

Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Paula Maria Fernanda Urrutia Viscarra

**As propriedades e o caminho evolutivo das
regiões de formação estelar no meio
intergaláctico**

São Paulo

2014

Paula Maria Fernanda Urrutia Viscarra

**As propriedades e o caminho evolutivo das
regiões de formação estelar no meio
intergaláctico**

Tese/Dissertação apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para a obtenção do título de Mestre/Doutor em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientadora: Prof.^a Dr.^a Claudia Lucia Mendes de Oliveira

São Paulo

2014

Aos meus pais Edith e Sergio.

Agradecimentos

É com muita satisfação que expresso aqui o mais profundo agradecimento a todos aqueles que tornaram a realização deste trabalho possível.

Expresso o meu profundo agradecimento à Professora Doutora Claudia Mendes de Oliveira, orientadora desta tese, pelo apoio incondicional, pela sincera amizade, incentivo e disponibilidade demonstrada em todas as fases que levaram à concretização deste trabalho. Obrigada por todo seu conhecimento e entusiasmo que me foi transmitido durante estes anos.

À Professora Doutora Duilia de Mello, o meu sincero agradecimento pela co-orientação neste projeto. Muito obrigada pelo profissionalismo e pela total disponibilidade que sempre revelou para comigo. O seu apoio foi determinante na elaboração desta tese.

À Doutora Magda Arnaboldi, co-orientadora, com quem tive o orgulho e privilégio de colaborar durante o estágio no European Southern Observatory. Agradeço todos os estímulos e desafios para a realização deste projeto.

Expresso também a minha gratidão ao Professor Doutor Sergio Torres-Flores, pela amizade e infinita disponibilidade e disposição em colaborar sempre que solicitada a sua ajuda. Em especial, pelos comentários sempre importantes no desenvolvimento do trabalho.

Ao Dr. Rodrigo Carrasco, pela ajuda principalmente na hora da redução dos dados do Gemini.

Não posso deixar de agradecer aos professores do Departamento de Astronomia, em especial aos que participaram diretamente em minha formação científica: Silvia, Laerte, Gastão, Eduardo, Antonio Mario, Ronaldo e Roberto.

Agradeço a meus bons amigos de fala hispânica: Sandra (Sukita), Monica, Maritza, Millaray, Alvaro, Manuel, Patricia, Veronica, Mario, Tatiana e a pequena Gabriela, pela

sua amizade e apoio durante estes anos. Obrigada por serem minha família no Brasil.

Agradeço a todos meus amigos e colegas da USP, em especial aos que estiveram junto a mim durante estes anos: Thais, Nathalia, Felipe (criancinha), Thiago Junqueira, Vinicius, Reinaldo, Gustavo Rocha, Raul (compadre), Bruno Quint, Marcus, Patricia, Kadu, Alan, Bruno Dias, Carlos, Daniel, Fellipy, Felipe, Grzegorz, Juan Carlos, Marcio, Tiago Ricci, Oscar, Eliane, Miguel Andres, Pedro.

Agradeço também aos amigos que fiz durante o estágio no ESO, Claudia Lagos, Rodrigo Tobar, Laura Inno, Izaskun Jimenez e Marco de Pascale. Obrigada por serem minha família em Munique.

Agradeço a meu amigo e colaborador Rafael Eufrazio e sua esposa Andreza, pela amizade e apoio durante minhas estadias nos Estados Unidos.

Sou muito grata a todos os meus amigos no Chile pelo incentivo recebido ao longo destes anos. Em especial a Felipe Navarrete, agradeço pela amizade, carinho e disponibilidade.

Gostaria ainda de agradecer:

Aos funcionários do departamento de astronomia: Marina, Conceição, Regina, Aparecida (Cida), Ulisses, Marco, Luis, que sempre estiveram dispostos a me ajudar ao longo de todos estes anos. E aos funcionários do IAG, em especial à parte de secretaria de pos-graduação: Marcel, Ana Carolina e Lilian.

À CNPq e ao European Southern Observatory pelo apoio financeiro.

À Minha Família, em especial aos Meus Pais, Edith Viscarra e Sergio Urrutia, e ao Meu Irmão, um enorme obrigada por acreditarem sempre, possibilitando a oportunidade de realizar meus sonhos e conquistas e por todos os ensinamentos de vida. Espero que esta etapa, que agora termino, possa, de alguma forma, retribuir e compensar todo o carinho, apoio e dedicação que, constantemente, me oferecem. A eles, dedico todo este trabalho.

*“A mente que se abre a uma nova ideia,
jamais volta ao seu tamanho inicial”*

— ALBERT EINSTEIN —

Resumo

Esta tese está enfocada na detecção de regiões de formação estelar ao redor de galáxias em interação, principalmente nas caudas de maré destas galáxias, onde frequentemente são encontradas formação de galáxias anãs de maré (TDGs) ou regiões HII. Como tal, estes sistemas oferecem a possibilidade de restringir observacionalmente a formação de galáxias e aglomerados estelares no Universo local.

Neste trabalho temos procurado fontes no ultravioleta em uma amostra de sistemas de interação, onde todos eles mostram emissão perturbada no gás de HI. Analisamos imagens do telescópio GALEX nas bandas Far- e Near-UV e novos espectros obtidos com o instrumento GMOS/Gemini de uma amostra de regiões integalácticas ao longo das caudas de maré de quatro sistemas em interação. Ao determinar seus desvios ao vermelho, fomos capazes de confirmar que estas regiões estão associadas fisicamente aos sistemas em interação.

Os sistemas em interação analisados foram: o grupo compacto HCG 100 e as galáxias em interação: NGC 2782, NGC 6872 e NGC 2865. Todos estes sistemas apresentam caudas de maré, um sinal de que sofreram fortes interações e, portanto, espera-se a formação de novos objetos no meio intergaláctico. Para estes quatro sistemas, usamos o instrumento GMOS/Gemini para obter o espectro de cada uma das candidatas a regiões de formação estelar. Um total de 23 regiões de formação estelar foram detectadas nas caudas de maré no mesmo redshift das galáxias principais.

Para o sistema NGC 2782, confirmamos a presença de 3 regiões jovens na cauda de HI. Em NGC 6872, a maior galáxia espiral do universo, confirmamos 10 regiões de formação estelar nas duas “caudas de maré”. O grupo HCG 100 foi o único sistema em que detectamos duas candidatas a TDG, elas estão localizadas nos picos da emissão do gás de HI

não sendo, encontradas regiões HII neste sistema. Para a galáxia NGC 2865, usamos pela primeira vez a técnica multi-slit imaging spectroscopy (MSIS) para fazer um censo das regiões de formação estelar fora da galáxia, encontrando um total de 7 objetos emissores de H α na parte sul da cauda de maré.

O fato de ter detectado só TDGs ou só regiões HII em cada sistema está de acordo com os resultados de simulações numéricas, que predizem que formação estelar nas caudas de maré podem ser encontradas em estruturas pequenas, como aglomerados estelares, ou em grandes estruturas, como TDGs, mas não nas duas.

Para cada região de formação estelar, estimamos a idade usando a emissão UV e os modelos do STARBURST99, observando que estas regiões são jovens (< 200 Myr) e com uma massa estelar no intervalo de 10^3 até $10^8 M_{\odot}$.

Estes resultados implicam que a interação de galáxias permitem a formação de estruturas no meio intergaláctico (IGM), abarcando um intervalo de massas entre aglomerados estelares até galáxias anãs, tais como as encontradas ao redor da Via Láctea. Para cada região, estimamos a metalicidade e verificamos que elas são ricas em metais relativos à galáxias anãs clássicas com a mesma luminosidade, obtendo uma abundância de oxigênio média de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) > 8.3$. Assim, dada a metalicidade e idade encontradas em cada região, sugere-se que elas foram formadas *in-situ* de um material pré-enriquecido processado nas galáxias progenitoras e expulso ao IGM durante a interação das galáxias. Este resultado também pode ser uma peça chave na poluição do IGM com metais. Encontrar altas metalicidades nas regiões extragalácticas pode ser um indício de que a interações de galáxias podem ter sido um mecanismo importante para poluir o IGM, resultado que seria mais importante em altos redshift, onde havia maior quantidade de interações.

Abstract

This thesis work was focused in the detection of star-forming regions around interacting galaxies. In the tidal tails of interacting galaxies, during close encounters or merging, Tidal Dwarf Galaxies (TDGs) and intergalactic HII regions are form. As such they offer the possibility of observationally constrain galaxy and cluster formation in the local Universe.

We have searched for strong UV sources in a sample of interacting systems, where all of them show a disturbed HI emission. I analyzed GALEX Far and Near UltraViolet data and new GMOS/Gemini spectra of the ionized gas of a sample of ultraviolet detected knots along the tidal features of four interacting galaxies. By determining their redshifts, I was able to confirm their physical association with the interacting systems.

We presented four systems that we have already confirmed that they have TDGs or intergalactic HII regions. The interacting systems analyzed were: the compact group HCG 100, and three galaxies NGC 2782, NGC 6872 and NGC 2865, all of these system have HI tidal debris, which are thought to have suffered strong interactions, and thus we expected that new objects may have formed in tidal debris. A total of 23 knots in the tidal features were detected in the redshift of the main galaxies. For the systems NGC 2782, HCG 100 and NGC 6872 I used Gemini/GMOS multi-slit spectra to study each knot previously detected in Ultraviolet images.

For the system NGC 2782, I confirmed the membership of three young regions in the tail of HI. In NGC 6872, dubbed the largest-known spiral galaxy, I confirmed that ten star-forming regions are locate in the two “tails”. In the compact group HCG 100 we detected two TDGs candidates, they are locate in the peak of the HI gas emission and no HII regions were found in this system. For the galaxy NGC 2865, I used for first time the Multi-Slit Imaging Spectroscopy Technique (MSIS) to carry out a survey of HII regions in

the external regions of a galaxy. We found a total of seven H α emitters in the south part of the galaxy's tidal tail.

The fact that only TDGs or only HII regions are detected in each system is according with the results of numerical simulations. Those predicts that star formation in tidal tails manifest itself in small structures like clusters along the tail or in large structures such as dwarf galaxies, but not in both.

For each of the star-forming regions, I estimated the age using the UV emission and the models given by STARBURST99. We found that the regions are young (< 200 Myr) and the stellar masses are in the range of 10^3 to $10^8 M_{\odot}$.

This imply that galaxy interactions led to the formation of structures, in the intergalactic medium (IGM), on a broad mass range from clusters to dwarf galaxies around the Milky Way. For each source we estimated their metallicity and verified that they are metal rich with respect to typical dwarf galaxies and cluster with the same luminosity. The oxygen abundance estimated was on average $12 + \log(\text{O}/\text{H}) > 8.3$. These observational constrains suggested that these sources were formed in-situ from a pre-enriched material, which has been reprocessed within the galaxies and ejected to the IGM during the galaxies encounters. These results could also be a key in the pollution of the IGM with metals, the high metallicity found in the HII extragalactic regions could be a indicator that the interaction of galaxies may have been an important mechanism to pollute the IGM, a result that would be more important at high redshift, which had a higher proportion of interactions.

Lista de Figuras

1.1	A galáxia <i>Antennae</i>	25
1.2	A galáxia <i>Antennae</i>	26
1.3	Grupo de galáxias M81/82.	27
1.4	Simulação de uma fusão de duas galáxias ricas em gás.	29
1.5	Os quatro sistemas analisados neste trabalho	36
2.1	Índice R23 vs. metalicidade	41
2.2	Abundância de Oxigênio versus a razão de linhas ($OIII\lambda 3727 + OIII\lambda 4959, 5007$) / $H\beta$	42
2.3	Abundância de Oxigênio versus o índice N2.	43
2.4	Abundância de Oxigênio versus o índice O3N2.	44
2.5	Idade vs. $EW(H\alpha)$ e $EW(H\beta)$	45
2.6	Luminosidade vs. comprimento de onda e Idade	47
3.1	Imagem do grupo compacto HCG 100	53
3.2	Imagem de HCG 100.	56
3.3	Espectro da TDG numero 3 do sistema HCG 100.	57
3.4	Espectro da TDG numero 4 do sistema HCG 100.	58
3.5	Magnitude absoluta (M_B) versus abundância de oxigênio.	60
3.6	Diagrama BPT.	61
4.1	Imagem óptica do grupo de galáxias Pavo	66
4.2	Campo de velocidade e emissão em $H\alpha$ do sistema NGC 6872/IC 4970.	67
4.3	Mapas dos contornos do gás HI	68
4.4	Campo de velocidade do gás HI de NGC 6872	69

4.5	Simulação da interação das galáxias NGC 6872 e IC 4970	70
4.6	Regiões da galáxia NGC 6872 sobreposta na imagem na banda g' do Gemini	71
4.7	Espectros da galáxia NGC 6872	72
4.8	Mapa de velocidade para as regiões da galáxia NGC 6872	74
4.9	Magnitude absoluta na banda B vs. Metalicidade	79
5.1	Simulação da colisão da galáxia NGC2782.	84
5.2	Espectros das três regiões HII no meio intergaláctico da galáxia NGC 2782	86
5.3	Espectros da regiões HII intergaláctica observada com o SDSS	87
5.4	Imagens NUV e r' das sete regiões de formação estelar.	89
5.5	Diagrama das cores FUV-NUV versus FUV- r'	91
6.1	Mascara usada na técnica MSIS	102
6.2	Espectro em duas dimensões apresentando as diferentes emissões detectadas com a técnica MSIS.	105
6.3	Imagem da banda NUV do GALEX com as 7 regiões intergalácticas de NGC 2865	112
6.4	Zoom de seis das sete regiões intergalácticas nas bandas NUV do GALEX e r' do Gemini.	113
6.5	Espectros da linha de $H\alpha$	113
6.6	Espectros da linha de $H\alpha$ para a região <i>IG_04</i>	114
6.7	Regiões de formação estelar sobreposta aos contornos de HI	117
6.8	Histograma das velocidades das regiões HII extragalácticas	118
6.9	Velocidade das regiões HII e o campo de velocidade do gás de HI	118
6.10	Espectros das emissões de $H\alpha$ detectadas na galáxia satélite FGCE 0745 .	120
6.11	Campo de velocidade da galáxia FGCE 0745	121
6.12	Curva de rotação da galáxia satélite FGCE 0754	121
6.13	espectro final da galáxia FGCE 0745	122
6.14	Espectros das 5 regiões HII observadas em multi-slit	123
7.1	Diferença na concentração do gás de HI dos sistemas NGC 2865 e HCG 100	133
7.2	Fração de <i>merger</i> e metalicidade das galáxias vs o redshift	136
A.1	Filtros do GALEX versus os do SDSS	156

A.2	Telescópio Gemini Sul	158
A.3	Telescópio Gemini Norte	158
A.4	Mascara GMOS	159

Lista de Tabelas

1.1	TDGs na literatura	33
3.1	Parâmetros do grupo HCG 100	52
3.2	Parâmetros das galáxias do grupo HCG 100	54
3.3	Parâmetros das regiões do sistema HCG 100.	57
3.4	Parâmetros das regiões do sistema HCG 100.	59
4.1	Propriedades de NGC 6872/IC 4970.	67
4.2	Fluxos das linhas $H\gamma$, $H\beta$ e $H\alpha$	73
4.3	Principais parâmetros físicos para as regiões da cauda de maré do sistema NGC 6872/IC 4970.	75
4.4	Metalicidade e idade para as regiões de NGC 6872.	77
5.1	Fluxos das linhas de emissão para as regiões do sistema NGC 2782.	87
5.2	Parâmetros fotométricos das regiões do sistema NGC 2782.	91
5.3	Parâmetros espectroscópicos das regiões do sistema NGC 2782.	93
6.1	Parâmetros Físicos da literatura para NGC 2865 e a galáxia satélite FGCE 0745.	100
6.2	<i>Logbook</i> das observações de NGC 6825.	103
6.3	Candidatas para regiões de formação estelar no meio intergaláctico de NGC 2865.	105
6.4	Emissão de $H\alpha$ proveniente da galáxia satélite FGCE 0745	106
6.5	Parâmetros físicos derivados da linha de $H\alpha$ para as regiões de formação estelar extragalácticas.	110

6.6	Parâmetros físicos derivados da linha de $H\alpha$ para as regiões de formação estelar na galáxia FGCE 0745.	111
6.7	Parâmetros físicos derivados das imagens do GALEX FUV e NUV.	112
6.8	Regiões de formação estelar confirmadas no meio intergaláctico de NGC 2865.	124
6.9	Parâmetros das regiões de formação estelar confirmadas no meio intergaláctico de NGC 2865	125
7.1	Sumário das principais propriedades das regiões intergalácticas	130
A.1	Propriedades das bandas do GALEX	156

Sumário

1. <i>Introdução Geral</i>	23
1.1 Caudas de Maré	24
1.2 Subestruturas nas caudas de maré: Formação Estelar	28
1.3 Formação de aglomerados estelares	30
1.4 Galáxias anãs de maré	31
1.4.1 Como a definição de TDG pode ser traduzida a propriedades obser- vacionais?	32
1.5 A amostra	34
1.6 Estrutura da Tese	35
2. <i>Análises</i>	37
2.1 Extinção nebular	37
2.2 Velocidades Radiais	38
2.2.1 Obtenção das velocidades para espectros com linha de emissão.	38
2.3 Metalicidades	39
2.3.1 Método O23 ou R23	40
2.3.1.1 Método-P	40
2.3.1.2 Método R23 proposto por Edmunds e Pagel; McCall et al. e Dopita e Evans	41
2.3.2 Método [NII]/H α (N2)	42
2.3.3 Método [OIII]/[NII] (O3N2)	43
2.4 Idades	44
2.4.1 Cor FUV-NUV vs. Modelos de síntese espectral	45

2.4.2	Linhas de emissão $H\alpha$ e $H\beta$	45
2.5	Massas	46
3.	<i>O grupo compacto de Hickson 100</i>	49
3.1	Introdução	51
3.2	Os grupos compactos de Hickson	51
3.2.1	O caso de HCG 100	52
3.3	Espectroscopia com Gemini/GMOS	54
3.4	Regiões de formação estelar no meio intergaláctico	55
3.5	Resultados & Discussão	57
3.5.1	Idades e massas	57
3.5.2	Metalicidade	58
3.5.3	O diagrama BPT	60
3.6	Conclusão	61
4.	<i>A galáxia Condor (NGC 6872)</i>	63
4.1	Introdução	65
4.2	Observações	70
4.3	Resultados & Discussão	71
4.3.1	Excesso de cor	73
4.3.2	Abundância de oxigênio em NGC 6872	74
5.	<i>NGC 2782</i>	81
5.1	Introdução	83
5.2	Observações	85
5.2.1	Espectroscopia GMOS/Gemini	85
5.2.2	Fotometria das imagens do GALEX	88
5.3	Resultados: Regiões HII intergalácticas	88
5.3.1	<i>Idades e massas fotométricas</i>	90
5.3.2	<i>Velocidade e idade espectroscópica</i>	92
5.3.3	<i>Abundância de oxigênio</i>	92
5.3.4	Resumo das propriedades das regiões HII detectadas neste estudo.	93
5.4	Discussão & Conclusão	93

6. <i>A técnica MSIS & NGC 2865</i>	97
6.1 Introdução	99
6.2 Observações	100
6.2.1 Observações espectroscópicas	100
6.2.1.1 As vantagens da Técnica MSIS	103
6.2.1.2 Candidatos para emissões de H α	104
6.2.2 Gás de H I	107
6.2.3 Dados ultravioleta	107
6.3 Análise	107
6.3.1 Emissores em H α	107
6.3.2 Regiões com emissão em UV	108
6.4 Resultados	109
6.4.1 Regiões HII intergalácticas	109
6.4.2 Estão as regiões de HII ligadas à galáxia NGC 2865?	116
6.4.3 Regiões de formação estelar na galáxia satélite FGCE 0745	119
6.4.4 Sumário das principais propriedades físicas das regiões HII detectadas usando a técnica MSIS	121
6.5 Observações Multi-slit para 5 das regiões HII detectadas usando MSIS	122
6.5.1 Densidade Eletrônica, Excesso de cor e Metalicidade	124
6.6 Discussão e conclusões	125
6.6.1 Regiões HII de intergalácticas	126
6.6.2 A galáxia satélite FGCE 0745	127
6.6.3 Metalicidade	127
7. <i>Discussão & Conclusões</i>	129
7.1 Regiões HII ou TDGs?	132
7.2 Enriquecimento do meio intergaláctico com metais	134
<i>Referências</i>	137
<i>Apêndice</i>	153
<i>A. Telescópios & Base de dados utilizados.</i>	155

A.1	Galaxy Evolution Explorer: GALEX	155
A.1.1	Manipulação dos dados	157
A.2	Observatório Gemini	157
A.2.1	Instrumento GMOS	158
A.3	“HI Rogues Gallery”, uma galeria de galáxias em interação	159
B.	“Star formation in H I tails: HCG 92, HCG 100 and six interacting systems” . . .	163
C.	“NGC 2782: a merger remnant with young stars in its gaseous tidal tail’	175
D.	“A census of H α emitters in the intergalactic medium of the NGC 2865 system”	187

