,\! 6$	$56,\! 6$	$0,\!9$	$7,\!61$	$0,\!57$
-2,08SE	$25,\!3$	$49,\!3$	27,4	$0,\!9$	7,5	$91,\! 6$	$0,\!8$	8,40	0,72
-1,56SE	$_{30,2}$	43,7	28,1	$0,\!6$	8,1	$91,\!4$	$0,\!6$	7,74	0,40
-1,04 SE	$23,\!8$	$48,\!9$	30,0	$1,\!4$	26,8	$71,\!8$	$0,\!6$	$7,\!15$	$0,\!30$
-0,52SE	15,1	$47,\!8$	$39,\! 6$	$0,\!9$	6,5	92,7	$0,\!8$	$5,\!58$	$0,\!47$
0,00	$42,\!6$	45,2	$13,\!8$	8,4	$15,\!4$	76,2	$1,\!0$	$4,\!31$	$0,\!53$
0,52SW	32,5	$54,\!3$	11,2	2,0	$11,\!5$	86,5	1,1	$4,\!93$	$0,\!43$
1,04SW	$22,\!4$	62,2	15,3	2,7	$14,\!9$	82,5	$1,\!0$	$5,\!12$	0,18
1,56SW	$21,\!8$	79,0	2,5	3,0	57,7	39,3	$0,\!9$	$5,\!37$	$0,\!17$
2,08SW	27,7	60,4	$13,\!4$	2,3	$24,\! 6$	73,1	$0,\!9$	$6,\!30$	0,00
2,59SW	$35,\!6$	$55,\!9$	10,9	4,2	$23,\!5$	72,3	0,7	7,88	0,00
			AM 121	19A (PA=	=70°)				
-5,19NE	34,1	54,1	13,1	$4,\!6$	$25,\!0$	70,4	0,7	$3,\!92$	0,40
-4,67 NE	$23,\!3$	$53,\!4$	$23,\!8$	$0,\!6$	$15,\!9$	$83,\!5$	0,7	$3,\!13$	$0,\!11$
-4,15NE	$_{38,5}$	41,8	19,1	$1,\!6$	12,7	$85,\!8$	$0,\!9$	$3,\!07$	0,36
-3,63NE	$31,\!8$	39,2	$27,\!6$	0,7	7,5	$91,\!8$	0,8	$2,\!97$	0,22
-3,11NE	$33,\!5$	26,7	39,0	$0,\!8$	4,0	95,2	0,7	$3,\!28$	$0,\!44$
-2,59NE	48,0	0,0	$49,\!9$	0,7	$0,\!0$	99,3	0,8	$3,\!85$	$0,\!58$
-2,08NE	$53,\!9$	0,0	$44,\!9$	$0,\!6$	$0,\!0$	99,4	$0,\!9$	$3,\!60$	$0,\!55$
-1,56NE	58,2	0,0	40,8	$1,\!1$	$0,\!0$	$98,\!9$	$0,\!9$	$3,\!81$	$0,\!43$
-1,04NE	59,7	0,0	38,7	$1,\!0$	0,0	99,0	$0,\!9$	$3,\!65$	$0,\!50$

-0,52NE	65,7	0,0	$31,\!8$	1,2	0,0	$98,\!8$	$1,\!0$	$2,\!90$	0,64	
0,00	69,1	$0,\!0$	28,9	$1,\!6$	0,0	98,4	$1,\!0$	2,73	0,72	
0,52SW	$54,\! 6$	4,4	$39,\!6$	$1,\!1$	2,0	96,9	0,8	2,75	0,59	
1,04SW	49,9	$0,\!5$	48,3	$1,\!1$	$0,\!3$	$98,\! 6$	$1,\!0$	$3,\!52$	$0,\!35$	
1,56SW	$59,\!4$	$0,\!0$	40,2	$1,\!1$	0,0	$98,\!9$	$0,\!6$	$4,\!46$	$0,\!45$	
2,08SW	$58,\!8$	7,7	$33,\!9$	0,7	$0,\!6$	$98,\!8$	0,8	$4,\!57$	0,32	
2,59SW	62,8	6,3	29,1	$2,\!4$	$5,\!9$	91,7	$0,\!6$	$4,\!56$	0,36	
$3,\!11\mathrm{SW}$	$42,\!5$	$11,\!3$	$48,\!6$	0,7	2,1	97,2	0,7	$5,\!99$	0,20	
3,63SW	36,1	$24,\!0$	37,0	$0,\!9$	8,0	$91,\!1$	0,7	$7,\!63$	$0,\!35$	
4,15SW	$28,\!6$	$18,\!9$	48,4	$0,\!5$	11,7	87,8	$0,\!6$	$10,\!31$	$0,\!46$	
4,67 SW	45,1	16,1	36,1	1,8	$9,\!6$	$88,\!6$	0,5	$12,\!84$	0,60	
			AM 12	19B (PA =	$=25^{\circ})$					
-2,56NE 13,2 56,6 31,8 0,2 24,7 75,1 0,6 5,75 0,01										
-2,05NE	$23,\!9$	37,0	41,0	$0,\!5$	8,2	$91,\!4$	0,7	4,06	$0,\!38$	
-1,54NE	$_{30,5}$	35,0	36,9	0,7	7,4	$91,\!9$	0,7	$3,\!05$	0,75	
-1,02NE	27,7	39,1	$34,\!6$	$0,\!8$	7,4	$91,\!9$	0,7	$2,\!37$	0,93	
-0,51NE	27,1	40,3	34,2	0,7	9,2	90,1	$0,\!9$	$2,\!13$	0,96	
0,00	29,0	42,7	$_{30,5}$	$0,\!8$	10,1	89,1	0,8	$2,\!20$	0,90	
0,51SW	25,7	32,7	44,1	$0,\!6$	$4,\!9$	94,5	$0,\!9$	$2,\!09$	0,88	
1,02SW	$14,\!5$	$33,\!6$	52,2	0,2	$3,\!9$	$95,\!9$	0,8	$2,\!31$	$0,\!68$	
1,54SW	$14,\!8$	$35,\!8$	50,9	0,1	6,1	$93,\!8$	0,7	$3,\!15$	0,56	
			AM 125	56B (PA=	= 292°)					
-18,80NW	84,6	14,9	0,9	9,3	45,9	44,9	$0,\!5$	10,01	0,94	
-6,04NW	0,0	$78,\!3$	$23,\!5$	0,0	62,2	$37,\!8$	0,4	$15,\!31$	0,00	
-4,70NW	0,0	$103,\!5$	0,0	0,0	100,0	0,0	0,5	$12,\!15$	$0,\!12$	
-4,03NW	$7,\!1$	$95,\!3$	0,0	$_{0,2}$	99,8	0,0	0,4	$11,\!32$	0,00	
-3,36NW	$14,\! 6$	88,8	0,0	$0,\!4$	$99,\!6$	$0,\!0$	0,4	$10,\!52$	$0,\!41$	
-2,69NW	$25,\!3$	43,1	$37,\!3$	$0,\!4$	$33,\!5$	66,1	0,5	$9,\!99$	$0,\!45$	
-1,34NW	14,2	62,1	$26,\!6$	0,7	31,5	$67,\!8$	0,5	7,76	$0,\!44$	
-0,67NW	$9,\!6$	$73,\! 6$	22,2	$0,\!3$	35,4	$64,\!4$	0,4	$6,\!43$	0,29	
0,00	$14,\!4$	45,2	44,8	$0,\!8$	$21,\!8$	77,4	0,5	$4,\!97$	0,60	
0,67SE	$11,\!0$	$65,\! 6$	$27,\!6$	$_{0,1}$	$21,\!6$	78,3	0,7	$5,\!28$	$0,\!47$	
1,34SE	7,2	88,7	7,8	$_{0,1}$	46,2	53,7	0,7	$6,\!37$	$0,\!42$	
2,01SE	3,3	$71,\!5$	29,8	$_{0,1}$	25,1	$74,\!8$	0,5	$7,\!87$	$0,\!15$	
2,69SE	$20,\!6$	$59,\! 6$	22,9	0,8	$33,\!9$	$65,\!3$	0,7	8,80	0,52	
3,36SE	$18,\!3$	$_{30,4}$	55,4	$0,\!4$	9,7	$89,\!9$	$0,\!6$	$7,\!22$	0,07	
4,03SE	5,5	89,7	10,5	0,2	36,5	$63,\!3$	0,7	8,57	0,36	
4,70SE	6,1	$78,\! 6$	22,5	0,2	68,1	31,7	0,5	$11,\!14$	0,00	
5,37SE	13,2	33,2	60,0	$0,\!3$	19,7	80,0	$0,\!3$	$10,\!99$	$0,\!35$	
6,04SE	$9,\!5$	96,0	0,0	$0,\!4$	$99,\!6$	0,0	0,5	$10,\!28$	$0,\!59$	
6,71SE	9,7	$57,\!8$	39,3	0,2	$51,\!8$	48,0	0,4	$9,\!53$	$0,\!07$	
7,38SE	1,8	106,3	0,0	0,0	100,0	0,0	0,7	$7,\!57$	$0,\!18$	
8,06SE	$26,\!9$	$78,\! 6$	0,0	3,4	$96,\! 6$	0,0	0,6	$6,\!99$	0,72	
8,72SE	6,3	93,1	4,5	$1,\!9$	60,4	$37,\!8$	0,6	6,76	$0,\!37$	
9,34SE	32,7	65,2	7,3	3,4	27,5	69,1	0,5	$7,\!56$	$0,\!48$	
10,07SE	$22,\!8$	$72,\!4$	8,7	$0,\!5$	48,1	$51,\!3$	0,5	$9,\!28$	$0,\!05$	

10,74SE	29,4	63,1	7,8	$3,\!3$	48,0	48,7	0,4	12,82	0,00
			AM 12	56B (PA=	$= 325^{\circ})$				
-1,34NW	$23,\!6$	73,2	5,7	2,5	37,8	59,7	0,7	$7,\!47$	0,10
-0,67NW	19,1	81,1	4,0	$0,\!9$	$53,\!6$	$45,\!5$	0,8	6,01	$0,\!05$
0,00	$15,\!5$	78,2	9,7	$0,\!4$	50,8	48,8	$0,\!9$	$5,\!56$	0,10
0,67SE	7,9	$91,\!9$	4,5	$_{0,2}$	$52,\!6$	47,2	1,1	$5,\!81$	0,21
1,34SE	19,1	73,0	$12,\!8$	$0,\!4$	$37,\!6$	62,0	$1,\!0$	$6,\!07$	0,40
2,01SE	6,5	82,2	$14,\!9$	0,1	24,8	75,1	1,4	$6,\!38$	0,36
2,69SE	7,7	89,5	8,6	0,2	32,7	67,1	1,2	$7,\!29$	$0,\!68$
3,36SE	12,9	88,3	7,2	$0,\!3$	45,3	54,5	1,0	8,15	0,59
4,03SE	9,5	88,9	4,8	0,9	48,1	51,0	1,1	8,43	$0,\!48$
4,70SE	16,1	68,0	17,2	$0,\!3$	$15,\!6$	84,0	1,1	9,97	0,59
5,37SE	28,4	60,1	16,8	$1,\!1$	16,2	82,7	1,0	$10,\!67$	0,50
6,04SE	42,3	48,4	12,8	$3,\!3$	24,7	72,0	0,9	$10,\!60$	$0,\!65$
6,71SE	47,0	32,4	18,7	0,8	9,3	89,8	0,9	12,16	0,33
7,38SE	17,9	82,9	0,0	1,3	98,7	0,0	1,0	11,71	0,23
8,06SE	6.9	88.0	9,9	0.2	25.6	74,2	0,9	10,90	0.15
8.73SE	42.8	57.6	2.4	7.0	80.2	12.7	1.0	10.00	0.13
9.40SE	29.4	68.2	3.4	2.3	45.4	52.3	1.0	9.14	0.00
10.07SE	42.7	61.6	0.0	6.2	93.8	0.0	0.9	10.30	0.00
).	-)-	AM 140	01A (PA=	=294°)	-) -	-) -	-)	-)
-6.91SE	16.8	46.6	32.6	0.7	9.1	90.2	0.8	5.45	0.36
-6.14SE	32.6	52.3	15.1	1.8	19.8	78.4	1.0	3.52	0.42
-5.38SE	24.9	76.3	0.0	2.9	97.1	0.0	1.1	2.56	0.61
-4.61SE	12.7	84.7	5.4	1.0	89.1	9.9	0.7	2.73	0.16
-3.84SE	9.6	72.4	20.7	0.7	50.0	49.3	1.3	2.55	0,44
-3.07SE	8,1	68.7	24.9	0,4	34.6	65.1	1.0	2.46	0,41
-2.30SE	9.4	67.6	26.4	0.2	22.1	77.7	1.0	2.08	0.40
-1.54SE	8.4	53.9	40.0	0.3	18.9	80.7	0.9	2.06	0.48
-0.77SE	2.6	48.2	51.1	0.1	7.2	92.8	0.8	2.28	0.42
0.00	9.7	73.0	20.2	0.6	51.8	47.7	0.8	3.05	1.26
0.77NW	0.0	75.1	30.1	0.0	59.7	40.3	1.2	3.82	0.49
1.54NW	0.0	92.1	16.0	0.0	79.6	20.4	1.4	2.94	0.73
2.30NW	4.7	72.4	28.1	0.1	63.9	2 6,1 36.0	1.3	3.27	0.47
3.07NW	7.4	88.1	8.9	0.2	87.1	12.7	0.9	3.72	0.48
3.84NW	0.0	97.0	7.2	0.0	87.7	12.3	1.2	3.78	0.44
4 61NW	0.0	89.2	14.0	0.0	85.4	14.6	0.6	7 09	0.10
	0,0	00,2	AM 14	01A (PA	$=41^{\circ})$	11,0	0,0	1,00	
-3,07NE	0,0	102.3	0,0	0,0	100.0	0,0	1.0	5,81	0,09
-2.30NE	0.0	105.0	2.9	0.0	95.4	4.6	1.5	4.96	0.00
-1.54NE	4.1	102.5	0.0	0.2	99.8	0.0	1.3	3.78	0.58
-0.77NE	11.0	94.6	0.0	0.3	99.7	0.0	1.0	3.42	0.25
0.00	24.5	78.5	0.8	1.4	94.5	2,0 4,0	1.4	2.61	0.40
0.77SW	9.0	. 0,0 87 8	6,0	0.3	82.5	17.2	0.7	2.79	0.83
1 54SW	15.2	86.7	0.0	0.6	99.4	0.0	0.8	$\frac{2}{3}74$	0.83
2.30SW	3.8	101.3	0.0	0.1	99 9	0.0	0.6	7.31	0.76
2,000 W	0,0	101,0	0,0	0,1	55,5	0,0	0,0	1,01	0,10

	AM 2030A $(PA = 75^{\circ})$										
-7,34NE	51,4	39,6	8,2	2,9	18,5	78,5	1,1	7,35	0,83		
-6,43NE	61,2	29,8	7,3	4,8	18,3	$76,\!9$	$1,\!1$	5,79	$0,\!65$		
-5,51NE	42,6	58,0	0,0	$5,\!9$	94,1	0,0	$1,\!0$	4,48	$0,\!30$		
-4,59NE	42,0	$54,\! 0$	3,4	6,3	72,4	$21,\!3$	$1,\!0$	4,03	0,29		
-3,67NE	29,7	58,9	10,7	2,2	$34,\!0$	$63,\!8$	$1,\!2$	4,92	$0,\!12$		
-2,75NE	36,5	$56,\!5$	6,3	4,2	50,7	45,1	$1,\!1$	4,76	$0,\!13$		
-1,84NE	44,1	$55,\!3$	0,0	7,2	92,8	0,0	$1,\!3$	$5,\!94$	0,29		
-0,92NE	40,1	$43,\!4$	$12,\!8$	$1,\!5$	$13,\!0$	$85,\!6$	1,1	$6,\!99$	0,66		
0,92SW	$60,\!6$	$35,\!4$	0,0	18,1	$81,\!9$	0,0	1,1	$10,\!20$	0,72		
1,84SW	39,2	39,4	10,7	$0,\!8$	12,4	86,9	1,1	$12,\!88$	0,74		
			AM 20	030B (PA	$=75^{\circ})$						
-1,86NE	26,1	$58,\!6$	19,4	1,4	27,3	71,4	1,0	7,40	0,61		
-0,93NE	43,2	47,7	9,3	2,6	$21,\!8$	$75,\! 6$	$1,\!4$	4,18	$0,\!59$		
-0,00	$54,\! 6$	46,9	0,0	10,9	89,1	0,0	$1,\!3$	$2,\!97$	$0,\!46$		
0,93SW	63,2	24,2	10,2	$3,\!9$	14,1	82,0	$1,\!3$	$5,\!05$	0,81		
1,86SW	24,1	36,4	39,3	0,8	10,5	88,7	1,1	$7,\!52$	$0,\!99$		
			AM 20	030B (PA	$=22^{\circ})$						
-1,86NE	36,9	47,0	16,2	1,7	16,2	82,1	1,0	5,13	1,05		
-0,93NE	$57,\!4$	$19,\!8$	22,7	2,6	8,3	89,2	$1,\!4$	4,32	0,96		
0,00	77,0	$14,\!8$	7,2	6,3	$12,\!9$	80,8	$1,\!0$	$3,\!44$	$0,\!53$		
0,93SW	46,2	13,1	41,2	2,5	6,9	$90,\!6$	$1,\!0$	$5,\!35$	$0,\!57$		
1,86SW	$31,\!4$	7,2	60,7	0,7	5,4	$93,\!9$	$1,\!0$	$9,\!10$	0,70		
			AM 20	58A (PA	$=42^{\circ})$						
-8,30SW	0,0	100,4	7,3	0,0	48,9	51,1	1,5	5,82	0,19		
-7,38SW	3,5	83,7	16,2	0,1	44,5	$55,\!4$	1,5	4,79	0,16		
-6,45SW	$0,\!0$	94,1	8,6	0,0	$61,\! 6$	38,4	$0,\!8$	4,44	0,16		
-5,53SW	10,9	74,2	$17,\!9$	$0,\!8$	42,0	57,2	$0,\!8$	$4,\!88$	0,18		
-4,61SW	0,5	80,8	20,3	0,0	48,4	$51,\!6$	1,1	$3,\!54$	0,23		
-3,69SW	$0,\!0$	$102,\!9$	0,0	0,0	100,0	0,0	1,6	$3,\!99$	0,33		
-2,77SW	$0,\!0$	88,5	13,1	0,0	45,0	$55,\!0$	1,3	$3,\!51$	$0,\!53$		
-1,84SW	0,0	85,1	$15,\!9$	$0,\!0$	38,0	62,0	1,2	$4,\!63$	$0,\!32$		
-0,92SW	$0,\!0$	48,3	54,7	$0,\!0$	15,1	$84,\!9$	0,5	$4,\!67$	$0,\!62$		
0,00	$0,\!0$	42,2	58,2	0,0	$11,\!3$	88,7	0,4	$3,\!45$	$0,\!60$		
0,92 NE	$0,\!0$	$43,\!9$	$58,\!5$	0,0	11,2	88,8	$0,\!5$	$4,\!47$	$0,\!52$		
$1,84 \mathrm{NE}$	$0,\!0$	$59,\!5$	$41,\! 6$	0,0	$19,\!8$	80,2	$0,\!5$	$5,\!37$	$0,\!35$		
2,77 NE	4,8	$65,\!4$	$31,\!3$	0,2	20,9	$78,\!9$	$0,\!5$	$4,\!60$	0,26		
3,69 NE	6,2	$71,\!0$	27,2	0,1	21,9	78,0	$0,\!6$	$4,\!58$	$0,\!32$		
4,61 NE	4,4	$81,\!1$	$17,\! 6$	0,1	$31,\!6$	68,3	$0,\!8$	$4,\!74$	$0,\!23$		
5,53 NE	4,8	$75,\!8$	$24,\!5$	0,1	22,1	$77,\!8$	1,1	$4,\!90$	$0,\!27$		
$6,45 \mathrm{NE}$	7,1	$94,\! 6$	$0,\!7$	0,7	95,1	4,2	1,2	$4,\!42$	$0,\!25$		
7,38NE	$14,\!4$	88,1	$0,\!0$	2,2	$97,\!8$	0,0	1,4	$4,\!01$	$0,\!19$		
8,30NE	11,7	$91,\!3$	0,0	1,8	98,2	0,0	$1,\!0$	$5,\!24$	0,11		
			AM 20	58A (PA	$=125^{\circ})$						
-4,61SE	0,0	102,2	0,0	0,0	100,0	0,0	1,2	6,84	0,16		

-3,69SE	6,9	94,0	0,0	0,2	99,8	0,0	1,3	3,96	0,32
-2,77SE	36,3	46,6	19,9	$3,\!1$	25,5	71,4	1,5	2,92	0,31
-1,84SE	7,0	66,3	29,4	$0,\!5$	$35,\!6$	64,0	1,4	4,30	0,50
-0,92SE	3,7	98,9	0,0	0,3	99,7	0,0	1,2	3,78	0,61
0,00	9,4	89,5	$3,\!8$	$1,\!1$	80,9	18,0	1,4	2,94	0,46
0,92NW	4,1	86,8	12,4	0,1	54,1	45,8	1,0	3,85	0,47
1,84NW	4,6	91,2	8,0	0,1	68,2	31,7	1,0	3,90	0,30
2,77NW	2,4	78,4	22.5	0.0	32,2	67.8	1,2	5.04	0.32
3,69NW	0.0	86,7	16.8	0.0	47.9	52.1	1,2	6.14	0.22
4.61NW	0.0	78.2	26.4	0.0	33.8	66.2	1.6	5.84	0.30
5.53NW	0.0	100.1	0.0	0.0	100.0	0.0	1.7	5.91	0.12
6.45NW	4.1	98.1	0.0	0.1	99.9	0.0	0.6	7.46	0.81
7 38NW	30.6	74.3	0.0	3.1	96.9	0.0	0.5	4 40	0.48
8.30NW	18.5	83.2	0.0	0,1	99.3	0.0	0.5	6.40	0.00
	10,0		AM 205	$\frac{3}{8}$ (PA =	= 350°)	0,0	0,0	0,10	
-7.38N	18.0	58.6	23.7	0.2	11.2	88.6	12	10.47	0.00
-6.45N	13.0	50,0 50,2	20,1	0,2	5.5	94 4	1,2	7.40	0.13
-5,53N	17.7	52 0	31.7	0,1	5,5 5,7	94.0	1,0	6 30	0.45
-4.61N	99	$\frac{52,0}{47.5}$	70 Q	0,5	3.4	94,0 96 5	1,5	6,50 6,15	0,40
-4,011 3.60N	5,5 7 9	41,0 71.5	40,5 10.1	0,1	9,4 20.6	50,5 70.3	1,0	5.03	0,40
-3,09N 2.77N	1,2	68 7	20.5	0,1	29,0	70,5	1,2	5,95 5,04	0,13
-2,771N 1.84N	10,0 6 1	00,1 49.7	20,5 53.0	0,2	20,4	00.4	1,1	3.02	0,00
-1,04IN	0,1	42,1	00,9 70.9	0,1	9,4	90,4 05.7	1,1	0,90 0 E0	0,00
-0,921N	0,0	21,1	72,8 79 F	0,0	4,3	95,7 07.9	1,0	3,53	0,18
0,00	3,1	20,6	78,5 77 0	0,0	2,8	97,2	1,0	3,20	0,60
0,925	1,8	22,2	77,8	0,0	2,6	97,4	1,2	3,21	0,48
1,845	3,3	26,5	72,7	0,0	2,9	97,1	1,1	4,03	0,33
2,778	12,9	22,7	67,9	0,2	4,5	95,3	1,2	4,56	0,37
3,69S	5,0	62,5	31,9	0,1	10,3	89,7	1,0	6,49	0,33
4,61S	1,7	51,1	47,7	0,0	3,3	96,7	0,4	9,64	0,14
5,53S	14,6	60,5	23,5	0,2	15,6	84,3	0,5	8,89	0,26
6,45S	26,0	46,4	27,7	0,2	3,7	96,1	0,6	7,91	0,49
7,38S	17,2	60,8	19,7	0,3	18,2	81,5	$0,\!5$	8,72	0,35
8,305	14,0	82,3	0,0	1,5	98,5	0,0	0,7	$13,\!60$	0,00
			AM 205	58B (PA =	=94°)				
-3,65SE	$32,\!4$	69,2	$0,\!0$	2,0	98,0	$0,\!0$	$1,\!6$	8,55	$0,\!49$
-2,74SE	39,2	60,4	$0,\!0$	$3,\!9$	96,1	$0,\!0$	$1,\!4$	$5,\!83$	0,36
-1,82SE	36,2	61,0	$5,\!3$	$2,\!8$	50,5	46,7	$0,\!9$	$3,\!60$	$0,\!43$
-0,91SE	$_{30,3}$	62,7	$10,\!0$	$1,\!3$	18,0	80,7	$1,\!6$	$2,\!33$	$0,\!28$
0,00	29,3	66,3	7,2	$4,\!9$	$41,\!9$	53,2	1,7	2,03	$0,\!42$
$0,91 \mathrm{NW}$	26,5	70,9	$3,\!9$	3,4	$63,\!0$	$33,\!6$	1,7	$1,\!92$	$0,\!43$
1,82NW	20,7	80,3	0,0	$1,\!1$	$98,\!9$	0,0	0,7	3,76	$0,\!56$
2,74NW	$28,\!8$	71,7	0,0	2,5	$97,\!5$	0,0	$1,\!4$	$4,\!57$	$0,\!67$
$3,65\mathrm{NW}$	20,7	79,5	0,0	1,4	$98,\! 6$	0,0	$0,\!8$	8,82	1,33
			AM 222	9A ($PA =$	=161°)				
-7,84SE	40,9	50,9	9,0	3,7	40,2	56,0	1,3	3,53	0,12
-6,53SE	42,8	57,1	0,8	$6,\!8$	82,3	10,9	$1,\!3$	$2,\!56$	$0,\!46$