Introdução Geral

As galáxias podem ser encontradas em diferentes tipos de ambientes, desde configurações de baixas densidades, tais como grupos isolados ou pares de galáxias, até centros de aglomerados densos e grupos compactos de Hickson (HGCs, Hickson, 1982). Assim, o ambiente onde se encontram as galáxias influencia as propriedades destas, já que estas podem ter (ou não) sofrido vários encontros e fusões durante o tempo de Hubble. Notamos que a colisão de galáxias é um fenômeno incomum no Universo Local e só uma pequena fração destas envolvem duas galáxias massivas, fenômeno conhecido como *major merger*. Embora estas representem umas das colisões mais espetaculares observadas, estão longe de ser um fenômeno comum. Isto devido à forma da função de luminosidade das galáxias, a qual aumenta para baixas luminosidades, assim favorecendo os encontros que comumente envolvem uma galáxia brilhante com uma pequena galáxia satélite. Acredita-se que estas colisões entre galáxias foram mais frequentes no passado. E efetivamente isto foi corroborado com a pesquisa *Hubble Space Telescope Deep Sky Survey*, o qual mostra que o número de galáxias perturbadas aumenta aproximadamente em 20% em um *redshift* entre 0.7 até pelo menos 1.5 comparado com o Universo Local (e.g. Glazebrook et al., 1995; Abraham et al., 1996; Le Fèvre et al., 2000; López-Sanjuan et al., 2013), sustentando a ideia de que um Universo pequeno, denso e jovem favorece as interações entre galáxias. Uns dos efeitos ambientais mais interessantes produzido por encontros entre galáxias é a grande quantidade de formação estelar gerada depois dela. Especialmente quando estas formações de estrelas estão localizadas fora das galáxias, produto do gás que tem sido expulso por estas ao meio intergaláctico produto da força de gravidade durante a interação. Isto tem sido observado em sistemas em fusão, pares, ou em grupos próximos em interação, principalmente nos sistemas que possuem nuvens de HI não coincidentes com os centros das galáxias, comu-

mente chamadas de “caudas de maré”. Estas caudas são excelentes candidatas para conter um grande número de regiões HII fora das galáxias, resultado apresentado nas simulações numéricas propostas por Bournaud et al. (2008). Com a detecção desses sistemas intergalácticos, podemos analisar a probabilidade de formar estrelas em ambientes extremos, neste caso ambientes com densidade de gás de HI tão baixas como $\text{HI} \sim 10^{-19} \text{ cm}^{-2}$. Embora nuvens de HI no meio intragrupo sejam raras no Universo local, vários autores têm trabalhado em entender as condições físicas que levam à formação de novas estrelas fora das galáxias (e.g. Mendes de Oliveira et al., 2004; Ryan-Weber et al., 2004; Bournaud et al., 2004; de Mello et al., 2012; Torres-Flores et al., 2012; Arrigoni Battaia et al., 2012; Yagi et al., 2013). Assim acreditamos que a formação estelar fora das galáxias pode ter sido um mecanismo eficiente para enriquecer o meio interestelar com metais quando o universo era mais jovem e as interações entre galáxias eram muito mais frequentes. Este ponto toma força uma vez que vários estudos mostram que o meio intergaláctico até um *redshift* de pelo menos $z=6$ não é um remanescente puro do Big Bang. Em vez disso contém uma quantidade significativa de metais (Songaila, 2001; Pettini et al., 2003; Becker et al., 2006; Ryan-Weber et al., 2006, 2009; Simcoe et al., 2011; Díaz et al., 2011; D’Odorico et al., 2013). No entanto, o mecanismo responsável pelo processo de “poluição” do meio intergaláctico com produtos da nucleossíntese estelar ainda não é conhecido. Se encontrássemos frequente formação estelar no meio intergaláctico, as quais apresentam altas metalicidades, semelhantes às apresentadas pelas galáxias progenitoras, teríamos uma forte evidência de que este pode ser um eficiente mecanismo para poluição do meio intergaláctico com metais. Isto dado que Mannucci et al. (2010) encontraram que a metalicidade das galáxias até um *redshift* de pelo menos $z \sim 2$ tem-se mantido constante (Figura 1.1).

1.1 Caudas de Maré

Quando as galáxias estão isoladas, elas mantêm seu material (estrelas, gás, poeira, etc.) ligado graças à força gravitacional. No entanto, quando esta galáxia passa por um potencial externo dela, por exemplo uma galáxia vizinha, experimenta forças gravitacionais externas que atuam de maneira diferente de um lado da galáxia e do outro lado, produzindo assim as chamadas caudas de maré.

As caudas de maré são um resultado de interações gravitacionais entre galáxias. Du-

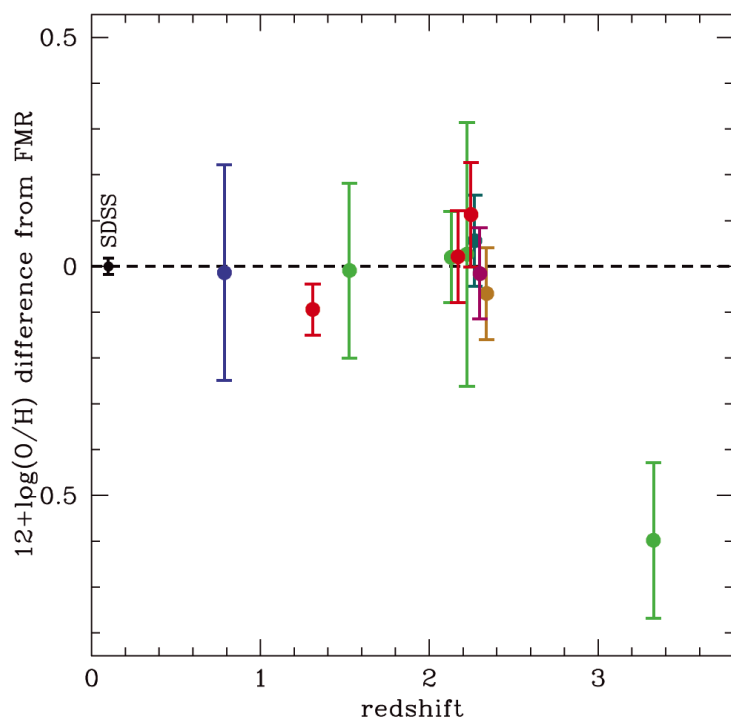


Figura 1.1: Diferença de metalicidade entre a relação fundamental de metalicidade e a metalicidade de galáxias em diferentes *redshift*. Toda a amostra até um $z = 2.5$ é consistente com a não evolução da metalicidade. Crédito: Mannucci et al. (2010), Figura 4.

rante a interação, as estrelas e principalmente o gás são frequentemente retirados das galáxias, assim formando as caudas. Estas caudas podem sobreviver por longos períodos de tempo depois de que as galáxias tenham se fundido. Portanto, são consideradas como uma assinatura de interação de galáxias. As caudas de maré, ou de forma mais geral, as estruturas finas que rodeiam as galáxias (filamentos estelares, anéis, pontes, *shells*, etc.) são as assinaturas menos ambíguas de evolução das galáxias. De fato, enquanto outras propriedades galácticas - como a presença de estruturas espirais, barras, *warps* ou mesmo surtos estelares (*starburst*) - podem ser explicadas pela evolução secular e internas, a formação de filamentos estelares ou gasosos só podem ser explicados por uma colisão entre galáxias. Simulações numéricas predizem a formação de muitas dessas estruturas (e.g. Johnston et al., 2008; Peirani et al., 2010).

O começo do entendimento da formação das caudas de maré deu-se graças aos experimentos numéricos realizados por Toomre e Toomre (1972) quem mostraram que as forças de maré breves mas intensas que surgem durante um encontro entre duas galáxias (ao menos uma delas tipo tardio) seriam suficiente para criar estruturas longas e finas. Toomre e Toomre mostraram que só efeitos gravitacionais são suficientes para reproduzir as estruturas observadas em sistemas em interação.

O caso mais famoso de cauda de maré é apresentado pelo sistema de galáxias NGC4038/4039

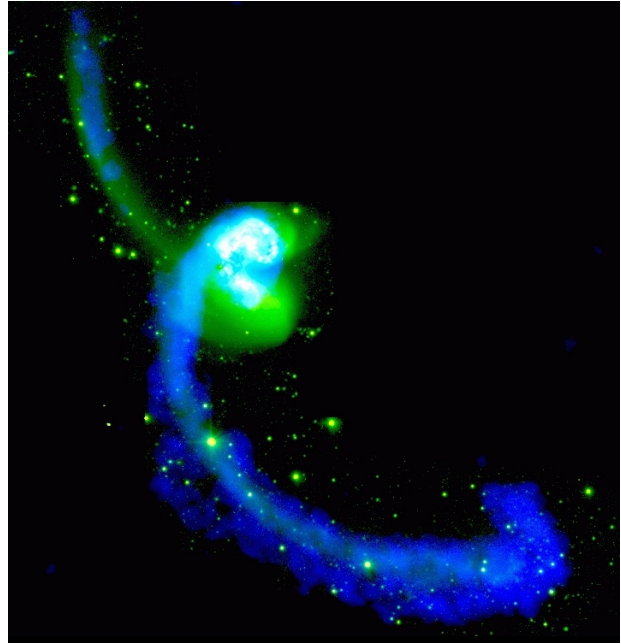


Figura 1.2: A imagem mostra uma representação em cor da galáxia *Antennae*, em azul a imagem em 21 cm (HI) e a imagem óptica CTIO (B + V + R) em verde e branco. Crédito Hibbard et al. (2001), Figura 2a.

ou também conhecido como *Antennae*, Figura 1.2. *Antennae* é o exemplo mais próximo de *major merger* envolvendo duas galáxias ricas em gás que apresentam massas comparáveis. Esta fusão exhibe duas enormes caudas de maré, material jogado fora das galáxias durante o processo de fusão entre NGC4038 e NGC4039, algumas centenas de milhões de anos atrás.

Antennae foi uma das primeiras galáxias totalmente mapeadas na banda de 21 cm (van der Hulst, 1979). As primeiras observações foram obtidas com o telescópio *Westerbork Synthesis Radio Telescope*, as quais revelaram que 70% do total de hidrogênio neutro HI está distribuído ao longo das caudas de maré ópticas. Para comparação: as caudas contam apenas com um baixo percentual do componente estelar das galáxias em fusão. Assim o HI aparece como o principal, mais massivo, componente das caudas de maré e é assim um dos melhores traçadores de interações.

Outro exemplo de que o gás de HI é um traçador de interação de galáxias pode ser observado no grupo de galáxias M81, figure 1.3, em que, ao olhar-se as imagens ópticas do grupo, é difícil inferir que as três galáxias principais visíveis estão envolvidas em uma interação (figura 1.3, esquerda). Mas o mapa de HI da mesma região fornece uma visão diferente e revela uma complexa rede de caudas e pontes que ligam as três galáxias (figura 1.3, direita). A galeria “HI Rogues gallery”¹ publicada por Hibbard et al. (2001) exhibe casos semelhantes, enfatizando o papel do gás de HI como o traçador mais sensível de interações de maré.

¹ <http://www.nrao.edu/astrores/HIrogues/>

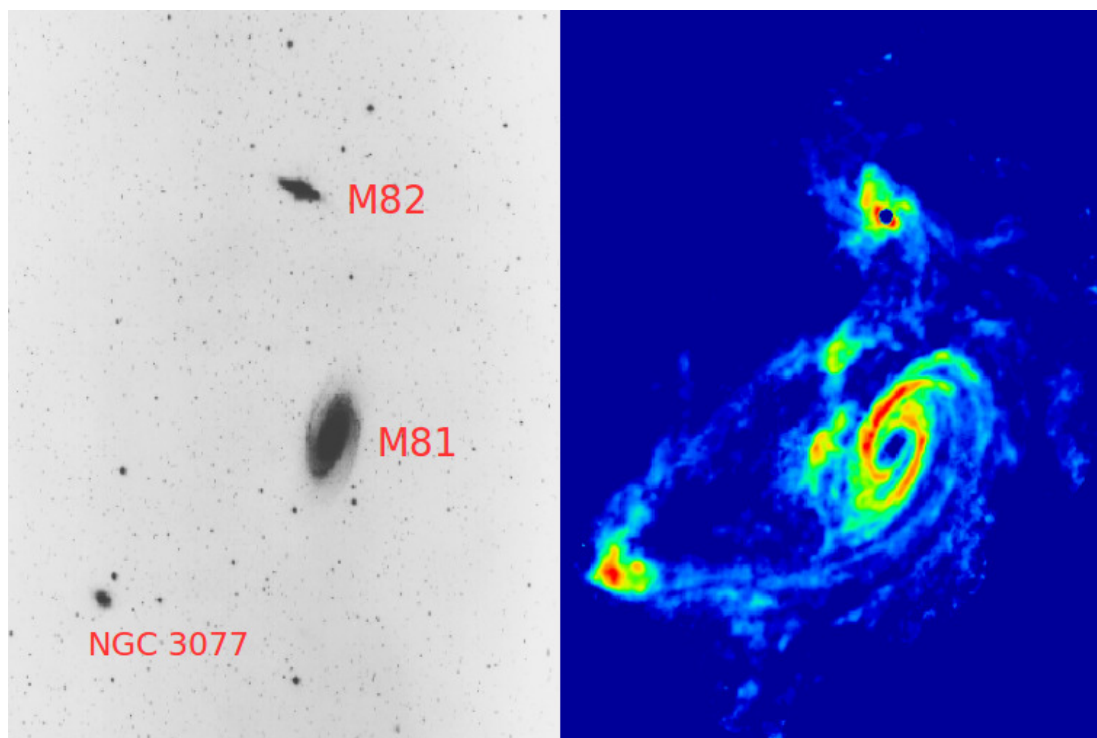


Figura 1.3: Imagens do grupo de galáxias M81/82, em vermelho estão os nomes de cada uma dos membros do sistema. Esquerda: imagem óptica, onde as galáxias parecem estar desconectadas. Direita: imagem em 21 cm, HI, a qual mostra forte interação entre os três membros do sistema.

O gás de HI não é o único material presente nas caudas de maré, ele está combinado com outros componentes. De fato, “escombros” (ou em inglês *debris*) de maré contêm todos os componentes usuais encontrados no meio interestelar das galáxias. O componente chave é claramente o gás molecular no qual as estrelas são formadas. Braine et al. (2000) apresentaram as primeiras detecções de monóxido de carbono (CO) nos extremos de duas caudas de maré, nos sistemas em interação ARP 105 e ARP 245N. Braine et al. (2001) detectaram CO em 6 galáxias anãs de maré, mostrando que o gás molecular é abundante neste objetos, com massas até $10^8 M_{\odot}$. Para essas galáxias, emissão de CO coincide espacialmente e cinematicamente com a emissão do HI, indicando que o gás molecular é formado desde o hidrogênio atômico, onde a densidade do HI é alta, assim acreditando que o gás molecular em anãs maré foi formado in situ a partir do gás atômico expulsado das galáxias progenitoras. Depois de Braine et al. vários outros autores têm detectado CO em caudas de maré especialmente nos picos de HI (Smith e Struck, 2001; Lisenfeld et al., 2002, 2004; Walter et al., 2006). No entanto, novos mapeamentos de CO em caudas de maré revelaram a presença de nuvens moleculares fora dos picos de HI, deixando em aberto a possibilidade

de que o componente molecular (ou parte dele) poderia ter sido retirado diretamente das galáxias em colisão, ao mesmo tempo que o HI (Lisenfeld et al., 2008).

1.2 Subestruturas nas caudas de maré: Formação Estelar

Como mencionado na seção anterior, caudas de maré contêm todos os ingredientes necessários para formar estrelas, em particular gás molecular e poeira, e de fato estrelas jovens são frequentemente observadas em restos de colisão.

A procura por estas regiões de formação estelar nas caudas de maré tem sido realizada com vários tipos de traçadores, tais como ultravioleta (e.g. Boquien et al., 2009; de Mello et al., 2008), H α (e.g. Bournaud et al., 2004; Torres-Flores et al., 2009) ou emissão em infravermelho (Smith et al., 2007; Boquien et al., 2010). Bournaud (2009) propõe dois mecanismos principais para a formação de subestruturas de formação estelar densas e ricas em gás em galáxias em interação: 1) instabilidades locais em caudas de maré ricas em gás, e 2) um acúmulo (*pile-up*) de grandes quantidades de gás em uma região em particular. Algumas simulações mostram que esse dois mecanismos podem acontecer ao mesmo tempo. Uma delas é a realizada por Bournaud et al. (2008) quem simularam um fusão de galáxias ricas em gás, figura 1.4.

Nas simulações, os objetos massivos produzidos pelo mecanismo de acúmulo de gás, são comumente encontrados nas pontas de caudas de maré, os quais são: muito massivos ($10^{8-9} M_{\odot}$), extensos (~ 1 kpc) e com discos rotacionais ($V/\sigma > 1$). Uma única fusão raramente forma mais do que alguns destes objetos, ao contrário dos objetos produzidos pela instabilidade local, os quais podem ser encontrados em quantidades numerosas. Esses objetos são menos massivos ($10^{6-7} M_{\odot}$), mais compactos (10 - 100 pc), e sustentados pelo movimento aleatório estelar ($V/\sigma < 1$).

Bournaud (2009) propõe que devido aos diferentes mecanismos de formação e propriedades destes objetos, eles não devem ser considerados como estruturas de alta e baixa massa de uma mesma família de objetos. Se não que o mecanismo de acúmulo de gás forma objetos massivos ou galáxias anãs de maré (TDGs, pela sigla em inglês de *Tidal Dwarf Galaxies*), as quais possivelmente sobrevivam como galáxias satélites ao redor dos remanescentes da fusão, e as instabilidades gravitacionais formam aglomerados estelares (SSCs, pela sigla em inglês de *Super Star Clusters*).

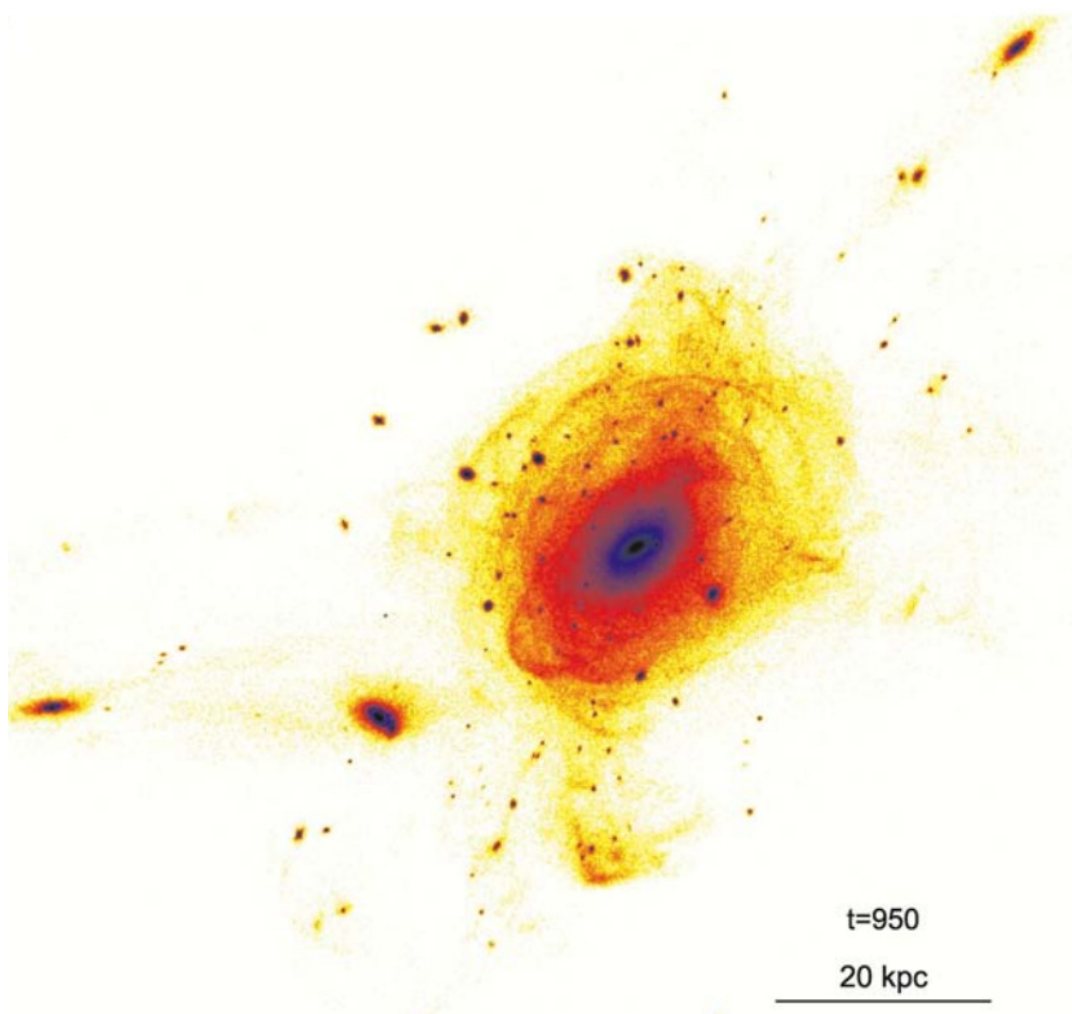


Figura 1.4: Densidade superficial de estrela 'jovens' no final de uma fusão entre galáxias com gás, $t=950$ Myr. Dezenas de aglomerados compactos são observados ao redor da galáxia elíptica central, com massas de 10^5 até $10^7 M_{\odot}$, formados por instabilidade gravitacional. Além de três galáxias anãs massivas formadas pelo acúmulo de gás nas pontas das caudas, apresentando massas de alguns $10^8 M_{\odot}$. Créditos: Bournaud et al. (2008)

Observações sugerem que SSCs ao longo das caudas de maré são menos numerosos quando TDGs massivas são encontradas nas pontas destas (Knierman et al., 2003). Uma simples explicação dada por Bournaud (2009) é que o acúmulo de gás na TDG massiva diminui a massa disponível para a formação dos SSC, mas esta hipótese ainda deve ser testada com simulações e um maior número de observações.

1.3 Formação de aglomerados estelares

Enquanto a formação de nuvens de gás e novas estruturas estelares (aglomerados estelares) em galáxias isoladas geralmente resulta das instabilidades gravitacionais locais, um mecanismo diferente entra em jogo nas interações de maré, em que o gás do disco expulso das galáxias pode-se acumular em regiões particulares, formando novos sistemas estelares.

Aglomerados estelares massivos extragalácticos observados em fusões de galáxias são muitas vezes sugeridos como progenitores dos aglomerados globulares. Trabalhos pioneiros nesta área foram feitos por Schweizer (1987); Whitmore et al. (1993). Assim, esses aglomerados são formados nas caudas de maré produzidas pela interação das galáxias, sendo o material encontrado em tais regiões - expulso dos discos espirais das galáxias - previamente enriquecido e contem uma alta metalicidade (Weilbacher et al., 2003). Acredita-se que os aglomerados formados no meio intergalácticos devem também ser ricos em metais e com condições químicas semelhantes às apresentadas em galáxias espirais. Estes novos sistemas geralmente são formados em densidades de HI muito baixas ($N(\text{HI}) \leq 10^{-19} \text{ cm}^{-2}$, Gerhard et al., 2002).

O excesso de aglomerados ao redor de galáxias elípticas e lenticulares comparado à quantidade de aglomerados em galáxias espirais, pode ser explicado por este mecanismo, dado que fusões podem formar aglomerados intergalácticos e galáxias *early type* ao mesmo tempo (Naab e Burkert, 2003; Bournaud et al., 2005, propõem que a maioria das galáxias elípticas foram formadas por fusão de galáxias).

Bournaud et al. (2008) usando simulações de alta resolução de fusões de galáxias, encontraram que super aglomerados estelares são densas estruturas com uma forte ligação que irão evoluir para sistemas estelares compactos, os quais são prováveis progenitores de aglomerados globulares. Nestes modelos também foi observada a formação de TDGs, mas elas parecem ser um tipo diferente de objeto: são menos concentradas e é possível observar

um disco rotacional nelas.

1.4 Galáxias anãs de maré

Não há ainda uma definição clara de galáxia anã de maré (TDG, *Tidal Dwarf Galaxy*). Duc et al. (2000) deram uma possível definição de TDG “como um objeto ligado gravitacionalmente, formado fora dos *debris* deixados em uma interação gravitacional”. Mas vamos definir palavra por palavra o que é uma TDG, como foi feito em Duc (2012).

- *Tidal*: refere-se a um objeto criado com material que foi expulso das galáxias devido as forças de maré produzidas durante uma interação. Desta forma é requerido que grandes quantidades de material sejam expulsos das galáxias no momento da interação. Assim o material para criar a TDG deveria vir de uma galáxia grande. Na prática galáxias *late-type*² geram mais *debris* que galáxias *early-type*³. Assim, como consequência, TDGs deveriam ser produzidas principalmente por fusões de galáxias com gás, isto é, envolvendo galáxias espirais.
- *Dwarf*: refere-se aos objetos formados nas caudas de maré que tem uma massa comparável com a de uma galáxia anã, sendo as mais massivas da ordem de $10^{8-9} M_{\odot}$. Isto é a principal característica para distinguir estes objetos dos grandes aglomerados que também são formados nas caudas.
- *Galaxy*: implica que o objeto está desacoplado de sua galáxia progenitora e gravitacionalmente ligado, o qual aumenta a possibilidade de sobreviver a forças gravitacionais externas ou processos internos, como ventos estelares e supernovas.

As TDGs usualmente compartilham as mesmas propriedades das galáxias anãs irregulares e das anãs compactas azuis no que diz respeito ao seu brilho superficial, sua cor azul, e um forte surto de formação estelar, mas as metalicidades destas galáxias são muito mais altas do que as observadas em galáxias anãs com comparável luminosidade (Duc & Mirabel 1997, 1998).

² Inclui todos os tipos de galáxias espirais e irregulares

³ inclui todos os tipos galáxias elípticas e lenticular (S0), as quais tipicamente contém pouca quantidade de gás e poeira.

1.4.1 Como a definição de TDG pode ser traduzida a propriedades observacionais?

— Ao serem objetos formados por material reciclado, eles têm as propriedades metálicas herdadas de suas galáxias progenitoras. Assim, a metalicidade destes objetos não se correlacionam com a massa observada, ao contrário do que acontece com as galáxias ‘clássicas’. Enquanto galáxias anãs têm baixa abundância de oxigênio para baixas luminosidades, as TDGs têm uma metalicidade mais ou menos constante em torno de $1/3$ do valor solar, determinação feita usando linhas de emissão (e.g. Duc et al., 2000; Weibacher et al., 2003). De fato, Hunter et al. (2000) confirmaram a metalicidade das TDGs como uns dos melhores critérios para buscar galáxias anãs velhas que podem ter sido formadas durante uma colisão de galáxia há vários Gyr. Com este critério mais as propriedades rotacionais e populações estelares, eles apresentaram uma lista de galáxias anãs irregulares que podem ser bons candidatos a TDGs velhas.

— Feita de material expelido das galáxias progenitoras, as TDGs tem crescido pouco do conteúdo de matéria escura. Como consequência, sua massa luminosa (estrelas e gás) deve ser próxima à massa dinâmica, ao contrário de galáxias ‘normais’ as quais são dominadas pela matéria escura. Isto foi observado por Bournaud et al. (2007) onde analisaram três TDGs do sistema de NGC 5291 e encontraram que a massas dessas TDGs não é muito maior do que a massa visível (massa estelar, do gás atômico e molecular), só apresentando um fator de 2 ou 3 e não um fator 10 como é observado em galáxias anãs clássicas.

Analisando um grande número de simulações numéricas, Duc (2012) concluiu que a formação de TDGs não era de fato um processo muito eficiente em colisões de galáxias, já que condições específicas devem ser cumpridas como: uma baixa velocidade no impacto (até 250 km s^{-1} , excluindo assim as possíveis colisões nos centros dos aglomerados), encontros frequentes e o mais importante: as galáxias progenitoras têm que ter um grande repositório de gás. Além disso, é observado em simulações que só TDGs localizadas próximas às pontas das caudas de maré serão capazes de sobreviver mais de 1 Gyr.

Uma das perguntas mais recorrentes sobre as TDGs é: são realmente galáxias? Terão a capacidade de sobreviver um longo período de tempo para ser chamadas de “galáxia”? Para galáxias normais, estas perguntas têm respostas relativamente fáceis, a maioria delas estão localizadas em um entorno isolado, sem muita matéria próxima que possa perturbar sua estabilidade. Mas para as TDGs essas perguntas são mais difíceis de responder dado

que as TDGs encontram-se em caudas de maré, e o mais provável é que não tenham halos de matéria escura (e.g. Braine et al., 2001; Bournaud et al., 2007; Wetzstein et al., 2007; Bournaud, 2010; Kroupa, 2012). Além disso, tem que ser considerado que as forças de maré provocadas pela galáxia progenitora podem perturbar seus campos gravitacionais, e a forte formação estelar produzida dentro delas pode expulsar o gás interno. Ademais, não podemos descartar a possibilidade de que algumas TDGs voltem a cair no centro das galáxias centrais (Hibbard e Mihos, 1995). Assim, o estudo da cinemática interna das TDGs é imprescindível para confirmar se a TDG irá formar um sistema independente ou não.

Tabela 1.1 - TDGs na literatura

Sistema	ID	M_B	Velocidade km s^{-1}	$12 + \log(\text{O}/\text{H})$	Massa $10^8 M_\odot$	SFR $M_\odot \text{ yr}^{-1}$	Referência
HCG 100	3	-14.54	5440 ± 61	8.43 ± 0.14^a	5×10^{-4}	...	1
HCG 100	4	-13.42	5337 ± 27	8.42 ± 0.14^a	5×10^{-4}	...	1
HCG 92	2	-14.00	38	4.26	2
HCG 92	3	-14.70	2
HCG 92	4	-13.40	2
HCG 92	5	-15.30	2
HCG 92	6	-15.00	20	...	2
HCG 92	8	-14.20	138	0.38	2
HCG 92	20	-12.60	6.7	0.45	2
HCG 92	21	-14.40	24	0.73	2
HCG 92	22	-14.20	4.3	0.63	2
HCG 92	23	-13.00	2.4	0.20	2
NGC 5291	a	-15.54	4642	8.46^b	9.1	0.031	3
NGC 5291	b	-14.13	4537	8.39^b	1.3	0.004	3
NGC 5291	c	-12.13	4617	8.57^b	...	0.002	3
NGC 5291	d	-13.83	4571	8.41^b	5.4	0.001	3
NGC 5291	e	-14.16	4415	8.57^b	4.3	0.002	3
NGC 5291	f	-13.83	4035	8.63^b	...	0.002	3
NGC 5291	g	-14.16	4162	8.47^b	...	0.012	3
NGC 5291	h	-13.98	4098	8.46^b	...	0.005	3
NGC 5291	i	-16.38	3996	8.38^b	24.8	0.063	3
NGC 5291	j	-13.74	4075	8.48^b	...	0.007	3
NGC 5291	k	-13.40	4041	8.45^b	...	0.002	3
KDG 61	...	-12.85	3.60Mpc	8.35 ± 0.05^c	4
UGC 5336	...	-13.68	3.70Mpc	8.65 ± 0.25^c	4
Garland	...	-12.40	3.82Mpc	8.41 ± 0.05^c	4
NGC 2764	SE	MB	2714 ± 12	8.3^d	3.9	...	5
NGC 3193	SW	MB	1964 ± 12	8.3^d	5.6	...	5

Continua na próxima página...

Tabela 1.1 - Continuação

Sistema	ID	M_B	Velocidade km s ⁻¹	12 + log(O/H)	Massa 10 ⁸ M _⊙	SFR M _⊙ yr ⁻¹	Referência
NGC 3414	NW	MB	1437 ± 40	8.2 ^d	0.4	...	5
NGC 5485	SE	MB	1389 ± 12	8.4 ^d	11	...	5
NGC 5557	E1	MB	3308 ± 40	8.6 ^d	1.2	0.007	5
NGC 5557	E2	MB	3196*	...	0.15	...	5
Leo Triplet	Leo TDG	-12.97	860*	...	7.9**	...	6
A 245	N	-17.21	2175*	8.6 ^b	8.9***	0.03	7
VCC 2062	VCC 2062	-13.00	1180	8.6 ^d	0.7***	0.001	8

Notas: * velocidade do HI; ** massa total; *** massa de HI, nos outros casos é considerada uma massa estelar.

Metalicidade: ^a Estimador O3N2, ^b Estimador R23; ^c usando as linhas fortes e coeficientes de emissividade correspondentes conforme determinado pelo FIVEL De Robertis et al. (1987); ^d Estimador N2

Referência: 1: de Mello et al. (2012); 2: Mendes de Oliveira et al. (2004); 3: Duc e Mirabel (1998); 4: Croxall et al. (2009); 5: Duc et al. (2014); 6: Nikiel-Wroczyński et al. (2014); 7: Duc et al. (2000); 8: Duc et al. (2007)

1.5 A amostra

O principal objetivo desta tese é quantificar a frequência de formação estelar no meio intergaláctico de galáxias com algum sinal de interação. Mas para que isto seja uma verdadeira estatística, a princípio deveríamos considerar uma amostra controlada de galáxias em interação, mas definir esta amostra não é um trabalho fácil. Alguns pontos para ser considerados estão a seguir: Quão perturbadas têm que estar as galáxias para considerar que tem um grau de interação? Quão densa ou extensa tem que ser a cauda de maré de HI para formar estrelas? Quão próximo de nós tem que estar os sistemas para que sejamos capazes de detectar emissão desses novos objetos? Esta última pergunta é fundamental já que no final podemos ficar sem detecção de formação estelar pelo fato de que não temos a tecnologia suficiente para detectar estes objetos, e não por que eles não existam. Assim a procura por estas regiões tem sido um longo trabalho, onde é preciso na maioria dos casos selecionar a amostra para posteriormente confirmar espectroscopicamente o *redshift* e a metalicidade de cada objeto candidato à região de formação estelar no meio intergaláctico.

Neste trabalho apresentamos quatro sistemas de galáxias em diferentes estados de evolução e ambientes: 1) o grupo compacto HCG 100, o qual apresenta uma extensa

cauda de maré de HI sem contra partida óptica, 2) um sistema duplo, NGC 6872, o qual apresenta uma cauda de maré em HI, na bandas UV e ópticas, 3) o sistema composto de uma galáxia, NGC 2782, o qual apresenta uma cauda de maré em HI com uma fraca contrapartida na banda UV, 4) uma galáxia elíptica presumivelmente formada pela fusão de duas galáxias espirais, NGC 2865, a qual só apresenta uma cauda de maré de HI. Estes quatros sistemas são apresentados na figura 1.5. Os principais tópicos abordados neste trabalho são: (i) identificação e caracterização dos ambientes que podem hospedar regiões de formação estelar; (ii) caracterização das regiões de formação estelar identificadas em nossa amostra; (iii) a comparação de suas propriedades com objetos de natureza similar encontrados na literatura.

1.6 Estrutura da Tese

O principal objetivo dessa tese é compreender melhor as principais propriedades das regiões de formação estelar no meio intragrupo, onde elas são formadas, suas idades e massas. Para isto, analisaremos imagens UV de galáxias em interação em ambientes tão diferentes como em grupos compactos, pares ou fusão de galáxias. Além das imagens no UV, usaremos dados de HI e espectros ópticos obtidos com o telescópio Gemini.

O trabalho aqui apresentado revela uma numerosa amostra de regiões de formação estelar sobre as caudas de HI ao redor de galáxias em interação. Isto nos permitirá verificar se existe alguma tendência nas massas e idades das regiões de acordo com o meio onde elas são encontradas. A maioria desses sistemas é claramente composta de galáxias em interação, que representam laboratórios ideais para o estudo do processo de enriquecimento químico do meio intergaláctico. As técnicas gerais usadas para analisar nossa amostra estão apresentadas no capítulo 2; nos quatro capítulos seguintes são apresentados os quatro sistemas analisados neste trabalho, HCG 100, NGC 6872, NGC 2782 e finalmente NGC 2865. Em cada capítulo há uma discussão particular para cada sistema e, finalmente, no capítulo 7, apresentamos uma discussão e conclusões gerais.

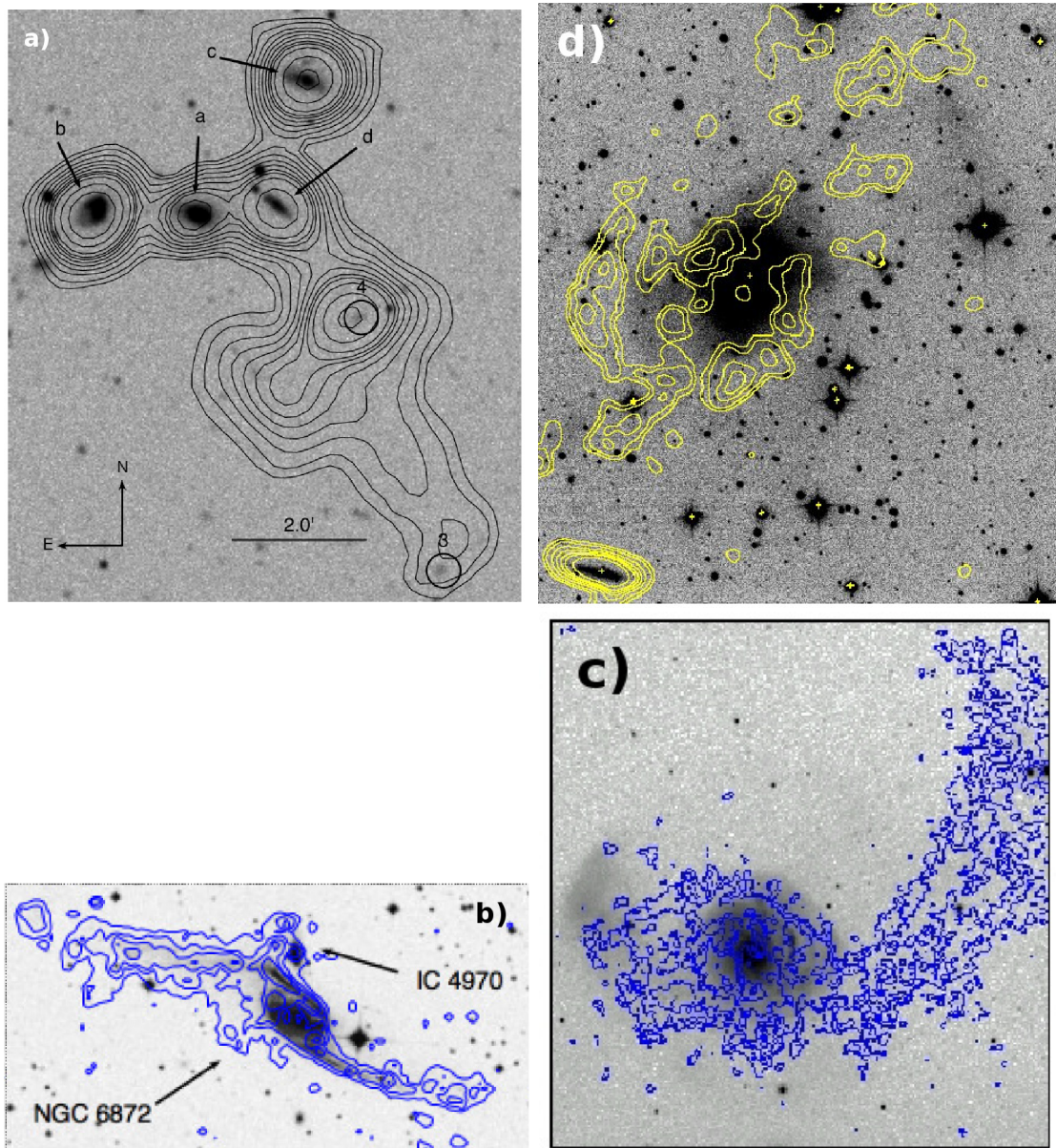


Figura 1.5: Os quatro sistemas analisados neste trabalho. a) HCG 100, b) NGC 6872, c) NGC 2782 e d) NGC 2865.

Análises

2.1 Extinção nebular

O efeito mais claro da poeira interestelar é a extinção da luz proveniente das estrelas. Na parte óptica, esta extinção se dá principalmente devido à dispersão, resultando na diminuição da quantidade de luz que é recebida, de acordo à equação

$$I_\lambda = I_{\lambda_0} \exp(-\tau_\lambda) \quad (2.1)$$

onde I_{λ_0} é a intensidade que seria recebida na terra na ausência da extinção interestelar ao longo da linha de visada, I_λ é a intensidade atual observada e τ_λ é a profundidade óptica no comprimento de onda observado.