-5,22SE	$_{30,6}$	69,0	2,7	$1,\!0$	$92,\!6$	6,3	1,0	$2,\!02$	$0,\!40$	
-3,92SE	47,7	53,7	0,0	$_{9,2}$	90,7	0,1	1,2	$1,\!69$	$0,\!59$	
-2,61SE	46,4	$31,\!6$	22,1	2,2	10,1	87,7	0,8	$2,\!09$	$0,\!46$	
-1,31SE	$22,\!9$	51,2	26,4	0,7	22,2	77,2	$0,\!6$	1,81	$0,\!39$	
0,00	$13,\!4$	$46,\! 6$	41,2	$_{0,1}$	$13,\!6$	86,3	$0,\!6$	$1,\!93$	$0,\!16$	
$1,\!31 { m NW}$	16,1	$42,\!6$	$42,\!8$	0,2	$9,\!6$	90,3	0,8	$2,\!16$	$0,\!38$	
2,61NW	$_{38,2}$	17,0	44,7	$0,\!6$	$1,\!9$	$97,\!4$	1,5	$2,\!60$	0,70	
3,92NW	43,0	8,2	$46,\! 6$	0,7	$0,\!8$	$98,\!5$	1,4	4,22	$0,\!80$	
5,22NW	$37,\!3$	$_{9,3}$	$51,\!5$	$0,\!3$	$0,\!9$	98,7	1,6	$4,\!39$	$1,\!08$	
6,53NW	40,4	$17,\!8$	40,1	0,7	2,1	$97,\!3$	1,6	$4,\!03$	$1,\!09$	
$7,84\mathrm{NW}$	$37,\!9$	$23,\!3$	$_{38,4}$	0,8	5,5	93,7	1,1	$5,\!18$	$1,\!09$	
$9,14\mathrm{NW}$	$33,\!9$	$_{30,6}$	34,2	0,9	$6,\!0$	93,1	1,0	4,70	$0,\!87$	
$10,\!45 { m NW}$	44,0	$24,\! 6$	32,5	$0,\!9$	$3,\!6$	$95,\!5$	$1,\!0$	6,03	$0,\!58$	
11,75NW	60,7	$14,\!5$	$25,\!6$	1,7	3,1	95,2	$1,\!0$	8,54	$0,\!66$	
13,06 NW	$54,\!8$	$35,\!9$	6,3	$2,\!8$	24,2	$72,\!9$	$0,\!8$	$5,\!67$	$0,\!44$	
14,36NW	$_{30,9}$	$41,\! 6$	25,3	1,2	9,1	89,7	0,9	$5,\!52$	0,31	
			AM 22	29A (PA	$=134^{\circ})$					
-2,61SE	67,6	32,8	0,0	14,6	85,4	0,0	1,5	2,45	$0,\!47$	
-1,31SE	59,0	41,9	0,0	10,9	89,1	0,0	1,2	$1,\!64$	0,39	
0,00	49,7	38,2	12,9	5,0	36,4	58,5	0,8	$1,\!37$	0,11	
1,31NW	36,0	$35,\!8$	$28,\!6$	1,3	10,4	88,4	1,0	$1,\!49$	0,14	
2,61NW	20,1	$34,\!8$	$45,\!6$	0,7	7,3	92,0	0,6	1,74	0,11	
3,92NW	15,1	43,1	42,6	0,3	9,2	90,6	0,8	1,85	$0,\!15$	
5,22NW	17,4	26,2	$56,\!5$	$0,\!4$	$3,\!5$	96,1	1,1	$2,\!47$	0,38	
6,53NW	$13,\!6$	$37,\!6$	50,3	0,2	4,9	94,9	1,1	2,86	0,51	
7,84NW	20,8	48,3	30,7	0,3	11,0	88,8	0,8	$3,\!16$	$0,\!46$	
9,14NW	22,8	56,9	20,6	0,8	15,7	83,4	0,9	3,34	0,50	
10,45 NW	$23,\!6$	60,8	16,3	0,9	26,3	72,8	0,8	$3,\!19$	0,26	
			AM 23	06A (PA	$=238^{\circ})$					
-10,62SW	23,9	65.2	15,4	0.9	28,3	70.8	0.7	5.98	0.41	
-9,96SW	13,7	70,3	18,6	$0,\!5$	22,5	77,0	0,7	$5,\!53$	0,42	
-9,30SW	31,1	$59,\!5$	12,1	2,0	28,0	70,1	0,8	4,45	0,59	
-8,63SW	24,9	60,0	18,0	1,0	18,3	80,7	0,8	3,78	$0,\!54$	
-7,97SW	40,5	50,2	13,0	1,6	22,3	76,1	1,1	$3,\!67$	0,44	
-7,30SW	31,1	41,0	29,2	2,0	25,3	72,7	1,0	$3,\!51$	0,39	
-6,64SW	31,9	42,9	26,5	1,2	10,7	88,1	0,9	4,21	0,59	
-5,98SW	13,1	61,2	25,6	0,3	24,3	75,4	0,9	5,09	0,49	
-5,31SW	10,1	$58,\!5$	34,4	$0,\!4$	33,8	65,9	0,9	$4,\!58$	0,52	
-4,65SW	5,0	49,3	48,2	0,2	10,1	89,7	0,9	3,97	0,38	
-3,98SW	7,8	61,1	33,3	0,2	18,2	81,7	0,8	$3,\!17$	0,51	
-3,32SW	7,5	54,8	40,0	0,3	13,0	86,8	0,8	$3,\!45$	0,48	
-2,66SW	4,4	43,1	55,8	0,1	10,0	89,9	0,7	3,05	0,31	
-1,99SW	9,1	36,7	57,7	0,1	5,2	94,7	0,9	3,23	0,64	
-1,33SW	13,7	$23,\!3$	66,2	0,2	2,1	97.6	1,1	2,75	0,97	
-0,66SW	15.8	35.8	50.9	0,2	3,9	95.8	1.4	2,36	1,28	
0,00	8,3	$39,\!5$	$54,\!1$	0,1	6,7	93,2	0,9	2,06	$1,\!30$	
0,66NE	7,3	46,8	48,1	0,1	10,5	89,3	0.6	1,98	1,08	
,	/	, -	/	/	, -	, -	, -	, -	/	

1,33NE	7,4	56,0	39,4	$_{0,1}$	14,0	85,9	$1,\!0$	$2,\!34$	0,78
1,99NE	11,0	47,0	45,1	0,2	$9,\!8$	90,0	1,2	$3,\!05$	$0,\!84$
2,66 NE	8,1	68,1	25,0	0,2	32,7	67,1	$0,\!6$	$2,\!90$	$0,\!59$
3,32NE	$19,\! 6$	$44,\!9$	$37,\!9$	$0,\!6$	9,1	90,4	0,7	$2,\!94$	$0,\!55$
3,98NE	$13,\!3$	$56,\! 6$	32,2	$0,\!3$	9,0	90,7	1,2	$2,\!89$	0,60
4,65 NE	8,4	$63,\!9$	31,1	0,2	12,4	87,5	$1,\!3$	$3,\!02$	$0,\!37$
5,31 NE	$18,\!8$	33,2	50,8	$0,\!9$	5,7	$93,\!5$	$0,\!9$	3,36	$0,\!35$
5,98NE	4,6	58,3	40,4	0,2	$9,\!6$	90,3	$0,\!6$	4,04	0,21
$6,64 \mathrm{NE}$	14,2	$61,\! 6$	25,1	$0,\!4$	$14,\! 6$	85,0	$1,\!0$	4,77	$0,\!50$
7,30NE	2,4	79,5	$19,\!8$	0,1	$25,\!3$	74,7	$0,\!9$	$4,\!27$	$0,\!24$
7,97NE	$0,\!0$	$77,\! 6$	24,7	$0,\!0$	14,7	85,3	$0,\!8$	4,26	$0,\!40$
8,63NE	$1,\!3$	64,1	$_{36,2}$	$_{0,1}$	$12,\!4$	87,5	$0,\!7$	4,78	$0,\!47$
9,30NE	$11,\!0$	42,9	$46,\!5$	0,2	6,2	$93,\! 6$	$0,\!8$	$5,\!90$	0,44
9,96 NE	$16,\! 6$	66,9	$19,\!5$	$0,\!3$	$19,\!9$	79,8	$1,\!0$	5,65	$0,\!55$
$10,62 \mathrm{NE}$	$_{34,4}$	58,3	$11,\!5$	$1,\!6$	21,2	77,2	$1,\!0$	$5,\!15$	$0,\!58$
11,29 NE	28,3	44,0	$26,\!8$	$0,\!3$	8,4	$91,\!3$	$0,\!8$	5,17	$0,\!09$
11,95 NE	26,2	48,5	$_{30,7}$	$0,\!5$	6,3	$93,\!3$	$0,\!6$	$7,\!46$	0,11
			AM 230	6A (PA =	=190°)				
-6,64S	25,0	61,2	17,2	1,1	33,6	65,3	0,9	4,93	0,61
-5,98S	19,5	58,1	$24,\!5$	0,5	16,7	82,8	$0,\!3$	$4,\!22$	$0,\!59$
-5,31S	29,2	$42,\!4$	31,7	$1,\!0$	8,0	91,1	$0,\!7$	$3,\!66$	$0,\!67$
-4,65S	20,7	63,7	17,7	$0,\!6$	18,0	81,4	$0,\!7$	3,36	$0,\!61$
-3,98S	$15,\!8$	70,0	$17,\! 6$	0,8	27,0	72,2	0,7	$3,\!03$	0,72
-3,32S	$18,\! 6$	40,5	$45,\!0$	0,5	6,7	92,7	$0,\!8$	3,26	0,74
-2,66S	$11,\!9$	47,0	$42,\!9$	0,2	9,2	90,7	$0,\!7$	2,77	$0,\!64$
-1,99S	$12,\!5$	$42,\!6$	47,7	0,2	$7,\!8$	92,1	1,1	$2,\!58$	$0,\!89$
-1,33S	16,3	$41,\!3$	$44,\!5$	$0,\!3$	7,1	$92,\!6$	$0,\!7$	$2,\!23$	1,08
-0,66S	$18,\!8$	$36,\! 6$	47,7	0,4	7,7	$91,\!9$	$0,\!9$	2,03	2,02
0,00	13,7	$31,\!4$	$56,\! 6$	0,2	4,5	$95,\!3$	$0,\!6$	$2,\!27$	$1,\!20$
0,66N	$14,\!9$	35,3	$51,\!4$	$0,\!3$	6,5	93,2	$1,\!0$	$2,\!51$	1,01
1,33N	$19,\!5$	$41,\!3$	40,8	0,4	$7,\!8$	$91,\!8$	$1,\!3$	$2,\!63$	$0,\!83$
1,99N	20,1	$61,\!0$	$19,\!5$	0,4	17,2	82,4	$0,\!8$	$3,\!18$	0,77
2,66N	28,7	$53,\!3$	$21,\!4$	0,8	$13,\!4$	$85,\!8$	$0,\!8$	3,32	0,77
3,32N	33,1	47,2	20,3	$1,\!6$	$23,\!4$	75,0	$0,\!7$	$3,\!47$	0,71
3,98N	$21,\!6$	$61,\!3$	20,3	0,7	26,8	$72,\!5$	$0,\!5$	$3,\!86$	$0,\!53$
$4,\!65N$	$23,\!5$	$44,\!8$	$31,\!8$	0,2	8,4	$91,\!4$	0,7	$4,\!43$	$0,\!53$
5,31N	40,6	46,1	16,7	1,1	$15,\!4$	$83,\!5$	$0,\!6$	$5,\!49$	0,51
			AM 230	6B (PA =	=190°)				
-3,88S	21,3	78,1	0,0	$3,\!6$	96,4	0,0	1,1	3,88	0,00
-3,23S	$27,\!3$	72,9	$0,\!0$	4,7	$95,\!3$	0,0	$0,\!9$	$3,\!51$	$0,\!10$
-2,58S	$31,\!4$	67,7	0,0	4,5	$95,\!5$	0,0	1,1	$2,\!58$	$0,\!11$
-1,94S	$28,\!6$	65,0	6,7	$1,\!8$	$22,\!6$	75,7	1,2	$2,\!42$	0,10
-1,29S	35,7	63,1	2,0	4,1	46,5	$49,\!4$	0,8	$2,\!02$	$0,\!12$
-0,65S	37,4	57,7	5,4	2,4	23,2	74,5	0,8	$1,\!99$	$0,\!04$
0,00	41,1	50,4	$_{9,2}$	$1,\!7$	12,2	86,1	$0,\!9$	1,81	0,00
0,65N	$52,\!3$	$44,\!4$	3,3	$5,\!8$	$25,\!4$	68,9	$0,\!9$	$1,\!95$	0,09
1,29N	$61,\!8$	$37,\!3$	$0,\!0$	17,5	82,5	$0,\!0$	$1,\!0$	$2,\!24$	$0,\!01$

1,94N	60,9	39,3	0,0	22,0	78,0	0,0	1,1	$2,\!88$	0,00
			AM 230	6B (PA=	=118°)				
-2,58SE	39,0	37,8	18,8	1,0	5,0	94,0	1,8	1,87	0,73
-1,94SE	$33,\!5$	37,0	$23,\!3$	$0,\!8$	4,2	95,1	$1,\!9$	1,70	$0,\!68$
-1,29SE	$32,\!8$	$39,\!8$	$23,\!3$	0,7	4,2	95,1	$1,\!0$	$3,\!65$	$0,\!69$
-0,65SE	33,1	$55,\!6$	11,8	1,1	$14,\! 6$	84,3	1,1	$1,\!50$	$0,\!64$
0,00	$24,\!4$	47,1	27,0	$0,\!5$	4,7	$94,\!8$	1,5	$1,\!97$	0,74
0,65NW	38,4	45,7	16,4	$0,\!6$	12,0	87,4	$1,\!0$	$2,\!00$	1,03
$1,\!29 NW$	27,0	$75,\!8$	5,3	1,2	85,4	$13,\!4$	$1,\!3$	$2,\!11$	$0,\!98$
$1,94 \mathrm{NW}$	30,8	$71,\!9$	$1,\!3$	2,1	$93,\!4$	4,4	1,2	$2,\!09$	1,03
2,58NW	$35,\!9$	$51,\!0$	$14,\!9$	$1,\!3$	15,2	83,4	$0,\!8$	$1,\!86$	$0,\!88$
3,23NW	$35,\!5$	$58,\!9$	7,0	2,4	$21,\!6$	$75,\!9$	$1,\!0$	$1,\!93$	0,86
3,88NW	33,7	69,0	0,0	3,5	96,5	0,0	$1,\!0$	$2,\!05$	0,81
$4,52 \mathrm{NW}$	$40,\!4$	66,0	0,0	15,0	85,0	0,0	2,1	$2,\!37$	0,77
$5,\!17NW$	$32,\!4$	$79,\! 6$	0,0	$11,\!3$	88,7	0,0	2,3	$3,\!06$	$0,\!58$
$5,\!81 { m NW}$	40,5	65,4	0,0	$7,\!9$	92,1	0,0	$1,\!3$	$2,\!44$	$0,\!50$
$6,46 \mathrm{NW}$	36,0	$65,\!6$	0,0	3,1	$96,\!9$	0,0	$1,\!2$	$2,\!48$	$0,\!48$
$7,\!11NW$	48,3	51,7	0,0	7,5	$92,\!5$	0,0	1,1	$2,\!57$	$0,\!48$
7,75 NW	$49,\! 6$	54,2	0,0	22,1	$77,\!9$	$0,\!0$	$1,\!0$	$2,\!63$	$0,\!57$
			AM 232	22A (PA=	$=59^{\circ})$				
-7,23NE	35,1	39,0	27,0	1,0	11,5	87,5	1,0	$5,\!52$	0,24
-6,95NE	$0,\!0$	68,9	32,1	0,0	9,0	91,0	$1,\!0$	$6,\!46$	0,16
-6,67NE	8,5	37,2	$55,\!5$	$_{0,1}$	6,7	93,2	$0,\!9$	$6,\!24$	0,00
-6,39NE	17,7	52,2	28,3	$0,\!5$	9,5	89,9	1,2	$5,\!32$	$0,\!54$
-6,12NE	15,2	$41,\!3$	$43,\!3$	$0,\!3$	10,2	89,5	$0,\!9$	$5,\!93$	$0,\!30$
-5,84NE	$15,\! 6$	52,9	$_{30,6}$	$_{0,1}$	10,8	89,1	0,8	6,03	$0,\!47$
-5,56NE	$0,\!0$	66,3	36,4	$0,\!0$	$9,\!6$	90,4	0,8	$5,\!97$	$0,\!37$
-5,28NE	$10,\!6$	$47,\!5$	$41,\!8$	0,2	6,8	$93,\!0$	$1,\!0$	$4,\!81$	$0,\!35$
-5,00NE	$15,\!8$	$54,\! 6$	$31,\!8$	0,4	10,2	89,4	$1,\!0$	$4,\!02$	$0,\!53$
-4,73NE	$27,\!3$	$52,\!4$	20,2	$0,\!8$	$11,\!1$	88,1	1,2	$3,\!33$	$0,\!44$
-4,45NE	$29,\!8$	52,1	18,0	0,9	11,2	$87,\!9$	0,4	$3,\!78$	$0,\!37$
-4,17NE	29,5	$43,\!4$	29,5	$0,\!6$	9,7	89,7	0,5	$4,\!26$	$0,\!22$
-3,89NE	$24,\!9$	$47,\!8$	$30,\!6$	0,5	12,7	$86,\!8$	0,6	4,71	$0,\!11$
-3,61 NE	$0,\!3$	56,2	$43,\!8$	$0,\!0$	$5,\!8$	94,2	0,4	$4,\!27$	$0,\!42$
-3,34NE	10,3	55,2	36,2	$_{0,2}$	10,7	89,1	0,4	$4,\!67$	$0,\!34$
-3,06NE	$14,\!9$	52,0	$34,\!8$	$0,\!3$	$12,\!3$	87,4	$0,\!3$	3,73	$0,\!39$
-2,78NE	8,4	$57,\!3$	36,0	$_{0,1}$	$11,\!4$	88,4	0,4	$3,\!44$	$0,\!38$
-2,50NE	23,0	$54,\! 6$	24,0	0,4	$12,\!0$	87,5	$0,\!9$	4,70	0,32
-2,22NE	16,0	$38,\!6$	$47,\!6$	$0,\!3$	8,9	90,8	$0,\!3$	$3,\!83$	$0,\!34$
-1,95NE	6,8	53,2	38,7	$0,\!1$	17,3	82,6	0,2	$3,\!54$	$0,\!17$
-1,67NE	$14,\!9$	$37,\!6$	48,0	$0,\!3$	9,5	90,2	0,2	$3,\!18$	$0,\!35$
-1,39NE	$12,\!0$	$26,\!9$	60,5	$0,\!2$	$5,\!3$	$94,\!5$	0,2	$3,\!12$	$0,\!41$
-1,11NE	$14,\!9$	$24,\!4$	$59,\!9$	$0,\!3$	5,6	$94,\!0$	$0,\!3$	$2,\!59$	$0,\!65$
-0,83NE	$11,\!8$	$_{30,5}$	57,2	$0,\!3$	9,4	90,3	0,4	$2,\!81$	1,09
-0,56NE	19,3	5,0	$75,\!4$	$0,\!4$	1,5	98,1	$0,\!3$	$2,\!18$	$0,\!55$
-0,28NE	24,7	$36,\!8$	39,3	0,7	18,5	80,8	$0,\!3$	$1,\!98$	0,36
0,00	20,2	$31,\!8$	48,3	$0,\!6$	12,2	87,2	0,4	$2,\!18$	$0,\!29$

0,28SW	$22,\!6$	18,3	$59,\!5$	0,7	7,5	$91,\!8$	$0,\!0$	1,81	$0,\!14$	
0,56SW	$22,\!3$	0,0	78,0	$0,\!4$	$0,\!0$	$99,\!6$	$0,\!0$	$2,\!36$	$0,\!19$	
0,83SW	$14,\!3$	3,4	82,4	$0,\!3$	0,7	99,1	$0,\!0$	$2,\!58$	$0,\!30$	
1,11SW	11,2	$19,\! 6$	69,3	0,1	5,8	94,1	$0,\!6$	$3,\!30$	$0,\!46$	
1,39SW	7,6	23,0	69,9	$_{0,1}$	$1,\!9$	98,0	0,7	$_{3,23}$	$0,\!35$	
1,67SW	10,2	22,3	68,7	$_{0,1}$	$1,\!9$	98,0	0,7	$3,\!66$	$0,\!38$	
1,95SW	10,9	25,5	$63,\!5$	$_{0,1}$	2,2	97,7	0,7	3,70	$0,\!38$	
2,22SW	15,0	$31,\!8$	$51,\!8$	$0,\!4$	8,3	$91,\!3$	$0,\!6$	$3,\!32$	$0,\!43$	
2,50SW	34,0	32,7	$32,\!6$	$1,\!3$	10,2	$88,\!6$	0,7	$2,\!85$	$0,\!46$	
2,78SW	$34,\!3$	36,4	29,1	$1,\!0$	4,6	$94,\!4$	$1,\!0$	$2,\!83$	$0,\!34$	
3,06SW	42,8	$34,\! 6$	$21,\!3$	$1,\!3$	8,7	90,0	$1,\!0$	4,18	$0,\!20$	
3,34 SW	31,0	44,5	$22,\!8$	0,7	8,0	$91,\!3$	0,9	4,79	$0,\!10$	
3,61 SW	$35,\!5$	$37,\!3$	27,4	0,7	3,4	$95,\!9$	$1,\!0$	$5,\!52$	$0,\!51$	
			AM 23	322A (P.	$\mathbf{A} = 28^{\circ})$					
-3,34NE	0,0	45,8	48,1	0,0	27,6	72,4	0,5	7,79	0,00	
-3,06NE	$11,\!4$	67,0	$20,\!6$	$_{0,1}$	$23,\!3$	76,5	$0,\!8$	$7,\!49$	$0,\!33$	
-2,78NE	27,9	$55,\!6$	17,2	1,1	$14,\!5$	84,4	0,8	6,76	$0,\!62$	
-2,50NE	$21,\!6$	50,2	29,4	$0,\!8$	7,7	$91,\!6$	0,5	$6,\!16$	$0,\!83$	
-2,22NE	26,0	$57,\! 6$	$20,\!6$	1,5	66,3	32,2	0,2	$6,\!61$	$0,\!48$	
-1,95NE	19,2	43,0	38,4	2,0	39,2	$58,\!8$	0,4	8,24	0,00	
-1,67NE	$12,\!4$	28,1	67,0	$_{0,1}$	4,9	95,0	0,4	$7,\!30$	$0,\!05$	
-1,39NE	$17,\! 6$	50,8	34,3	0,9	$28,\!6$	70,5	$0,\!3$	7,02	$0,\!50$	
-1,11NE	27,0	18,5	56,0	$0,\!3$	2,6	97,1	$0,\!4$	$6,\!98$	$0,\!13$	
-0,83NE	6,6	$54,\!5$	40,2	$0,\!3$	16,3	83,4	$0,\!3$	$6,\!12$	$0,\!13$	
-0,56NE	25,4	$57,\!3$	17,0	0,5	22,8	$76,\! 6$	$0,\!3$	$5,\!22$	$0,\!63$	
-0,28NE	23,1	$51,\!6$	$24,\!6$	0,2	10,0	89,8	0,5	5,73	$0,\!52$	
0,00	$16,\!8$	60,0	23,1	$0,\!4$	7,4	92,2	0,5	$5,\!20$	$0,\!51$	
0,28SW	17,0	44,7	39,3	0,5	7,8	91,7	$0,\!6$	$5,\!16$	$0,\!40$	
0,56SW	7,0	$64,\!8$	$_{30,4}$	0,9	48,2	50,9	0,4	$6,\!21$	0,06	
0,83SW	5,0	71,5	25,0	0,1	$68,\!8$	$_{31,1}$	$0,\!8$	$9,\!39$	0,00	
			AM 23	22A (PA	$A = 318^{\circ})$					
-2,22NW	23,9	78,3	3,2	1,4	77,5	21,2	0,7	7,48	0,12	
-1,95NW	5,6	81,4	11,5	$0,\!3$	29,0	70,7	0,3	$6,\!54$	0,00	
-1,67NW	7,3	71,5	20,4	0,5	12,5	87,0	$0,\!6$	8,05	$0,\!07$	
-1,39NW	18,5	$71,\!6$	12,5	$0,\!4$	26,0	73,7	0,5	$6,\!43$	$0,\!11$	
-1,11NW	$13,\!3$	72,9	10,7	$0,\!6$	23,9	$75,\!5$	0,5	$5,\!52$	$0,\!25$	
-0,83NW	$45,\!3$	$50,\!6$	4,5	4,8	52,1	43,1	$0,\!6$	5,77	$0,\!30$	
-0,56NW	44,0	49,0	5,0	4,7	$51,\!6$	$43,\!6$	$0,\!6$	$4,\!97$	0,09	
-0,28NW	$36,\! 6$	55,7	7,3	2,4	44,5	53,2	0,7	4,73	$0,\!20$	
0,00	40,9	$55,\!5$	5,6	5,6	64,1	30,3	0,5	4,77	$0,\!47$	
0,28SE	$16,\! 6$	$61,\!8$	22,3	0,5	11,0	88,5	0,7	$5,\!49$	$0,\!18$	
0,56SE	17,0	66,8	17,5	$0,\!6$	$13,\!6$	$85,\!8$	0,8	$5,\!44$	$0,\!19$	
0,83SE	$31,\!6$	65,5	7,1	1,7	$23,\!9$	$74,\!3$	0,7	$5,\!56$	$0,\!39$	
1,11SE	$13,\!3$	76,7	$_{9,8}$	$0,\!6$	22,9	$76,\! 6$	0,7	$5,\!46$	0,26	
1,39SE	$15,\!8$	76,5	6,1	$0,\!8$	30,7	68,5	$0,\!6$	$5,\!94$	$0,\!37$	
1,67SE	$12,\!9$	$74,\!8$	12,5	0,4	22,3	77,2	$0,\!6$	6,01	0,02	
1,95SE	22,5	$51,\!8$	26,9	$1,\!0$	$11,\!1$	87,9	$1,\!0$	$5,\!80$	$0,\!16$	