A profundidade óptica pode ser escrita como um fator C, dependente da estrela e uma função $f(\lambda)$, a qual é aproximadamente a mesma para a maioria das estrelas na galáxia.

$$\tau_\lambda = C f(\lambda) \quad (2.2)$$

Da equação 2.2 pode-se observar que a normalização da função $f(\lambda)$, que dá a forma do comprimento de onda, depende da extinção interestelar de forma arbitrária. A normalização adotada, H β , é conveniente para trabalhar com nebulosas no óptico. Então, das equações 2.1 e 2.2 é conveniente escrever:

$$\begin{aligned} \frac{I_\lambda}{I_{H\beta}} &= \frac{I_{\lambda_0}}{I_{H\beta_0}} 10^{-0.434(\tau_\lambda - \tau_{H\beta})} \\ &= \frac{I_{\lambda_0}}{I_{H\beta_0}} 10^{-c[f(\lambda) - f(H\beta)]} \end{aligned}$$

e usando $c = 0.434C$ como medida da quantidade de extinção.

A maioria dos dados observacionais da extinção interestelar vem do estudo estrelas, apresentada como a magnitude da extinção, $A_{\lambda_1} = 2.5\log(I_{\lambda_1}/I_{\lambda_{10}})$. Combinando esta definição com a equação 2.3, temos a relação $A_{\lambda_1} = -2.5cf(\lambda_1)$. Como é difícil medir diretamente o parâmetro A_{λ_1} , usa-se a diferença entre dois comprimentos de ondas, pois assim pode-se determiná-lo, comparando a emissão esperada e a observada de uma estrela. Isto é frequentemente dado pelo excesso de cor $E(B - V) = A_B - A_V$, que é a diferença em A_λ no comprimento de onda central de B e V ($\sim 4400 \text{ \AA}$ e 5500 \AA , respectivamente). A relação entre $E(B - V)$ e c depende da forma da curva de extinção. Para a lei “*standard*” de avermelhamento ($R = 3.1$), temos $E(B - V) \approx 0.77c$.

Nesta tese foi considerada uma lei de avermelhamento de $R = 3.1$, uma temperatura de $\sim 10.000\text{K}$ e uma densidade eletrônica de 10^2 cm^{-3} . Usamos as razões de linhas de Balmer, $H\alpha/H\beta$, dadas em Osterbrock e Ferland (2006), onde $I_{H\alpha}/I_{H\beta} = 2.863$ e os valores para a curva de extinção $R = 3.1$, onde $f(H\alpha) = 0.818$ e $f(H\beta) = 1.164$. Nos casos em que não foi observada a linha de $H\alpha$, usamos a linha de $H\gamma$. Considerando as mesmas condições iniciais, temos $I_{H\gamma}/I_{H\beta} = 0.468$ e $f(H\gamma) = 1.346$. Assim, quando foi possível, estimamos a extinção das regiões de formação estelar estudadas neste trabalho.

2.2 Velocidades Radiais

Uma vez obtidos os espectros calibrados em comprimento de onda, obtivemos as velocidades utilizando um programa RVIDLINES, o qual identifica as linhas de emissão. Antes de obter as velocidades das galáxias por esse método, revisou-se os espectros visualmente para detectar aqueles que não possuíam linhas de emissão ou apresentavam um baixo sinal/ruído. Os espectros com baixa razão sinal/ruído e que poderiam dar falsas identificações das linhas de emissão, não foram considerados.

2.2.1 Obtenção das velocidades para espectros com linha de emissão.

A técnica que utilizamos foi aplicada pela primeira vez por Simkin (1974), mas com o trabalho de Tonry e Davis (1979) foi que transformou-se em um método eficiente para a obtenção de velocidades radiais de estrelas e galáxias. A versão computacional RV em IRAF foi desenvolvida por Fitzpatrick (1993) como um conjunto de programas, sendo o programa RVIDLINES o que mede velocidades dadas as linhas de emissão.

O pacote RVIDLINES foi desenhado para medir velocidades radiais de espectros, determinando o deslocamento do comprimento de onda nas linhas espectrais relativas aos comprimentos de onda no referencial de repouso. O uso básico consiste na identificação de uma ou mais linhas espectrais, registrando os comprimentos de onda em repouso para cada uma delas. Desta forma, o pacote calcula a média dos deslocamentos no comprimento de onda, convertendo este valor na velocidade radial. Para obter a correção heliocêntrica é necessária a informação do dia das observações e o observatório usado. O observatório é determinado do parâmetro OBSERVAT no header da imagem ou pelo pacote *rv.observatory*.

2.3 Metalicidades

A determinação da abundância química nas regiões HII extragalácticas tem exercido um papel fundamental no momento de classificá-las. Durante a última década, diferentes métodos foram propostos para derivar a abundância química do plasma ionizado, desde sofisticados modelos numéricos até métodos empíricos e estatísticos baseados em anos de trabalho observacional. Medições precisas da abundância exigem a determinação da temperatura dos elétrons, que, por sua vez, é geralmente obtido a partir das razões de linhas aurorais, tais como o $[OIII] \lambda 4363 / \lambda 5007$. Uma dificuldade bem conhecida, no entanto, decorre do fato de que, quando a metalicidade aumenta, a temperatura eletrônica diminui e as linhas aurorais, eventualmente, tornam-se demasiado fracas para serem medidas. Quando a temperatura eletrônica não pode ser determinada, por exemplo, (porque as observações não abarcam o apropriado intervalo espectral ou porque as linhas sensíveis à temperatura tal como $[OIII] \lambda 4363$ não podem ser observadas), é preciso usar os métodos estatísticos ou “métodos de linha forte”. A primeira exploração de tais métodos foi feita por Jensen et al. (1976), que consideram a relação $[OIII]/H\beta$. Posteriormente, (Pagel et al., 1979) incluíram $[OII]$, sendo o índice R23 o indicador de abundância mais amplamente utilizado, indicador este que relaciona a abundância de oxigênio à razão de $([OII]+[OIII])/H\beta$. Nos últimos anos, vários autores tentaram aperfeiçoar a calibração R23. Os maiores sucessos são as calibrações feitas por McGaugh (1991), baseados em modelos de fotoionização, e a empírica por Pilyugin (2001). Ambas melhoraram a precisão usando como parâmetro de ionização a razão $[OIII]/[OII]$.

Alloin et al. (1979) propuseram o uso da razão $[\text{OIII}]\lambda 5007/[\text{NII}]\lambda 6584$ como um indicador estatístico de metalicidade. Embora esta relação de linha dependa de um parâmetro adicional, a precisão deste método acaba por ser semelhante à dos métodos estatísticos mencionados acima. Mais recentemente, Storch-Bergmann et al. (1994), van Zee et al. (1998) e Denicoló et al. (2002) propõem a utilização da razão $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\beta$ (N2) como indicador de metalicidade. Da mesma forma, a razão $[\text{NII}]\lambda 6584/[\text{OIII}]\lambda 5007$ mostra estar correlacionada com O/H ao longo de toda a gama de metalicidades observadas em regiões gigantes HII. Ao contrário da razão O23, a razão $[\text{NII}/\text{H}\beta]$ aumenta com o O/H, mesmo em altas metalicidades, isto devido a que esta razão de linhas é menos dependente da T_e que O23. A vantagem desta relação é que ela é independente de vermelhidão e de calibração de fluxo, e é apenas fracamente afetada pela absorção estelar subjacente, no caso de que as regiões contenham populações estelares velhas.

A seguir, apresentamos os diferentes métodos usados para estimar a metalicidade ao longo desta tese.

2.3.1 Método O23 ou R23

O primeiro método em que foram usadas linhas fortes para estimar a metalicidade foi o O23 ou R23, proposto por Pagel et al. (1979), fortemente usado até os 90's. Neste método, o índice usado para estimar a abundância de oxigênio depende do parâmetro R23 e, em princípio, apresenta ambíguos valores para abundância de oxigênio menores a 8.5 dex - apresentando, assim, uma rama superior e uma inferior; i.e., para um dado valor de R23 existem dois valores para a metalicidade, figura 2.1. Vários métodos foram propostos para estimar a abundância baseada na razão R23. Durante esta tese usamos quatro estimadores: o proposto por Pilyugin (2001) (o método-P), Edmunds e Pagel (1984), McCall et al. (1985) e Dopita e Evans (1986).

2.3.1.1 Método-P

O método-P foi proposto por Pilyugin (2001) e usa duas calibrações paramétricas de abundância de oxigênio: as linhas R23 e o parâmetro P, $\text{O}/\text{H} = f(\text{P}, \text{R23})$. Neste trabalho, Pilyugin mostra que as condições físicas de uma região de HII podem ser estimadas pelo parâmetro de excitação P. Este método foi otimizado para regiões HII com alta metalicidade.

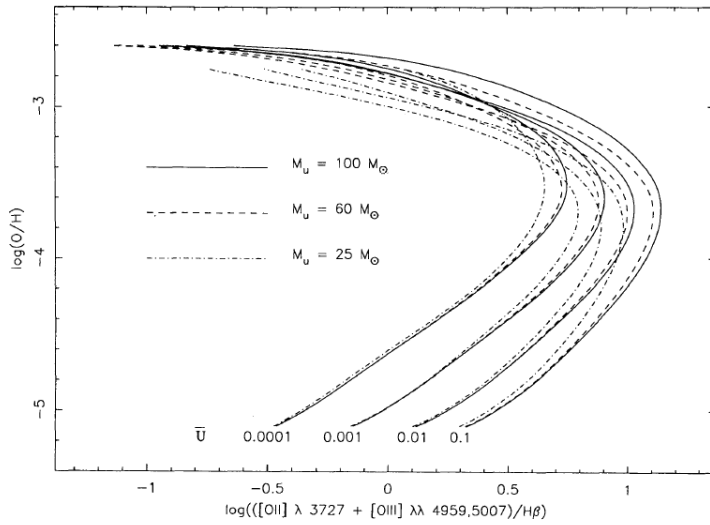


Figura 2.1: Índice R23 vs. metalicidade, pode ser observado que para um valor de R23 existem dois valores para a metalicidade.

No método-P, os parâmetros são definidos:

$$R23 = ([OIII]\lambda\lambda 4959, 5007 + [OII]\lambda 3727)/H\beta \quad (2.3)$$

$$P = \frac{[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007/h\beta}{R23} \quad (2.4)$$

Assim, a abundância de oxigênio está dada por:

$$12 + \log(O/H) = \frac{R23 + 54.2 + 59.45P + 7.31P^2}{6.07 + 6.71P + 0.37P^2 + 0.243R23} \quad (2.5)$$

2.3.1.2 Método R23 proposto por Edmunds e Pagel; McCall et al. e Dopita e Evans

Três métodos foram propostos nos anos 80 baseados em uma relação empírica, por Edmunds e Pagel (1984), McCall et al. (1985) e Dopita e Evans (1986), relacionando a abundância de oxigênio e a razão de intensidade $([OII]\lambda 3727 + [OIII]\lambda\lambda 4959, 5007)/H\beta$. Na figura 2.2 apresentamos a dependência destes três modelos com a metalicidade ($12 + \log(O/H)$); DE: Dopita e Evans (1986), EP: Edmunds e Pagel (1984) e MRS: McCall et al. (1985). Durante esta tese e quando foi possível, usamos esses três métodos com o fim de comparar nossos resultados obtidos das metalicidades.

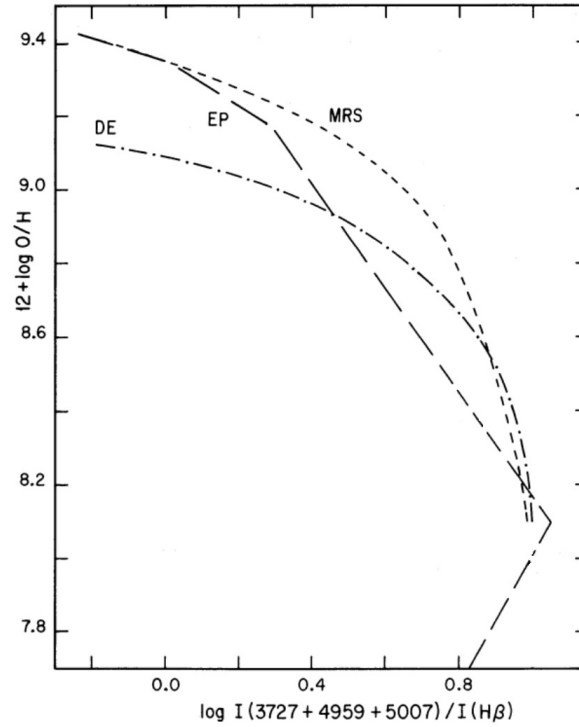


Figura 2.2: Abundância de Oxigênio versus a razão de linhas $[OII]\lambda 3727, [OIII]\lambda\lambda 4959, 5007$ e $H\beta$. Métodos propostos por: DE, Dopita e Evans (1986); EP, Edmunds e Pagel (1984); MRS, McCall et al. (1985)

2.3.2 Método $[NII]/H\alpha$ ($N2$)

A calibração $N2^1$ para estimar abundância química de oxigênio foi proposta pela primeira vez por Storch-Bergmann et al. (1994) e desde então vários autores têm proposto melhoras. A razão $NII/H\alpha$ é altamente sensível à metalicidade, medida como a abundância de oxigênio (O/H). Este método tem a vantagem de ser independente da extinção e da calibração de fluxo, dado que as duas linhas estão muito próximas. Porém, não inclui as linhas de oxigênio na determinação da abundância - logo, é sujeito a incertezas. Nesta tese, consideramos a calibração proposta por Pettini e Pagel (2004), que propuseram uma calibração cúbica dada por:

$$12 + \log(O/H) = 9.37 + 2.03N2 + 1.26N2^2 + 0.32N2^3 \quad (2.6)$$

A Figura 2.3 apresenta 137 regiões HII extragalácticas. A linha contínua é a calibração cúbica proposta por Pettini e Pagel, válida para o intervalo $-2.5 < N2 < -0.3$, considerando um erro de 0.38 (0.18) dex usando 95% (68%) da amostra. Com esta calibração é possível

¹ $N2 = \log(NII\lambda 6548/H\alpha)$

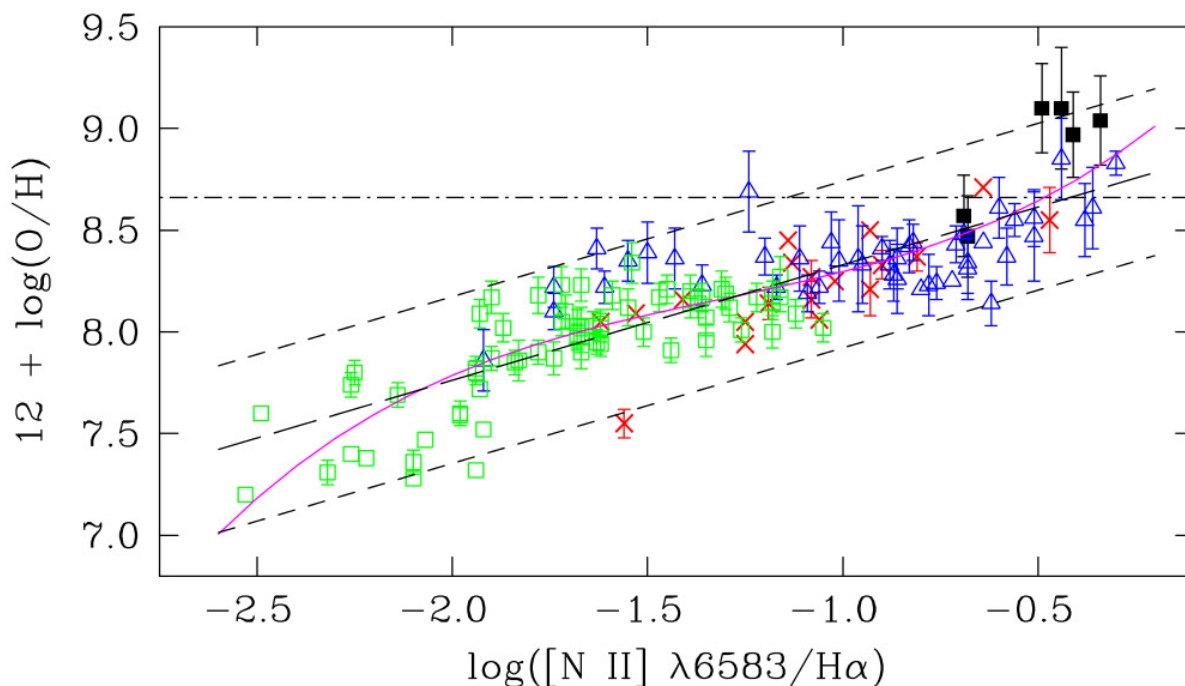


Figura 2.3: Abundância de Oxigênio versus o índice N2 em regiões HII extragalácticas (Pettini e Pagel, 2004).

estimar a abundância de oxigênio com um fator de ~ 2.5 , usando um nível de confiança de 95%. Esta precisão é comparável à do método de R23.

2.3.3 Método $[OIII]/[NII]$ ($O3N2$)

Neste método consideramos dois índices: $[NII]/H\alpha$ e $[OII]/H\beta$. Usamos a calibração feita por Pettini e Pagel (2004) para regiões HII extragalácticas, $O3N2 \equiv \log\{([OIII]\lambda 5007/H\beta)/([NII]\lambda 6583)/H\alpha\}$. Esta definição é um pouco diferente da original, proposta por Alloin et al. (1979), na qual é usado o duplete de $[OIII]$ no numerador da primeira fração. Este método também apresenta a vantagem de não depender da extinção, além de tornar-se importante em regimes de altas metalicidades, onde $[NII]$ é saturada, enquanto a intensidade de $[OIII]$ continua diminuindo com o aumento da metalicidade.

A figura 2.4 apresenta como $O3N2$ varia com (O/H) para uma amostra de 137 regiões HII extragalácticas dadas por Pettini e Pagel (2004). Claramente, o indicador de metalicidades não é muito útil para $O3N2 \geq 2$, mas para valores menores aparece uma forte tendência linear entre $O3N2$ e $\log(O/H)$. Assim, é usado um ajuste linear de mínimos quadrados no intervalo $-1 < O3N2 < 1.9$:

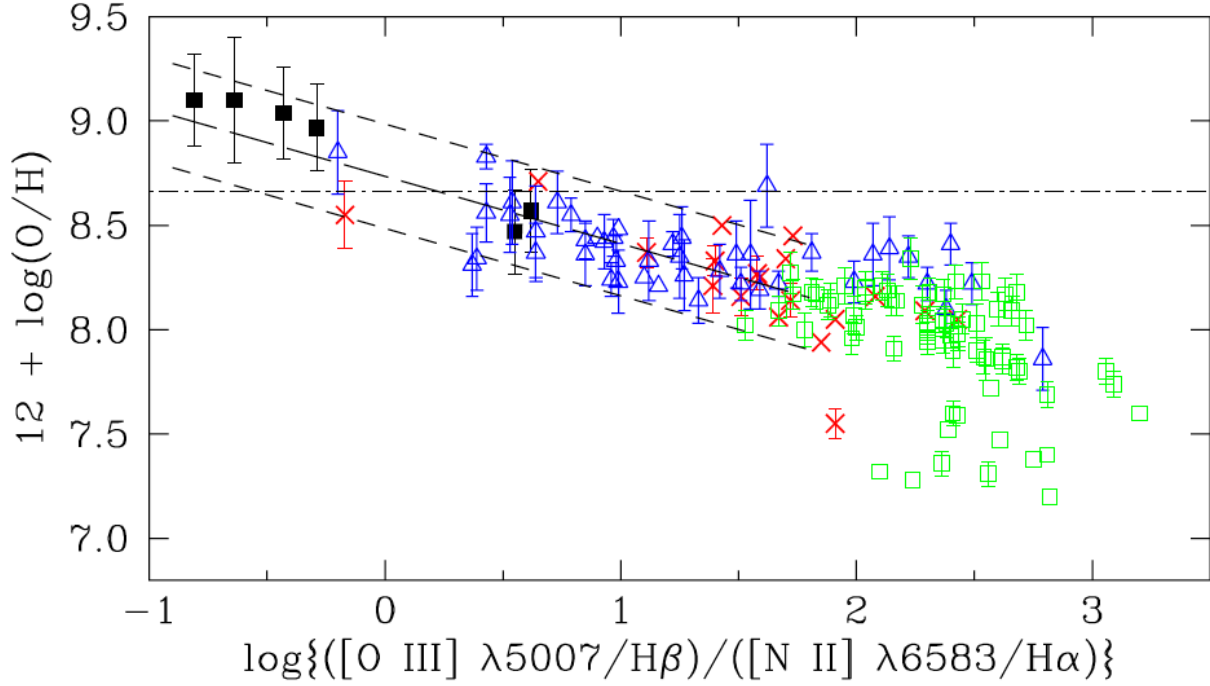


Figura 2.4: Abundância de Oxigênio em função do índice O3N2 para regiões HII extragalácticas. Pettini e Pagel (2004).

$$12 + \log(O/H) = 8.73 - 0.32 \times O3N2 \quad (2.7)$$

Ajuste que é apresentado pela linha longa tracejada na Figura 2.4. Considerando um erro de 0.25 (0.14) dex usando 95% (68%) da amostra, as linhas tracejadas curtas na Figura 2.4 apresentam o limite de 2σ . Vale ressaltar que a estatística é um pouco limitada; apenas 65 das 137 regiões HII da amostra satisfazem a condição $O3N2 < 1.9$.

Em geral, dado que o erro da metalicidade associado à calibração é muito maior do que o erro dado por cada linha, só consideramos o erro dado pela calibração nas nossas estimações.

2.4 Idades

As idades das regiões HII intergalácticas foram derivadas usando dois estimadores:

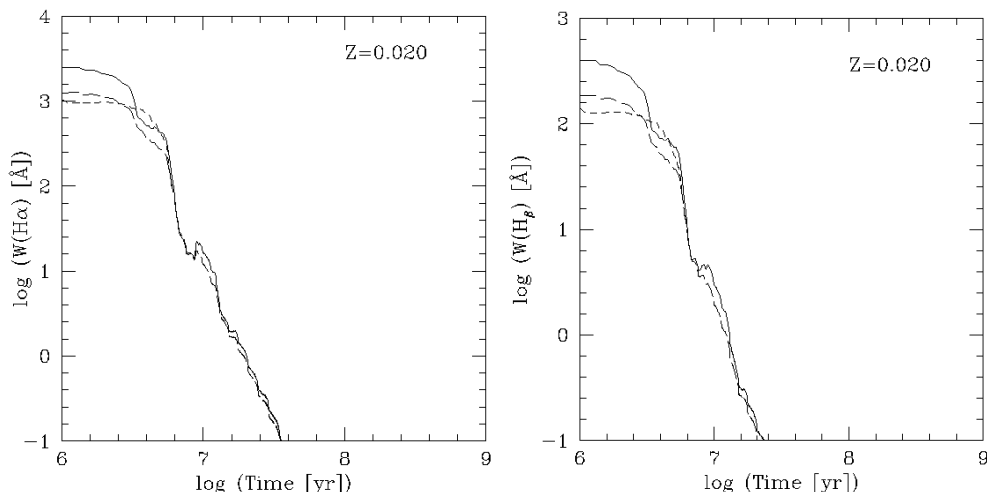


Figura 2.5: Relação entre a idade e a largura equivalente das linhas $H\alpha$ e $H\beta$ obtida de SB99.

2.4.1 Cor FUV-NUV vs. Modelos de síntese espectral

Quando foi possível, as idades foram estimadas utilizando-se uma interpolação entre os modelos de síntese espectral dados por STARBURST99 (SB99, Leitherer et al., 1999, *softwares*, desenhado para modelar espectrofotometria e propriedades relacionadas às galáxias com formação estelar) e a cor FUV-NUV. Estes modelos foram otimizados para as curvas de transmissão dos filtros de GALEXGALEX e gerados para um episódio único de formação estelar, metalicidade solar e uma função de massa inicial Salpeter (Salpeter, 1955, IMF; 0.1-100 M_{\odot}).

2.4.2 Linhas de emissão $H\alpha$ e $H\beta$

O segundo modo utilizado para estimar as idades das regiões de formação estelar foi relacionando a largura equivalente de $H\alpha$ ou $H\beta$ ($EW(H\alpha)$ e o $EW(H\beta)$, do inglês equivalent width) e $EW(H\alpha, \beta)$ derivados dos modelos de síntese espectral obtidos de SB99. Assim, as idades foram estimadas considerando uma única população estelar e metalicidade solar (usamos $H\alpha$ ou $H\beta$ segundo a linha que foi observada no intervalo de comprimento de onda dos espectros). Na Figura 2.5 é apresentada a relação entre idade e largura equivalente para as linhas $H\alpha$ e $H\beta$ obtida de SB99.

2.5 Massas

Seguimos a metodologia usada em de Mello et al. (2008) para estimar as massas dos objetos. Basicamente, usamos as idades estimadas e a luminosidade FUV junto com os modelos de síntese espectral do código SB99. Com SB99 geramos espectros para regiões de várias massas, desde 10^3 até $10^8 M_{\odot}$, e idades que vão de 0.1 até 500 milhões de anos, considerando um episódio único de formação estelar, uma IMF Salpeter (desde 0.1 até $100 M_{\odot}$), metalicidade solar e os parâmetros padrões dados pelo SB99. Deste modo, consideramos apenas a luminosidade monocromática em 1530 \AA , dado o comprimento de onda central da banda FUV do GALEX, L_{1530} . Assim, estimou-se a idade para cada luminosidade estelar no comprimento de onda 1530 \AA , figura 2.6, para uma massa de $10^7 M_{\odot}$. Com luminosidade L_{1530} para cada síntese espectral nas diferentes idades e massas, obtivemos uma relação entre a luminosidade estelar e a idade para cada intervalo de massa. Na figura 2.6 apresenta-se esta relação para uma massa de $10^7 M_{\odot}$. De tal modo, interpolamos a idade previamente estimada e derivamos uma luminosidade estelar. Finalmente, temos a luminosidade estelar “teórica” para cada massa, assim, desta vez, interpolamos a luminosidade FUV do GALEX obtendo a massa correspondente para cada objeto.

O uso de um episódio único de formação estelar em vez de uma formação estelar contínua, deve-se ao nosso interesse no estudo de regiões jovens e massivas (tempo de vida da ordem de alguns Myr). Para este estudo, estimamos as massas e idades utilizando a emissão no UV, a qual é dominada por estrelas do tipo O e B. Notamos que estrelas velhas não foram levadas em consideração no cálculo da massa estelar.

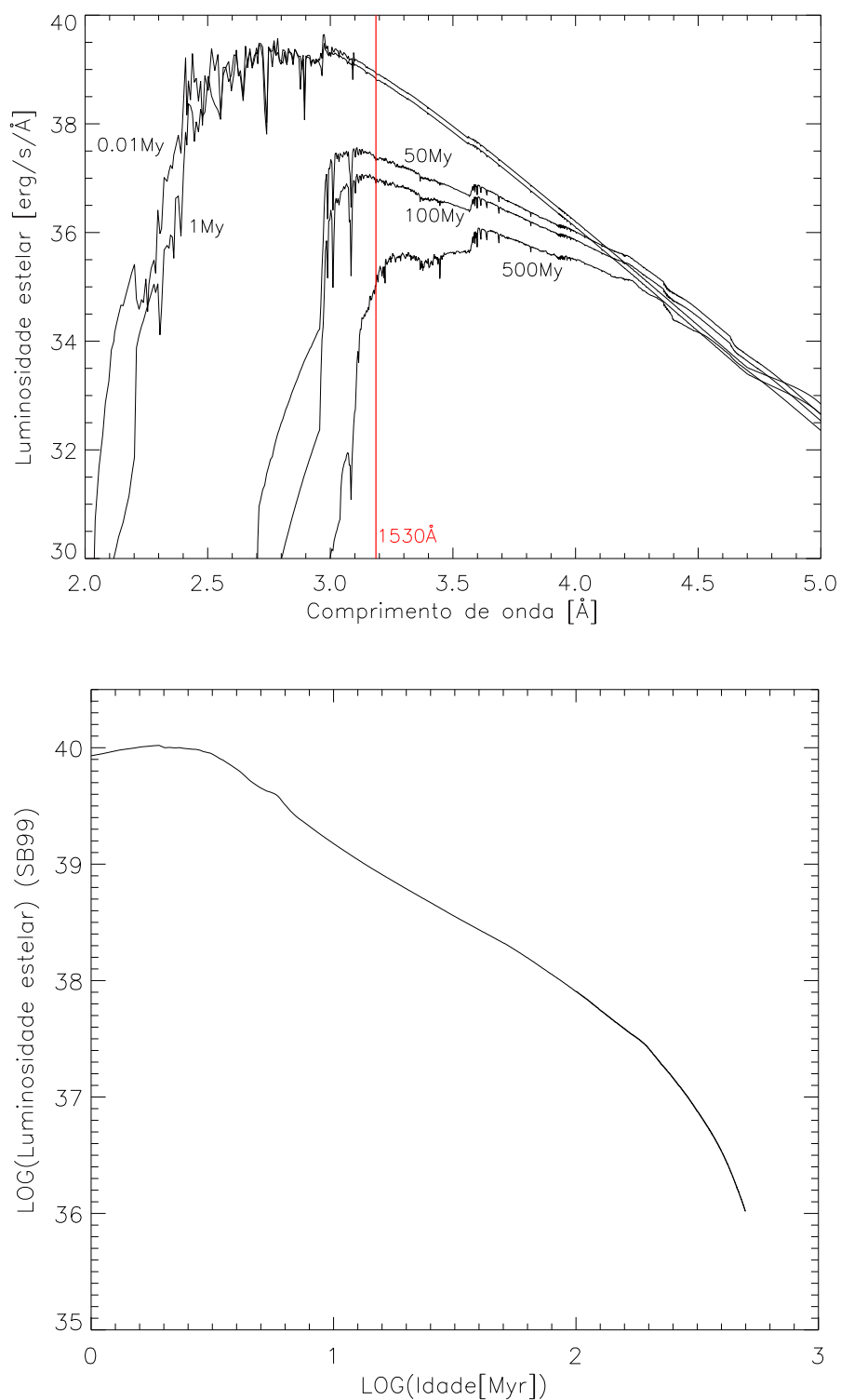
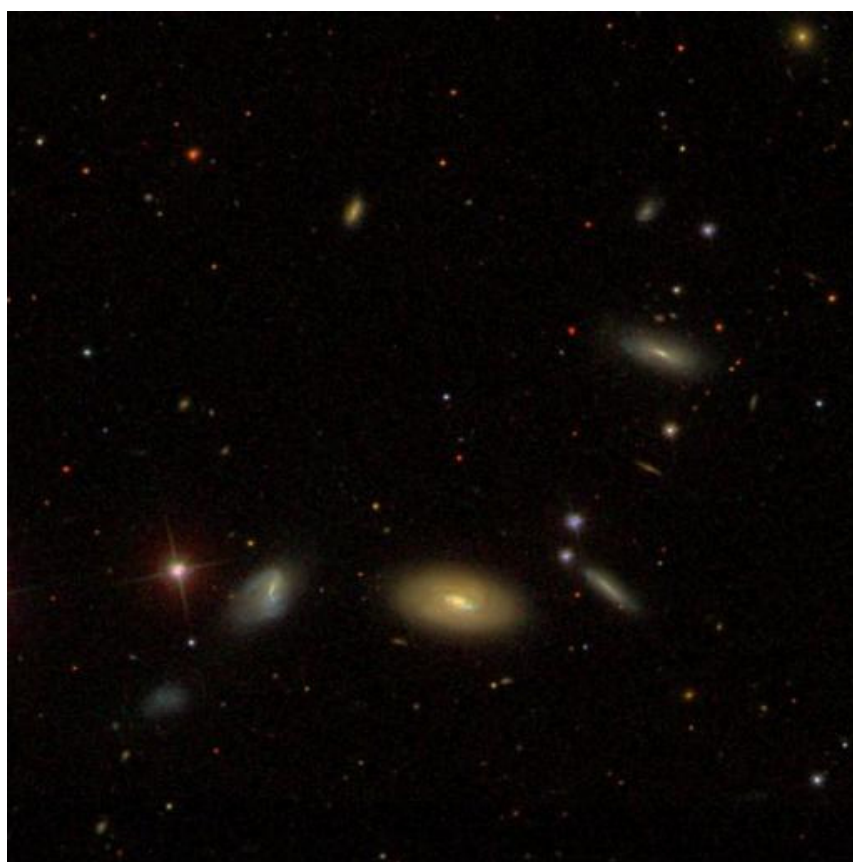


Figura 2.6: Considerando a massa de 10^7 . Acima: projeção da luminosidade estelar no comprimento de onda 1530\AA para cada idade simulada na síntese espectral de SB99. Abaixo: Luminosidade estelar no comprimento de onda 1530\AA vs a idade modelada do SB99.

Capítulo 3

O grupo compacto de Hickson 100



Neste capítulo exploramos as propriedades espectroscópicas para duas regiões de formação estelar nos picos da cauda de maré de HI do grupo de galáxia HCG 100. São apresentados espectros obtidos com o instrumento GMOS/Gemini. Estimamos a metalicidade para cada uma das regiões, discutindo a implicância deste resultado na formação estelar fora das galáxias e a probabilidade de forma TDGs em diferentes ambientes.

3.1 Introdução

Os Grupos Compactos (CGs; pela sigla em inglês, *Compact groups*) são sistemas pequenos de galáxias, relativamente isolados de tipicamente quatro ou cinco galáxias luminosas muito próximas entre si. Os CGs são tão compactos que a distância projetada entre galáxias é comparável com o diâmetro destas. O tamanho pequeno dos CGs implica uma alta densidade espacial de galáxias, assemelhando-se à densidade dos centros de aglomerados. As dispersões de velocidades dos grupos são comparáveis com a velocidade interna das estrelas ($\sim 200 \text{ km s}^{-1}$), isto, somado à alta densidade espacial, implica que as galáxias nos grupos deveriam estar fortemente afetadas por interação gravitacional. De fato, vários desses grupos contêm galáxias com claros sinais de interação (e.g. Arp, 1966; Fasano e Bettoni, 1994; Plana et al., 2000; Mendes de Oliveira et al., 2004; de Mello et al., 2012). Desde o descobrimento do primeiro CG por Stephan (1877), estes sistemas converteram-se num assunto de considerável interesse. A partir de então, diferentes catálogos de CGs foram construídos, sendo o mais estudado o catálogo de Hickson (1982), onde foram catalogados exatamente 100 grupos compactos.

3.2 Os grupos compactos de Hickson

Utilizando as placas fotográficas do Observatório do Monte Palomar (Palomar Observatory Sky Survey), Hickson (1982) identificou 100 grupos compactos de galáxia. Estes grupos satisfazem as seguintes características:

1. $n \geq 4$ com $m \leq m_1 + 3$
2. $R_N \geq 3 R_G$
3. $\bar{\mu} < 26$

onde n é o número de galáxias no grupo, m_1 é a magnitude estimada para o membro mais brilhante, m é a magnitude de cada membro restante do grupo, R_G é o menor raio que contém o centro geométrico de cada grupo, $\bar{\mu}$ é a magnitude total das galáxias por segundo de arco ao quadrado dentro do círculo de raio R_G e R_N é a distância desde o centro do círculo à galáxia mais próxima que não satisfaz os critérios acima. Assim, os grupos foram selecionados com os critérios de **número de membros**, **isolamento** e **tamanho**.

Hickson et al. (1992) estimaram as velocidades radiais para 457 galáxias dos 100 grupos compactos de Hickson, onde mais de 84% das galáxias possui uma diferença de velocidade menor que 1000 km s^{-1} em relação à velocidade mediana no grupo. Assim, dos 100 grupos, 92 têm pelo menos três membros com velocidades similares (dentro de 1000 km s^{-1}) e 69 grupos com pelo menos quatro.

3.2.1 O caso de HCG 100

Neste capítulo foi estudado o grupo HCG 100, o qual havia sido previamente estudado também no Mestrado. Porém, por problemas na redução dos dados, foi necessário reduzir novamente os espectros.

Tabela 3.1 - Parâmetros principais do grupo HCG 100.

R.A. (J2000)	(h m s)	00 01 20.8
Dec. (J2000)	(° ' ")	+13 07 57.0
Longitude galáctica	(°)	104.56
Latitude galáctica	(°)	-47.94
Redshift médio		0.0178
Número de galáxias		4
Separação média das galáxias	(Kpc)	38.0
Dispersão de velocidade	(km s^{-1})	89.1
Razão massa-luminosidade	(M_{\odot}/L_{\odot})	31.6

No Mestrado foram apresentados dados de HCG 100 para 16 regiões, das quais duas pertenciam ao grupo. Esclarecemos que a redução e análises feitas neste capítulo são novas e substituem as apresentadas no Mestrado.

HCG 100, o último grupo do catálogo de Hickson, está a $V_R=5336 \text{ km s}^{-1}$ e é formado por quatro galáxias de tipo tardio, a uma distância de 71.5 Mpc (Verdes-Montenegro et al.,

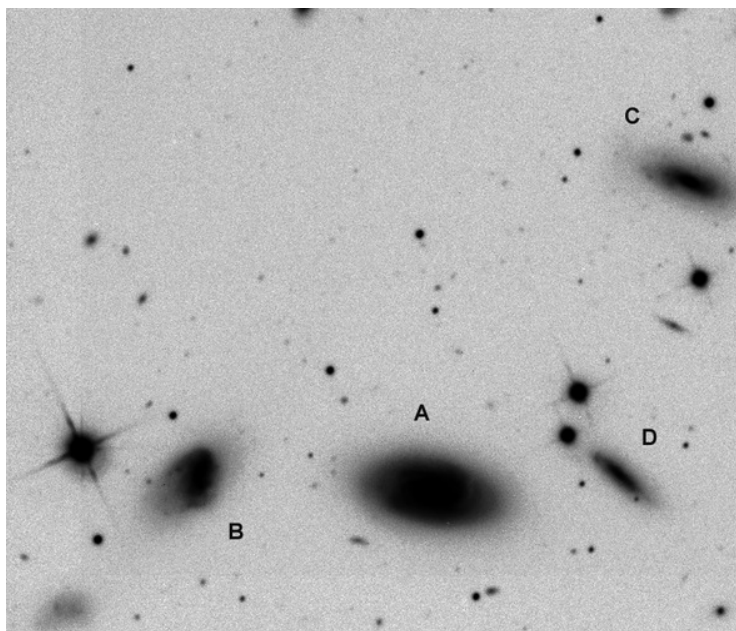


Figura 3.1: Imagem observada na banda r' para o grupo HCG 100. As galáxias pertencentes ao grupo são diferenciadas segundo a letra a, b, c e d.

2001). A galáxia mais brilhante do sistema é denominada HCG 100a e tem tipo morfológico Sb. HCG 100b é outra galáxia pertencente ao grupo e mostra fortes indícios de interação, evidenciados por uma proeminente cauda, resultante de interações entre galáxias, na parte óptica. Esta galáxia foi classificada por Hickson como uma Sm, mas Plana et al. (2003) classificaram-na como irregular, devido a suas características cinemáticas. HCG 100c é uma galáxia espiral barrada e HCG 100d corresponde a uma galáxia espiral *edge-on*. Na figura 3.1 são apresentadas as galáxias do grupo HCG 100 sobre a imagem na banda r' .

O grupo HCG 100 apresenta uma proeminente cauda de maré em HI, a qual se estende por mais de 130 kpc das galáxias, o que é produto das interações entre as galáxias membros. Outro sinal de interação é evidenciado pelo campo de velocidades dos membros. As curvas de rotação de HCG 100a, HCG 100b e HCG 100c são irregulares e assimétricas, um indício de interação. Plana et al. (2003) observaram que este grupo mostra vários sinais de interação. Três das quatro galáxias do grupo têm seus campos de velocidades muito perturbados. Nesse estudo não se encontrou nenhuma atividade central nas galáxias. O membro mais perturbado do grupo é HCG 100b, que pode ser produto de fusão entre galáxias.

Tabela 3.2 - Parâmetros principais das galáxias do grupo HCG 100.

Galáxia		a	b	c	d
α (J2000)	(h m s)	00 01 20.0	00 01 26.0	00 01 13.4	00 01 15.0
β (J2000)	($^{\circ}$ ' ")	+13 06 41.0	+13 06 47.0	+13 08 39.0	+13 06 45.0
v	(km s^{-1})	5366 ^{R₁}	5256 ^{R₁}	5461 ^{R₂}	5590
T		Sb	Irr ₃ ^{R₃}	SBc	Scd
a	(")	33.20	17.30	22.10	16.00
b	(")	19.00	15.70	9.60	6.10
Nome		NGC 7803	MRK 0934	KUG 2358+128A	MCG +02-01-010

As referências para os diferentes parâmetros foram principalmente obtidas de Hickson (1993). Exceção de alguns casos, descritos a seguir. R_1 : Huchra et al. (1999); R_2 : Hickson et al. (1992); R_3 : Plana et al. (2003)

3.3 Espectroscopia com Gemini/GMOS

Neste trabalho foram analisados 16 novos espectros de fontes ultravioletas identificadas nas caudas de maré do gás HI no grupo compacto HCG 100. As observações foram obtidas com o telescópio Gemini Norte e o instrumento *Gemini Multi-Object Spectrograph* (GMOS) durante as noites de 18 de Outubro de 2007 e de 02, 11 e 14 de Novembro. Os espectros foram observados sob condições de noite *grey*, com boa transparência (50%) e um *seeing* médio de 70%. Centramos os *slits* nos membros dos grupos e nas fontes identificadas em de Mello et al. (2008).