2,22SE	41,1	$41,\!0$	14,8	1,0	9,4	$89,\! 6$	0,7	$5,\!50$	$0,\!38$
2,50SE	15,7	$75,\!3$	$7,\!4$	0,8	25,0	74,2	0,7	5,05	0,20
2,78SE	$9,\!3$	70,8	20,8	0,7	26,2	73,1	$1,\!0$	$5,\!39$	0,16
3,06SE	$1,\!9$	$75,\!4$	$24,\!6$	0,1	13,7	86,1	$0,\!9$	$5,\!56$	0,21
3,34SE	$19,\!8$	$24,\!4$	55,7	$0,\!4$	12,7	$86,\!9$	1,1	$3,\!96$	0,00
$3,\!61SE$	$18,\!8$	40,2	40,5	2,0	$13,\!5$	$84,\!5$	$0,\!8$	$2,\!82$	1,32
3,89SE	0,0	31,7	68,9	0,0	$13,\!5$	86,5	1,2	$2,\!44$	$0,\!31$
4,17SE	0,0	44,3	60,0	0,0	12,7	87,3	$1,\!9$	2,72	0,00
4,45SE	27,2	$19,\!3$	$55,\!9$	$1,\!9$	$2,\!8$	$95,\!3$	$1,\!0$	$4,\!85$	0,21
4,73SE	$25,\!9$	17,0	62,0	0,8	11,8	87,5	$1,\!0$	$7,\!14$	0,00
			AM 232	2B (PA =	318°				
-3,06NW	61,9	2,5	33,8	3,2	0,3	96,5	1,6	4,81	0,00
-2,81NW	57,7	20,7	24,7	2,5	$_{3,4}$	94,1	0,0	$5,\!21$	0,11
-2,55NW	62,2	32,2	$7,\!9$	4,4	16,7	$78,\!9$	0,0	$4,\!14$	0,08
-2,30NW	$69,\!8$	26,5	8,0	6,0	16,5	77,5	0,0	$4,\!06$	$0,\!27$
-2,04NW	$43,\!9$	26,1	34,1	1,7	$2,\!8$	$95,\!4$	0,0	4,36	$0,\!15$
-1,79NW	39,1	$33,\!9$	$27,\!6$	$1,\!4$	$5,\!3$	$93,\!2$	0,0	$4,\!09$	$0,\!27$
-1,53NW	$49,\! 6$	44,3	10,1	2,8	24,1	73,1	0,0	$4,\!18$	0,04
-1,28NW	39,9	37,0	26,0	$1,\!4$	$6,\!6$	$92,\!0$	0,0	$3,\!67$	0,08
-1,02NW	50,7	11,7	38,9	2,3	$_{3,4}$	$94,\!3$	0,0	$2,\!93$	$0,\!43$
-0,77NW	40,0	$_{30,4}$	28,3	$1,\!6$	18,1	80,3	0,0	$2,\!33$	$0,\!31$
-0,51NW	$24,\!6$	36,4	38,3	$0,\!5$	8,3	$91,\!3$	$1,\!0$	1,77	$0,\!32$
-0,26NW	$21,\!6$	39,4	38,3	$0,\!4$	8,9	90,7	1,1	$1,\!81$	$0,\!38$
0,00	21,1	$34,\!8$	$43,\!6$	$0,\!3$	10,7	89,0	$0,\!0$	2,26	0,40
0,26SE	28,0	34,0	37,1	$0,\!3$	$7,\!5$	92,2	$1,\!4$	$1,\!99$	$0,\!55$
0,51SE	$37,\!6$	$24,\!8$	$37,\!3$	$0,\!3$	$3,\!6$	96,0	$1,\!4$	$1,\!99$	$0,\!45$
0,77SE	$52,\!3$	$29,\!9$	$19,\! 6$	$1,\!8$	8,5	89,7	$1,\!3$	$2,\!29$	$0,\!50$
1,02SE	67,4	27,1	$7,\!3$	$4,\!3$	$12,\!9$	82,8	$1,\!4$	$2,\!36$	$0,\!55$
1,28SE	$79,\! 6$	$13,\!1$	$7,\!1$	8,1	9,1	82,7	1,5	$2,\!46$	$0,\!47$
1,53SE	62,0	$31,\!3$	7,7	4,1	$13,\!9$	82,0	$1,\!8$	2,77	$0,\!34$
1,79SE	61,2	31,0	9,4	$_{3,4}$	$11,\!6$	85,0	1,5	$2,\!54$	$0,\!37$
2,04SE	$69,\!8$	29,7	$1,\!5$	$11,\!9$	$44,\!6$	$43,\!5$	$1,\!3$	$3,\!02$	$0,\!39$
2,30SE	$62,\!8$	34,5	0,0	$14,\!9$	85,1	0,0	$1,\!0$	$4,\!36$	$0,\!21$
2,55SE	$82,\!3$	16,2	0,0	33,2	66,8	0,0	1,1	$5,\!98$	$0,\!54$

 $Fonte: \ A \ \ autora$

R/R_{25}	$\log[F(H\beta)]^*$	$C(\mathrm{H}\beta)$	$[OIII]\lambda5007$	$H\alpha$	$[NII]\lambda6584$	$[SII]\lambda6717$	$[SII]\lambda6731$
(kpc)	$\left(erg \; s^{-1} \; cm^{-2} \right)$						
			AM 10	54B			
0,00	-14,52	0,40	152 ± 2	278 ± 4	112 ± 2	$24{\pm}1$	27±1
0,04SW	-14,93	0,26	154 ± 2	281 ± 3	115 ± 1	28 ± 1	$29{\pm}1$
0,04NE	-14,97	0,23	141 ± 1	282 ± 2	114 ± 1	37 ± 1	37 ± 1
0,08NE	-15,83	0,08	139 ± 3	285 ± 6	119 ± 3		
0,13NE	-16,23	0,08	113 ± 5	$285{\pm}10$	119 ± 5		_
			AM 12	19A			
0,00	-15,23	1,33	_	260 ± 8	127 ± 4	25 ± 1	19±1
0,03NW	-15,37	$1,\!27$		261 ± 35	115 ± 16	18 ± 6	18 ± 6
0,03SE	-15,39	$1,\!10$	19 ± 2	$264{\pm}13$	123 ± 6	17 ± 2	15 ± 2
$0,07 { m NW}$	-15,70	0,91		268 ± 22	$133{\pm}11$		
0,07SE	-15,54	0,83	25 ± 2	270 ± 9	106 ± 4		
0,10NW	-15,79	$0,\!88$		269 ± 13	103 ± 6		
0,10SE	$-15,\!67$	0,55	21 ± 3	275 ± 11	105 ± 5		
0,14NW	-15,81	0,91		268 ± 2	102 ± 1		
0,14SE	-15,77	0,32	18 ± 2	280 ± 7	114 ± 3	34 ± 2	32 ± 2
0,17SE	-15,77	$0,\!64$	24 ± 2	274 ± 8	115 ± 4	41 ± 2	29 ± 2
0,20NW	-15,79	$0,\!87$		$269{\pm}12$	104 ± 5		_
0,20SE	-15,52	0,79	25 ± 1	270 ± 3	105 ± 1	32 ± 1	26 ± 1
0,24NW	-15,87	0,75		271 ± 17	101 ± 7		_
0,24SE	-15,31	$0,\!68$	32 ± 1	273 ± 4	101 ± 2	$30{\pm}1$	$24{\pm}1$
$0,27 \mathrm{NW}$	-16,17	0,36		279 ± 14	128 ± 7		
0,27SE	-15,24	0,81	30 ± 1	270 ± 4	94 ± 2	$30{\pm}1$	26 ± 1
0,31SE	-15,25	0,75	35 ± 1	271 ± 5	90 ± 2	31 ± 1	$30{\pm}1$
0,34SE	-15,32	0,71	64 ± 2	272 ± 7	$85~\pm3$	34 ± 2	32 ± 2
0,37SE	-15,32	0,73	97 ± 1	272 ± 5	$75\ \pm 2$	32 ± 1	$28{\pm}1$
0,39SE	-15,95	$0,\!27$	71 ± 3	281 ± 8	100 ± 4	54 ± 3	35 ± 2
0,39SE	-15,79	0,60	78 ± 4	274 ± 13	92 ± 5	45 ± 4	29 ± 3
0,40 SE	-15,96	-0,20	79 ± 3	$291{\pm}7$	94 ± 3	57 ± 3	49 ± 2
0,41SE	-15,73	0,56	69 ± 2	275 ± 7	79 ± 3	36 ± 2	25 ± 2
0,41SE	$-15,\!64$	$0,\!27$	95 ± 4	281 ± 9	90 ± 4	55 ± 3	30 ± 3
$0,\!42 { m NE}$	-15,44	$0,\!59$		274 ± 4	$87~{\pm}1$	35 ± 1	27 ± 1
$0,\!42 {\rm NE}$	-15,31	$0,\!54$		275 ± 3	88 ± 1	38 ± 1	26 ± 1
$0,\!42 { m NE}$	$-15,\!37$	$0,\!59$		274 ± 5	$83~{\pm}2$	35 ± 1	21 ± 1
0,42SE	-15,88	-0,17	82 ± 2	$290{\pm}3$	$91~{\pm}2$	55 ± 1	55 ± 1
$0,\!43SE$	-15,84	0,64	$84~{\pm}2$	273 ± 8	$82~{\pm}3$	38 ± 2	29 ± 2
$0,\!43 { m NE}$	-15,52	$0,\!50$	31 ± 2	276 ± 6	$88~{\pm}2$	35 ± 2	21 ± 2
0,44SE	-15,86	$0,\!11$	$78\ \pm 2$	284 ± 6	$83~{\pm}2$	45 ± 2	49 ± 2
0,44SE	-15,92	$0,\!35$	$81~{\pm}3$	279 ± 9	90 ± 4	36 ± 3	36 ± 3
0,44SE	$-15,\!89$	$0,\!12$	$108\ \pm7$	$284{\pm}15$	$75\ \pm 6$		_
$0,\!44 { m NE}$	-15,59	0,66		273 ± 4	96 ± 2	33 ± 1	32 ± 1

Tabela B.3 - Parâmetros específicos e intensidades de linhas de emissão corrigidas pelo avermelhamento (relativo para $H\beta = 100$).

0,45 NE	-15,81	$0,\!37$	50 ± 1	279 ± 5	95 ± 2	40 ± 2	$29{\pm}1$
0,46 NE	-15,44	$0,\!58$		275 ± 4	97 ± 1	$30{\pm}1$	$30{\pm}1$
0,47SE	-16,62	-0,16	$100~\pm7$	$289{\pm}13$	72 ± 6		
$0,\!48 {\rm NE}$	-15,89	$0,\!21$	61 ± 2	282 ± 6	97 ± 3	48 ± 2	39 ± 2
0,49SE	-15,93	-0,04	83 ± 3	287 ± 8	90 ± 3		
0,49SE	-15,92	$0,\!39$	84 ± 3	$278{\pm}10$	68 ± 4	32 ± 3	36 ± 3
0,50 NE	-15,46	$0,\!56$		275 ± 5	96 ± 2	$30{\pm}1$	28 ± 1
0,52 NE	-15,93	$0,\!21$	71 ± 2	282 ± 6	101 ± 3	50 ± 2	40 ± 2
0,54 NE	-15,64	0,70	40 ± 1	272 ± 5	92 ± 2	37 ± 1	27 ± 1
0,54SE	-15,96	-0,42	70 ± 3	296 ± 5	109 ± 3		
0,54SE	-15,93	$0,\!41$	$105~\pm3$	278 ± 8	$69~{\pm}3$	34 ± 2	36 ± 2
0,56 NE	-16,26	$0,\!49$	92 ± 4	277 ± 11	107 ± 5	57 ± 4	45 ± 3
0,59 NE	-15,73	$0,\!65$	51 ± 1	273 ± 6	97 ± 2	49 ± 2	28 ± 1
0,59SE	-15,92	-0,69	83 ± 3	301 ± 4	114 ± 3		
0,59SE	-16,07	-0,08	103 ± 3	288 ± 5	$85~{\pm}2$	45 ± 3	43 ± 2
0,60NE	-16,41	$0,\!23$	123 ± 8	282 ± 18	112 ± 8	59 ± 6	48 ± 6
0,63SE	-15,83	-0,97	69 ± 2	308 ± 3	114 ± 2		_
0,64SE	-16,21	-0,19	88 ± 3	291 ± 6	93 ± 3	49 ± 2	48 ± 2
0,64 NE	-15,73	$0,\!35$	47 ± 2	279 ± 6	96 ± 2	63 ± 2	32 ± 2
0,69NE	-15,86	$0,\!19$		283 ± 8	111 ± 4		
0,69SE	-15,83	-0,95	96 ± 2	307 ± 3	145 ± 2		
0,69SE	-16,26	-0,04	79 ± 4	287 ± 10	94 ± 4		
0,74 NE	-16,10	-0,17		290 ± 7	152 ± 4		
0,74SE	-16,22	$0,\!28$	$87~\pm 6$	$281{\pm}16$	$81~\pm 6$		
0,75SE	-15,91	-0,88	83 ± 3	306 ± 4	156 ± 3		
0,81SE	-16,11	0,70	89 ± 3	272 ± 12	71 ± 4	27 ± 3	32 ± 3
0,86SE	-15,86	$1,\!10$	100 ± 5	$264{\pm}21$	$61~\pm 6$	22 ± 4	25 ± 4
0,92SE	-15,59	$0,\!83$	98 ± 3	$270{\pm}10$	$61~{\pm}3$	20 ± 2	23 ± 2
0,98SE	-15,43	$0,\!14$	$119\ \pm 5$	$284{\pm}12$	65 ± 4	23 ± 4	29 ± 4
1,03SE	-15,52	-0,64	128 ± 3	300 ± 4	73 ± 2	31 ± 2	33 ± 2
1,11SE	-15,66	-0,48	108 ± 2	297 ± 3	69 ± 2	35 ± 2	27 ± 2
1,17SE	-15,71	-0,20	97 ± 6	$291{\pm}12$	69 ± 5		
1,23SE	-15,71	-0,75	106 ± 2	303 ± 3	73 ± 2		_
1,29SE	-15,83	-1,56	78 ± 2	321 ± 2	$81~{\pm}2$		_
			AM 12	19B			
20, 0,00	-15,18	0,74		271 ± 7	169 ± 5	19 ± 1	22 ± 3
21, 0,08SW	-15,37	0,04		286 ± 6	170 ± 4		
19, 0,08NE	-15,26	1,02		266 ± 6	$156 {\pm} 4$	17 ± 1	24 ± 3
22, 0, 17SW	-15,76	-0,83		305 ± 4	211 ± 3	_	
18, 0, 17 NE	-15,55	1,12		264 ± 7	135 ± 4	20 ± 1	28 ± 4
23, 0,25SW	-16,12	-1,02		309 ± 6	250 ± 5	_	
17, 0,25NE	-15,94	$0,\!65$		273 ± 3	152 ± 2	22 ± 1	48 ± 6
16, 0,33NE	-16,34	0,03		286 ± 9	177 ± 6		_
•			AM 12!	56B			
0.00	-16.15	0.54	35 ± 3	275 ± 11	97 ± 4	62 ± 3	
0.03SE	-16.13	0.28	35 ± 2	281 ± 8	98 ± 3	56 ± 3	32 ± 2
0.03NW	-16.36	0.35		279+10	90 ± 4	80 ± 4	43±3
-,	,	-,			· · · ·	~~	

0,06SE	-16,22	$0,\!09$	35 ± 10	$285{\pm}29$	$86\ \pm 12$	59 ± 11	35 ± 10
0,06NW	-16,52	$0,\!20$		$282{\pm}10$	$91~{\pm}4$	114 ± 5	52 ± 3
0,08SE	-16,41	-0,31	50 ± 4	293 ± 8	103 ± 4	78 ± 4	47 ± 4
$0,\!11SE$	-16,39	-0,20	54 ± 4	$291{\pm}10$	102 ± 5	$85\ \pm 5$	51 ± 4
$0,\!11NW$	-16,50	$0,\!16$		283 ± 13	$81~{\pm}5$	$99\ \pm 6$	51 ± 4
0,14SE	-16,38	$0,\!42$	$93\ {\pm}10$	278 ± 30	$98\ \pm 13$	$83\ \pm 12$	62 ± 10
0,14NW	$-16,\!58$	$0,\!08$		$285{\pm}27$	$105{\pm}12$	$81~{\pm}11$	58 ± 10
0,17SE	-16,40	$0,\!05$	65 ± 4	$286{\pm}10$	82 ± 4	$79~{\pm}4$	54 ± 4
0,19SE	-16,50	$0,\!01$	63 ± 7	$286{\pm}17$	$74~\pm7$	$84~\pm7$	66 ± 7
0,19NW	-16,37	-0,15	$94~{\pm}6$	$290{\pm}12$	$76\ \pm 5$	$68\ \pm 5$	41 ± 5
0,22SE	-16,49	$0,\!17$	72 ± 9	$283{\pm}24$	$59\ \pm 9$		
0,25SE	-16,41	$0,\!27$	92 ± 7	$281{\pm}19$	$54\ \pm 6$	$68\ \pm 7$	42 ± 6
$0,25 \mathrm{NW}$	-16,39	0,06	$86~\pm7$	$285{\pm}16$	$64\ \pm 6$		
0,28SE	-16,34	$0,\!28$	101 ± 6	$281{\pm}16$	$49~{\pm}5$	$79\ \pm 6$	44 ± 5
0,30SE	-16,19	$0,\!23$	117 ± 4	282 ± 9	51 ± 3	$68\ \pm 3$	41 ± 3
0,33SE	-15,97	$0,\!19$	170 ± 6	$283{\pm}10$	$43~{\pm}3$	55 ± 3	39 ± 3
0,36SE	-15,92	$0,\!09$	239 ± 7	285 ± 9	33 ± 3	55 ± 3	39 ± 3
0,39SE	-16,02	-0,11	166 ± 3	289 ± 4	$43~{\pm}2$	$64\ \pm 12$	46 ± 2
$0,\!41\mathrm{SE}$	-16,08	-0,11	145 ± 5	289 ± 7	51 ± 3	$69\ \pm 3$	45 ± 3
0,44SE	-16,30	-0,44	157 ± 14	$296{\pm}18$	$40~{\pm}8$	$77~\pm9$	42 ± 8
0,77NW	-16,19	-0,12	232 ± 6	289 ± 7	$23~{\pm}3$		
0,77 NW	-16,18	-0,52	119 ± 6	298 ± 8	53 ± 4	87 ± 4	64 ± 4
$0,85 \mathrm{NW}$	-16,03	-0,31	177 ± 12	$293{\pm}15$	$43~{\pm}7$	68 ± 7	52 ± 7
0,98SE	-15,90	$0,\!03$	$280{\pm}10$	$286{\pm}10$	32 ± 4	54 ± 4	39 ± 4
1,06SE	-16,05	$0,\!07$	$218{\pm}15$	$285{\pm}19$	$31~\pm7$	58 ± 7	41 ± 7
1,37SE	-16,08	$0,\!19$	200 ± 8	$283{\pm}12$	31 ± 4	51 ± 4	40 ± 4
1,46SE	-15,94	$0,\!25$	$233{\pm}12$	$281{\pm}16$	32 ± 5	42 ± 5	33 ± 5
1,58SE	$-15,\!84$	$0,\!21$	271 ± 8	282 ± 9	$28~{\pm}3$	35 ± 3	30 ± 3
1,70SE	-16,04	$0,\!25$	266 ± 9	281 ± 11	31 ± 3	34 ± 3	32 ± 3
1,81SE	-16,30	-0,32	$220{\pm}13$	$293{\pm}13$	$29\ \pm 5$	64 ± 6	51 ± 6
1,93SE	$-16,\!15$	-0,29	$246{\pm}13$	$293{\pm}13$	31 ± 5	56 ± 5	31 ± 5
2,05SE	-16,24	-0,30	$226{\pm}18$	$293{\pm}19$	32 ± 8	59 ± 8	39 ± 8
2,15SE	-16,18	-0,20	$210{\pm}19$	$291{\pm}23$	32 ± 9	$65{\pm}10$	38 ± 9
2,26SE	-16,14	-0,30	$201{\pm}11$	$293{\pm}13$	30 ± 5	52 ± 6	37 ± 5
2,37SE	-16,37	-0,29	191 ± 11	$293{\pm}13$	$29\ \pm 5$	47 ± 6	47 ± 6
2,49SE	-16,24	-0,18	187 ± 11	$290{\pm}15$	14 ± 5	43 ± 6	43 ± 6
2,61SE	-16,22	-0,17	208 ± 10	$290{\pm}11$	19 ± 4	$40{\pm}4,$	$30{\pm}4$
		AM 2	030A, (ESO 4	63-IG 003 I	NED01)		
0,27E	-16,23	0,24	22 ± 2	282 ± 7	96 ± 3		
0,28E	-16,30	$0,\!21$	19 ± 2	282 ± 6	101 ± 3		
0,28E	-16,25	$0,\!14$	33 ± 2	284 ± 7	100 ± 3		
0,28E	-16,32	$0,\!11$	26 ± 3	284 ± 9	97 ± 4		_
$0,\!30E$	-16,39	$0,\!44$	31 ± 2	277 ± 8	93 ± 3		
$0,\!31E$	-16,49	$0,\!15$	37 ± 4	283 ± 12	112 ± 6		
0,32E	-16,47	$0,\!57$	34 ± 2	275 ± 9	$85~{\pm}3$		_
$0,\!33E$	-16,63	0,09		285 ± 11	$86\ \pm 5$		
$0,\!39W$	-16,78	$0,\!65$	33 ± 4	273 ± 16	74 ± 5		_

$0,\!42W$	-16,75	$0,\!53$	37 ± 4	$276{\pm}17$	$87~\pm7$	_	
		AM 20	030B, (ESO 46	3-IG 003 N	VED03)		
0,00	-15,66	0,56	127±1	275 ± 4	59 ±1	_	
0,07NE	-16,08	$0,\!34$	103 ± 3	279 ± 7	82 ± 3	_	
0,07SW	-16,07	-0,05	109 ± 2	288 ± 4	71 ± 2	_	
$0,14\mathrm{E}$	-16,94	-0,07	113 ± 10	288 ± 20	60 ± 8	_	
0,16NE	-16,72	$0,\!37$	89 ± 4	279 ± 12	94 ± 5	_	
0,16SW	-16,72	0,31	122 ± 10	280 ± 23	$120{\pm}12$		
0,16E	-16,82	$0,\!13$	162 ± 11	$284{\pm}19$	63 ± 7	_	
0,20E	-16,87	0,02	107 ± 7	286 ± 15	67 ± 6	_	
0,23E	-16,85	$0,\!47$	145 ± 2	277 ± 4	59 ± 1	_	
0,29E	-16,95	-0,21	84 ± 9	291 ± 19	82 ± 9	_	
0,33E	-16,81	$0,\!35$	$110{\pm}11$	279 ± 27	123 ± 13	_	
0,43E	-16,46	0,11	76 ± 3	284 ± 7	97 ± 3	_	
0,53E	-16,13	$0,\!37$	76 ± 2	279 ± 7	68 ± 2	_	
$0,64\mathrm{E}$	-16,55	$0,\!49$	88 ± 20	276 ± 12	$85\ \pm 23$	_	
			AM 20	58A			
0,00	-15,87	0,57	45 ± 3	275 ± 11	147 ± 6		
0,03N	-16,09	0,44	49 ± 5	278 ± 16	103 ± 7		
0.03S	-16.03	0.20	49 ± 3	282 ± 10	147 ± 6		
0,05N	-16,30	0,30		$280{\pm}13$	79 ± 5		
0.05S	-16.25	-0.36	44 ± 3	294 ± 7	162 ± 5		
0.08N	-16.27	0.14		284 ± 20	102 ± 9		
0.085	-16,28	0.26		281 ± 8	137 ± 5		
0.11N	-16.20	-0.03		287 ± 6	113 ± 3	65 ± 2	61 ± 2
0.11S	-16,28	0.11		284 ± 10	111 ± 5		
0.12NE	-16,17	0.56	87 ± 8	275 ± 27	161 ± 17		
0.13N	-16,11	0.66		273 ± 6	107 ± 3	49 ± 2	44 ± 2
0,13S	-16,27	0,22	44 ± 3	282 ± 10	102 ± 4		
0.13SW	-16.30	0.04	49 ± 12	286 ± 35	172 ± 23		
0,16N	-16,21	0,69		272 ± 24	112 ± 11	45 ± 6	47 ± 7
0.16S	-16,13	0,11	30 ± 1	284 ± 4	96 ± 2	75 ± 2	27 ± 1
0,17NE	-16,24	0,36	56 ± 9	279 ± 28	178 ± 19		
0,19N	-16,42	0,52		276 ± 23	131 ± 12	53 ± 7	45 ± 7
0,19S	-15,81	$0,\!37$	31 ± 1	279 ± 5	104 ± 2	53 ± 2	30 ± 1
0,20SW	-16,32	0,01	38 ± 5	286 ± 15	135 ± 8	_	
0,22S	-15,98	$0,\!19$	37 ± 2	283 ± 6	100 ± 3	49 ± 2	30 ± 2
0,23NE	-16,30	0,26	45 ± 6	281 ± 20	157 ± 12	_	
0,26SW	-16,35	0,11		284 ± 8	92 ± 4	_	
0,30NE	-16,19	0,29	25 ± 5	281 ± 18	105 ± 8	_	
0,36NE	-16,13	$0,\!50$	21 ± 9	276 ± 37	108 ± 17	_	
0,39NW	-16,19	0,72	_	272 ± 17	86 ± 6	29 ± 4	18 ± 4
0,39NW	-16,29	0,36	_	279 ± 18	90 ± 7	_	_
0,41NW	-16,37	$0,\!19$	_	283 ± 19	104 ± 6	_	_
0,42NW	-16,11	$0,\!47$	21 ± 2	277 ± 6	95 ± 2	33 ± 2	27 ± 2
0,44SE	-16,06	$0,\!59$	24 ± 3	275 ± 12	95 ± 5	$40{\pm}3$	$29{\pm}3$
$0,\!45 { m NE}$	-16,22	$0,\!42$	17 ± 9	278 ± 35	$85\ \pm 13$		

0.47SE	-16.28	0.20	31 + 2	282 ± 6	113 ± 3		
0.48SW	-16.48	0.17	69 ± 6	282 ± 0 283+16	106+8		
0.52NE	-16.32	0.28	29 ± 3	200 ± 10 281+12	74 + 4		
0.52SE	-15.60	0,20 0.52	23 ± 3 27 +1	201 ± 12 276+3	99 + 1	44 ± 1	32 ± 1
0.53NW	-16.60	-0.10	61 ± 27	210 ± 5 289 ± 66	176+44		<u> </u>
0.55SW	-16 15	0.11	84 + 4	280 ± 00 284+11	101+5	54 ± 4	40 ± 4
0.57SE	-15 83	0,11 0.75	36 ± 2	201 ± 11 271+7	95 ± 3	49+2	35+2
0.58NW	-16.35	-0.07	92 ± 12	288+26	105 ± 13		
0.59NE	-16.08	0.52	45 ± 3	276 ± 11	91 ± 5	32 ± 3	29 ± 3
0.63SW	-16.18	0.29	81 ± 3	281 ± 8	101 ± 4	55 ± 3	41 ± 2
0.63SE	-16.48	0.07	67 ± 4	285 ± 10	92 ± 4	_	
0.63NW	-15.65	0.75	115 ± 4	271 ± 14	68 ± 4	47 ± 4	27 ± 3
0,67NE	-16,01	0,74	80 ± 6	271 ± 22	80 ± 8	41 ± 6	34 ± 5
0,70NW	-15,59	0,44	116 ± 2	277 ± 4	71 ± 1	48 ± 1	27 ± 1
0,71NW	-16,28	-0,20	114 ± 6	291 ± 10	102 ± 5	72 ± 4	25 ± 4
			AM 225	29A			
0.00	-15.94	0.82	61±4	270 ± 19	85 ±7	79±7	33±4
0.05SE	-15,95	0,90	52 ± 3	268 ± 16	80 ± 6	67 ± 5	27 ± 3
0,05NW	-16,04	0,86	53 ± 6	269 ± 26	81 ± 9	58 ± 8	34 ± 6
0,10SE	-16,00	0,50	52 ± 4	276 ± 15	85 ± 6	65 ± 5	24 ± 4
0,10NW	-16,15	0,80	36 ± 3	$270{\pm}15$	92 ± 6	39 ± 4	38 ± 4
0,15SE	-15,92	0,09	41 ± 3	$285 {\pm} 10$	99 ± 5	78 ± 4	31 ± 3
0,15 NW	-16,53	0,23	$34{\pm}3$	282 ± 11	107 ± 5		
0,20SE	-16,00	-0,11	43 ± 5	289 ± 14	104 ± 6	110 ± 7	58 ± 6
0,20NW	$-16,\!65$	$0,\!22$	51 ± 8	282 ± 25	152 ± 15		
0,25SE	-16,08	$0,\!15$	52 ± 6	$284{\pm}18$	102 ± 8	77 ± 7	50 ± 6
$0,25 \mathrm{NW}$	-16,60	$0,\!07$	41 ± 5	285 ± 14	161 ± 9		
0,26SE	-16,45	$0,\!33$	92 ± 3	$280{\pm}9$	113 ± 4		
0,27SE	-16,01	$0,\!45$	116 ± 3	277 ± 7	$88~{\pm}3$	55 ± 2	41 ± 2
0,29SE	$-15,\!65$	$0,\!41$	137 ± 2	278 ± 5	70 ± 2	41 ± 1	$30{\pm}1$
0,30SE	-16,19	-0,11	34 ± 5	$289{\pm}14$	105 ± 7	68 ± 6	48 ± 5
0,30NW	-16,57	$0,\!84$	53 ± 7	$269{\pm}33$	179 ± 22		
$0,31 \mathrm{NW}$	-15,56	$0,\!18$	92 ± 1	283 ± 3	$78\ \pm 1$	46 ± 1	35 ± 1
$0,34 \mathrm{NW}$	-15,74	$0,\!14$	55 ± 1	$284{\pm}4$	$79~{\pm}2$	41 ± 1	45 ± 1
0,35SE	-16,44	-0,46	44 ± 5	$296{\pm}10$	117 ± 5		
0,35NW	-16,52	$0,\!93$	74 ± 9	268 ± 38	$130{\pm}19$	43 ± 9	19 ± 7
0,39NW	-15,96	$0,\!29$	53 ± 2	280 ± 6	90 ± 3	40 ± 2	46 ± 2
0,40 NW	-16,62	0,79	$74{\pm}1$	270 ± 48	122 ± 23		
0,42NW	-16,17	$0,\!25$	44 ± 2	281 ± 7	107 ± 3	46 ± 2	35 ± 2
0,45NW	-16,55	$0,\!37$	58 ± 4	279 ± 13	114 ± 6	53 ± 18	28 ± 12
0,46NW	-16,50	$0,\!15$	42 ± 3	283 ± 10	155 ± 6		
0,50NW	-16,07	$0,\!30$	92 ± 3	280 ± 9	71 ± 3	49 ± 7	$30{\pm}5$
$0,51 { m NW}$	-16,63	$0,\!58$	58 ± 2	275 ± 9	100 ± 4		
0,55NW	-16,05	0,40	75 ± 3	278 ± 9	69 ± 3	58 ± 3	38 ± 3
0,55NW	-16,59	0,72	75 ± 6	272 ± 23	109 ± 10	71 ± 5	28 ± 3
$0,60 \mathrm{NW}$	-16,62	$0,\!39$	73 ± 4	278 ± 13	66 ± 5	110 ± 3	66 ± 2
0,60NW	-16,44	$0,\!38$	76 ± 3	279 ± 9	91 ± 4	70 ± 11	36 ± 4

$0,65 \mathrm{NW}$	-16,51	$0,\!17$	78 ± 4	$283{\pm}10$	107 ± 5	92 ± 3	60 ± 8		
$0,69 \mathrm{NW}$	-16,79	-0,13	$86~{\pm}22$	$289{\pm}46$	163 ± 29	_	_		
AM 2306A									
0,51NE	-16,61	0,70	104 ± 5	272 ± 15	69 ± 5				
0,35 NE	-16,07	0,21	52 ± 6	282 ± 19	89 ± 8				
0,32 NE	-15,78	0,02	46 ± 2	286 ± 6	86 ± 3	66 ± 2	45 ± 2		
0,30NE	-15,96	0,72	51 ± 2	272 ± 10	80 ± 4	40 ± 3	28 ± 2		
0,27NE	-16,35	$0,\!56$	50 ± 4	275 ± 15	$81~\pm 6$	39 ± 4	25 ± 4		
0,24 NE	-16,46	-0,05	44 ± 3	288 ± 8	108 ± 4				
0,22 NE	-16,46	$0,\!29$	40 ± 3	$281{\pm}10$	104 ± 4				
0,19NE	-16,45	$0,\!15$	23 ± 4	283 ± 12	$99~{\pm}6$	—	—		
0,16NE	-16,43	-0,29		$293{\pm}16$	117 ± 7	—	_		
0,05 NE	-16,20	$0,\!28$		$281{\pm}10$	172 ± 7	_			
0,03NE	-15,85	$0,\!83$	15 ± 2	$270{\pm}10$	112 ± 5	_			
0,00	-15,64	$1,\!31$	18 ± 2	$260{\pm}12$	$99~{\pm}5$	37 ± 2	28 ± 2		
0,00	-15,75	$1,\!58$	24 ± 2	255 ± 13	101 ± 6	—	—		
0,03N	-15,97	1,02	25 ± 3	$266{\pm}16$	104 ± 7	_			
0,03S	-15,97	$0,\!68$	34 ± 6	273 ± 24	132 ± 13	—	—		
0,03SW	-15,76	$1,\!16$	23 ± 2	$263{\pm}11$	$86~{\pm}4$	34 ± 2	21 ± 2		
0,05N	-16,16	$0,\!33$	39 ± 9	$280{\pm}33$	$118{\pm}16$	_			
0,05S	-16,16	-0,23	36 ± 7	$291{\pm}18$	185 ± 13				
0,05SW	-16,06	$0,\!43$		$278{\pm}96$	$89\ \pm 38$				
0,08N	-16,23	$0,\!07$		$285{\pm}22$	$110{\pm}10$				
0,08S	-16,28	-0,35		$294{\pm}15$	$165{\pm}10$				
0,08SW	-16,28	-0,07		288 ± 8	138 ± 4				
$0,\!11N$	-16,23	$0,\!69$		272 ± 35	107 ± 15	$60{\pm}11$	32 ± 8		
$0,\!11S$	-16,34	-0,18	42 ± 9	$290{\pm}23$	142 ± 13	—	—		
0,14N	-16,20	$0,\!54$	39 ± 7	275 ± 27	$106{\pm}12$	68 ± 9	34 ± 7		
$0,\!14S$	-16,24	0,26	27 ± 5	$281{\pm}16$	103 ± 7	59 ± 6	46 ± 5		
0,14SW	-16,28	$0,\!67$		273 ± 15	119 ± 7				
0,16N	-16,19	0,76	25 ± 10	271 ± 51	94 ± 20	49 ± 14	25 ± 11		
0,16S	-16,20	0,92	31 ± 12	$268{\pm}63$	94 ± 24	$50{\pm}16$	$34{\pm}14$		
0,16SW	-16,31	$0,\!03$	33 ± 2	286 ± 7	115 ± 4				
$0,\!19N$	-16,25	$0,\!80$	35 ± 12	270 ± 59	94 ± 23				
$0,\!19S$	-16,27	$0,\!47$	38 ± 7	277 ± 27	99 ± 11	65 ± 9	44 ± 8		
0,19SW	-16,43	-0,01		287 ± 15	126 ± 8		—		
0,22N	-16,38	-0,26	48 ± 7	292 ± 17	116 ± 9				
0,22S	-16,40	$0,\!08$	53 ± 5	285 ± 15	91 ± 8	84 ± 6	49 ± 5		
0,24N	-16,49	-0,20	49 ± 11	291 ± 27	79 ± 12				
0,24S	-16,50	$0,\!05$	75 ± 12	286 ± 31	91 ± 13				
$0,\!27N$	-16,77	$0,\!01$	80 ± 5	286 ± 12	83 ± 5				
0,27S	-16,75	-0,17	56 ± 9	290 ± 21	$88\ \pm 10$				
0,30N	-16,53	$0,\!42$	$99~{\pm}18$	278 ± 50	86 ± 20				
0,30S	-16,73	$0,\!21$	105 ± 21	282 ± 51	118 ± 25				
0,32N	-16,57	$1,\!07$	141 ± 7	265 ± 23	69 ± 7				
0,35N	-16,57	$1,\!00$	211 ± 19	266 ± 44	53 ± 12				
0,38N	-16,80	$0,\!17$	147 ± 14	$283{\pm}26$	45 ± 7				

0,38SW	-16,58	$0,\!42$	60 ± 6	278 ± 20	117 ± 10		
0,41SW	-16,46	0,37	62 ± 3	279 ± 10	96 ± 4		
0,43SW	-16,41	$0,\!13$	55 ± 8	284 ± 22	79 ± 9		
0,46SW	-16,46	-0,49	60 ± 5	297 ± 9	104 ± 5		
0,49SW	-16,61	-0,23	53 ± 6	292 ± 13	84 ± 6		
0,62SW	-16,62	-0,30	137 ± 9	293 ± 14	62 ± 6		
0,65SW	-16,70	-0,48	111±4	297 ± 6	70 ± 3		
			AM 232	22A			
0,00	-14,76	0,22	63 ± 4	$282{\pm}11$	132 ± 6	80±4	70 ± 4
0,02NE	-14,95	$0,\!32$	65 ± 1	$280{\pm}4$	140 ± 2	79 ± 2	68 ± 2
0,02SW	-14,97	0,08	70 ± 1	285 ± 4	140 ± 2	94 ± 2	76 ± 1
0,04 NE	-15,31	$0,\!15$	60 ± 1	283 ± 4	130 ± 2	88 ± 2	65 ± 1
0,04SW	-15,39	0,29	75 ± 2	281 ± 7	136 ± 4	92 ± 3	70 ± 3
0,06 NE	-15,53	$0,\!18$	83 ± 11	283 ± 29	123 ± 15		
0,06SW	-15,74	-0,21	95 ± 5	291 ± 9	158 ± 6	130 ± 5	110 ± 5
0,08NE	-15,79	-0,14	62 ± 3	$290{\pm}6$	160 ± 4		
0,10 NE	-15,94	$0,\!48$		277 ± 36	148 ± 20	95 ± 15	58 ± 11
0,14SW	-16,09	0,20		$282{\pm}14$	100 ± 6	57 ± 5	27 ± 4
0,17NE	-16,06	$0,\!21$		$282{\pm}12$	104 ± 6	51 ± 4	50 ± 4
0,17SW	-15,87	$0,\!48$		277 ± 8	$87~{\pm}3$	50 ± 3	29 ± 2
0,19SW	-15,67	$0,\!33$	21 ± 2	$280{\pm}6$	86 ± 2	48 ± 2	33 ± 2
$0,\!19NE$	-16,24	-0,54		298 ± 4	$126\pm~3$		
0,19NE	-16,21	-0,16		290 ± 8	$114{\pm}~4$		
0,19NE	-16,18	$0,\!65$		273 ± 17	86 ± 6		
0,20NE	-16,31	-0,23		291 ± 8	116 ± 4		
0,20NE	-16,19	$0,\!67$		273 ± 13	94 ± 5		
$0,21 \mathrm{NE}$	-16,13	0,05		285 ± 8	110 ± 4	45 ± 3	44 ± 3
0,21SW	-15,62	$0,\!37$	22 ± 2	279 ± 9	87 ± 4	49 ± 3	30 ± 3
$0,21 \mathrm{NE}$	-16,38	$1,\!30$		$260{\pm}33$	96 ± 13		
0,21NE	-16,19	-0,11		289 ± 5	$102{\pm}~2$		
0,22 NE	-16,33	0,57		275 ± 13	92 ± 5		
0,22NE	-16,16	-0,17		290 ± 6	127 ± 3		
0,23NE	-16,25	-0,08		288 ± 8	124 ± 4	59 ± 3	58 ± 3
0,23SW	-15,72	$0,\!25$	30 ± 3	281 ± 9	90 ± 4	57 ± 3	40 ± 3
0,24 NE	-16,23	-0,82		304 ± 6	148 ± 4		
0,24 NE	-16,15	-0,60		300 ± 4	138 ± 3		
0,25 NE	-16,37	-0,19		291 ± 9	143 ± 5		
0,25SW	-15,85	0,24	33 ± 2	282 ± 8	106 ± 3	59 ± 3	45 ± 2
0,25 NE	-16,26	-0,56		299 ± 6	128 ± 4		
0,26 NE	-16,24	0,07		285 ± 8	$109{\pm}~4$		
0,27NE	-16,24	-0,002		287 ± 12	111 ± 6		
0,27 SW	-16,05	$0,\!17$	$28~{\pm}2$	283 ± 6	116 ± 3		
0,27NE	-16,38	-0,25		292 ± 6	$118{\pm}~3$		
0,27 SW	-16,27	-0,02	_	287 ± 4	$100{\pm}~2$	45 ± 2	54 ± 2
0,29NE	-16,05	0,31	$29~{\pm}1$	280 ± 5	104 ± 2	55 ± 2	39 ± 1
0,29SW	-16,27	-0,63		300 ± 8	174 ± 6	110 ± 5	56 ± 4
0,30SW	-16,19	-0,18		$290 {\pm} 4$	$151{\pm}~2$		

0,31NE	-15,92	$0,\!48$	32 ± 1	277 ± 3	97 ± 1	49 ± 1	$36{\pm}1$
0,31 SW	-16,50	0,20	83 ± 5	282 ± 12	110 ± 6		
0,33NE	-15,99	$0,\!31$	34 ± 2	280 ± 6	99 ± 3	51 ± 2	37 ± 2
0,33SW	-16,36	0,07	45 ± 2	285 ± 7	99 ± 3	60 ± 3	52 ± 2
0,33SW	-16,01	-0,55		298 ± 9	$147{\pm}~6$		
0,35NE	-16,11	$0,\!19$	34 ± 1	283 ± 4	95 ± 2	58 ± 1	$40{\pm}1$
0,35SW	-16,30	$0,\!43$	41 ± 3	278 ± 11	94 ± 4	49 ± 3	34 ± 3
0,35SW	-15,93	-0,72		302 ± 10	$108\pm~6$		
0,37NE	-16,25	$0,\!42$		$278 {\pm} 10$	100 ± 4	62 ± 3	38 ± 3
0,37SW	-16,27	0,91	34 ± 4	268 ± 18	96 ± 7	45 ± 5	33 ± 4
0,37SW	-16,03	-0,37		$294{\pm}10$	$118{\pm}~6$		
0,39NE	-16,42	$0,\!17$		283 ± 12	137 ± 7		
0,39SW	-16,36	1,08		265 ± 18	96 ± 7	48 ± 5	27 ± 4
0,40SW	-16,16	-0,09		289 ± 15	$116{\pm}~8$		
0,41NE	-16,51	$0,\!16$		283 ± 32	151 ± 19		
0,41SW	-16,46	0,24	45 ± 3	$282{\pm}10$	107 ± 4	72 ± 4	41 ± 3
0,42SW	-16,32	$0,\!68$		$273 {\pm} 49$	$105{\pm}~21$		
0,43NE	-16,53	-0,12	31 ± 3	289 ± 9	128 ± 5		
0,43SW	-16,49	$0,\!33$		$280{\pm}18$	113 ± 9	61 ± 6	56 ± 6
$0,\!45 {\rm NE}$	-16,53	$0,\!10$	47 ± 3	$284{\pm}10$	108 ± 5		
0,45SW	-16,36	$0,\!19$	$79~\pm7$	283 ± 20	$96~{\pm}9$	60 ± 7	46 ± 7
0,47NE	-16,60	0,08		285 ± 11	139 ± 6		
0,47SW	-16,38	$0,\!31$	31 ± 1	280 ± 5	94 ± 2	76 ± 2	41 ± 2
0,48NE	-16,52	$1,\!42$		$258{\pm}30$	62 ± 8		
0,49SW	-16,42	$0,\!59$	37 ± 3	274 ± 13	$88~{\pm}5$	76 ± 5	51 ± 4
0,51NE	-16,42	-0,13		$289{\pm}10$	55 ± 4		
0,52 NE	-16,54	-0,33	$92~{\pm}9$	$294{\pm}17$	128 ± 10		
0,53 NE	-16,09	$0,\!42$	$48~{\pm}3$	278 ± 9	$85~{\pm}4$	51 ± 3	$30{\pm}3$
0,56 NE	-16,11	$0,\!52$	59 ± 3	$276{\pm}11$	$85~{\pm}4$	54 ± 3	35 ± 3
0,56 NE	-16,62	$0,\!16$		$283{\pm}15$	$130\pm~8$		
0,58 NE	-16,40	$0,\!23$	$61~{\pm}6$	$282{\pm}19$	111 ± 9	77 ± 7	48 ± 6
0,61NE	-16,58	1,26		261 ± 60	80 ± 20		
$0,\!61SE$	-16,31	$0,\!03$	54 ± 2	$286{\pm}5$	104 ± 3	76 ± 2	57 ± 2
$0,\!61SE$	-16,35	$0,\!03$	54 ± 2	$286{\pm}5$	108 ± 2	$80{\pm}2$	57 ± 2
$0,\!61SE$	-16,40	-0,21	71 ± 4	291 ± 9	103 ± 4	94 ± 4	$58{\pm}4$
$0,\!61SE$	-16,41	-0,32	75 ± 3	293 ± 5	$94~{\pm}3$	73 ± 2	61 ± 2
0,62NW	-15,96	$0,\!44$	68 ± 1	277 ± 4	75 ± 1	47 ± 1	31 ± 1
0,62SE	-16,19	$0,\!24$	58 ± 3	$282{\pm}10$	$79~{\pm}4$	$60{\pm}3$	38 ± 3
0,62SE	-16,34	$0,\!22$	$62\ \pm 7$	$282{\pm}22$	$89~{\pm}9$	77 ± 9	53 ± 7
0,62SE	-16,22	$0,\!27$	65 ± 4	$281{\pm}13$	$75\ \pm 5$	47 ± 4	29 ± 4
0,62SE	-16,14	$0,\!69$	62 ± 3	272 ± 11	$67\ \pm 4$	42 ± 3	$30{\pm}3$
0,62SE	-16,36	$0,\!06$	53 ± 2	285 ± 7	$75\ \pm 3$	45 ± 2	36 ± 2
0,62SE	-16,55	$0,\!18$	$66\ \pm 6$	$283{\pm}17$	90 ± 7		
0,63NE	-16,48	-0,23		$292{\pm}9$	$108\pm~5$		
0,63NW	-15,92	$0,\!58$	74 ± 1	275 ± 5	73 ± 2	41 ± 1	$29{\pm}1$
0,63SE	$-16{,}53$	$0,\!02$		$286{\pm}17$	100 ± 8	86 ± 7	57 ± 6
0,63SE	-16,46	-0,23		292 ± 8	108 ± 4		

$0,64 \mathrm{NW}$	-16,50	-0,08	96 ± 4	288 ± 8	107 ± 4	75 ± 4	56 ± 3
$0,64 \mathrm{NW}$	-16,18	$0,\!36$	96 ± 4	$279{\pm}11$	$79~{\pm}4$	48 ± 3	34 ± 3
$0,71 { m NW}$	-16,55	-0,14	73 ± 5	$289{\pm}10$	$87~{\pm}5$	62 ± 4	36 ± 4
0,72NW	-16,51	$0,\!14$	97 ± 4	$284{\pm}11$	$86~{\pm}4$	82 ± 4	54 ± 4
$0,74 \mathrm{NW}$	$-16,\!63$	$0,\!07$	107 ± 5	$285{\pm}10$	82 ± 4	100 ± 5	$99{\pm}5$
1,12SE	-15,89	$0,\!82$	90 ± 14	$270{\pm}51$	$73\ \pm 17$	49 ± 14	37 ± 12
1,12SE	-16,11	$0,\!96$	96 ± 7	267 ± 27	72 ± 9	50 ± 7	37 ± 6
1,12SE	-16,41	$0,\!48$	69 ± 3	277 ± 10	$88~{\pm}4$	58 ± 3	42 ± 3
1,12SE	-16,84	-0,16		$290{\pm}30$	108 ± 15		
1,13SE	-15,91	$0,\!38$	92 ± 6	$279{\pm}16$	$75\ \pm 6$	57 ± 5	41 ± 5
1,13SE	-16,49	-0,67	66 ± 4	301 ± 7	$86~{\pm}4$	$96{\pm}4$	59 ± 4
1,13SE	-16,70	-0,31	72 ± 5	$293{\pm}11$	$71~{\pm}5$		
1,13NW	-15,98	-0,21	85 ± 4	291 ± 8	75 ± 4	61 ± 4	$44{\pm}3$
1,13SE	-15,92	-0,17	69 ± 3	$290{\pm}6$	$69~{\pm}3$	52 ± 2	37 ± 2
1,13SE	-15,90	0,26	$79\ \pm 6$	$281{\pm}15$	$73~{\pm}6$	63 ± 5	42 ± 5
1,14NW	-16,15	$0,\!31$	101 ± 6	$280{\pm}15$	70 ± 6	56 ± 5	38 ± 5
1,14NW	-16,15	$0,\!27$	90 ± 6	$281{\pm}15$	70 ± 6	58 ± 5	38 ± 5
1,14SE	-16,00	$0,\!40$	92 ± 2	278 ± 5	79 ± 2	61 ± 2	44 ± 2
1,15NW	-16,08	$0,\!14$	99 ± 4	$284{\pm}10$	74 ± 4	57 ± 4	39 ± 3
1,16NW	-16,05	-0,02	104 ± 8	287 ± 16	$78~{\pm}7$	56 ± 6	33 ± 6
1,19SE	-16,59	-0,65	103 ± 13	$301{\pm}19$	$84\ \pm10$		
1,19SE	-16,49	-0,43	83 ± 5	$296{\pm}9$	$83\ \pm 5$		
1,20NW	-16,80	$1,\!16$	$139{\pm}12$	$263{\pm}45$	$60\ \pm 12$	$50{\pm}11$	28 ± 9
1,20SE	-16,53	-0,17	75 ± 4	$290{\pm}9$	$87~{\pm}4$	89 ± 5	74 ± 5
1,21SE	-16,37	-0,41	113 ± 4	$295{\pm}6$	$81~{\pm}3$	78 ± 4	63 ± 4
1,22NW	-16,22	$1,\!10$	123 ± 13	$264{\pm}51$	$57\ \pm 13$	43 ± 12	$26{\pm}10$
1,22NW	-16,46	$1,\!26$	132 ± 10	$261{\pm}38$	$60\ \pm 10$	43 ± 9	23 ± 7
1,22SE	-15,95	-0,47	128 ± 7	$297{\pm}10$	$71~{\pm}5$	59 ± 3	43 ± 3
1,24NW	-16,28	$0,\!18$	98 ± 5	$283{\pm}11$	$61~{\pm}4$	57 ± 4	38 ± 4
1,24SE	-15,59	$0,\!25$	141 ± 8	$281{\pm}17$	$61~\pm 6$	42 ± 5	29 ± 5
1,26SE	$-15,\!64$	$1,\!22$	135 ± 3	262 ± 13	54 ± 3	34 ± 6	25 ± 5
1,27SE	-15,96	$1,\!13$	125 ± 5	$264{\pm}21$	54 ± 5	36 ± 2	25 ± 2
1,29SE	-16,01	-0,34	115 ± 3	294 ± 5	68 ± 2	53 ± 4	36 ± 3
1,31SE	-15,84	-0,33	151 ± 8	$294{\pm}11$	63 ± 5	43 ± 2	28 ± 2
1,33SE	-15,86	-0,29	136 ± 4	293 ± 7	65 ± 3	49 ± 5	33 ± 5
1,35SE	-15,78	-0,56	121 ± 3	299 ± 5	80 ± 2	62 ± 3	$44{\pm}3$
1,37SE	$-15,\!68$	-0,31	121 ± 14	293 ± 22	$78\ \pm 10$	57 ± 3	$40{\pm}3$
1,39SE	-15,84	$0,\!20$	122 ± 8	282 ± 18	74 ± 7	51 ± 10	38 ± 9
1,40SE	-16,11	$0,\!39$	126 ± 5	278 ± 11	75 ± 4	64 ± 6	48 ± 6
1,42SE	-16,57	0,75	113 ± 12	271 ± 37	73 ± 12	66 ± 3	50 ± 3
			AM 23	22B			
0,00	-15,67	0,24	72 ± 1	282 ± 4	76±2	70±2	49±1
0,06NW	-15,71	$0,\!50$	71 ± 2	276 ± 6	73 ± 2	66 ± 2	45 ± 2
0,06SE	-15,60	$0,\!23$	$88\ \pm 2$	282 ± 5	68 ± 2	62 ± 2	43 ± 2
0,12NW	-15,74	$0,\!28$	82 ± 2	281 ± 5	76 ± 2	76 ± 2	52 ± 2
0,12SE	-15,47	$0,\!36$	107 ± 2	279 ± 4	57 ± 1	52 ± 1	36 ± 1
0,18NW	$-15,\!69$	$0,\!44$	100 ± 1	277 ± 3	63 ± 1	56 ± 1	39 ± 1