Os espectros foram adquiridos usando os *grismas* de 600 linhas mm^{-1} (B600) e 400 linhas mm^{-1} centrados em 4750Å e 6000Å, respectivamente. Isso porque no caso do HCG 100, que tem uma velocidade de 5336 km s^{-1} , precisamos cobrir desde a linha OII em 3727 Å até H $_{\alpha}$ em 6563 Å, que são deslocadas para 3844 e 6678 Å, respectivamente. Como não há grisma que tenha essa cobertura com a resolução necessária, usou-se a combinação de dois *grismas*: R400 para a parte vermelha e B600 para a parte azul. Para isto, usamos um tempo de exposição de 3×600s para B600, e 3×1.200s para R400. Assim, o espectro final abarcou um intervalo de comprimento de onda de 3700 até 7000 Å. O ângulo de posição foi de 300° e o valor da massa de ar foi de 1.03.

Todos os espectros foram reduzidos de forma convencional usando o pacote de Gemini no IRAF versão 1.8. Assim, foram extraídos os *bias*, *overscan*, *flat* e calibrados por comprimento de onda. Os espectros finais têm uma resolução de 3.2 e 7.0 Å para B600 e R400, respectivamente. Calibramos os espectros por fluxo usando as estrelas BD+284211 (R400)

e Hiltner600 (B600), observadas em 11 de Dezembro de 2007.

3.4 Regiões de formação estelar no meio intergaláctico

No trabalho apresentado por de Mello et al. (2008), os autores utilizando imagens no ultravioleta, no óptico (r') e de 21 cm, procuraram por formação estelar no meio intragrupo de HCG 100. Observou-se que regiões de formação estelar jovens são localizadas na nuvem de HI intergaláctica, a qual estende-se por mais de 130 kpc de distância das galáxias principais do grupo. Uma candidata a TDG está localizada em uma densa região da cauda de HI, a aproximadamente 61 kpc do membro do grupo mais brilhante, apresentando uma idade de 3.3 Myr. Além desta região, outras quinze regiões foram detectadas como possíveis candidatas a regiões HII no intragrupo, todas elas com idades <200 Myr e massas estelares no intervalo $10^{4.3}$ - $10^{6.5} M_{\odot}$. A nuvem de HI a qual várias regiões estão associadas tem uma densidade de coluna aproximada de $N(\text{HI}) \sim 10^{20} \text{ cm}^{-2}$. Na Figura 3.2 estão apresentados os contornos do gás de HI.

Na figura 3.2, com círculos, são apresentadas as 16 candidatas a regiões de formação estelar encontradas em de Mello et al. (2008). Usando o telescópio Gemini-Norte e o instrumento GMOS, foram obtidos os espectros destas regiões. Durante o mestrado foram analisados estes espectros, em que, das 16 regiões, apenas duas estão no mesmo *redshift* do grupo HCG 100 - resultado corroborado no Doutorado. Estas regiões foram catalogadas com os números 3 e 4 por de Mello et al. (2008). Um zoom das duas regiões é apresentado na figura 3.2. Estas regiões são de especial interesse, já que estão localizadas em regiões de alta densidade de HI, e são luminosas em FUV e NUV. As idades estimadas por de Mello et al. (2008) para as regiões 3 e 4 são de <1 e 3.3 Myr e massas de HI de 3.9×10^9 e $2.5 \times 10^{10} M_{\odot}$, respectivamente, com massas estelares de $10^{4.7} M_{\odot}$ para ambas regiões. Porém, por um erro na redução de dados, os espectros finais apresentaram problemas. Durante o doutorado refizemos as reduções destas regiões, onde também observamos que só as regiões 3 e 4 são parte do sistema. Com a nova redução, o sinal a ruído melhorou consideravelmente. Assim, nos espectros finais, as linhas de $\text{H}\alpha$ ficaram ~ 25 e ~ 60 vezes maior que as flutuações no contínuo adjacente, para as regiões 3 e 4, respectivamente. As velocidades radiais destas linhas são 5440 ± 61 e $5337 \pm 27 \text{ km s}^{-1}$. Além disso, no doutorado, as regiões foram calibradas por fluxo e corrigidas pelo excesso de cor. Na

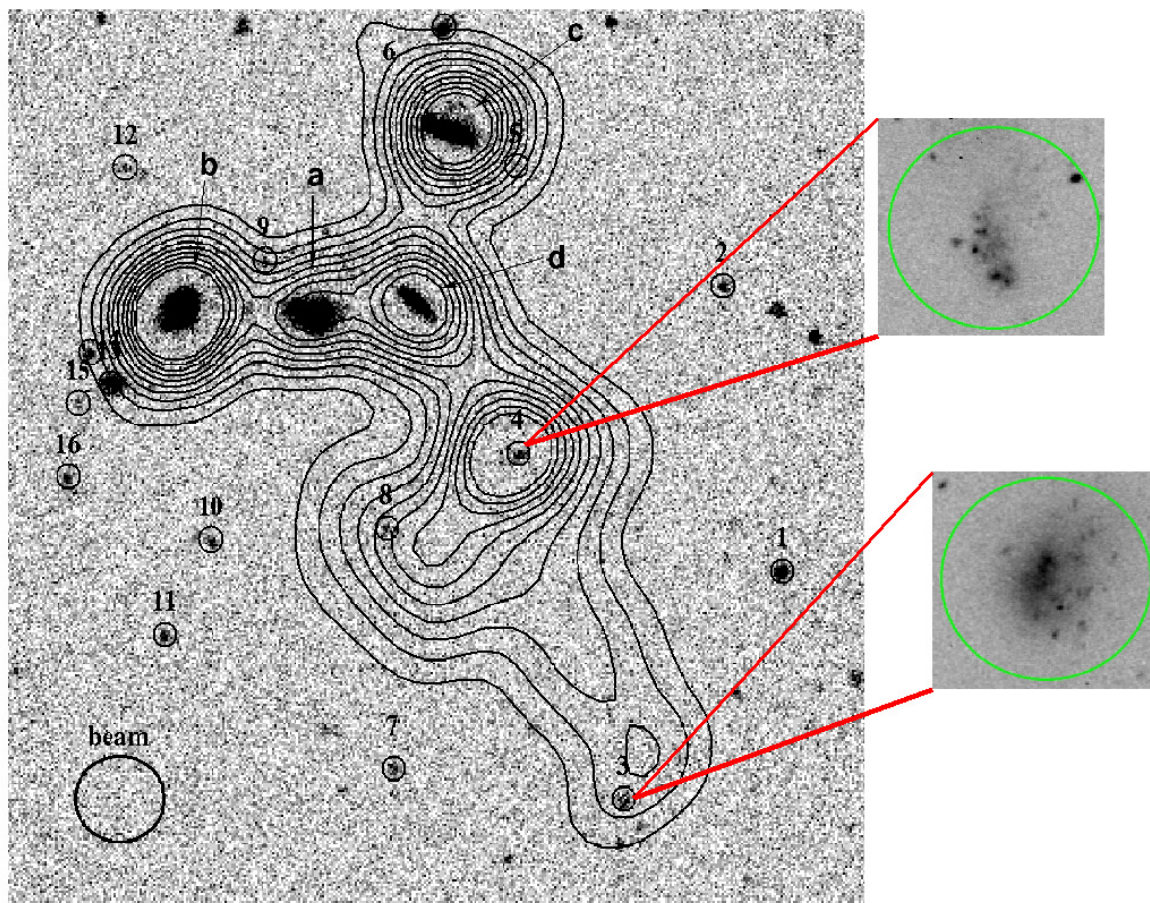


Figura 3.2: : Imagem do HCG 100 em NUV (GALEX) e contornos HI de Verdes-Montenegro (2001). Os números são as regiões identificadas em de Mello et al. (2008) e as letras correspondem aos membros do grupo HCG 100. As duas regiões, 3 e 4, são as TDGs confirmadas por espectroscópica do Gemini, *run: GN-2007B-Q-87*. As imagens destas regiões foram obtidas durante o estágio de pré-imagem.

Tabela 3.3 - Regiões de formação estelar na cauda de maré do grupo HCG 100.

ID ^a	α (J2000)	δ (J2000)	V_{sys} km s ⁻¹	Flux _{Hα} erg s ⁻¹ cm ⁻²	Flux _{Hβ} erg s ⁻¹ cm ⁻²	Flux _[NII] erg s ⁻¹ cm ⁻²	Flux _[OIII] erg s ⁻¹ cm ⁻²
3	00 ^h 01 ^m 4.9 ^s	13° 01' 23.9''	5440±61	9.2e-18	4.4e-17	9.0e-18	5.0e-18
4	00 ^h 01 ^m 10.0 ^s	13° 05' 08.9''	5337±27	5.3e-17	1.9e-17	2.9e-17	9.2e-18

^a ID publicados em de Mello et al. (2008).

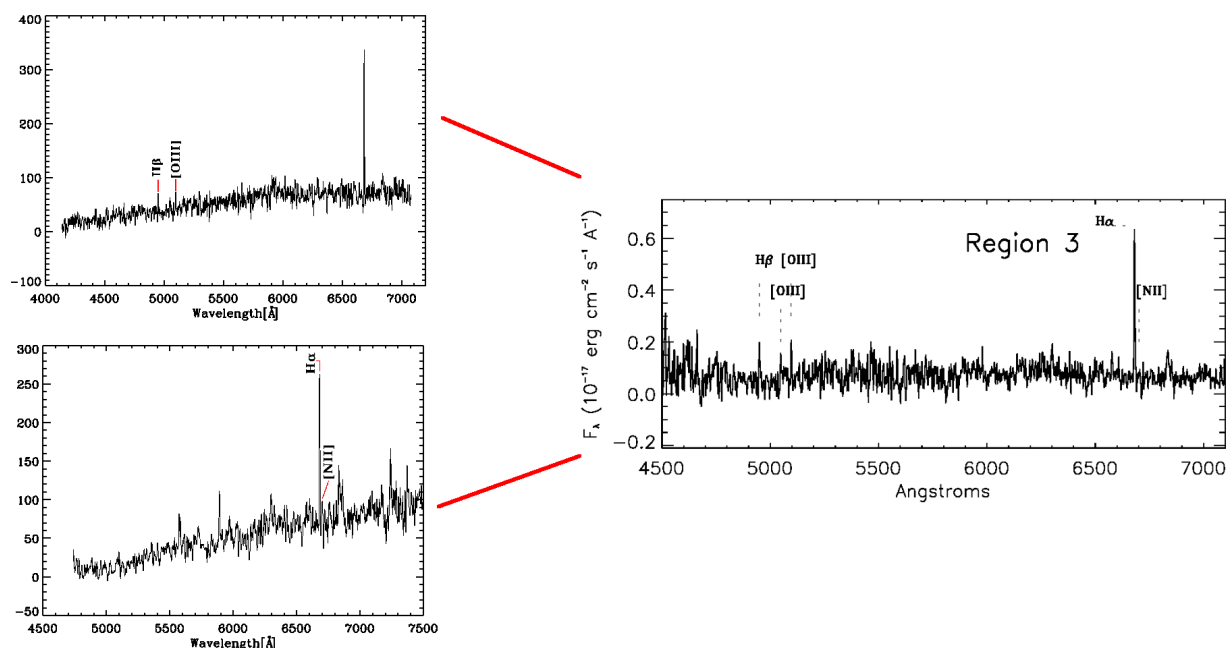


Figura 3.3: Espectros da TDG número 3 do sistema de HCG 100. À esquerda: Espectros nos *grisma* B600 (acima) e R400 (abaixo), reduções feita durante o Mestrado. À direita: o espectro reduzido no Doutorado, com a correção do fluxo e o excesso de cor. São marcadas as linhas detectadas.

figura 3.3 e 3.4 são apresentados os dois espectros: à esquerda estão os espectros reduzidos durante o mestrado e à direita o espectro reduzido no doutorado¹. Na tabela 3.3 são apresentados os parâmetros principais obtidos dos espectros: α , δ (J2000), a velocidade sistêmica e os fluxos das linhas H α , H β , [NII] e [OIII]

3.5 Resultados & Discussão

3.5.1 Idades e massas

Usamos o método descrito nas seções 2.4 e 2.5 para estimar as idades e as massas das duas candidatas a TDGs. As idades foram estimadas usando dois métodos: 1) a cor

¹ Estes espectros, junto com o trabalho do mestrado, foram publicados no ano 2012 no artigo intitulado “Star formation in HI tails: HCG 92, HCG 100 and six interacting systems” (Apêndice B).

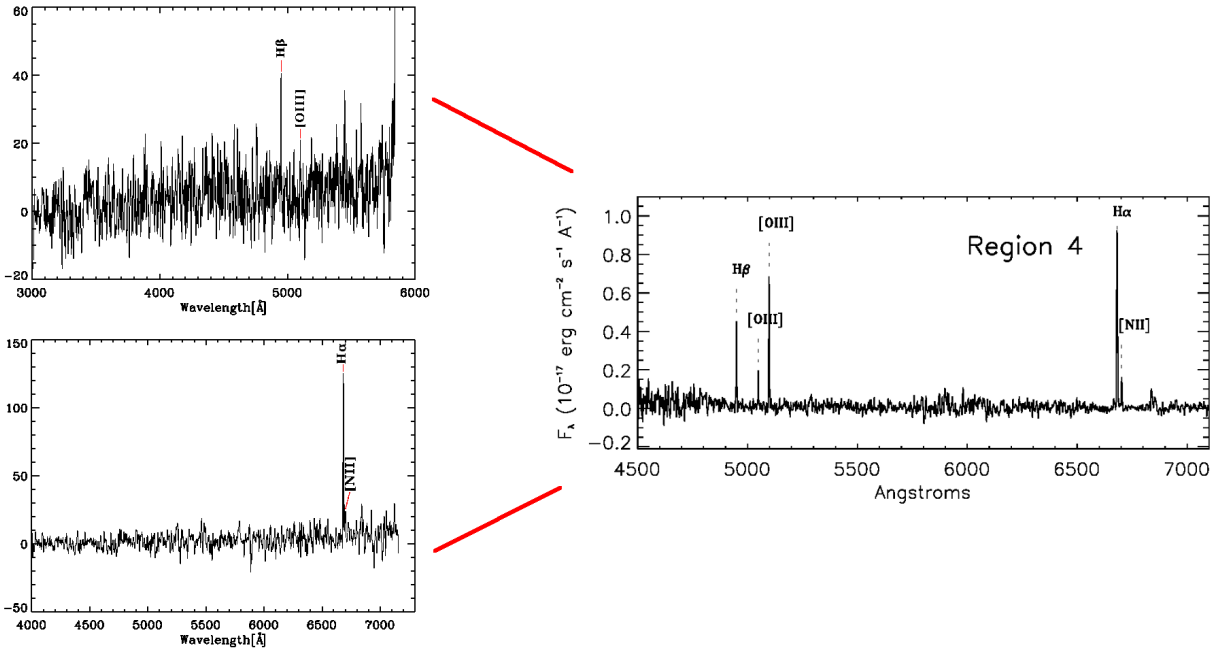


Figura 3.4: Espectros para a TDG número 4 do sistema de HCG 100. À esquerda: Espectros nos *grisma* B600 (acima) e R400 (abaixo), reduções feita durante o Mestrado. À direita: o espectro reduzido no Doutorado, com a correção do fluxo e o excesso de cor. São marcadas as linhas detectadas.

FUV-NUV e 2) a $EW(H\alpha)$ - ambos valores foram comparados com os modelos do SB99, encontrando-se uma excelente concordância entre os dois valores estimados. Assim, para ambas regiões, estimamos uma idade menor a 4 Myr e uma massa de $\sim 10^4 M_{\odot}$. Estes resultados são apresentados na tabela 3.4, (em colchetes as idades dada pela $EW(H\alpha)$). A figura 3.2 na banda NUV mostra a localização dos novos membros detectados para o grupo HCG 100. No zoom das duas regiões são apresentadas as imagens ópticas, no filtro r' , as quais possuem uma peculiar e *clumpy* morfologia. Elas estão localizadas nos picos de emissão do gás de HI, o qual sugere que podem ser fortes candidatas a TDGs.

3.5.2 Metalicidade

Nas figuras 3.3 e 3.4 apresentamos os espectros das regiões 3 e 4. Eles foram obtidos usando os *grating* B600 e R400. Os resultados finais publicados em de Mello et al. (2012) foram obtidos considerando-se os espectros da direita. As linhas marcadas foram usadas na estimação da metalicidade.

A abundância de oxigênio das duas regiões foi estimada utilizando-se os métodos empíricos O3N2 e N2, ambos métodos propostos por Pettini e Pagel (2004), explicados com detalhes na seção 2.3. Estes estimadores são adequados para regiões de formação

Tabela 3.4 - Regiões de formação estelar na cauda de maré do grupo HCG 100.

ID	M_B^a mag	$12+\log(\text{O}/\text{H})$		$\text{Log}(M_\star)^b$ M_\odot	Age ^c Myr	L_{FUV} erg s ⁻¹
		O3N2	N2			
3	-14.54	8.43±0.14	8.43±0.18	4.7	1.0± $_{-}^{+}$ [6.1]	40.46
4	-13.42	8.42±0.14	8.55±0.18	4.7	3.3± $_{\downarrow}^{\uparrow}$ [2.1]	40.51

^a calculada usando a magnitude em de Mello et al. (2008). ^b Massa estelar obtida dada a luminosidade monocromática L_{1350} (erg s⁻¹ Å⁻¹) no SB99, para as idades na coluna 6. ^c Idades estimadas usando a cor FUV-NUV de de Mello et al. (2008). Os erros foram estimados usando os erros das cores. As idades estimadas dado a linha de H α e os modelos de SB99, estão apresentadas nos colchetes.

estelar extragalácticas, devido a que são baseados apenas em linhas de emissão brilhantes. Os valores da metalicidade para as duas regiões foram de 8.43 [8.43] e 8.42 [8.55] usando o método O3N2 [N2] - resultados apresentados na tabela 3.4. As metalicidades obtidas usando os diferentes estimadores estão em claro acordo, obtendo a mesma metalicidade para a região 3 e uma diferença de 3% para a região 4.

Na figura 3.5 mostramos a relação entre a metalicidade e a luminosidade, figura adaptada de Weilbacher et al. (2003). As estrelas representam duas das quatro galáxias do grupo HCG 100. Como esperado, elas estão situadas no lado esquerdo do diagrama, onde estão localizados os objetos luminosos e metálicos. Na figura, as galáxias anãs locais (cruzes) seguem a correlação linear proposta por Richer e McCall (1995) ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) = -0.147 M_B + 5.65$). As regiões HII intergalácticas, tanto no grupo HCG 92 (estudado durante o mestrado, triângulos) quanto no grupo HCG 100 (rombos cheios), possuem metalicidade similares às encontradas nos nós de caudas de maré, i.e., eles têm metalicidades comparáveis às apresentadas nas galáxias principais, a quais são maiores que as apresentadas por galáxias anãs locais dada a mesma magnitude. Lisenfeld et al. (2008) encontram resultados semelhantes para regiões de formação estelar no meio intergaláctico em ARP 94.

Assim, as metalicidades obtidas para regiões de formação estelar em caudas de maré permitem distinguir entre galáxias anãs “clássicas” e objetos formados pelos efeitos de maré. Concluimos que as regiões encontradas na cauda de HI de HGC 100 foram formadas por um material pré-enriquecido, ejetado das galáxias produto das interações. Assim, a metalicidade destas regiões pode ser igual ou maior à das galáxias progenitoras.

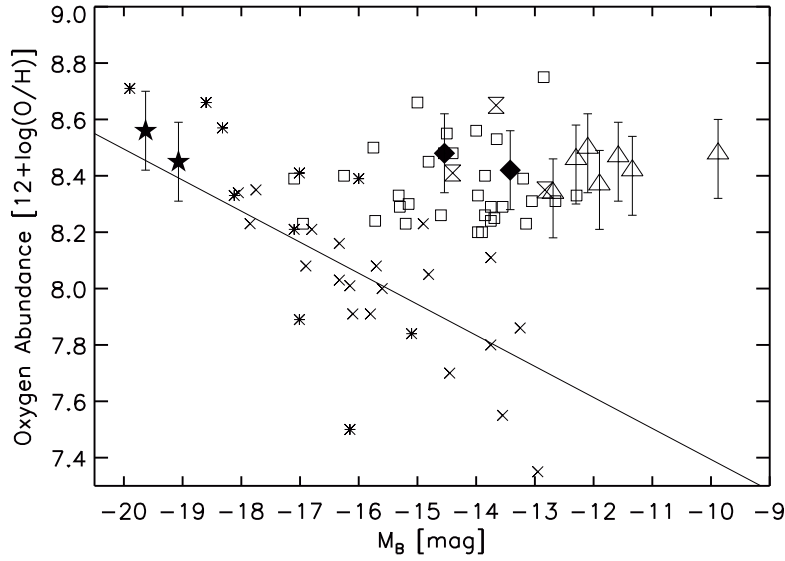


Figura 3.5: Magnitude absoluta (M_B) versus abundância de oxigênio. Galáxias anãs locais (cruzes), nó em caudas de maré (quadrados), galáxias (asteriscos), galáxias no grupo HCG 100 (estrelas), regiões de formação estelar extragalácticas no grupo HCG 92 (triângulo) e no grupo HCG 100 (rombos cheios). A linha mostra a correlação para galáxias anãs locais (Weilbacher et al., 2003). Esta figura foi adaptada de Weilbacher et al. (2003).