0,18SE	-15,26	0,94	120 ± 1	267 ± 5	49 ± 1	36 ± 1	26 ± 1
0,24NW	$-15,\!48$	$1,\!16$	122 ± 1	263 ± 4	44 ± 1	32 ± 1	22 ± 1
0,24SE	$-15,\!15$	1,07	127 ± 1	265 ± 4	46 ± 1	34 ± 1	24 ± 1
$0,30 { m NW}$	$-15,\!59$	0,70	118 ± 1	272 ± 4	50 ± 1	42 ± 1	28 ± 1
0,30SE	-15,20	$1,\!16$	138 ± 1	263 ± 3	42 ± 1	32 ± 1	22 ± 1
0,36NW	$-15,\!83$	0,03	106 ± 2	286 ± 3	65 ± 1	$66{\pm}1$	47 ± 1
0,36SE	$-15,\!34$	1,07	169 ± 1	265 ± 4	44 ± 1	36 ± 1	24 ± 1
$0,\!43\mathrm{NW}$	$-15,\!89$	$0,\!13$	90 ± 2	284 ± 5	71 ± 2	75 ± 2	47 ± 2
$0,\!43SE$	$-15,\!52$	$0,\!89$	121 ± 2	$268{\pm}6$	49 ± 2	45 ± 2	29 ± 1
$0,49 \mathrm{NW}$	-15,76	0,74	$91~{\pm}1$	271 ± 5	59 ± 1	$60{\pm}1$	41 ± 1
0,49SE	-15,79	0,81	108 ± 2	270 ± 7	50 ± 2	52 ± 2	30 ± 2
0,55NW	$-15,\!57$	$1,\!19$	$91~{\pm}1$	263 ± 6	49 ± 2	45 ± 1	31 ± 1
0,55SE	-15,94	0,78	120 ± 3	271 ± 8	43 ± 2	43 ± 2	25 ± 2
$0,\!61 { m NW}$	$-15,\!60$	1,03	$89\ \pm 1$	$266{\pm}5$	48 ± 1	48 ± 1	34 ± 1
$0,\!61SE$	-16,27	$0,\!49$	123 ± 2	277 ± 6	48 ± 2	42 ± 2	26 ± 2
$0,\!67 { m NW}$	$-15,\!88$	$0,\!60$	$91~{\pm}1$	274 ± 4	50 ± 1	63 ± 1	43 ± 1
0,73NW	-16,25	0,23	70 ± 2	282±5	58 ± 2	85±2	57±2

[*] Logarítmo do fluxo observado de ${\rm H}\beta$ em erg s $^{-1}$ $cm^{-2},$

 $C(H\beta)$ o coeficiente de extinção interestelar,

Fonte: A autora

C ARTIGOS RELACIONADOS

- (1.) KRABBE, A. C.; ROSA, D. A.; DORS, O. L.; PASTORIZA, M. G.; WINGE, C.; HÄGELE, G. F.; CARDACI, M. V.; RODRIGUES, I. Interaction effects on galaxy pairs with Gemini/GMOS- I: Electron density. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 437, p. 1155–1170, 2014.
- (2.) ROSA, D. A.; DORS, O. L.; KRABBE, A. C.; HÄGELE, G. F.; CARDACI, M. V.; PASTORIZA, M. G.; RODRIGUES, I.; WINGE, C. Interaction effects on galaxy pairs with Gemini/GMOS II: oxygen abundance gradients. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, n. 444, p. 2005–2021, 2014.
Interaction effects on galaxy pairs with Gemini/GMOS- I: Electron density

A. C. Krabbe,^{1★} D. A. Rosa,¹ O. L. Dors Jr,¹ M. G. Pastoriza,² C. Winge,³ G. F. Hägele,^{4,5} M. V. Cardaci^{4,5} and I. Rodrigues¹

¹Universidade do Vale do Paraíba, Av. Shishima Hifumi, 2911, Cep 12244-000, São José dos Campos, SP, Brazil

²Instituto de Física, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Av. Bento Gonçalves, 9500, Cep 91359-050, Porto Alegre, RS, Brazil

³Gemini Observatory, c/o AURA Inc., Casilla 603, La Serena, Chile

⁴Instituto de Astrofísica de La Plata (CONICET La Plata–UNLP), Argentina

⁵Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata, Paseo del Bosque s/n, 1900 La Plata, Argentina

Accepted 2013 October 4. Received 2013 September 16; in original form 2013 May 13

ABSTRACT

We present an observational study about the impacts of the interactions on the electron density of HII regions located in seven systems of interacting galaxies. The data consist of long-slit spectra in the range 4400–7300 Å, obtained with the Gemini Multi-Object Spectrograph at Gemini South (GMOS-S). The electron density was determined using the ratio of emission lines [SII] $\lambda 6716/\lambda 6731$. Our results indicate that the electron density estimates obtained of HII regions from our sample of interacting galaxies are systematically higher than those derived for isolated galaxies. The mean electron density values of interacting galaxies are in the range of $N_{\rm e} = 24-532 \,{\rm cm}^{-3}$, while those obtained for isolated galaxies are in the range of $N_{\rm e} = 40-137$ cm⁻³. Comparing the observed emission lines with predictions of photoionization models, we verified that almost all the HII regions of the galaxies AM 1054A, AM 2058B and AM 2306B have emission lines excited by shock gas. For the remaining galaxies, only few HII regions have emission lines excited by shocks, such as in AM 2322B (one point) and AM 2322A (four points). No correlation is obtained between the presence of shocks and electron densities. Indeed, the highest electron density values found in our sample do not belong to the objects with gas shock excitation. We emphasize the importance of considering these quantities especially when the metallicity is derived for these types of systems.

Key words: galaxies: general - galaxies: interactions - galaxies: ISM.

1 INTRODUCTION

The study of physical processes involved in galaxy collisions and mergers in the local Universe is fundamental to understand the formation and evolution of these objects, providing important constraints in simulations of the universe at large scale.

In particular, the chemical abundance is highly modified in interacting/merging galaxies. Kewley et al. (2010) presented a systematic investigation about metallicity gradients in close pairs of galaxies. These authors determined the oxygen abundance (generally used as a tracer of the metallicity Z) along the disc of eight galaxies in close pairs and found metallicity gradients shallower than the ones in isolated galaxies. Similar results have been reached by Krabbe et al. (2011, 2008), who built spatial profiles of oxygen abundance of the gaseous phase of the galaxy pairs AM 2306-721 and AM 2322-2821. This flattening in the oxygen abundance gradient reflects the

The large-scale gas motion created by the interaction induces high star formation rate (SFR) and galactic-scale outflows (Veilleux, Cecil & Bland-Hawthorn 2005), producing shock excitation in starforming regions, such as reported in recent studies of luminous infrared galaxies by Soto & Martin (2012), Rich et al. (2012) and Rich, Kelley & Dopita (2011). In particular, Rich et al. (2011), through integral field spectroscopic data of the luminous infrared galaxies IC 1623 and NGC 3256, showed that broad line profiles are often associated with gas shock excitation in HII regions located in mergers. Similar results were also found by Newman et al. (2012) for the clumpy star-forming galaxy ZC 406690 (see also Soto et al. 2012). These authors pointed out that the broad emission likely originates from large-scale outflows with high mass rates from individual star-forming regions. The changes in galaxies that experience an encounter seem to have a relation with the separation among the objects interacting, such as showed by Scudder et al. (2012).

*E-mail: angela.krabbe@gmail.com

Published by Oxford University Press on behalf of the Royal Astronomical Society

effects of gas redistribution along the galaxy disc due to metal-poor inflow of gas from the outskirts of the centre of interacting galaxies (Rupke, Kewley & Chien 2010).

^{© 2013} The Authors

These authors, using spectroscopy data of a large sample of objects with a close companion taken from the Sloan Digital Sky Survey Data Release, found that the metallicity gradient and the SFR are correlated with the separation of the galaxy pairs analysed, in the sense that the gradients are flatter and the SFR are higher at smaller separations.

Despite recent efforts to probe the properties of interacting galaxies, the electron densities of star-forming regions have been poorly determined in these systems, as well as its correlation with other quantities (e.g. Z, SFR). In galaxy discs of interacting galaxies, where gas motions and gas excited by shock are present, high electron density is expected and can be used as a signature of the presence of these motions and shocks. In fact, Puech et al. (2006), in a study about galaxy interaction, mapped electron densities in six distant galaxies ($z \sim 0.55$) and found that the highest electron density values observed could be associated with the collision between molecular clouds of the interstellar medium and gas inflow/outflow events. These authors derived electron density values lower than 400 cm⁻³, typical of classical H II regions (Castañeda, Vílchez & Copetti 1992; Copetti et al. 2000). However, Puech et al. (2006) used as a sensor the $[O II] \lambda 3729/\lambda 3727$ ratio, which underestimates the electron density in relation to determinations via other line ratios (Copetti & Writzl 2002). Most of oxygen determinations of the gas phase in interacting galaxies (e.g. Krabbe et al. 2008, 2011; Kewley et al. 2010; Rich et al. 2011, 2012; Scudder et al. 2012) are based on theoretical models that consider low electron density values of 10–200 cm $^{-3}$ (Dopita et al. 2000; Kewley & Dopita 2002; Dors et al. 2011; Krabbe et al. 2011). If the electron density values considerably differ from those considered in the models, the oxygen abundance estimations will be doubtful. In fact, Oey & Kennicutt (1993) showed that systematic variations in the nebular density introduce significant uncertainties into the abundances obtained using methods based on strong emission lines. They found that differences between 10 and 200 cm⁻³, a typical range for the electron density derived in giant H II regions (e.g. Kennicutt 1984; O'dell & Castañeda 1984; Castañeda et al. 1992; Copetti et al. 2000), reflect variations up to 0.5 dex in oxygen abundances, mainly for the high-metallicity regime. These variations can increase even more when higher electron density values, such as the ones found in star-

Table 1. Galaxy sample.

forming clumps (e.g. $300-1800 \text{ cm}^{-3}$; Newman et al. 2012), are considered in abundance determinations.

In this paper, we used long-slit spectroscopic data of a sample of seven pair galaxies to verify the effects of the interaction on the electron density in these systems. This work is organized as follows. In Section 2, we summarize the observations and data reduction. In Section 3, the method to compute the electron density is described. Results and discussion are presented in Sections 4 and 5, respectively. The conclusions of the outcomes are given in Section 6.

2 OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

We have selected several systems from Ferreiro & Pastoriza (2004) to study the effects of the kinematics, stellar population, gradient abundances and electron densities of interacting galaxies. The first results of this programme were presented for AM2306-721 (Krabbe et al. 2008) and AM2322-821 (Krabbe et al. 2011). Table 1 summarizes the main characteristics of the systems: identification, morphology, position, radial velocity, apparent *B* magnitude and other designations.

Long-slit spectroscopic data were obtained in May, June and July 2006 and 2007, and July 2008 with the Gemini Multi-Object Spectrograph at Gemini South (GMOS-S) attached to the 8 m Gemini South telescope, Chile, as part of the poor weather programmes GS-2006A-DD-6, GS-2007A-Q-76 and GS-2008A-Q-206. Spectra in the range 4400–7300 Å were acquired with the B600 grating, and 1 arcsec slit width, assuming a compromise between spectral resolution (5.5 Å), spectral coverage and slit losses (due to the Image Quality = ANY constraint). The frames were binned on-chip by 4 and 2 pixels in the spatial and spectra directions, respectively, resulting in a spatial scale of 0.288 arcsec pixel⁻¹ and dispersion of 0.9 Å pixel⁻¹.

Spectra were taken at different position angles on the sky, with the goal of observing the nucleus and the brightest regions of the galaxies. The exposure time on each single frame was limited to 700 s to minimize the effects of cosmic rays, with multiple frames being obtained for each slit position to achieve a suitable signal. The slit positions for each system are shown in Fig. 1, superimposed on the GMOS-S r' acquisition images. Table 2 gives the journal

ID	Morphology	$\alpha(2000)$ (^{h m s})	δ(2000) (°′″)	cz (km s ⁻¹)	m _B (mag)	Others' names
AM 1054-325	Sm [2]	10 56 58.2	-33 09 52.0	3 788 [10]	14.55 [2]	ESO 376-IG 027
	Sa [5]	10 57 04.2	-33 09 21.0	3 850 [5]	15.41 [8]	ESO 376- G 028
AM 1219-430	Sm [6]	12 21 57.3	$-43\ 20\ 05.0$	6 957 [3]	14.30 [7]	ESO 267-IG 041
	S? [6]	12 22 04.0	-43 20 21.0	6 879 [3]	_	FAIRALL 0157
AM 1256-433	E [3]	12 58 50.9	-43 52 30.0	9 215 [3]	14.75 [8]	ESO 269-IG 022 NED01
	E [3]	12 58 50.6	-43 52 53.0	9 183 [3]	16.17 [8]	ESO 269-IG 022 NED02
	SBC [3]	12 58 57.6	-43 50 11.0	9 014 [3]	16.41 [1]	ESO 269-IG 023 NED01
AM 2058-381	Sbc [6]	21 01 39.1	-38 04 59.0	12 383 [3]	14.91 [1]	ESO 341- G 030
	?	21 01 39.9	-38 05 53.0	12 460 [3]	16.24 [1]	ESO 341- G 030 NOTES01
AM 2229-735	SO? [3]	22 33 43.7	-73 40 47.0	17 535 [3]	15.98 [1]	AM 2229-735 NED01
	?	22 33 48.3	$-73\ 40\ 56.0$	17 342 [3]	17.36 [1]	AM 2229-735 NED02
AM 2306-721	SAB(r)c	23 09 39.3	-71 01 34.0	8 919 [4]	14.07 [1]	ESO 077- G 003
	?	23 09 44.5	$-72\ 00\ 04.0$	8 669 [4]	14.47 [1]	ESO 077-IG 004
AM 2322-821	SA(r)c	23 26 27.6	-815442.0	3 680 [3]	13.35 [1]	ESO 012- G 001, NGC 7637
	?	23 25 55.4	-81 52 41.0	3 376 [4]	15.41 [1]	ESO 012- G 001 NOTES01

References: [1] Ferreiro & Pastoriza (2004); [2] Weilbacher et al. (2000); [3] Donzelli & Pastoriza (1997); [4] Krabbe et al. (2011); [5] Lauberts (1982)); [6] Paturel et al. (2003); [7] de Vaucouleurs et al. (1991); [8] Lauberts & Valentijn (1989); [9] Huchra et al. (2012); [10] Jones et al. (2009).

Conventions: α , δ – equatorial coordinates.



Figure 1. The slit positions for each system are shown superimposed on the GMOS-S r' acquisition image.

of observations. Conditions during the observing runs were not photometric, with thin cirrus and image quality in the range 0.6–1.7 arcsec (as measured from stars in the acquisition images taken just prior to the spectroscopic observations).

The spectroscopic data reduction was carried out using the GEMINI.GMOS package and generic IRAF¹ tasks. We followed the stan-

dard procedure: (1) the data were bias subtracted and flat-fielded; (2) the wavelength calibration was established from the Cu–Ar arc frames with typical residuals of 0.2 Å and applied to the object frames; (3) the individual spectra of the same slit positions and wavelength range were averaged with cosmic ray rejection; (4) the object frames were sky subtracted interactively using the GSSKYSUB task, which uses a background sample of off-object areas to fit a function to the specified rows, and this fit was then subtracted from the column of each spectrum; (5) the spectra were relative flux calibrated using observations of a flux standard star taken with the same set up as the science observations; (6) finally,

¹ Image Reduction and Analysis Facility, distributed by National Optical Astronomy Observatory, operated by AURA, Inc., under agreement with NSF.

Table 2. Journal of observations.

Object	Date	Exposure time (s)	PA (°)	$\Delta \lambda (Å)$
AM 1054-325	2007-06-21	4×600	77	4280-7130
AM 1219-430	2007-06-06	4×600	25	4280-7130
	2007-05-26	4×600	162	4280-7130
	2007-06-22	4×600	341	4280-7130
AM 1256-433	2007-07-06	4×600	292	4280-7130
	2007-06-21	4×600	325	4280-7130
AM 2058-381	2006-05-20	4×600	42	4351-7213
	2007-05-26	4×600	94	4351-7213
	2007-05-24	4×600	125	4351-7213
	2007-05-30	4×600	350	4351-7213
AM 2229-735	2006-07-20	6×600	134	4390-7250
	2006-07-16	6×600	161	4390-7250
AM 2306-721	2006-06-20	4×600	118	4280-7130
	2006-06-20	4×600	190	4280-7130
	2006-06-20	4×600	238	4280-7130
AM 2322-821	2006-07-01	3×700	59	4280-7130
	2008-07-27	6×600	60	4280-7130
	2006-06-30	6×600	318	4280-7130

one-dimensional spectra were extracted from the two-dimensional spectra by summing over four rows along the spatial direction. Each spectrum, therefore, comprises the flux contained in an aperture of 1 arcsec \times 1.152 arcsec.

The intensities of the H β , [O III] λ 5007, [O I] λ 6300, H α , [N II] λ 6584 and [S II] $\lambda\lambda$ 6716, 6731 emission lines were measured using a single Gaussian line profile fitting on the spectra. We used the IRAF SPLOT routine to fit the lines, with the associated error being given as $\sigma^2 = \sigma_{cont}^2 + \sigma_{line}^2$, where σ_{cont} and σ_{line} are the continuum rms and the Poisson error of the line flux, respectively. Furthermore, we considered only measurements whose continuum around λ 6700 Å reaches a signal-to-noise S/N \geq 8. The emission line intensities were not corrected for the interstellar extinction, because it is negligible due to the small separation between the [S II] λ 6716 and λ 6731 emission lines.

3 DETERMINATION OF THE ELECTRON DENSITY

The electron density $N_{\rm e}$ was derived from the [S II] $\lambda 6716/\lambda 6731$ emission line intensity ratio by solving numerically the equilibrium equation for an *n*-level atom approximation using the TEMDEN routine of the NEBULAR package of the STSDAS/IRAF, assuming an electron

temperature of 10 000 K, because temperature sensitive emission lines were unobservable in our sample.

The references for the collision strengths, transition probabilities and energy levels are Ramsbottom, Bell & Stafford (1996), Verner, Verner & Ferland (1987), Keenan et al. (1993) and Bowen (1960). There are two main sources of errors in the determination of electron densities. One is the dependence of the N_e on the electron temperature T_e assumed. However, this dependence is weak in the range of temperatures usually found in galactic H II regions (e.g. Copetti et al. 2000). We adopted a mean electron temperature of 10 000 K as a representative value, because it is a typical electron temperature value for these kinds of objects and there are no estimations for our sample. The other main source of error is the saturation of the line ratio for both low and high values of the electron density, which makes the [S II] λ 6716/ λ 6731 ratio a reliable sensor of the electron density in the range of 2.45 < log N_e (cm⁻³) < 3.85 (Stanghellini & Kaler 1989).

4 RESULTS

Fig. 2 shows a sample of the spectra of some H II regions of the galaxies around the [S II] $\lambda\lambda6716$, 6731 emission lines. The profiles of log ([O I] $\lambda6300/H\alpha$), [S II] $\lambda6716/\lambda6731$ ratio and N_e as a function of the galactocentric radius for the galaxies are shown in Figs 3–14. The intensity of log ([O I] $\lambda6300/H\alpha$) was plotted only for the apertures for which the electron density determination was possible. The galactocentric radius is not corrected by galaxy inclination. In Fig. 1, the adopted centre of each galaxy is marked with a red cross. Table 3 presents some statistics of the [S II] $\lambda6716/\lambda6731$ ratio and electron density measurements, including the number *N* of distinct nebular areas, the mean, the median, the maximum and minimum, and the standard deviation σ . The results for each system are presented separately.

4.1 AM 1054-325

This system is composed of a peculiar spiral with disturbed arms (hereafter AM 1054A) and a spiral-like object (hereafter AM 1054B). AM 1054A contains very luminous H II regions along their galactic disc. As can be seen in Fig. 1, AM 1054A seems to have two nuclei. According to the measurements obtained from Weilbacher et al. (2000), the 'main' nucleus of this galaxy (ESO 376-IG 027) is the reddest [(B - V) = 0.52], while the other (ESO-LV 3760271) has the blue colours of a strong starburst



Figure 2. A sample of spectra in the range of 6600–6800 Å from areas of different galaxies. The flux scale was normalized to the peak of [S II] λ 6716.



Figure 3. AM 1054-325. log ([O I λ 6300/H α) ratio, [S II] λ 6716/ λ 6731 ratio and N_e as a function of the galactocentric radius for AM 1054A.



Figure 4. Same as Fig. 3, but for AM 1054B.

[(B - V) = 0.21]. Names of both nuclei are marked in Fig. 1. The measured radial velocity is 3788 km s⁻¹ (Jones et al. 2009) and 3853 km s⁻¹ (Sekiguchi & Wolstencroft 1993) for ESO 376-IG 027 and ESO-LV 3760271, respectively. Therefore, the small difference found between their radial velocities together with the perturbed morphology of the galaxy seems to indicate that these objects are gravitationally bound. For AM 1054A, the electron density values estimated from the [S II] $\lambda 6716/\lambda 6731$ ratio (see Fig. 3) present variations of relatively high amplitude along the radius of the galaxy, with the minimum value of $N_e = 65 \text{ cm}^{-3}$ and the maximum of $N_e = 681 \text{ cm}^{-3}$. We found a mean density of $N_e = 434 \pm 53 \text{ cm}^{-3}$. In this galaxy, the slit position is cutting a bright star-forming region, but does not cross the nucleus of the galaxy. For AM1054B, only few apertures



Figure 6. Same as Fig. 3, but for AM 1219B.

had the [S II] $\lambda\lambda 6716$, 6731 emission lines with enough signal to be measured. A mean density of $N_{\rm e} = 1\,130 \pm 187\,{\rm cm}^{-3}$ was derived for this galaxy.

4.2 AM 1219-430

This pair is composed of a disturbed spiral (hereafter AM 1219A) and a smaller disc galaxy (AM 1219B). AM 1219A shows a tidal tail produced by the interaction of the galaxies, with very bright H $\scriptstyle\rm II$

regions. Systemic velocities of 6957 and $6879 \,\mathrm{km \, s^{-1}}$ were estimated by Donzelli & Pastoriza (1997) for AM 1219A and AM1219B, respectively.

The distribution of electron densities exhibits variations of high amplitude across the radius of the main galaxy in the range of $N_e = 85-1073 \text{ cm}^{-3}$. We found a mean density of $N_e = 532 \pm 56 \text{ cm}^{-3}$. As in the case of AM 1054B, only for few apertures of AM 1219B the [S II] $\lambda\lambda$ 6716, 6731 emission lines have enough signal to be measured. A mean density of





 $N_{\rm e} = 1408 \pm 282 \,{\rm cm}^{-3}$ was derived for this galaxy. Interestingly, the $N_{\rm e}$ increases towards the outskirts of this galaxy. This region is at the end of the spiral arm to the north-west.

4.3 AM 1256-433

AM 1256-433 is a system composed of three galaxies. Two are elliptical with very bright nuclei, ESO 269-IG 022 NED01 and

ESO 269-IG 022 NED02, and one very disturbed spiral galaxy, ESO 269-IG 023 NED01, hereafter AM 1256B. In addition, an isolated disc galaxy, ESO 269-IG 023 NED02/PGC 543979 ($\alpha = 12^{h} 59^{m} 00\%$ and $\delta = -43^{h} 50^{m} 23^{s}$ J2000), appears in the field of view of this system, about 30 arcsec to the south-east of the centre of AM 1256B. From our data, we obtained for this isolated galaxy a heliocentric velocity of 18 896 km s⁻¹ indicating that it does not belong to this system, and it was incorrectly associated



Figure 10. Same as Fig. 3, but for AM 2229A.

with AM 1256-433 by Donzelli & Pastoriza (1997), Ferreiro & Pastoriza (2004) and Ferreiro, Pastoriza & Rickes (2008). In Fig. 1, only AM 1256B and the isolated galaxy ESO 269-IG 023 NED02 are shown.

As can be seen in Fig. 7, some regions (for example at about 6 and 12 kpc from the centre of the galaxy) present unphysically large values of the $[S II] \lambda 6716/\lambda 6731$ ratio, above the theoretical value of 1.4, the value for the low-density limit according to

the Osterbrock & Ferland (2006) curve for this relation. There could be some uncertainties associated with the measurements of these sulphur emission lines, due to the placement of the continuum and deblending of the lines, that might produce larger values of the [S II] ratio than the expected ones. Values of the [S II] ratio larger than the 1.4 upper limit were already observed in other studies using different kinds of instruments (e.g. Kennicutt, Keel & Blaha 1989; Zaritsky, Kennicutt & Huchra 1994; Lagos et al. 2009;



Figure 12. Same as Fig. 3, but for AM 2306B.

Relaño et al. 2010; López-Hernández et al. 2013). As pointed out by López-Hernández et al. (2013), the theoretical density determination also needs to be adjusted to the sulphur atomic data and deserves to be revisited. From a spatial distribution study of the electron density in a sample of H II regions in M33, these authors highlighted that when values of the $\lambda 6716/\lambda 6731$ ratio above the 1.4 limit are obtained, it is reasonable to assume that the electron densities are lower than 10 cm^{-3} . They also noted that a safe way to proceed is to take $N_e = 100 \text{ cm}^{-3}$, because even before reaching the 1.4 limit, the estimation of the electron density is very uncertain. A mean density of $N_e = 181 \pm 36 \,\mathrm{cm}^{-3}$ was derived for this galaxy. Again, the N_e increases towards the outskirts of this galaxy, corresponding to the end of the spiral arm at south-east.

4.4 AM 2058-381

This system of galaxies is a typical M51-type pair. It has a systemic velocity of $cz = 12286 \text{ km s}^{-1}$ (Donzelli & Pastoriza 1997) and





consists of a main galaxy with two spiral arms (hereafter AM 2058A) and a companion irregular galaxy (hereafter AM 2058B).

The electron densities obtained for AM 2058A have variations across the galaxy in the range of $N_e = 33-911 \text{ cm}^{-3}$, and these values are not dependent upon the position. Due to the small radius of AM 2058B, only a few apertures could be extracted for this galaxy. The electron densities (see Fig. 9) are relatively low, with

a mean value of $N_e = 86 \pm 33 \text{ cm}^{-3}$, which is compatible with estimations for giant extragalactic H II regions (e.g. Castañeda et al. 1992).

4.5 AM 2229-735

This pair of galaxies consists of a main spiral galaxy strongly disturbed (hereafter AM 2229A) and a smaller disc galaxy that could

[S π] λ6716/λ6731						$N_{\rm e}({\rm cm}^{-3})$					
Ν	Mean	Median	Max	Min	σ	Ν	Mean	Median	Max	Min	σ
16	1.19	1.08	1.70	0.97	0.93	13	434	462	681	65	191
3	0.86	0.85	0.92	0.79	0.07	3	1130	1082	1476	833	324
29	1.12	1.06	1.77	0.86	0.23	26	532	518	1073	85	286
5	0.70	0.82	0.92	0.23	0.27	4	1408	1294	2189	855	564
43	1.48	1.42	2.08	0.99	0.27	22	181	317	626	7	168
20	1.38	1.26	2.22	0.90	0.37	13	376	318	911	33	263
8	1.47	1.42	1.80	1.24	0.19	4	86	60	184	42	66
33	1.60	1.59	2.61	0.19	0.59	7	346	226	686	28	280
8	1.41	1.44	1.60	1.16	0.16	5	131	107	298	32	99
15	1.38	1.30	2.88	0.92	0.47	11	300	212	826	19	273
81	1.41	1.42	1.89	0.85	0.20	41	200	103	1121	11	259
23	1.47	1.43	1.74	1.35	0.10	12	24	15	75	3	23
	N 16 3 29 5 43 20 8 33 8 15 81 23	N Mean 16 1.19 3 0.86 29 1.12 5 0.70 43 1.48 20 1.38 8 1.47 33 1.60 8 1.41 15 1.38 81 1.41 23 1.47	$\begin{array}{c c c c c c c c c c c c c c c c c c c $	$\begin{array}{c c c c c c c c c c c c c c c c c c c $	$\begin{array}{c c c c c c c c c c c c c c c c c c c $	$\begin{array}{c c c c c c c c c c c c c c c c c c c $	$\begin{array}{c c c c c c c c c c c c c c c c c c c $	$\begin{array}{c c c c c c c c c c c c c c c c c c c $	$ \begin{array}{c c c c c c c c c c c c c c c c c c c $	$\begin{array}{c c c c c c c c c c c c c c c c c c c $	$\begin{array}{c c c c c c c c c c c c c c c c c c c $

Table 3. [S II] ratio and electron density statistics.

be connected to the main one by a bridge. AM 2229A has a very massive nucleus of $M = 5 \times 10^8 \,\mathrm{M_{\odot}}$ (Ferreiro et al. 2008) and very bright H II regions. Only the primary galaxy was observed.

Most of observed regions in AM 2229A present unphysically large values of the S II ratio according to the Osterbrock & Ferland (2006) curve for the relation between this ratio and the electron density. We derived a mean electron density of $N_e = 346 \pm 95$ cm⁻³.

4.6 AM 2306-721

AM 2306-721 is a pair composed of a spiral galaxy with disturbed arms (hereafter AM 2306A) interacting with an irregular galaxy (hereafter AM 2306B). Both galaxies contain very luminous H II regions with H α luminosity in the range of 8.30 ×10³⁹ $\leq L$ (H α) $\leq 1.32 \times 10^{42}$ erg s⁻¹ and high SFR in the range of 0.07–10 M $_{\odot}$ yr⁻¹, as estimated from H α images by Ferreiro et al. (2008).

The few measurements of electron densities provide values in the range of $N_e = 32-298 \text{ cm}^{-3}$ and $N_e = 19-826 \text{ cm}^{-3}$ for AM 2302A and AM 2306B, respectively. Although we do not have estimates of the electron density at the centre of the main galaxy, the spatial profile seems to indicate an increase in the N_e towards the centre of the galaxy, which could be a consequence of gas inflow. Again, in the secondary galaxy, the electron density smoothly increases from about 4 kpc towards the outer regions of the galaxy to the end of the spiral arm at the south-east.

4.7 AM 2322-821

AM 2322-821 is composed of an SA(r)c galaxy with disturbed arms (hereafter AM 2322A) in interaction with an irregular galaxy (hereafter AM 2322B). Both galaxies contain very luminous H II regions with $2.53 \times 10^{39} \le L$ (H α) $\le 1.45 \times 10^{41}$ erg s⁻¹ and SFR from 0.02 to 1.15 M_{\odot} yr⁻¹ (Ferreiro et al. 2008).

The distribution of electron temperatures exhibits variations of very low amplitude across the radius of AM 2322A. One region (at about 2 kpc from the centre of the galaxy) has four values of densities systematically higher than the other apertures along the radius of galaxy. This region is marked in Fig. 15. In this region, the values of densities are in the range of $N_e = 803-1121$ cm⁻³. We found a mean electron density of $N_e = 200 \pm 12$ cm⁻³. AM 2322B presents a relatively homogeneous electron density distribution, with a mean density of $N_e = 24 \pm 4.8$ cm⁻³. This is the galaxy with the lowest density in our sample.

5 DISCUSSION

To verify if there are differences between the N_e values observed in the H II regions of our sample and those obtained in isolated galaxies, we have calculated the electron densities from published measurements of the [S II] line ratio for disc H II regions in the isolated galaxies M101, NGC 1232, NGC 1365, NGC 2903, NGC 2997 and NGC 5236 and compared these values with our results. The data of these objects were taken from Kennicutt, Bresolin & Garnett (2003) for M101 and from Bresolin et al. (2005) for the other galaxies. The same atomic parameters and electron temperature adopted for our determinations were used. The spatial profiles of the [S II] $\lambda 6716/\lambda 6731$ ratio and the electron densities derived for some H II regions in the isolated galaxies are shown in Fig. 16.

As can be seen in this figure, the estimated electron densities are relatively homogeneous along the radius of each isolated galaxy. The derived mean electron densities are in the range of $N_{\rm e} = 40 - 137 \,\mathrm{cm}^{-3}$. Only one high value of $N_{\rm e} \approx 900 \,\mathrm{cm}^{-3}$ is derived in the central region of NGC 5236. It is a metal-rich H II region, with a low electron temperature of $T_{\rm e}$ (O III) = 4000 ± 2000 K and an oxygen abundance of $12 + \log(O/H) \approx 8.9$ dex as derived by Bresolin et al. (2005). This high value can be caused by mass-loss and strong stellar winds from embedded Wolf-Rayet stars, which are common in metal-rich environments (e.g. Schaerer et al. 2000; Bresolin & Kennicutt 2002; Pindao et al. 2002). If the adopted electron temperature is $T_{\rm e}(\rm O\,{\scriptstyle III}) = 4000\,\rm K$, an estimation of $N_{\rm e} \approx 623\,\rm cm^{-3}$ is obtained. This value is about 30 per cent lower than the one obtained assuming an electron temperature of $T_e(O \square) = 10000 \text{ K}$. Then, even though the dependence of the N_e on the electron temperature is weak, it could have an important effect when temperature fluctuations of high amplitude were observed in HII regions.

The values of the electron density obtained from our sample of interacting galaxies are systematically higher than those derived for the isolated ones. The mean electron density values derived by us for the interacting galaxies in our sample are in the range of $N_e = 24-532$ cm⁻³, which also show higher values than for isolated galaxies. Newman et al. (2012), for the clumpy star-forming galaxy ZC 406690, also obtained high electron density values ($N_e = 300-1800$ cm⁻³). Moreover, several of our interacting galaxies (AM 2306B, AM 1219A and AM 1256B) show a slight increment of the N_e in the outer parts of the galaxy, opposite of what is observed in the isolated galaxies, where the electron density values found in the outlying parts for the majority of the objects of



Figure 15. Image of AM 2322A with the region of high density (see the text) marked with a circle.

our sample would be due to zones of induced star formation by a direct cloud–cloud interaction (for a review see Bournaud 2011). In these regions, turbulent flows can locally compress the gas, forming overdensities that subsequently cool and collapse into star-forming clouds (Elmegreen 2002; Duc et al. 2013). Although we do not have estimates of the electron density at the centre of AM 2306A, the spatial profile seems to indicate an increase of N_e towards the centre of the galaxy, which could be due to inflowing gas. However, in only a few regions in this galaxy it was possible to estimate N_e ; therefore, this is a marginal conclusion.

It is worth mentioning that H II regions seemed to be inhomogeneous, and the zones where most of the emission from the ionized gas is originated only occupy a small fraction of the total volume (i.e. small filling factor). Hence, our electron density values derived from the [S II] emission lines are representative of a fraction of the total volume of the H II region (referred to as in situ electron densities). According to Giammanco et al. (2004), these inhomogeneities, if optically thick, can modify the determinations of electron temperatures and densities, ionization parameters and abundances. Copetti et al. (2000) presented a study on internal variation of the electron density in a sample of spatially resolved galactic HII regions of different sizes and evolutionary stages. These authors found that the electron density within H II regions (e.g. S 307) can range from about 30 to 600 cm⁻³, and a filling factor of the order of 0.1 is compatible with their data. Therefore, the estimated electron densities could be about 10 per cent of the in situ values sampled by the sulphur line ratio.

An important issue is to study the origin of the high electron density values found in the H $\,\Pi$ regions of our sample. The presence of gas shock excitation in interacting galaxies is very important not only because they affect quantities derived from spectroscopy, but

also because they act as a mechanism for dissipating the kinetic energy and the angular momentum of the infalling gas in merging systems, as discussed by Rich et al. (2011). The gas shock also increases the density due to the compression of the interstellar material. To analyse if the presence of shock-excited gas produces the high electron density values, the diagnostic diagram [O III] λ 5007/H β versus [O I] λ 6300/H α proposed by Baldwin, Phillips & Terlevich (1981) and Veilleux & Osterbrock (1987), and used to separate objects ionized by stars, by shocks and/or active nuclei (AGN), was considered.

In Fig. 17, the diagnostic diagram containing the data of the H II regions studied by us is shown. The galaxy nucleus data are not shown in this diagram. We also show in this plot the line proposed by Kewley et al. (2006) to separate objects with distinct ionizing sources: shock gas and massive star excitations. We can see that all the H II regions in AM 1054A, AM 2058B, AM 2306B, and some regions in AM 2322A (three apertures) and AM 2322B (one aperture) occupy the area where objects with shock as the main ionizing source are located. The number of objects represented in Fig. 17 differs from those in the profile figures (Figs 3–14) because the [O III] λ 5007/H β ratio could not be measured for all apertures. From the comparison of the spatial profiles of the electron density and the logarithm of [O I] λ 6300/H α in the AM 1054A, AM 2058B and AM 2306B galaxies (Figs 3, 9 and 12, respectively), we can note the following.

(i) AM 1054A: all regions of this galaxy have gas shock excitation and the values of electron density are relatively high.

(ii) AM 2058B: it is a small galaxy and only a few apertures could be extracted. As can be seen in Fig. 17, all four disc H $\scriptstyle\rm II$ regions of this galaxy have gas shock excitation, and from Fig. 9,



Figure 16. Profiles of the electron density as a function of R/R_0 , where R_0 is the galactocentric distance deprojected for the isolated galaxies M101, NGC 1232, NGC 1365, NGC 2903, NGC 2997 and NGC 5236.

we can note that these regions present low electron density values $(<200 \text{ cm}^{-3})$.

(iii) AM 2306B: the regions with highest [O₁] λ 6300/H α and N_e values (\approx 700 cm⁻³) lie in the outskirts of galaxy. As can be seen in Fig. 12, it seems to be a trend in this object: from about 4 kpc both the N_e and the [O₁]/H α ratio increase to the outer parts of the galaxy; in the inner part (up to 2 kpc), the profiles of these two quantities are almost flat showing low values.

It is essential to find out the cause of the high electron density values associated with the shock excitation region in interacting galaxies to understand how the flux gas works in them. High-velocity gas motions can destroy molecular clouds and quench star formation (Tubbs 1982). To investigate if the high electron density values found in our sample are associated with the presence of excitation by gas shock, we plotted in Fig. 18 the N_e versus the logarithm of the observed [O I] λ 6300/H α emission line ratio. Objects with distinct gas excitation source, according to Fig. 17, are indicated by different symbols. No correlation is obtained between the presence of shocks and electron densities. The highest electron density values found in our sample do not belong to objects with gas shock excitation. Therefore, the high electron density values found in the H II regions of our sample do not seem to be caused by the presence of gas shock excitation. However, a deeper analysis such as



Figure 17. Diagnostic diagram of $[O III] \lambda 5007/H\beta$ versus $[O I] \lambda 6300/H\alpha$. The black solid line from Kewley et al. (2006) separates the objects ionized by massive stars from the ones containing active nuclei and/or shock-excited gas. The data for distinct galaxies are marked by different symbols as indicated. The typical error bar (not shown) of the emission line ratios is about 10 per cent.

investigating the presence of a correlation between the velocity dispersion of some emission line and its intensity (e.g. Storchi-Bergmann et al. 2007) or the implications of multiple kinematical components in the emission line profiles on the derived properties (Amorín et al. 2012; Hägele et al. 2012, 2013) is necessary to confirm our result. Interestingly, the objects with the highest electron density values present the smallest [O₁] λ 6300/H α line intensity ratios.

6 CONCLUSIONS

An observational study of the effects of the interaction on the electron densities from the H $\scriptstyle\rm II$ regions along the radius of a sample of interacting galaxies is performed. The data consist of long-slit spectra of high signal-to-noise ratio in the 4390–7250 Å obtained

with the GMOS-S. The electron density was determined using the ratio of lines [S II] $\lambda 6716/\lambda 6731$. The main findings are the following.

(i) The electron density estimates obtained for some H II regions of our sample of interacting galaxies are systematically higher than those derived for isolated galaxies in the literature. The mean electron density values of interacting galaxies are in the range of $N_e = 24-532 \text{ cm}^{-3}$, while those obtained for isolated galaxies are in the range of $N_e = 40-137 \text{ cm}^{-3}$.

(ii) Some interacting galaxies: AM 2306B, AM 1219A and AM 1256B show an increment of N_e towards the outskirts of each system. This kind of relation is not observed in isolated galaxies, where the electron density profile is rather flat along the radius of each galaxy.



Figure 18. Electron density values N_e derived for our sample versus the observed [O 1] $\lambda 6300/H\alpha$ ratio. The squares represent regions ionized by massive stars while the triangles represent those with gas shock excitation, according to the diagnostic diagram presented in Fig. 17.

(iii) The galaxies where the mechanism of gas shock excitation is present in almost all the H \mbox{I} regions are AM 1054A, AM 2058B and AM 2306B. For the remaining galaxies, only few H \mbox{I} regions have emission lines excited by shocks, such as in AM 2322B (one point) and AM 2322A (four points). It is noteworthy that only in three of all objects analysed here, the main excitation mechanism for all of their H \mbox{I} regions is shocks.

(iv) No correlation is obtained between the presence of shocks and electron densities. Indeed, the highest electron density values found in our sample do not belong to the objects with gas shock excitation. Therefore, the high electron density values found in the H \mbox{II} regions of our sample do not seem to be caused by the presence of gas shock excitation.

ACKNOWLEDGEMENTS

This work is based on observations obtained at the Gemini Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the NSF on behalf of the Gemini partnership: the National Science Foundation (United States), the Science and Technology Facilities Council (United Kingdom), the National Research Council (Canada), CONICYT (Chile), the Australian Research Council (Australia), Ministério da Ciencia e Tecnologia (Brazil) and SECYT (Argentina).

ACK, OLD and DAR acknowledge the support of FAPESP, process 2010/01490-3, 2009/14787-7 and 2011/08202-6, respectively.

We also thank Ms. Alene Alder-Rangel for editing the English in this manuscript.

REFERENCES

- Amorín R., Vílchez J. M., Hägele G. F., Firpo V., Pérez-Montero E., Papaderos P., 2012, ApJ, 754, L22
- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, PASP, 93, 5
- Bournaud F., 2011, EAS Publ. Ser., 51, 107
- Bowen I. S., 1960, ApJ, 132, 1
- Bresolin F., Kennicutt R. C., 2002, ApJ, 572, 838
- Bresolin F., Schaerer D., González Delgado R. M., Stasińska G., 2005, A&A, 441, 981
- Castañeda H. O., Vílchez J. M., Copetti M. V. F., 1992, A&A, 260, 370
- Copetti M. V. F., Writzl B. C., 2002, A&A, 382, 282
- Copetti M. V. F., Mallmann J. A. H., Schmidt A. A., Castañeda H. O., 2000, A&A. 357, 621
- de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin H. G., Jr, Buta R. J., Paturel G., Fouqué P., 1991, Third Reference Catalogue of Bright Galaxies Sky and Telescope. Springer, New York, p. 621
- Donzelli C. J., Pastoriza M. G., 1997, ApJS, 111, 181
- Dopita M. A., Kewley L. J., Heisler C. A., Sutherland R. S., 2000, ApJ., 542, 224
- Dors O. L., Jr, Krabbe A., Hägele G. F., Pérez-Montero E., 2011, MNRAS, 415, 3616
- Duc P.-A., Belles P.-E., Brinks E., Bournaud F., 2013, in Wong T., Ott J., eds, Proc. IAU Symp. 292, Molecular Gas, Dust, and Star Formation. Cambridge Univ. Press, Cambridge, p. 323
- Elmegreen B. G., 2002, ApJ, 577, 206
- Ferreiro D. L., Pastoriza M. G., 2004, A&A, 428, 837
- Ferreiro D. L., Pastoriza M. G., Rickes M., 2008, A&A, 481, 645
- Giammanco C., Beckman J. E., Zurita A., Relaño M., 2004, A&A, 424, 877
- Hägele G. F., Firpo V., Bosch G., Díaz Á. I., Morrell N., 2012, MNRAS, 422, 3475

- Hägele G. F., Díaz Á. I., Terlevich R., Terlevich E., Bosch G. L., Cardaci M. V., 2013, MNRAS, 432, 810
- Huchra J. P. et al., 2012, ApJS, 199, 26
- Jones D. H. et al., 2009, MNRAS, 399, 683
- Keenan F. P., Hibbert A., Ojha P. C., Collon E. S., 1993, Phys. Scr. A., 47, 48
- Kennicutt R. C., 1984, ApJ, 287, 116
- Kennicutt R. C., Jr, Keel W. C., Blaha C. A., 1989, AJ, 97, 1022
- Kennicutt R. C., Bresolin F., Garnett D. R., 2003, ApJ, 591, 801
- Kewley L. J., Dopita M. A., 2002, ApJS, 145, 35
- Kewley L. J., Groves B., Kauffmann G., Heckman T., 2006, MNRAS, 372, 961
- Kewley L. J., Rupke D., Jabran Hahid H., Geller M. J., Barton E. J., 2010, ApJ, 721, L48
- Krabbe A. C., Pastoriza M. G., Winge C., Rodrigues I., Ferreiro D. L., 2008, MNRAS, 389, 1593
- Krabbe A. C., Pastoriza M. G., Winge C., Rodrigues I., Dors O. L., Ferreiro D. L., 2011, MNRAS, 416, 38
- Lagos P., Telles E., Muñoz-Tuñón C., Carrasco E. R., Cuisinier F., Tenorio-Tagle G., 2009, AJ, 137, 5068
- Lauberts A., 1982, Garching: European Southern Observatory (ESO)
- Lauberts A., Valentijn E. A., 1989, The Messenger, 56, 31
- López-Hernández J., Terlevich E., Terlevich R., Rosa-González D., Díaz Á., García-Benito R., Vílchez J., Hägele G., 2013, MNRAS, 430, 472 Newman S. F. et al., 2012, ApJ, 752, 111
- O'Dell C. R., Castañeda H. O., 1984, ApJ, 283, 158
- Oey M. S., Kennicutt R. C., 1993, ApJ, 411, 137
- Osterbrock D. E., Ferland G. J., 2006, Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei, 2nd edn. University Science Books, Mill Valley, CA
- Paturel G., Petit C., Prugniel P., Theureau G., Rousseau J., Brouty M., Dubois P., Cambrésy L., 2003, A&A, 412, 45

- Pindao M., Schaerer D., González Delgado R. M., Stasińska G., 2002, A&A, 394, 443
- Puech M., Flores H., Hammer F., Lehnert M. D., 2006, A&A, 455, 131, 134
- Ramsbottom C. A., Bell K. L., Stafford R. P., 1996, At. Data Nucl. Data Tables 63, 57
- Relaño M., Monreal-Ibero A., Vílchez J. M., Kennicutt R. C., 2010, MNRAS, 402, 1635
- Rich J. A., Kelley L. J., Dopita M. A., 2011, ApJ, 734, 87
- Rich J. A., Torrey T., Kelley L. J., Dopita M. A., Rupke D. S. N., 2012, ApJ, 753, 5
- Rupke D. S. N., Kewley L. J., Chien L.-H., 2010, ApJ, 710, L156
- Schaerer D., Guseva N. G., Izotov Y. I., Thuan T. X., 2000, A&A, 362, 53
- Scudder J. M., Ellison S. L., Torrey P., Patton D. R., Mendel J. T., 2012, MNRAS, 426, 549
- Sekiguchi K., Wolstencroft R. D., 1993, MNRAS, 263, 349
- Soto K. T., Martin C. L., 2012, ApJS, 203, 3
- Soto K. T., Martin C. L., Prescott M. K. M., Armus L., 2012, ApJS, 757, 86
- Stanghellini L., Kaler J. B., 1989, ApJ, 343, 811
- Storchi-Bergmann T., Dors O. L., Jr, Riffel R. A., Fathi K., Axon D. J., Robinson A., Marconi A., Östlin G., 2007, ApJ, 670, 959
- Tubbs A. D., 1982, ApJ, 255, 458
- Veilleux S., Osterbrock D. E., 1987, ApJS, 63, 295
- Veilleux S., Cecil G., Bland-Hawthorn J., 2005, ARA&A, 43, 76
- Verner D. A., Verner E. M., Ferland G. J., 1987, At. Data Nucl. Data Tables, 1, 64
- Weilbacher P. M., Duc P.-A., Fritze v. Alvensleben U., Martin P., Fricke K. J., 2000, A&A, 358, 819
- Zaritsky D., Kennicutt R. C., Jr, Huchra J. P., 1994, ApJ, 420, 87

This paper has been typeset from a T_EX/IAT_EX file prepared by the author.

MNRAS 444, 2005–2021 (2014) Interaction effects on galaxy pairs with Gemini/GMOS – II: oxygen abundance gradients

D. A. Rosa,¹* O. L. Dors Jr,¹ A. C. Krabbe,¹ G. F. Hägele,^{2,3} M. V. Cardaci,^{2,3} M. G. Pastoriza,⁴ I. Rodrigues¹ and C. Winge⁵

¹Universidade do Vale do Paraíba, Av. Shishima Hifumi, 2911, Cep 12244-000, São José dos Campos, SP, Brazil

²Instituto de Astrofísica de La Plata (CONICET La Plata–UNLP), Argentina

³Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata, Paseo del Bosque s/n, 1900 La Plata, Argentina

⁴Instituto de Física, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Av. Bento Gonçalves, 9500, Cep 91359-050, Porto Alegre, RS, Brazil

⁵Gemini Observatory, c/o AURA Inc., Casilla 603, La Serena, Chile

Accepted 2014 August 4. Received 2014 August 1; in original form 2014 April 7

ABSTRACT

In this paper, we derive oxygen abundance gradients from H II regions located in 11 galaxies in eight systems of close pairs. Long-slit spectra in the range 4400–7300 Å were obtained with the Gemini Multi-Object Spectrograph at Gemini South (GMOS-S). Spatial profiles of oxygen abundance in the gaseous phase along galaxy discs were obtained using calibrations based on strong emission lines (N2 and O3N2). We found oxygen gradients to be significantly flatter for all the studied galaxies than those in typical isolated spiral galaxies. Four objects in our sample, AM 1219A, AM 1256B, AM 2030A and AM 2030B, show a clear break in the oxygen abundance at galactocentric radius R/R_{25} between 0.2 and 0.5. For AM 1219A and AM 1256B, we found negative slopes for the inner gradients, and for AM 2030B, we found a positive slope. All three cases show a flatter behaviour to the outskirts of the galaxies. For AM 2030A, we found a positive slope for the outer gradient, while the inner gradient is almost compatible with a flat behaviour. We found a decrease of star formation efficiency in the zone that corresponds to the oxygen abundance gradient break for AM 1219A and AM 2030B. For the former, a minimum in the estimated metallicities was found very close to the break zone, which could be associated with a corotation radius. However, AM 1256B and AM 2030A, present a star formation rate maximum but not an extreme oxygen abundance value. All four interacting systems that show oxygen gradient breaks have extreme SFR values located very close to break zones. The H II regions located in close pairs of galaxies follow the same relation between the ionization parameter and the oxygen abundance as those regions in isolated galaxies.

Key words: techniques: imaging spectroscopy – ISM: abundances – galaxies: abundances – galaxies: interactions.

1 INTRODUCTION

The study of the chemical evolution of galaxies, both isolated galaxies and interacting galaxies, plays an important role in the understanding of the formation of these objects, the stellar formation history and the evolution of the Universe.

In general, for almost all disc isolated galaxies, a negative oxygen gradient is derived, such as our Galaxy (Vílchez & Esteban 1996; Andrievsky et al. 2002, 2004; Luck et al. 2003; Costa, Uchida & Maciel 2004; Bragaglia et al. 2008; Maciel & Costa 2009; Magrini et al. 2009; Pedicelli et al. 2009; Esteban et al. 2013; Lemasle

et al. 2013; Yong, Carney & Friel 2014). This negative gradient is naturally explained by models that assume the growth in the inside-out scenario of galaxies (Portinari & Chiosi 1999; Boissier & Prantzos 2000; Mólla & Díaz 2005), where galaxies begin to form their inner regions before the outer regions, as confirmed by stellar population studies of spiral galaxies (Bell & Jong 2000; MacArthur et al. 2004; Pohlen & Trujillo 2006; Muñoz-Mateos et al. 2007) and by very deep photometric studies of galaxies at high redshifts (Trujillo et al. 2004; Barden et al. 2005).

The oxygen gradients can be flattened or modified by the presence of gas flows along the galactic disc. Basically, these gas flows could arise as a result of two mechanisms. In isolated galaxies, hydrodynamical simulations predict that the bars might produce a falling of gas into the central regions (Athanassoula 1992;

© 2014 The Authors Published by Oxford University Press on behalf of the Royal Astronomical Society

^{*}E-mail: deiserosa@univap.br

Friedli et al. 1994; Perez et al. 2006, 2011), as confirmed by observational studies (Martin & Roy 1994; Zaritsky, Kennicutt & Huchra 1994). The second mechanism occurs in interacting galaxies or close pairs, where interaction-induced gas flows from the outer parts to the centre of each component (Toomre & Toomre 1972; Dalcanton 2007) seem to modify the metallicity in galactic discs. Therefore, the metallicity gradients of interacting galaxies or galaxies that have had an interaction in the past are shallower (Bresolin et al. 2009a; Rupke, Kewley & Barnes 2010a; Miralles-Caballero et al. 2014; Sánchez et al. 2014) than those derived for isolated galaxies (Rupke et al. 2010a; Sánchez et al. 2012). In fact, by combining long-slit spectroscopy data for the interacting pairs AM 2306-721 and AM 2322-821 with grids of photoionization models, Krabbe et al. (2008, 2011) found shallower metallicity gradients than those in isolated spiral galaxies. However, recently, there have been two works in which the first systematic investigations into metallicity gradients in interacting galaxies have been conducted. First, Kewley et al. (2010) have determined the metallicity gradients for eight galaxies in close pairs and have found them to be shallower than gradients in isolated spiral galaxies. Secondly, using data obtained from the Calar Alto Legacy Integral Field Area (CALIFA) survey, Sánchez et al. (2014) have found that galaxies with evidence of interactions and/or clear merging systems present significantly shallower gradients.