3.5.3 O diagrama BPT

Com o fim de corroborar que as regiões encontradas no meio intergaláctico do grupo HCG 100 são regiões de formação estelar e não núcleos ativos, usamos o diagrama de linhas Baldwin-Phillips-Terlevich (BPT), proposto pela primeira vez por Baldwin et al. (1981). O diagrama BPT relaciona as razões de linhas $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ versus a razão $[NII]\lambda 6583/H\alpha$, que por sua forma é comumente chamado “o diagrama da gaiivota”. Para distinguir entre objetos com emissão estelar e núcleos ativos, usamos a curva proposta por Kauffmann et al. (2003). Assim, os objetos com emissão estelar devem cumprir com a relação 3.1.

$$\log([OIII]/H\beta) > \frac{0.61}{\log([NII]/H\alpha)} + 1.3 \quad (3.1)$$

Calculamos as razões de linhas para as regiões 3 e 4 e as localizamos no diagrama BPT (figura 3.6), onde verifica-se que as duas regiões são catalogadas como de formação estelar.

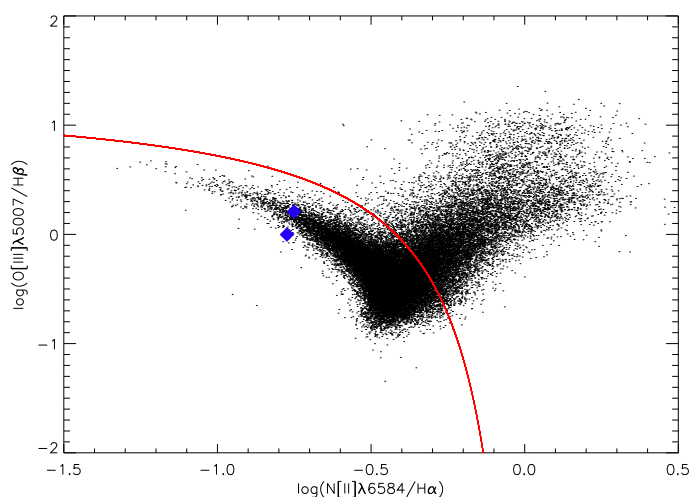


Figura 3.6: O diagrama BPT (Baldwin et al., 1981) no qual é representado graficamente as razões de linhas $[OIII]/H\beta$ versus a razão $[NII]/H\alpha$, dados obtidos de Kauffmann et al. (2003). A curva vermelha demarca a separação entre galáxias *starburst* e AGN, definida pela equação 3.1. Também são apresentadas as regiões de formação estelar extragaláctica encontradas no grupo HCG 100 (diamantes azuis).

3.6 Conclusão

Durante o doutorado foi publicado o artigo titulado “Star formation in HI tails: HCG 92, HCG 100 and six interacting systems” (de Mello et al., 2012, Apêndice B). No artigo foi descrito o trabalho feito durante o mestrado, além do grupo HCG 100.

Nesta tese foram analisados 16 espectros de candidatos para regiões de formação estelar no meio intergaláctico do grupo HCG 100, dos quais 2 foram confirmados como regiões no mesmo *redshift*, identificados com os números 3 e 4, mesmo resultado obtido durante o Mestrado. Usando a cor FUV-NUV, estimamos uma idade de 1 e 3.3 Myr, respectivamente. Estas idades concordam com as idades estimadas usando a linha de $H\alpha$. As duas regiões estão localizadas nos picos do gás HI intergaláctico e apresentam uma alta metalicidade ($12 + \log(O/H) > 8.4$), maior que as possuídas por galáxias anãs próximas. A alta metalicidade encontrada nas regiões é possível devido a que elas foram formadas por um gás pré-enriquecido ejetado das galáxias durante a interação. Este resultado também é validado pelas idades encontradas nelas.

Capítulo 4

A galáxia Condor (NGC 6872)



Neste capítulo apresentamos os resultados obtidos para a galáxia NGC 6872, a maior galáxia conhecida do universo - descoberta feita por nosso grupo, liderado pelo estudante de doutorado Rafael Eufrasio. Usando o instrumento GMOS/Gemini, estudamos 11 regiões de formação estelar ao longo das caudas de maré, onde foi possível estimar o excesso de cor, idade e metalicidade para cada uma delas.

4.1 Introdução

Esta galáxia apresenta duas caudas de maré que se estendem a partir do disco da galáxia por mais de 100 kpc. Recentemente, Eufrasio et al. (2014), catalogaram esta galáxia como uma galáxia espiral barrada, considerando que as caudas de maré eram, na verdade, braços de maré, já que apresentam um claro sinal de rotação. Deste modo, este sistema está catalogado como a maior galáxia espiral conhecida. Ao longo destas caudas (ou braços de maré) é possível observar fortes surtos de formação estelar (Horellou e Koribalski, 2003). A galáxia aparentemente está sendo afetada por perturbações gravitacionais produzidas pela companheira próxima IC 4970 localizada $\sim 1'$ ao norte, que é uma pequena galáxia S0 catalogada por de Vaucouleurs et al. (1991). Ambas galáxias estão localizadas no grupo do Pavo (Fig. 4.1) com outros 12 membros. Destas galáxias, as mais próximas são NGC 6876 e NGC 6877, localizadas aproximadamente $8'$ do centro de NGC 6872, o que equivale a aproximadamente 100 kpc, considerando uma distância até o grupo de 65 Mpc. Usando imagens Fabry-Perot, Mihos et al. (1993) concluíram que NGC 6876/7 parecem não estar realizando um papel importante na dinâmica do sistema NGC 6872/IC 4970. As propriedades observacionais do sistema NGC 6872/IC 4970 são apresentadas na tabela 4.1.

Mihos et al. (1993) modelaram a interação entre NGC 6872/IC 497 pela primeira vez, encontrando uma solução orbital para o sistema NGC 6872/IC 4970, que descreve um forte encontro entre uma galáxia tipo disco e uma companheira pequena, as quais apresentavam uma razão de massa de $\sim 5:1$ (mesmo valor assumido pela simulação feita por Horellou e Koribalski, 2003). O campo de velocidade modelado por Mihos et al. (1993) está apresentado na figura 4.2a. Em geral, este modelo reproduz muito bem as principais propriedades do sistema, incluindo a formação da barra, a morfologia e as extensas caudas

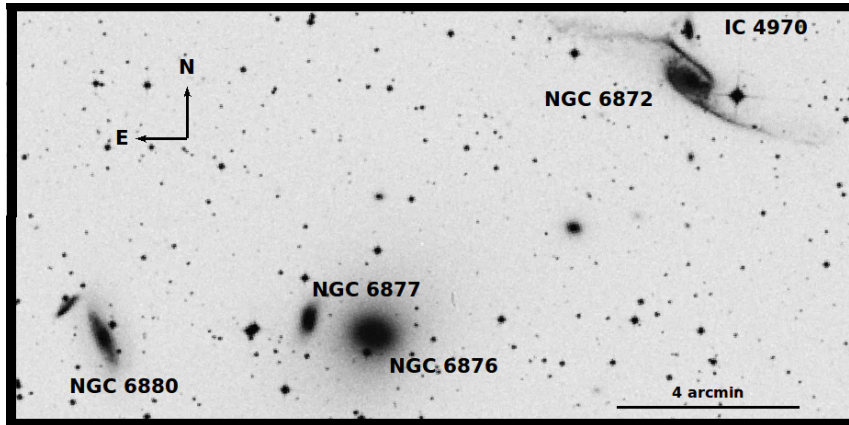


Figura 4.1: Imagem óptica do grupo de galáxias Pavo, estão marcadas as galáxias NGC 6872 e IC 4970

de maré, estimando uma idade de ~ 145 Myr para a maior aproximação entre as galáxias, i.e., o evento que deu início à formação da cauda. Porém, um dos problemas deste modelo é a diferença de velocidade estimada entre as galáxias, pois o modelo estima uma velocidade radial para IC 4970 consideravelmente menor à velocidade de NGC 6872. Entretanto, Green et al. (1988) estimaram uma velocidade para IC 4970 de 4759 km s^{-1} a qual é essencialmente a mesma de NGC 6872. No entanto, o principal problema que apresenta este modelo é a incapacidade de modelar a distribuição da formação estelar presente nas galáxias. Isto é, enquanto a emissão de $H\alpha$ e UV revela que a formação estelar está concentrada ao longo das caudas de maré (Figura 4.2b), o modelo mostra que a maior parte da formação estelar está acontecendo na barra e na região central (ambos resultados foram publicados por Mihos et al., 1993). No entanto, um possível cenário para solucionar este problema é considerar que a galáxia NGC 6872 tinha inicialmente uma distribuição de gás bem mais extensa que a assumida nas simulações, apesar deste modelo de galáxia ser inconsistente com observações de galáxias *late-type*. Usando este cenário no modelo de interação, observa-se que a resultante distribuição do gás e a formação estelar é mais forte ao longo das caudas de maré, não havendo evidências de que este gás possa acumular-se ao longo da barra estelar. Este cenário explica melhor as observações em $H\alpha$ e UV.

Além de modelar a interação entre as galáxias NGC 6872/IC 4970, Mihos et al. (1993) fizeram observações da linha $H\alpha$ com o interferômetro Fabry-Perot, revelando a presença de gás ionizado ‘nas pontas’ (Figura 4.2b) de ambas caudas de maré. Estas regiões ionizadas coincidem com a localização dos aglomerados jovens observados em imagens ópticas. Horellou e Koribalski (2003, 2007) apresentaram mapas de $H\text{I}$, onde é possível observar

Tabela 4.1 - Propriedades de NGC 6872/IC 4970.

Propriedade	Observada	Modelada	Nota
R.A. (J2000)	20 ^h 16 ^m 56 ^s	—	1
Dec. (J2000)	-70° 46' 04"	—	1
Redshift heliocêntrico	4701 km s ⁻¹	—	1
Distância	65 Mpc	—	2
M _B	-21.9	—	3
Massa	4.5 × 10 ¹¹ M _⊙	5.6 × 10 ¹¹ M _⊙	4
Separação	13 Kpc	21 Kpc	5
Massa HI IC 4970	1.3 × 10 ⁹ M _⊙		
Massa HI NGC 6872	1.4 × 10 ¹⁰ M _⊙		

Notas: (1) Obtido desde RC3. (2) Eufrazio et al. (2014, submetido ApJ). (3) $M_B = m_B + 5 - 5 \log(d)$, onde $m_B = 14.7$ (RC3) (4) Derivada usando $(M/L)_{B,6872} = 5 M_{\odot}/L_{\odot}$. (5) Mihos et al. (1993).

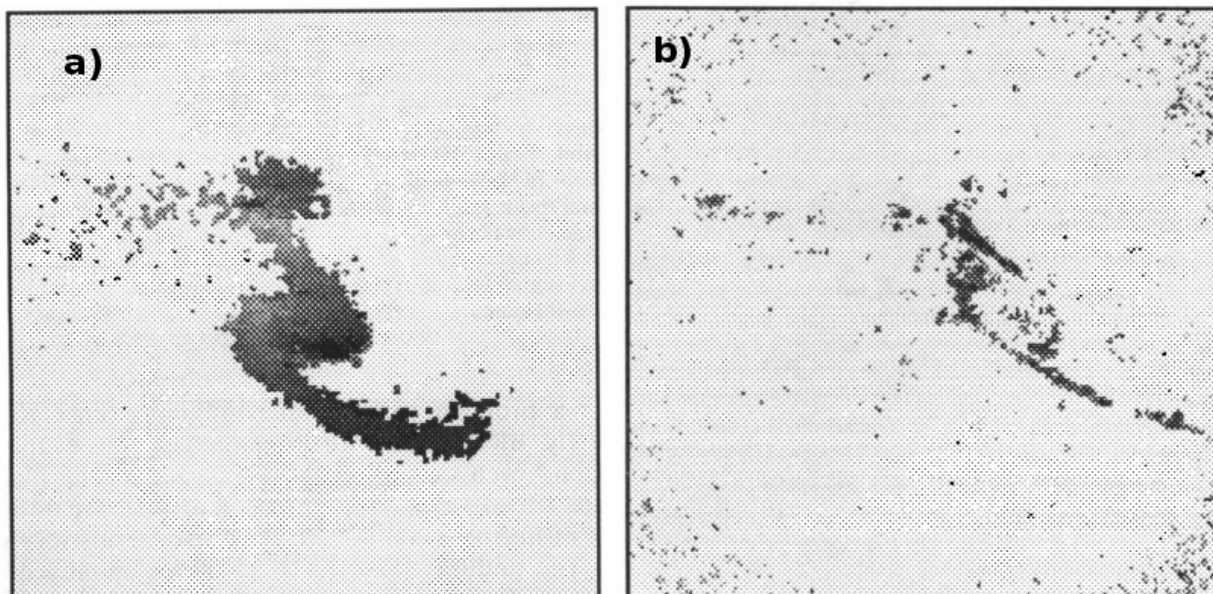


Figura 4.2: a) Campo de velocidade do sistema NGC 6872/IC 4970. A cor preta representa emissão em redshift; a cor cinza representa o blueshift. b) Mapas de intensidade de H α . Crédito: Mihos et al. (1993), figura 19 e 6b.

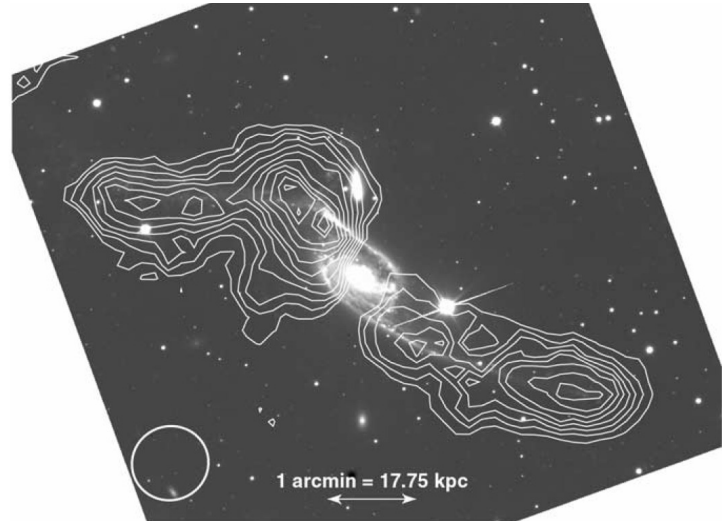


Figura 4.3: Mapas de contornos do gás HI sobrepostos na imagem da B do VLT. Os contornos vão desde 0.2 até 1.2 Jy beam⁻¹ considerando um intervalo de 0.1 entre eles. Créditos: Horellou e Koribalski (2003), figura 1.

uma grande quantidade de gás atômico concentrado nas caudas de maré coincidentes com os *peaks* de emissão de H α . Por outro lado, não é detectado gás de HI na região central (figura 4.3). A ausência de gás no centro da galáxia não é incomum em galáxias espirais, em que a maioria do gás no centro é, geralmente, em forma de gás molecular. Horellou e Booth (1997) estimaram uma massa molecular de hidrogênio M(H₂) de $9.6 \times 10^8 M_{\odot}$ na zona central de NGC 6872. Tampouco encontrou-se gás de HI ligando a galáxia NGC 6872 com a galáxia próxima NGC 6876; portanto, acredita-se que NGC 6876 não esteja afetando a evolução das galáxias NGC 6872 e IC 4970.

Bastian et al. (2005) fizeram uma análise fotométrica de aglomerados estelares na cauda de maré de NGC 6872, encontrando aglomerados em um intervalo de idade entre 1 - 100 Myr, onde os mais massivos ($10^4 \leq M/M_{\odot} \leq 10^7$) estão localizados nas partes externas do disco galáctico ou na cauda de maré. Além disso, eles encontraram uma correlação entre os aglomerados massivos ($>10^5 M_{\odot}$) e muito jovens (<10 Myr) e a distribuição dos picos de emissão de H α , sustentando o resultados encontrados para as idades e massas resultantes estimadas através das cores. Os autores também estimaram a taxa de formação estelar em diferentes regiões da galáxia observando que a cauda norte tem uma taxa de formação estelar ($\sim 16.5 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$) duas vezes maior que a cauda ao sul, e cinco vezes a taxa da zona central da galáxia. Horellou e Koribalski (2007) estimaram que a cauda ao norte contém em torno de 1.4 vezes mais gás atômico que a cauda ao sul.

Novos resultados sobre o gás de hidrogênio atômico foram apresentados por Horellou e Koribalski (2007), mostrando que o gás na cauda ao norte tem uma velocidade menor (uma velocidade heliocêntrica de $\sim 4500 \text{ km s}^{-1}$) que a cauda ao sul ($\sim 5100 \text{ km s}^{-1}$).

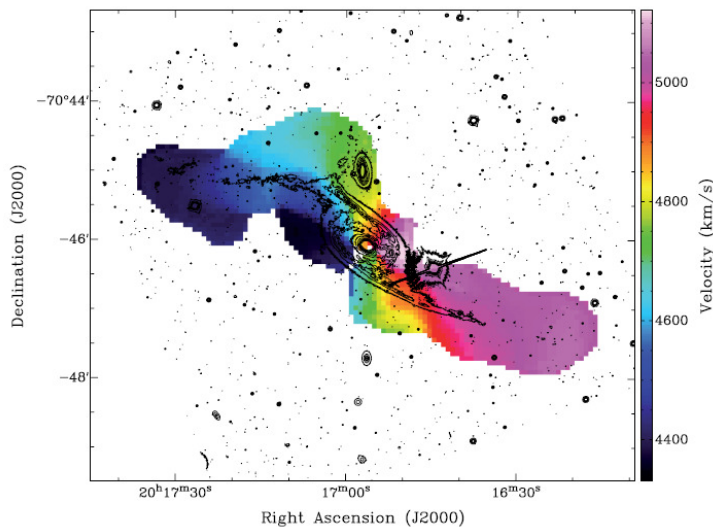


Figura 4.4: Campo de velocidade do gás HI de NGC 6872 sobreposta na imagem da banda B do VLT. É claramente observado o suave gradiente de velocidade encontrado através da galáxia. Crédito: Horellou e Koribalski (2007), figura 6.

Esta diferença de velocidade varia de forma suave através da galáxia, tratando-se de uma característica de discos rotacionais - o que pode ser visto na figura 4.4. Assim, dado a acumulação de gás e a cinemática deste objeto, é possível presumir que estas estruturas não são apenas caudas de maré, mas sim, um enorme disco.

Uma simulação foi feita por Horellou e Koribalski (2007), desta vez incluindo estrelas e gás, mas não formação estelar. A fig.4.5 apresenta a evolução de como são perturbadas as estrelas e o gás da galáxia principal com a passagem de uma companheira. A simulação assemelha-se ao observado em um tempo de 130 Myr depois do encontro mais próximo. A distribuição do gás no final da interação fica mais estendida que a das estrelas. O tempo entre duas imagens é de 40 Myr, começando em 20 Myr após a maior aproximação. Apesar da companheira ter uma massa 5 vezes menor (ou mais), ela forma umas proeminentes caudas de maré rapidamente na galáxia NGC 6872. Esta simulação também modela a velocidade final do gás, que está de acordo com o campo de velocidade observado. Algo interessante na simulação é que o gás, nas partes externas da cauda norte, está movendo-se para os extremos exteriores da cauda, enquanto o gás nas partes internas da cauda está movendo-se para o centro em direção à companheira. Assim como em Mihos et al. (1993), esta simulação encontrou um *blueshift* (desvio para o azul) na velocidade da companheira em comparação com a velocidade de NGC 6872 (-192 km s^{-1}). A diferença em velocidade entre as duas galáxias ainda é incerta, dado que várias estimativas foram feitas para cada galáxia: para a companheira, Green et al. (1988) estimaram uma velocidade de 4759 km s^{-1} , enquanto RC3 estimou 4727 km s^{-1} ; para NGC 6872 foi estimada 4626 (Green et al.,

1988), 4688 (Meyer et al., 2004, usando o espectro de HI), 4717 (Horellou e Booth, 1997, usando o espectro de HI), 4892 km s⁻¹ (Horellou e Booth, 1997, usando o espectro de CO). Assim, considerando-se o valor para NGC 6872 obtido com o espectro de CO e o valor de RC3 para IC 4970, obtém-se uma diferença de 165 km s⁻¹ - valor consistente com o encontrado na simulação. Esta simulação reproduz a maioria das características observáveis de NGC 6872, incluindo a morfologia geral da galáxia, a barra central, as extensas caudas de maré e a débil cauda sul.