Furthermore, the gas motions produced by the interactions also induced star formation along the disc of the galaxies involved (Alonso et al. 2012), and this burst of star formation might be associated with a flatter metallicity gradient (Kewley et al. 2010). For example, Chien et al. (2007) determined the oxygen abundance of 12 young star clusters in the merging galaxy pair NGC 4676. They found a nearly flat oxygen distribution along the northern tail of this object, suggesting efficient gas mixing (see also Trancho et al. 2007; Bastian et al. 2009). Recently, using a large sample of galaxy pairs taken from the Sloan Digital Sky Survey Data Release 7, Scudder et al. (2012) found that galaxies in pairs show a star formation rate (SFR) about 60 per cent higher than that in non-pair galaxies (see also Barton, Geller & Kenyon 2000; Lambas et al. 2003; Nikolic, Cullen & Alexander 2004). Additional analysis of these data by Ellison et al. (2013), who investigated the effects of galaxy mergers throughout the interaction sequence, has revealed an enhancement of the average central SFR by a factor of about 3.5 in relation to the one in objects with no close companion. Ellison et al. (2013) also found a stronger deficit in the gas phase metallicity in the post-merger sample than in closest pairs (see also Bernloehr 1993; Barton et al. 2000; Bergvall, Laurikainen & Aalto 2003; Lambas et al. 2003; Di Matteo, Bournaud & Martig 2008; Mihos, Bothun & Richstone 2010; Freedman Woods et al. 2010; Patton et al. 2011; Alonso et al. 2012).

Although there have been recent efforts to improve our understanding of the effects of interactions on the chemical evolution of galaxies (Krabbe et al. 2008; Kewley et al. 2010; Krabbe et al. 2011; Bresolin, Kennicutt & Ryan-Weber 2012; Torres-Flores et al. 2014), the number of galaxies in close pairs for which the metallicity has been estimated along their galactic discs is insufficient for a statistical analysis. Our main goal in this paper is to increase the number of determinations of metallicity gradients in galaxy pairs in order to increase our knowledge of several phenomena that arise during the interactions.

In previous work (Krabbe et al. 2014, hereafter Paper I), we presented an observational study of the effect of the interactions on the electron density of H II regions located in seven systems of interacting galaxies. We found that the electron density estimates obtained in our sample are systematically higher than those derived for isolated galaxies. In the present paper, we mainly use these data to estimate the metallicity gradients along the discs of eight galaxy pairs. This paper is organized as follows. In Section 2, we summarize the observations and data reduction. In Section 3, we describe the method used to compute the metallicity of the gas phase of our sample. We present the results in Section 4, and we discuss the results in Section 5. We give our conclusions of the outcomes in Section 6.

2 OBSERVATIONAL DATA

We have selected eight close pair systems from Ferreiro & Pastoriza (2004) to study the effects of minor mergers on the gradient abundances of individual galaxies. We selected objects with a mass ratio in the range of $0.04 < M_{\rm secondary}/M_{\rm primary} < 0.2$, with an apparent *B* magnitude higher than 18, with redshift in the range $0.01 \leq z \leq 0.06$, and classified as close interacting pairs.

Long-slit spectroscopic data of the galaxy systems AM 1054– 325, AM 1219–430, AM 1256–433, AM 2030–303, AM 2058–381, AM 2229–735, AM 2306–721 and AM 2322–821 were obtained with the Gemini Multi-Object Spectrograph (GMOS) attached to the 8-m Gemini South telescope. Spectra in the range 4400–7300 Å were acquired with the B600 grating, a slit width of 1 arcsec and a spectral resolution of ~5.5 Å. Except for AM 2030–303, detailed information on the galaxy systems observed, containing most of the slit positions for each system and a complete description of the data reduction, were presented in Paper I, and are not reproduced here.

AM 2030–303 is the only object in our sample that was not included in Paper I and its main information is presented in Table 1. For the systems AM 1256–433 and AM 2058–381, one more slit position than the ones presented in Paper I is considered in the present work: position angles (PAs) 70° and 28°, respectively. It is important to note that for some systems of galaxies (e.g. AM 2306–721 and AM 2322–821; see Krabbe et al. 2008, 2011) we had spectra in the range of about 3400–7300 Å. However, in order to obtain homogeneous metallicity determination, we restricted the analysis to the same wavelength range (i.e. 4400–7300 Å). In Fig. 1, the slit positions for these three systems are shown superimposed on the GMOS-S r' acquisition image (see fig. 1 of Paper I for the slit positions of the other five objects). These data were not included in

Table 1. Morphological type, right ascension, declination, radial velocity, magnitude and cross-identifications for AM 2030–303.

ID	Morphology	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	cz (km s ⁻¹)	m_B (mag)	Other names
AM 2030-303	SA? ^a	20 ^h 33 ^m 56 ^s .3	-30°22'41″	12 323 ^a	15.25^b	ESO 463-IG 003 NED01
	G Trpl ^b	20 ^h 33 ^m 59 ^s .7	-30°22'29″	12 465 ^a	17.80^b	ESO 463-IG 003 NED02
	G Trpl ^b	20 ^h 33 ^m 59 ^s .7	-30°22'23″	12 474 ^a	21.39^b	ESO 463-IG 003 NED03

^aDonzelli & Pastoriza (1997).

^bFerreiro & Pastoriza (2004).



Figure 1. Slit positions for AM 1219–430, AM 2030–303 and AM 2322–821 systems superimposed on the GMOS-S r' acquisition images.

Paper I because of the low signal-to-noise ratio (S/N) of the [SII] $\lambda\lambda 6716, 6731$ emission lines needed to perform the electron density estimations. The observed spectra comprise the flux contained in an aperture of 1 arcsec × 1.152 arcsec. Considering a spatially flat cosmology with $H_0 = 71 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0.270$, $\Omega_{vac} = 0.730$ (Wright 2006) and the distances to the systems included in our sample, this corresponds to apertures between about 200 and 1100 pc on the plane of the galaxies. Therefore, the physical properties derived from these spectra represent the ones of a complex of H II regions. In Table 2, we present the nuclear separation between the components of the galaxy pairs, the galactocentric distances given in units of R/R_{25} , where R_{25} is the *B*-band isophote at a surface brightness of 25 mag arcsec⁻², the inclination angle (*i*) of each galaxy analysed and the references from which the information was taken. The inclination of each galaxy with respect to the plane of the sky was computed as $\cos(i) = b/a$, where a and b are the major and minor semi-axes of the galaxy, respectively. The a and b values, as well as the PA of the major axis of each galaxy, were obtained from the

Table 2. Nuclear separation (NS) between the individual galaxies of the galaxy pairs, galactocentric distance with surface brightness of 25 mag $\operatorname{arcsec}^{-2}(R_{25})$, inclination angle (*i*) and the radial velocity (*cz*) of the objects in our sample.

ID		NS (kpc)	R_{25} (kpc)	<i>i</i> (°)	$cz ({\rm km}{\rm s}^{-1})$
AM 1054–325	A B	- 17	6.98 ^{<i>a</i>} 6.81 ^{<i>a</i>}	$62^b \\ 54^b$	3 788 3 850
AM 1219–430	A B	- 33.7	15.3 ^c 6.2 ^c	50 ^c	6 957 6 879
AM 1256-433	A B	- - 91.6	24.32 ^d	36 ^b 33 ^b 77 ^d	9 215 9 183 9 014
AM 2030-303	A B	_ 40.5	17.4^{d} 	23^{d} - 35^{d}	12 323 12 465 12 474
AM 2058–381	A B	_ 44	34.3^d 16.7^d	68 ^d 57 ^d	12 383 12 460
AM 2229–735	A B	 24.5	26.1^d 22.5^d	60^{d} 48^{d}	17 535 17 342
AM 2306-721	A B	52.6	24.3^d 15.6^d	56 ^e 60 ^e	8 919 8 669
AM 2322-821	A B	33.7	13.5^d 4.2^d	20 ^f 63 ^f	3 680 3 376

^aPaturel et al. (1991).

^bPaturel et al. (2003).

^{*c*}Hernandez-Jimenez et al. (2013).

^dFerreiro, Pastoriza & Rickes (2008).

^eKrabbe et al. (2008).

^fKrabbe et al. (2011).

Gemini acquisition images in the r filter, using a simple isophotal fitting with the IRAF¹ stsdas.ellipse task. The same procedure was used by Krabbe et al. (2011).

We can see in Tables 1 and 2 that some galaxies in our sample have large inclinations, which could affect the derived abundance gradients. In fact, as pointed out by Sánchez et al. (2012), faceon galaxies are more suitable for studying the spatial distribution of the properties of H II regions. For example, if we assume an inclination angle *i* for a given galaxy larger than the real one, the abundance gradient derived would be steeper than the one obtained with the right *i* value. However, this effect is critical for isolated spiral galaxies, which have clear (or steep) abundance gradients, but it is not so important for objects with shallow gradients, such as interacting galaxies.

To obtain the nebular spectra not contaminated by the stellar population contribution, we use the stellar population synthesis code starLIGHT (Cid Fernandes et al. 2005), following the methodology presented by Krabbe et al. (2011). A detailed analysis of the stellar population for the sample of objects will be presented in a future work (Rosa et al., in preparation). Once the stellar population contribution has been determined, the underlying absorption-line spectrum is subtracted from the observed spectra. Fig. 2 shows the spectrum of the region with the highest brightness of AM 1256–433 along PA = 325° , the synthesized spectrum and the pure emission

¹ IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA), Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.



Figure 2. Stellar population synthesis for the brightest region of AM 1256B along $PA = 325^{\circ}$. Top panel: reddening-corrected spectrum (black line) and the synthesized spectrum (red line). Middle panel: *y*-axis zoom of the top panel. Bottom panel: pure emission spectrum obtained as the difference between both spectra in the top panel.

spectrum corrected for reddening. The intensities of the emission lines H β , [O III] λ 5007, H α , [N II] λ 6584 and [S II] $\lambda\lambda$ 6716, 6731 were obtained from the pure nebular spectrum of each aperture using Gaussian line profile fitting.

We used the IRAF splot routine to fit the lines, with the associated error given as $\sigma^2 = \sigma_{\text{cont}}^2 + \sigma_{\text{line}}^2$, where σ_{cont} and σ_{line} are the continuum rms and the Poisson error of the line flux, respectively. The residual extinction associated with the gaseous component for each spatial bin was calculated by comparing the observed value of the $H\alpha/H\beta$ ratio to the theoretical value of 2.86 obtained by Hummer & Storey (1987) for an electron temperature of 10 000 K and an electron density of 100 cm⁻³. This value for the electron density is in the range of the mean electron density values ($24 \leq N_e \leq 532$ cm⁻³) found for interacting galaxies in Paper I. The correction for foreground dust was done by using the reddening law given by Cardelli, Clayton & Mathis (1989), assuming the specific attenuation $R_{\rm V} = 3.1$. We considered only emission-line measurements whose S/N was higher than 8. The galactocentric distance in relation to R_{25} , the flux of H β , the extinction coefficient $C(H\beta)$ and the emission-line intensities normalized to the flux of H β for the regions considered in the systems are presented in Table 3.

3 DETERMINATION OF THE OXYGEN ABUNDANCE GRADIENTS

Because emission lines sensitive to the electron temperature are not detected in the spectra of the objects in our sample, the metallicity of the gas phase, traced by the relative abundance of oxygen to hydrogen (O/H), was estimated using calibrations based on strong emission lines.

Considering the emission lines observed in our sample, it is only possible to use the intensities of the emission lines defined as $N2 = \log([N \ II] \lambda 6584/H\alpha)$ and $O3N2 = \log[([O \ III] \lambda 5007/H\beta)/([N \ II] \lambda 6584/H\alpha)]$, proposed by Storchi-Bergmann, Calzetti & Kinney (1994) and Alloin et al. (1979), respectively, as O/H indicators. We used the relations between these indices and O/H, calculated using direct estimations of the oxygen electron temperatures (T_e method), proposed by Pérez-Montero & Contini (2009) and given by

$$12 + \log(O/H) = 0.79 \times N2 + 9.07 \tag{1}$$

and

$$12 + \log(O/H) = 8.74 - 0.31 \times O3N2.$$
(2)

These calibrations are very similar to the ones proposed by Pettini & Pagel (2004). The most recent update of this calibration was carried out by Marino et al. (2013), who used direct oxygen abundance measurements obtained from the CALIFA survey and other sources from the literature. Using multiwavelength analysis of a sample of starburst galaxies and data compiled from the literature, López-Sánchez & Esteban (2010) have shown that the N2 and O3N2 parameters provide acceptable results for objects with 12 + log (O/H) > 8.0. López-Sánchez & Esteban (2010) also found that empirical calibrations considering these indices give results that are about 0.15 dex higher than the oxygen abundances derived via the T_e method. Although this difference is similar to the uncertainties of oxygen abundances derived from the T_e method (e.g. Kennicutt et al. 2003; Hägele et al. 2008), it seems to vary with the regime

Table 3. Specific parameters and intensity of emission lines corrected by reddening (relative to $H\beta = 100$). Only the AM 1054B galaxy is shown here. The total list of galaxies is available as Supporting Information on the publisher's web site.

R/R_{25}	$\log[F(H\beta)]^a$	$C(\mathrm{H}\beta)$	[O III] λ5007	Ηα	[N II] λ6584	[S II] λ6716	[S II] λ6731
			AN	1 1054B			
0.00	-14.51	0.40	152 ± 27	278 ± 9	112 ± 6	24 ± 10	27 ± 7
0.04SW	-14.97	0.26	154 ± 22	281 ± 7	115 ± 5	28 ± 4	29 ± 4
0.04NE	-14.93	0.23	141 ± 21	282 ± 9	114 ± 6	37 ± 3	37 ± 7
0.08NE	-15.82	0.08	139 ± 11	285 ± 11	119 ± 8	_	_
0.13NE	-17.11	0.08	113 ± 19	285 ± 15	119 ± 11	_	_

^{*a*}Logarithm of the H β observed flux in erg s⁻¹ cm⁻².



Figure 3. Oxygen abundance gradients computed via the N2 and O3N2 indices and direct estimations of the oxygen electron temperatures for the galaxies M101 (left) and NGC 2403 (right) using data taken from Kennicutt, Bresolin & Garnett (2003) and Garnett et al. (1997), respectively.

of metallicity (Dors et al. 2011). This can yield steeper oxygen gradients than the ones from the T_e method or an erroneous bend in the slope of abundance gradients (Pilyugin 2003). With the goal to compare O/H gradients derived using the N2 and O3N2 indices with the ones obtained from the T_e method, we have used data of H II regions located along the discs of the spiral galaxies M101 and NGC 2403, obtained by Kennicutt et al. (2003) and Garnett et al. (1997), respectively. Fig. 3 shows these gradients, and we can see that the gradients derived from the indices are shallower than the ones from the T_e method.

Scarano, Lépine & Marcon-Uchida (2011) and Bresolin et al. (2012) have pointed out that gradients are less affected by uncertainties in oxygen estimations yielded by the calibration of strong emission lines. However, it can be seen in Fig. 3 that the value of the O/H extrapolated for the central region of the galaxies (R = 0), obtained using different methods, can differ by up to 0.4 dex. This difference is higher than the uncertainty attributed to the O/H estimations using strong emission-line calibrations (Kewley & Ellison 2008). Similar results were found by Bresolin (2011) when comparing the oxygen gradient for NGC 4258 using theoretical calibrations by McGaugh (1991) and empirical calibrations by Pilyugin & Thuan (2005). The latter provides results essentially in agreement with those obtained from the T_e method (see also Pilyugin, Grebel & Mattsson 2012).

4 RESULTS

Figs 4–11 present the oxygen abundance determinations along the discs of the galaxies of our sample, obtained using equations (1) and (2), and linear regression fits to these data. Table 4 presents the

slopes of these fits and the values of $12 + \log(O/H)$ central (R = 0) for the galaxies for which only a global gradient represents well the O/H disc distribution (i.e. no bi-modal gradient behaviour was derived). It can be noted that in most cases, shallow gradients are derived in the interacting galaxies. The average values of the global gradients calculated for the close pairs in our sample are -0.10 ± 0.19 $[dex/(R/R_{25})]$ and $-0.15 \pm 0.31 [dex/(R/R_{25})]$ using the N2 and O3N2 indices, respectively. These values are in agreement with the mean gradient $-0.25 \pm 0.02 \left[\frac{\text{dex}}{(R/R_{25})}\right]$ derived by Kewley et al. (2010) and they are shallower than the mean metallicity gradient -0.57 ± 0.19 [dex/(R/R₂₅)] derived for 11 isolated spiral galaxies by Rupke, Kewley & Chien (2010b). Using the CALIFA data survey, Sánchez et al. (2014) have presented a study of galaxies with different interaction stages in order to study the effect on the abundance gradient. This study has a stronger statistical significance than previous studies. Sánchez et al. (2014) have shown the distribution of slopes of the abundance gradients derived for the different classes based on the interaction stages. From this analysis, they have found that galaxies with no evidence of interaction have an average value for the gradient of $-0.11 \text{ dex}/r_e$ and objects with evidence for early or advanced interactions have a slope of $-0.05 \text{ dex}/r_e$, where r_e is the effective radius of the disc. This result confirms our findings and those obtained by Kewley et al. (2010). In what follows, the results obtained for each system are discussed separately.

4.1 AM 1054-325

This system is composed of two galaxies, one main galaxy AM 1054A and another secondary AM 1054B. Using the diagnostic diagram [O III] λ 5007/H β versus [O I] λ 6300/H α , we have found (see



Figure 4. Oxygen abundance estimations along the disc of AM 1054B versus the galactocentric distance given in R/R_{25} . Points represent oxygen estimations obtained via the N2 (lower panel) and O3N2 (upper panel) indices. Lines represent a linear regression fit to our estimations whose coefficients are given in Table 4.

Paper I) that almost all H II regions located in the disc of AM 1054A have emission lines excited by shock gas. Therefore, abundance determinations were not performed for this object because shocks alter the ionization in such a way that the abundance calibrators cannot be used because they are calibrated for H II regions dominated by photoionization by young stars.

Fig. 4 shows the O/H distribution versus the galactocentric radius *R* normalized by R_{25} for AM 1054B. We have found gradient slopes of 0.11 ± 0.04 and 0.36 ± 0.04 dex/(*R*/ R_{25}), with the central 12+log(O/H) value being 8.54 (±0.01) and 8.75 (±0.06) dex from the *N*2 and *O*3*N*2 indices, respectively. AM 1054B is the only object in our sample for which both estimations of the central oxygen abundances are not in agreement with themselves within the errors (see Table 4). However, as can be seen in Fig. 4, the slopes were obtained using few points. Hence, the gradient determination is highly uncertain, although the current data indicate a flat O/H distribution.

4.2 AM 1219-430

This system is composed of the main galaxy AM 1219A and a secondary galaxy AM 1219B. Because it was not possible to measure the [O III] λ 5007 emission line with enough S/N in our spectrum of AM 1219B, for this object, O/H was estimated only using N2. We corrected by inclination the galactocentric distances for the main galaxy AM 1219A, considering $i = 50^\circ$.

Fig. 5 shows the O/H distribution in both galaxies. For AM 1219B, we derived a slope $+0.10 \pm 0.18$ and a central oxygen abundance of 8.89 \pm 0.04 dex. Similar to AM 1054B, the slope for AM 1219B was derived with few points (and with a large dispersion), which means the result is highly uncertain. For AM 1219A, the estimated oxygen gradient slopes are -0.29 ± 0.04 and -0.54 ± 0.04 using the N2 and O3N2 indices, respectively, with a central value of $12+\log(O/H) \sim 8.8$ derived from both indices. For values of R/R_{25}

from about 0.4 to 0.5, we can see a larger dispersion in the oxygen distribution than found at other galactocentric distances. Regions at this distance range, as can be seen in Fig. 1, are located in the intersections of the slits and are regions with high surface brightness. It can be noted in Fig. 5, for AM 1219A, that there is a change in the slope at about $R/R_{25} = 0.5$. The slopes of the abundance gradient in the inner disc ($R/R_{25} < 0.5$) considering the *O3N2* and *N2* indices are -0.64 ± 0.05 and -0.21 ± 0.05 , respectively. For the outer region ($R/R_{25} > 0.5$), the slopes are $+0.20 \pm 0.11$ and $+0.16 \pm 0.11$ using *O3N2* and *N2*, respectively.

4.3 AM 1256-433

As reported in Paper I, the AM 1256-433 system is composed by three galaxies and we only observed the AM 1256-433B component. For this object, the galactocentric distance measurements were corrected by inclination considering $i = 77^{\circ}$. Fig. 6 shows the O/H distribution via the N2 and O3N2 indices. We obtained gradient slopes of -0.85 ± 0.06 and -0.71 ± 0.06 for these indices, respectively, with a central $12 + \log(O/H)$ value of ~ 8.7 dex. Interestingly, we can note a steeper oxygen gradient for $R/R_{25} < 0.27$ than the one obtained for the outer regions. The slopes of the abundance gradient in the inner disc considering the N2 and O3N2 indices are -0.78 ± 0.13 and -0.93 ± 0.07 . For the outer disc ($R/R_{25} > 0.27$) we derived for the N2 and O3N2 indices the slopes -0.55 ± 0.10 and -0.30 ± 0.08 , respectively. The slopes of the global fits to the abundance estimations are dominated by the values of the outer regions of the galaxy, and they are slightly steeper than the ones obtained only considering these outer regions.

4.4 AM 2030-303

This system is composed of three galaxies, a main galaxy AM 2030A (ESO 463-IG 003 NED01), ESO 463-IG 003 NED02 and



Figure 5. Same as Fig. 4 but for AM 1219A and AM 1219B. For AM 1219A, the determinations for the regions observed in different long-slit positions are indicated for distinct colours, as indicated. Also shown are linear regressions considering all regions along the disc (dotted blue line) and inner and outer regions to galactocentric distance $R/R_{25} = 0.5$ (solid black line).

ESO 463-IG 003 NED03. These last two objects are a subsystem called AM 2030B. Fig. 1 shows the slit positions for each object. We corrected by inclination the galactocentric distances of AM 2030B considering $i = 35^{\circ}$. Because of the low number of H II regions observed, it was not possible to compute the O/H gradient for ESO 463-IG 003 NED002. Fig. 7 presents the results for AM 2030A and AM 2030B.

For AM 2030A, considering global fits, we obtained a central value $12+\log(O/H) = 8.73 \pm 0.10$ with a slope -0.31 ± 0.30 using N2 and 8.62 ± 0.07 and -0.22 ± 0.20 using O3N2. These values are similar to the highest O/H value obtained for the H II region CDT1 in NGC 1232 by Castellanos, Díaz & Terlevich (2002). Now, considering an abundance gradient break, the slopes for the inner disc ($R/R_{25} < 0.27$) obtained via the N2 and O3N2 indices are



Figure 6. Same as Fig. 5 but for AM 256B. Linear regressions are shown considering all regions along the disc (dotted blue line) and inner and outer regions to galactocentric distance $R/R_{25} = 0.35$ (solid black line).

 -0.27 ± 0.46 and -0.95 ± 0.27 , respectively. For the outer disc ($R/R_{25} > 0.27$), we derived for the N2 and O3N2 indices the slopes -0.47 ± 0.01 and 0.00 ± 0.45 , respectively.

For AM 2030B (ESO 463-IG 003 NED003), we found two different O/H abundance distributions at the inner and outer regions of $R/R_{25} = 0.2$. The slopes of the abundance gradient in the inner disc ($R/R_{25} < 0.17$) considering the N2 and O3N2 indices are +1.85 \pm 0.43 and +0.92 \pm 0.22, respectively. For the outer disc ($R/R_{25} > 0.17$), we derived for the N2 and O3N2 indices the slopes -0.28 \pm 0.25 and -0.17 \pm 0.18, respectively.

4.5 AM 2058-381

For this system, the O/H gradient was only determined for one galaxy, AM 2058A, because the H II regions of its companion galaxy, AM 2058B, have emission lines excited by gas shock (see Paper I). Fig. 8 shows the oxygen distribution, where the galactocentric distances were corrected considering $i = 68^{\circ}$. We found a slope for the O/H gradient from the N2 index of -0.29 ± 0.08 with $12+\log(O/H) = 8.79 \pm 0.02$ for the central region. Using the O3N2 index, we found -0.35 ± 0.08 and 8.78 ± 0.02 dex.

4.6 AM 2229-735

We obtained the O/H abundance distributions only for the main galaxy of the system AM 2229–735, namely AM 2229A, and these are shown in Fig. 9. The galactocentric distances for this object were corrected by inclination considering $i = 48^{\circ}$. For estimations via the N2 index, we found a slope of of 0.03 ± 0.09 with central oxygen abundance $12+\log(O/H) = 8.71 \pm 0.03$ dex. For the O3N2 index, these values are -0.11 ± 0.06 and 8.70 ± 0.02 dex.

4.7 AM 2306-721

This pair is composed of a main galaxy AM 2306A and a companion galaxy AM 2306B. The O/H gradient (see Fig. 10) was determined

only for the main galaxy AM 2306A because, for its companion, AM 2306B, the presence of gas shock excitation along the disc was found (see Paper I). By using the N2 index, we found a slope of -0.40 ± 0.05 and a central value $12 + \log(O/H) = 8.81 \pm 0.02$ dex. Using the O3N2 index, the values -0.57 ± 0.06 and 8.83 ± 0.02 dex were found.

4.8 AM 2322-821

Fig. 11 shows the O/H distributions along the disc of the pair of galaxies AM 2322A and AM 2322B. For AM 2322A, a correction for inclination was performed considering $i = 20^{\circ}$. For AM 2322A, by using the N2 index, we obtained a slope of -0.17 ± 0.01 and a $12+\log(O/H) = 8.79 \pm 0.01$ dex for the central part. From the O3N2 index, these values were found to be -0.19 ± 0.01 and 8.77 ± 0.01 dex. For the secondary object AM 2322B, the use of the N2 index yielded -0.14 ± 0.05 and 8.57 ± 0.20 dex for the central part, while the use of the O3N2 index yielded -0.07 ± 0.05 and 8.53 ± 0.20 dex.

5 DISCUSSION

Determinations of the oxygen abundance gradients in interacting galaxies have shown that these are shallower than the ones in isolated galaxies. This result was obtained recently and few works have addressed this subject. In what follows, we summarize some studies that have taken this direction.

(i) Krabbe et al. (2008) obtained long-slit spectroscopy data with Gemini/GMOS of the two components (A and B) of the galaxy pair AM 2306–721. They used a comparison between the observed emission-line ratio intensities (R_{23} and [O II] λ 3727/[O III] λ 5007; see McGaugh 1991) and those predicted by photoionization models to determine the metallicity gradient. They found a clear gradient



Figure 7. Same as Fig. 5 but for AM 2030A and AM 2030B (ESO 463-IG 003 NED003). Linear regressions are shown considering all regions along the disc (dotted blue line) and inner and outer regions to the galactocentric distance $R/R_{25} = 0.2$ (solid black line).

for the most massive object of the pair, AM 2306A, while for AM 2306B, they found an oxygen abundance relatively homogeneous across the disc.

(ii) Kewley et al. (2010) selected five sets of close pairs with separation between 15 and 25 kpc from the sample of Barton et al. (2000) and they obtained spectra for 12–40 star-forming regions in eight of the close pair galaxies using the Keck Low-Resolution Imaging Spectrograph. This work was the first systematic investigation of metallicity gradients in close pairs. Kewley et al. (2010) found that the metallicity gradients in their sample are significantly shallower than the gradients in isolated spiral galaxies. They used a theoretical calibration between the $[N II] \lambda 6584/[O II] \lambda 3727$ emission-line ratio and the metallicity.

(iii) Krabbe et al. (2011) obtained spectroscopic data of the two components (A and B) of the system AM 2322–821 with Gemini/GMOS. The oxygen gradient was derived following the same procedure as that in Krabbe et al. (2008), and a flat oxygen gradient was derived for both galaxies.





Figure 9. Same as Fig. 5 but for AM 2229A.

(iv) Using the Focal Optical Reducer and Spectrograph (FORS2) attached to the Very Large Telescope, Bresolin et al. (2012) obtained optical spectroscopy of H II regions belonging to NGC 1512. This galaxy has a companion, NGC 1510, separated by about 13.8 kpc. A flat radial abundance gradient was also obtained by using several calibrations based on strong lines, as well as some oxygen abundance determinations using the $T_{\rm e}$ method.

(v) Torres-Flores et al. (2014) obtained Gemini/GMOS spectroscopic data of the interacting galaxy NGC 92, which is part of a compact group and displays an extended tidal tail. They used calibrations of the N2, O3N2 and [Ar III] λ 7136/[O III] λ 5007 indices proposed by Pettini & Pagel (2004) and Stasińska (2006) to estimate the O/H abundance. Torres-Flores et al. (2014) found that most of the regions in NGC 92 present a similar oxygen abundance, which



Interaction effects on galaxy pairs – II 2015

Figure 10. Same as Fig. 5 but for AM 2306A.

produces an almost flat metallicity gradient, with a possible break in this gradient for the galactocentric distance of ~ 10 kpc.

(vi) Most recently, based on the largest and better defined statistical sample of galaxies yielded by the CALIFA survey, Sánchez et al. (2014) have compared the O/H abundance gradients of about 300 nearby galaxies, with more than 40 mergers/interacting systems, half of which are galaxy pairs. They found, for the first time, clear statistical evidence of a flattening in the abundance gradients in the interacting systems at any interaction stage, in agreement with the previous results.

From the literature summarized above, it can be seen that oxygen gradients have been determined for close pairs or merger systems mainly using different strong emission-line calibrations and some few determinations using the $T_{\rm e}$ method. In this paper, we have performed a new determination of the O/H gradients for the galaxies AM 2306A and AM 2322A-B previously studied by Krabbe et al. (2008, 2011) and we have presented an analysis of eight more galaxies in close pairs. Fig. 12 shows the oxygen gradients from N2 derived for our sample, for the galaxies in the pairs from the literature cited above, and for the four isolated galaxies, also from the literature. We can see that the oxygen gradients derived for the objects in our sample are shallower than those in isolated spirals. Although most of the slopes of these gradients are in agreement with the ones obtained by Kewley et al. (2010), we found lower O/H abundances for the central parts of the galaxies. This is a result of the oxygen abundance estimations via theoretical calibrations, such as the one used by Kewley et al. (2010), which yield higher values than the ones from calibrations based on oxygen estimations via the T_e method (e.g. Dors & Copetti 2005). Krabbe et al. (2008), Kewley et al. (2010) and, most recently, Sánchez et al. (2014) interpreted the absence of an abundance gradient in interacting galaxies as a result of the mixing produced by low-metallicity gas from the outer parts combining with the metal-rich gas of the centre of the galaxy. Here we have confirmed this result by increasing the sample of objects.

As we pointed out in Section 4, a flattening in the oxygen gradient was found in the outer part of AM 1256B from $R/R_{25} \approx 0.35$ ($R \approx$ 8.5 kpc), in AM 1219A from $R/R_{25} \approx 0.5$ ($R \approx 7.6$ kpc) and AM 2030B from $R/R_{25} \approx 0.2$ ($R \approx 2.7$ kpc). In the case of AM 1219A and AM 1256B, the inner gradients have negative slopes while AM 2030B presents a positive inner gradient. In contrast, AM 2030A has a positive-slope outer gradient while the inner gradient is almost compatible with a flat behaviour, with the break at about $R/R_{25} \approx$ 0.3 ($R \approx 5$ kpc). However, if we take into account the errors in the measurements, in the latter case the slope of the outer gradient is also compatible with zero, although because of the low number of H II regions in the outer zone, we are not able to give a conclusion. The flattening in the oxygen gradients in the outer part was also found for individual galaxies (Martin & Roy 1995; Bresolin et al. 2009b; Goddard et al. 2011; Rosales et al. 2011; Zahid & Bresolin 2011; Bresolin et al. 2012; Marino et al. 2012; Torres-Flores et al. 2014; Rodríguez-Baras et al. 2014; Miralles-Caballero et al. 2014), a small sample of interacting galaxies (Werk et al. 2011), a large sample of objects (Sánchez et al. 2012, 2014), and even for the Milky Way (Esteban et al. 2013). Basically, there are four theoretical scenarios to explain the flattening of the oxygen abundance gradients at a given galactocentric distance:

(i) the pumping out effect of corotation, which produces gas flows in opposite directions on the two sides of the resonance, yielding a minimum metallicity (Scarano & Lépine 2013) and SFR (Mishurov, Lépine & Acharova 2002);

(ii) a decrease of the star-formation efficiency as proposed by Esteban et al. (2013);

(iii) the accretion of pristine gas (Marino et al. 2012; Sánchez et al. 2014);

(iv) the bar presence (e.g. Zaritsky et al. 1994; Martin & Roy 1994).

The data in our sample only allow us to investigate the bar presence and the SFR rate along the galactic discs. An inspection in



Figure 11. Same as Fig. 5 but for AM 2322A and AM 2322B.

the GMOS-S r' acquisition images of AM 1256B, AM 1219A, AM 2030A and AM 2030B does not reveal the presence of any bar. Moreover, Sánchez et al. (2014) investigated the effects of bars in the abundance gradients for the objects observed in the CALIFA survey, and did not find differences between the statistical term for the slope of the abundance gradient for barred galaxies and the one for other objects. Therefore, we have excluded the bar presence as an explanation for the flattening found in these four interacting galaxies of our sample.

To investigate whether there is a minimum SFR at the break region, we have used the H α flux measured in our observation and the relation given by Kennicutt (1998):

SFR(M_{$$\odot$$} yr⁻¹) = 7.9 × 10⁻⁴² *L*(H α)(erg s⁻¹). (3)

Because the absolute flux of H α was not obtained, our SFR values must be interpreted as a relative estimation and the present analysis is only useful to study the behaviour of the SFR along the AM 1256B, AM 1219A, AM 2030A and AM 2030B discs.

Table 4. Slope of the oxygen abundance gradient and the central value derived for the objects in our sample with no bi-modal gradient behaviour.

Object	N	2	O3N2			
	Slope $[dex/(R/R_{25})]$	12+log(O/H) _{Central}	Slope $[dex/(R/R_{25})]$	12+log(O/H) _{Central}		
AM 1054B	$+0.11 \pm 0.04$	8.54 ± 0.01	$+0.36 \pm 0.04$	8.75 ± 0.06		
AM 1219B	$+0.10 \pm 0.18$	8.89 ± 0.04	_	_		
AM 2058A	-0.29 ± 0.08	8.79 ± 0.02	-0.35 ± 0.08	8.78 ± 0.02		
AM 2229A	$+0.03 \pm 0.09$	8.71 ± 0.03	-0.11 ± 0.06	8.70 ± 0.02		
AM 2306A	-0.40 ± 0.05	8.81 ± 0.02	-0.57 ± 0.06	8.83 ± 0.02		
AM 2322A	-0.17 ± 0.01	8.79 ± 0.01	-0.18 ± 0.02	8.77 ± 0.01		
AM 2322B	-0.14 ± 0.05	8.57 ± 0.02	-0.07 ± 0.05	8.53 ± 0.02		



Figure 12. Metallicity gradients from *N*2 for our sample. The gradients for AM 1219B and AM 1054B, derived with few points (see text), are not shown. For comparison, we show the metallicity gradients for the isolated galaxies M101, Milky Way, M83 and NGC 300 (whose data are taken from Kennicutt et al. 2003, Shaver et al. 1983, Bresolin et al. 2005 and Bresolin et al. 2009b, respectively), eight interacting galaxies presented by Kewley et al. (2010), NGC 92 (Torres-Flores et al. 2014) and NGC 1512 (Bresolin et al. 2012).

Fig. 13 shows the SFR versus R/R_{25} for the galaxies above, and the inner region where the steeper gradient was found is indicated. For two objects, AM 1219A and AM 2030B, we can see that the SFR minimum values are located very close to the regions where the

oxygen gradient breaks, in agreement with Esteban et al. (2013). For AM 1219A only, we also found a minimum in the estimated metallicities, indicating that this break zone could be associated with a corotation radius, as pointed out by Mishurov et al. (2002).



Figure 13. SFR versus the galactocentric distance (R/R_{25}) for AM 1256B, AM 1219A, AM 2030B and AM 2030A. The dotted line separates the inner region where the steeper gradient was found (see text).

For the other two objects, AM 1256B and AM 2030A, the breaks in the abundance gradients are located very close to the SFR maximum.

Another important issue is the behaviour of the ionization parameter U with the metallicity. Basically, U represents the dimensionless ratio of the ionizing photon density to the electron density and it is defined as $U = Q_{ion}/4\pi R_{in}^2 nc$, where Q_{ion} is the number of hydrogen ionizing photons emitted per second by the ionizing source, R_{in} is the distance from the ionization source to the inner surface of the ionized gas cloud (in cm), *n* is the particle density (in cm⁻³) and *c* is the speed of light. Therefore, because the gas flow along the disc of interacting galaxies yields high values of electron density when compared to the ones found in isolated star-forming regions (Paper I), we expect to find low U values in the H II regions located in our sample. To verify this, we used the spectroscopic data presented in Table 3 and the relation,

$$\log U = -1.66(\pm 0.06) \times S2 - 4.13(\pm 0.07),\tag{4}$$

taken from Dors et al. (2011), where $S2 = \log [[S II] (\lambda \lambda 6717, 6731)/H\alpha]$. This equation is valid for $-1.5 \leq \log U \leq -3.5$ and estimations out of this range were not considered. These U estimations are plotted in Fig. 14 versus the O/H abundances determined from N2 for our sample, for H II regions in the interacting galaxy

NGC 1512 observed by Bresolin et al. (2012). We also plot estimations for star-forming regions in isolated galaxies obtained using the same calibrations and the data compiled by Dors et al. (2011). The CALIFA data (Sánchez et al. 2012) for about 300 galaxies of any morphological type are also included in this analysis. It can be seen that H II regions located in interacting galaxies do not present the lowest U values. However, there is a clear correlation indicating that the highest abundances are found in those regions of galaxies with lower ionization strength (see also Freitas-Lemes et al. 2013; Pérez-Montero 2014). In fact, the H II regions located in the centre of galaxies are more evolved (from their H α equivalent width) than those located in the outer regions, as pointed out by Sánchez et al. (2012); these have lower and higher ionization strengths, respectively.

6 CONCLUSIONS

We have presented an observational study of the oxygen gradient abundance in interacting galaxies. Long-slit spectra in the range 4400–7300 Å were obtained with the GMOS-S for 11 galaxies in eight close pairs. Spatial profiles of oxygen abundance (used as a metallicity tracer) in the gaseous phase along galaxy discs were



Figure 14. Ionization parameter U versus the oxygen abundances of H II regions belonging to spiral galaxies from the CALIFA survey, to isolated galaxies (data taken from Dors et al. 2011), to NGC 1512 (Bresolin et al. 2012) and from our sample, as indicated. Estimations of O/H and U were obtained using equations (1) and (4), respectively.

obtained using calibrations based on strong emission lines (N2 and O3N2). We found oxygen gradients to be significantly flatter for all galaxies in the close pairs of our sample than those found in isolated spiral galaxies. For four objects of our sample, AM 1219A, AM 1256B, AM 2030A and AM 2030B, we found a clear break in the oxygen abundance at galactocentric distances R/R_{25} of about 0.5, 0.35, 0.3 and 0.2, respectively. For two objects, AM 1219A and AM 1256B, we found negative slopes for the inner gradients, and for AM 2030B we found a positive slope. In all three cases, we found a flatter behaviour to the outskirts of the galaxies. For AM 2030A, we found a positive-slope outer gradient while the inner gradient is almost compatible with a flat behaviour. This result is not conclusive because of the small number of measured HII regions, mainly for the outer part. We found a decrease of star formation efficiency in the zone that corresponds to the oxygen abundance gradient break for AM 1219A and AM 2030B. Moreover, for AM 1219A, we also found a minimum in the estimated metallicities, indicating that this break zone could be associated with a corotation

radius. For the other two galaxies that present a gradient break, AM 1256B and AM 2030A, we found a maximum for the SFR but not an extreme oxygen abundance value. It must be noted that for all these four interacting systems, the extreme SFR values are located very close to the oxygen gradient break zones. The flattening in the oxygen abundance gradients could be interpreted as being a chemical enrichment due to induced star formation by gas flows along the discs. We have found that H II regions located in close pairs of galaxies follow the same relation between the ionization parameter and the oxygen abundance as those regions in isolated galaxies.

ACKNOWLEDGEMENTS

This work is based on observations obtained at the Gemini Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under a cooperative agreement with the National Science Foundation on behalf of the Gemini partnership: the National Science Foundation (United States), the Science and Technology Facilities Council (United Kingdom), the National Research Council (Canada), CONICYT (Chile), the Australian Research Council (Australia), Ministério da Ciencia e Tecnologia (Brazil) and SECYT (Argentina). DAR, OLD and ACK are grateful for the support of FAPESP, grants 2011/08202-6, 2009/14787-7 and 2010/01490-3, respectively. We also thank the anonymous referee for a careful and constructive revision of this manuscript.

REFERENCES

- Alloin D., Collin-Souffrin S., Joly M., Vigroux L., 1979, A&A, 78, 200
- Alonso-Herrero A., Rosales-Ortega F. F., Sánchez S. F., Kennicutt R. C., Pereira-Santaella M., Díaz Á. I., 2012, MNRAS, 425, L46
- Andrievsky S. M., Kovtyukh V. V., Luck R. E., Lépine J. R. D., Maciel W. J., Beletsky Yu. V., 2002, A&A, 392, 491
- Andrievsky S. M., Luck R. E., Martin P., Lépine J. R. D., 2004, A&A, 413, 159
- Athanassoula E., 1992, MNRAS, 259, 345
- Barden M. et al., 2005, ApJ, 635, 959
- Barton E. J., Geller M. J., Kenyon S. J., 2000, ApJ, 530, 660
- Bastian N., Trancho G., Konstantopoulos I. S., Miller B. W., 2009, ApJ, 701, 607
- Bell E. F., de Jong R. S., 2000, MNRAS, 312, 497
- Bergvall N., Laurikainen E., Aalto S., 2003, A&A, 405, 31
- Bernloehr K., 1993, A&A, 270, 20
- Boissier S., Prantzos N., 2000, MNRAS, 312, 398
- Bragaglia A., Sestito P., Villanova S., Carretta E., Randich S., Tosi M., 2008, A&A, 480, 79
- Bresolin F., 2011, ApJ, 730, 129
- Bresolin F., Schaerer D., González Delgado R. M., Stasińska G., 2005, A&A, 441, 981
- Bresolin F., Ryan-Weber E., Kennicutt R. C., Goddard Q., 2009a, ApJ, 695, 580
- Bresolin F., Gieren W., Kudritzki R.-P., Pietrzyński G., Urbaneja M. A., Carraro G., 2009b, ApJ, 700, 309
- Bresolin F., Kennicutt R. C., Ryan-Weber E., 2012, ApJ, 750, 122
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, ApJ, 345, 245
- Castellanos M., Díaz A. I., Terlevich E., 2002, MNRAS, 329, 315
- Chien L., Barnes J. E., Kewley L. J., Chambers K. C., 2007, ApJ, 660, L105 Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, MNRAS, 358, 363
- Costa R. D. D., Uchida M. M. M., Maciel W. J., 2004, A&A, 423, 199
- Dalcanton J. J., 2007, ApJ, 658, 941
- Di Matteo P., Bournaud F., Martig M., 2008, A&A, 492, 31
- Donzelli C. J., Pastoriza M. G., 1997, ApJS, 111, 181
- Dors O. L., Copetti M. V. F., 2005, A&A, 437, 837
- Dors O. L., Krabbe A. C., Hägele G. F., Pérez-Montero E., 2011, MNRAS, 415, 3616
- Ellison S. L., Mendel J. T., Patton D. R., Scudder J. M., 2013, MNRAS, 435, 3627
- Esteban C., Carigi L., Copetti M. V. F., García-Rojas J., Mesa-Delgado A., Castañeda H. O., Péquignot D., 2013, MNRAS, 433, 382
- Ferreiro D. L., Pastoriza M. G., 2004, A&A, 428, 837
- Ferreiro D. L., Pastoriza M. G., Rickes M., 2008, A&A, 481, 645
- Freedman Woods D., Geller M. J., Kurtz M. J., Westra E., Fabricant D. G., Dell'Antonio I., 2010, AJ, 139, 1857
- Freitas-Lemes P., Rodrigues I., Fáundez-Abans M., Dors O. L., Fernandes I. F., 2013, MNRAS, 427, 2772
- Friedli D., Benz W., Kennicutt R. C., 1994, ApJ, 430, L105
- Garnett D. R., Shields G. A., Skillman E. D., Sagan S. P., Dufour R. J., 1997, ApJ, 489, 63
- Goddard Q. E., Bresolin F., Kennicutt R. C., Ryan-Weber E. V., Rosales-Ortega F. F., 2011, MNRAS, 412, 1246
- Hägele G. F., Díaz A. I., Terlevich E., Terlevich R., Pérez-Montero E., Cardaci M. V., 2008, MNRAS, 383, 209

- Hernandez-Jimenez J. A., Pastoriza M. G., Rodrigues I., Krabbe A. C., Winge C., Bonatto C., 2013, MNRAS, 435, 3342
- Hummer D. G., Storey P. J., 1987, MNRAS, 224, 801
- Kennicutt R. C., 1998, ARA&A, 36, 189
- Kennicutt R. C., Bresolin F., Garnett D. R., 2003, ApJ, 591, 801
- Kewley L. J., Ellison S. L., 2008, ApJ, 681, 1183
- Kewley L. J., Rupke D., Zahid H. J., Geller M. J., Barton E. J., 2010, ApJ, 721, L48
- Krabbe A. C., Pastoriza M. G., Winge C., Rodrigues I., Ferreiro D. L., 2008, MNRAS, 389, 1593
- Krabbe A. C., Pastoriza M. G., Winge C., Rodrigues I., Dors O. L., Ferreiro D. L., 2011, MNRAS, 416, 38
- Krabbe A. C., Rosa D. A., Dors O. L. Jr, Pastoriza M. G., Winge C., Hägele G. F., Cardaci M. V., Rodrigues I., 2014, MNRAS, 437, 1155 (Paper I)
- Lambas D. G., Tissera P. B., Alonso M. S., Coldwell G., 2003, MNRAS, 346, 1189
- Lemasle B. et al., 2013, A&A, 558, 31
- López-Sánchez A. R., Esteban C., 2010, A&A, 516, 104
- Luck R. E., Gieren W. P., Andrievsky S. M., Kovtyukh V. V., Fouqué P., Pont F., Kienzle F., 2003, A&A, 401, 939
- MacArthur L. A., Courteau S., Bell E., Holtzman J. A., 2004, ApJS, 152, 175
- McGaugh S. S., 1991, ApJ, 380, 140
- Maciel W. J., Costa R. D. D., 2009, in Andersen J., Bland-Hawthorn J., Nordström B., eds, Proc. IAU Symp. 254, The Galaxy Disk in Cosmological Context. Cambridge Univ. Press, Cambridge, p. 38
- Magrini L., Sestito P., Randich S., Galli D., 2009, A&A, 494, 95
- Marino R. A. et al., 2012, ApJ, 754, 61
- Marino R. A. et al., 2013, A&A, 559, 114
- Martin P., Roy J. R., 1994, ApJ, 424, 599
- Martin P., Roy J. R., 1995, ApJ, 445, 161
- Mihos J. C., Bothun G. D., Richstone D. O., 2010, ApJ, 418, 82
 Miralles-Caballero D., Díaz A. I., Rosales-Ortega F. F., Pérez-Montero E., Sánchez S. F., 2014, MNRAS, 440, 2265
- Mishurov Y. N., Lépine J. R. D., Acharova I. A., 2002, ApJ, 571, L113
- Mólla M., Díaz A. I., 2005, MNRAS, 358, 521
- Muñoz-Mateos J. C., Gil de Paz A., Boissier S., Zamorano J., Jarrett T., Gallego J., Madore B. F., 2007, ApJ, 658, 1006
- Nikolic B., Cullen H., Alexander P., 2004, MNRAS, 355, 874
- Patton D. R., Ellison S. L., Simard L., McConnachie A. W., Mendel J. T., 2011, MNRAS, 412, 591
- Paturel G., Garcia A. M., Fouque P., Buta R., 1991, A&A, 243, 319
- Paturel G., Petit C., Prugniel P., Theureau G., Rousseau J., Brouty M., Dubois P., Cambrésy L., 2003, A&A, 412, 45
- Pedicelli S. et al., 2009, A&A, 504, 81
- Perez J., Michel-Dansac L., Tissera P. B., 2011, MNRAS, 417, 580
- Perez M. J., Tissera P. B., Scannapieco C., Lambas D. G., de Rossi M. E., 2006, A&A, 459, 361
- Pérez-Montero E., 2014, MNRAS, 441, 2663
- Pérez-Montero E., Contini T., 2009, MNRAS, 398, 949
- Pettini M., Pagel B. E. J., 2004, MNRAS, 348, L59
- Pilyugin L. S., 2003, A&A, 397, 109
- Pilyugin L. S., Thuan T. X., 2005, ApJ, 631, 231
- Pilyugin L. S., Grebel E. K., Mattsson L., 2012, MNRAS, 424, 2316
- Pohlen M., Trujillo I., 2006, A&A, 454, 759
- Portinari L., Chiosi C., 1999, A&A, 350, 827
- Rodríguez-Baras M., Rosales-Ortega F. F., Díaz A. I., Sánchez S. F., Pasquali A., 2014, MNRAS, 442, 495
- Rosales-Ortega F. F., Díaz A. I., Kennicutt R. C., Sánchez S. F., 2011, MNRAS, 415, 2439
- Rupke D. S. N., Kewley L. J., Barnes J. E., 2010a, ApJ, 710, L156
- Rupke D. S. N., Kewley L. J., Chien L.-H., 2010b, ApJ, 723, 1255
- Sánchez S. F. et al., 2012, A&A, 546, 2
- Sánchez S. F. et al., 2014, A&A, 563, 49
- Scarano S., Lépine J. R. D., 2013, MNRAS, 428, 625
- Scarano S., Lépine J. R. D., Marcon-Uchida M. M., 2011, MNRAS, 412, 1741

- Scudder J. M., Ellison S. L., Torrey P., Patton D. R., Mendel J. T., 2012, MNRAS, 426, 549
- Shaver P. A., McGee R. X., Newton L. M., Danks A. C., Pottasch S. R., 1983, MNRAS, 204, 53
- Stasińska G., 2006, A&A, 454, L127
- Storchi-Bergmann T., Calzetti D., Kinney A. L., 1994, ApJ, 429, 572
- Toomre A., Toomre J., 1972, ApJ, 178, 623
- Torres-Flores S., Scarano S., Mendes de Oliveira C., de Mello D. F., Amram P., Plana H., 2014, MNRAS, 438, 1894
- Trancho G., Bastian N., Miller B. W., Schweizer F., 2007, ApJ, 664, 284
- Trujillo I. et al., 2004, ApJ, 604, 521
- Vílchez J. M., Esteban C., 1996, MNRAS, 280, 720
- Werk J. K., Putman M. E., Meurer G. R., Santiago-Figueroa N., 2011, ApJ, 735, 71
- Wright E. L., 2006, PASP, 118, 1711
- Yong D., Carney B. W., Friel E. D., 2014, AJ, 144, 95
- Zahid H. J., Bresolin F., 2011, AJ, 141, 192
- Zaritsky D., Kennicutt R. C., Huchra J. P., 1994, ApJ, 420, 87

SUPPORTING INFORMATION

Additional Supporting Information may be found in the online version of this article:

Table 3. Specific parameters and intensity of emission lines corrected by reddening (relative to $H\beta = 100$) (http://mnras.oxfordjournals.org/lookup/suppl/doi:10.1093/mnras/ stu1578/-/DC1).

Please note: Oxford University Press is not responsible for the content or functionality of any supporting materials supplied by the authors. Any queries (other than missing material) should be directed to the corresponding author for the article.

This paper has been typeset from a $T_EX/I \Delta T_EX$ file prepared by the author.