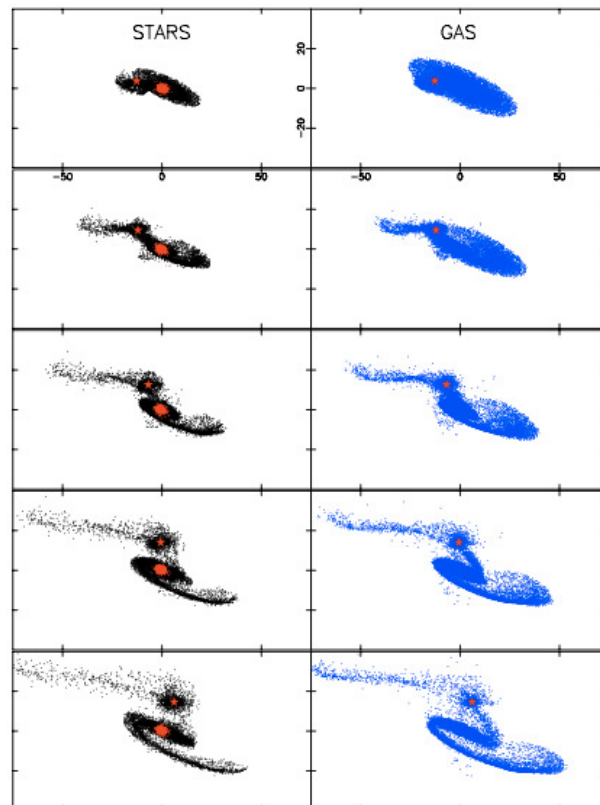


Figura 4.5: Esquerda: evolução das estrelas. Direita: evolução do gás. Na simulação feita por Horellou & Koribalski (2007), a estrela vermelha apresenta o bojo da galáxia companheira. O tempo entre duas imagens é de 40 Myr, começando em 20 Myr após a maior aproximação. Crédito: Horellou e Koribalski (2007), figura 7.

4.2 Observações

Neste trabalho são apresentados novos espectros ao longo da galáxia Condor do gás HI, galáxia NGC 6872. As observações foram obtidas com o telescópio Gemini Sul e o instrumento *Gemini Multi-Object Spectrograph* (GMOS) durante as noites dos dias 06, 08 e 09 de Junho e de 07 de Outubro de 2005. Os espectros foram observados sob condições

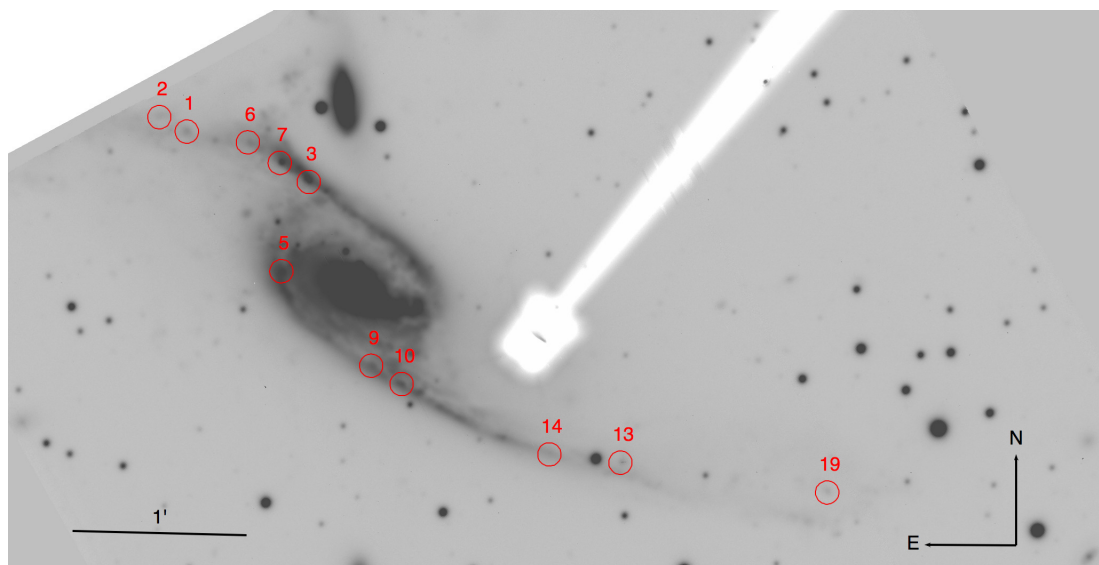


Figura 4.6: Regiões da galáxia NGC 6872 sobreposta na imagem na banda g' do Gemini. Cada número representa o slit correspondente.

de noite *Image Quality* 70%, *Cloud Cover* 70% e *Background* 50%. Estes espectros foram obtidos do *Gemini Science Archive*.

Espectros azuis foram adquiridos usando os *grismas* de 600 linhas mm^{-1} (B600) centrados em 5080\AA . Para isto foi usado um tempo de exposição de $7 \times 3600\text{s}$. Assim, o espectro final inclui um intervalo de comprimento de onda de ~ 3700 a 6000\AA . O ângulo de posição foi de 28° e o valor da massa de ar variou de 1.3 a 1.6.

Todos os espectros foram reduzidos do modo convencional, usando o pacote de Gemini no IRAF versão 1.8. Assim, foram extraídos os *bias*, *trimmed*, *flat* e calibrados por comprimento de onda. Calibramos por fluxo usando a estrela LTT 7379, observada dia 04 de junho de 2005. Na figura 4.6, apresentamos a posição de cada fenda ao longo da galáxia; na figura 4.7, apresentamos os espectros finais, cuja resolução é de 3.2\AA .

4.3 Resultados & Discussão

Do *Gemini Science Archive* foram obtidos os espectros de 19 regiões ao longo das caudas de maré da galáxia em interação NGC 6872/IC 4970, das quais 7 foram descartadas por tratar-se de regiões em altos *redshift* ou por não apresentarem linhas de emissão. Assim, finalmente trabalhamos com um total de 11 regiões. O identificador adotado para cada região corresponde à fenda na qual foi observado. Para cada espectro, quando foi possível,

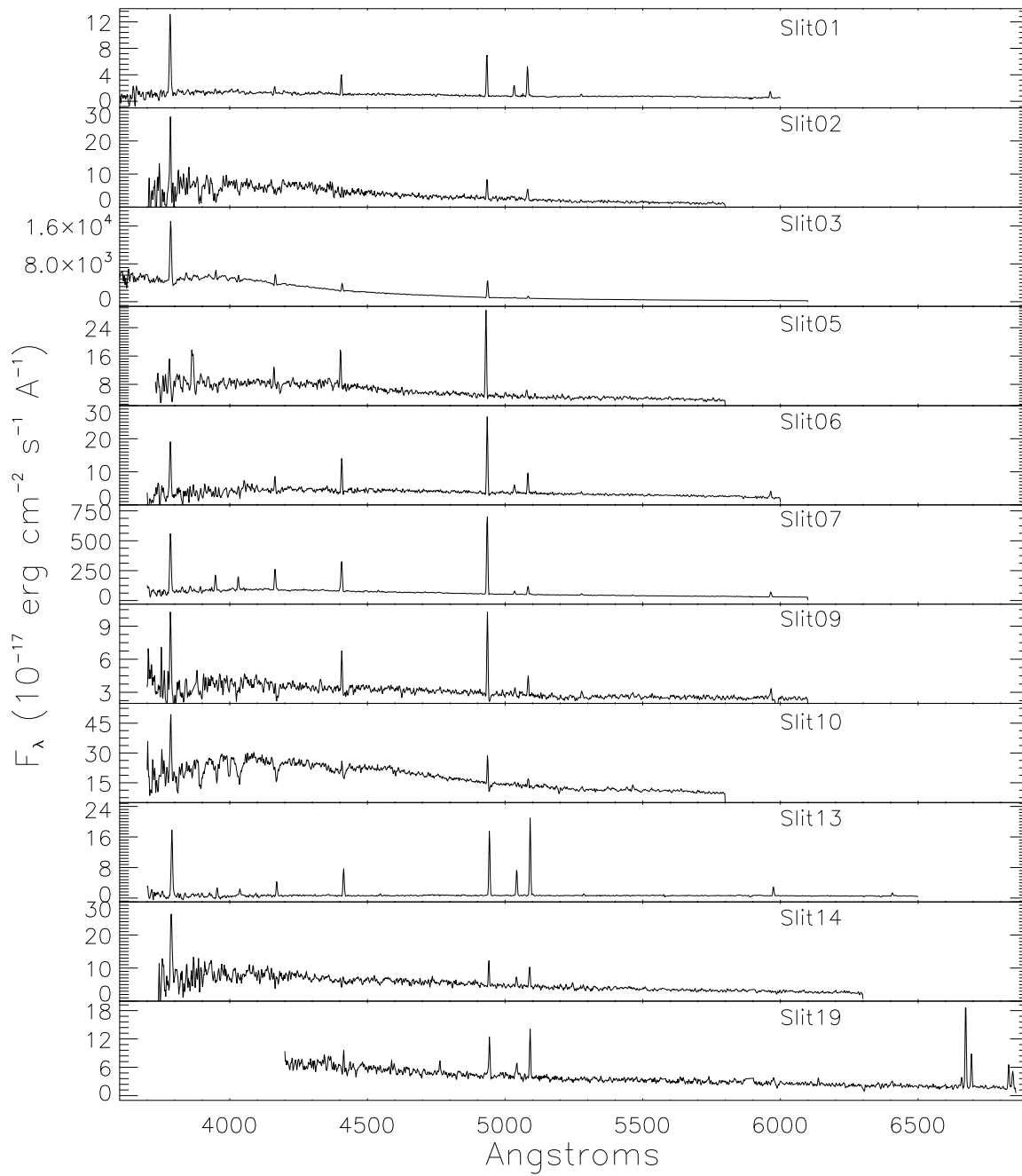


Figura 4.7: Espectros das 8 regiões observadas na galáxia NGC 6872.

Tabela 4.2 - Fluxos das linhas de Balmer usadas para estimar a extinção nebular das regiões.

ID	Fluxo $_{H\gamma}$	Fluxo $_{H\beta}$	Fluxo $_{H\alpha}$	E(B-V)	
	erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$	erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$	erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$	H γ /H β	H α /H β
Slit01	0.99	2.30	—	0.15	—
Slit03	2.12	12.14	—	1.81	—
Slit05	1.27	3.69	—	0.56	—
Slit06	1.21	3.41	—	0.50	—
Slit07	6.13	21.69	—	0.93	—
Slit09	1.01	2.43	—	0.22	—
Slit13	2.26	5.28	—	0.16	—
Slit19	0.34	0.83	2.91	0.24	0.20

Notas: O fluxo de cada linha foi normalizado por um fator 10^{-16}

estimamos a extinção nebular usando as linhas de H γ , H β e H α , segundo o descrito na sessão 2.1. Na tabela 4.2 são apresentados os fluxos destas linhas e o excesso de cor estimado.

Usando a velocidade radial de cada uma das regiões observadas na galáxia NGC 6872, derivamos um mapa de velocidade, apresentado na figura 4.8. Pode-se observar que a galáxia apresenta uma rotação: a velocidade da cauda leste exhibe desvio para o azul, com uma velocidade aproximada de 4500 km s $^{-1}$, enquanto a cauda oeste possui um desvio para o vermelho, com velocidade aproximada de 5050 km s $^{-1}$, tendo uma diferença de velocidade entre as duas caudas de aproximadamente 550 km s $^{-1}$. Este resultado mostra que as caudas de maré poderiam ser braços de uma galáxia espiral, formados durante a interação. Resultado semelhante foi apresentado por Horellou e Koribalski (2007) para o gás de HI neste sistema, em que observaram que a velocidade de HI varia entre 4500 e 5100 km s $^{-1}$, aumentando desde a cauda leste à oeste.

4.3.1 Excesso de cor

O excesso de cor estimado para as regiões estão em um intervalo entre 0.15 e 0.93. Valores similares têm sido reportados na literatura para regiões de formação estelar no meio intergaláctico (e.g. Torres-Flores et al., 2012; Yagi et al., 2013). Para a região slit19 foi possível observar três linhas de Balmer; deste modo, estimamos o excesso de cor usando as razões de linhas H α /H β e H γ /H β , obtendo uma boa correlação, 0.20 e 0.24 respecti-

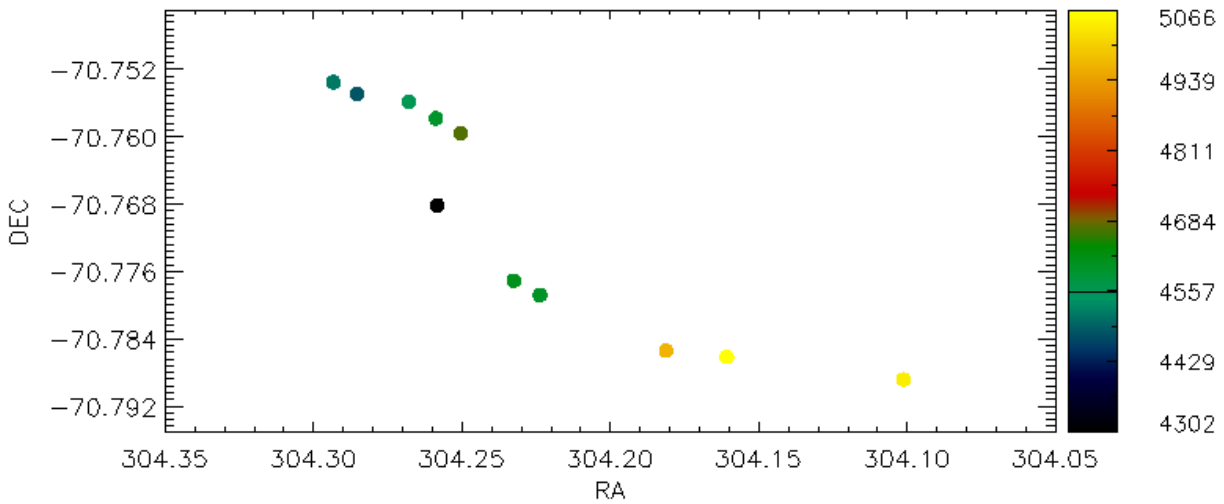


Figura 4.8: Mapa de velocidades para a galáxia NGC 6872. O pontos representam a posição de cada slit observado e a cor indica a velocidade para cada um.

vamente. Para a região Slit03 foi estimado um excesso de cor pouco realista de $E(B-V) = 1.81$. Este resultado pode estar superestimado devido ao fato de que na mesma fenda foram observadas duas fontes muito próximas, não sendo possível diferenciar o fluxo das linhas de emissão de cada fonte no momento de extrair o espectro - motivo pelo qual esse valor não foi considerado. Com o excesso de cor corrigimos a extinção para cada regiões, usando o *task* DEREDDEN do IRAF. Para os espectros em que não foi possível obter o excesso de cor, usamos a média dos valores estimados. Notamos que o fluxo de cada linha foi estimado subtraindo o céu ao redor das regiões. Logo, consideramos um limite inferior para os fluxos das regiões, devido à alta poluição de gás no entorno das regiões. Medimos também a largura equivalente (EW, do inglês *equivalent width*) da linha de $H\beta$ e $H\alpha$. Na tabela 4.3 são apresentados os fluxos das linhas detectadas e a largura equivalente da linha $H\beta$ e $H\alpha$, assim como a velocidade radial para cada região.

4.3.2 Abundância de oxigênio em NGC 6872

Com o fim de obter as metalicidades dos objetos, usamos o calibrador R23, seguindo o proposto por: Pilyugin (2001), Dopita e Evans (1986), Edmunds e Pagel (1984) e McCall et al. (1985) e os calibradores N2 e O3N2 (Pettini e Pagel, 2004) - os resultados estão na tabela 4.4. Notamos que a dispersão rms na calibração dos índices (R23, N2 e O3N2) são maiores que os erros internos associados às linhas, de modo consideramos apenas o erro

Tabela 4.3 - Principais parâmetros físicos para as regiões da cauda de maré do sistema NGC 6872/IC 4970.

ID	Velocidade Km s ⁻¹	Fluxo _[OII] erg s ⁻¹ cm ⁻²	Fluxo _{Hβ} erg s ⁻¹ cm ⁻²	Fluxo _{[OIII]λ4958} erg s ⁻¹ cm ⁻²	Fluxo _{[OIII]λ5006} erg s ⁻¹ cm ⁻²	Fluxo _{Hα} erg s ⁻¹ cm ⁻²	Fluxo _{[NII]λ6583} erg s ⁻¹ cm ⁻²	EW(H β) Å	EW(H α) Å
Slit01	4480 ± 07	9.15	3.82	1.03	2.79	—	—	47	—
Slit02	4515 ± 29	8.20	2.101	—	1.50	—	—	13	—
Slit03	4672 ± 24	51.01	44.59	2.27	6.59	—	—	24	—
Slit05	4302 ± 11	8.82	22.65	—	2.19	—	—	31	—
Slit06	4556 ± 06	16.53	17.09	2.37	4.32	—	—	41	—
Slit07	4596 ± 20	380.50	410.70	16.76	43.24	—	—	41	—
Slit09	4612 ± 09	5.15	5.02	0.61	1.05	—	—	14	—
Slit10	4602 ± 26	12.28	5.23	1.20	1.439	—	—	4	—
Slit13	5066 ± 19	11.93	8.99	3.85	10.66	—	—	125	—
Slit14	4966 ± 59	9.38	2.36	1.18	2.358	—	—	8	—
Slit19	5041 ± 10	—	1.86	1.17	2.133	5.11	1.91	12	63

Notas: Velocidade heliocêntrica estimadas com o *task RVIDLINES* do IRAF. O fluxo de cada linha foi normalizado por um fator 10⁻¹⁶

dado pela calibração. Deste modo, adotamos um erro fixo de 0.2 dex para as metalicidades dadas por Pilyugin (2001); Dopita e Evans (1986); McCall et al. (1985) e de 0.31 dex para o estimador dado por Edmunds e Pagel (1984). No caso das estimações dadas por Pettini e Pagel (2004), adotamos um erro de 0.14 e 0.18 dex para os índices O3N2 e N2N2 respectivamente, como foi sugerido pelo autor. Notamos que para as regiões Slit02 e Slit05 foi estimado um limite superior na metalicidade, uma vez que não foi observado fluxo na linha de emissão $[\text{OIII}]\lambda 4958$. Caso semelhante aconteceu com o Slit19, onde não foi observada emissão na linha $[\text{OII}]$.

Em geral, as metalicidades estimadas usando os diferentes métodos estão dentro da margem do erro. As médias estimadas usando os diferentes estimadores foram, 8.5, 8.8, 8.7, 8.7 (Dopita e Evans, 1986; McCall et al., 1985; Edmunds e Pagel, 1984; Pilyugin, 2001, respectivamente), valores que estão dentro das incertezas. Assim, as menores metalicidades foram estimadas usando o método proposto por Dopita e Evans, enquanto os maiores valores foram obtidos com o método McCall et al.. Valores semelhantes para regiões formadas depois de uma interação foram encontrados em de Mello et al. (2012); Mendes de Oliveira et al. (2004); Torres-Flores et al. (2014).

O fato de haver espectros ao longo de toda a “cauda” da galáxia permite-nos estudar estatisticamente o gradiente da metalicidade ao longo desta estrutura. Podemos observar que a maioria das regiões apresenta uma abundância de oxigênio semelhante, apresentando um desvio padrão de 0.2, que representaria um gradiente de metalicidade plano. Resultado semelhante foi encontrado para a cauda de maré de NGC 92 (Torres-Flores et al., 2014) e para as partes externas do disco das galáxias NGC 1512 e NGC 3261. Contudo, do mesmo modo que na galáxia NGC 92, as caudas de maré (ou partes externa do disco) de NGC 6872 são muito mais metálicas que a apresentada pelas galáxias tipo disco.

Usando a $\text{EW}(\text{H}\beta)$ observada e a sintética obtida do SB99, estimamos as idades de cada região, seguindo o descrito na seção 2.4. Além disso, para a região Slit19 foi possível estimar a idade usando a linha de $\text{H}\alpha$, obtendo valores semelhantes usando as duas linhas de emissão. As baixas idades obtidas para cada região e a alta metalicidade fazem acreditar que estas regiões foram formadas *in situ*.

Imagens ópticas na banda B da galáxia NGC 6872 foram adquiridas do *European Southern Observatory Archive* com condições de céu fotométricas observadas com o instrumento FORS1 do *Very Large Telescope* (VLT). Foram subtraídos os *bias* e os *flats*, e

Tabela 4.4 - Metalicidade e idade para as regiões de NGC 6872.

ID	M_B^*	M_B^{**}	R23	DE	MRS	$12 + \log(O/H)$			O3N2	N2	$Age_{H\beta}$		$Age_{H\alpha}$	
						EP	PL	PL			Myr	Myr		
Slit01	-12.78	-10.17	0.53	8.58 ± 0.20	8.73 ± 0.20	8.47 ± 0.31	8.51 ± 0.20	—	—	—	5.51	—	—	—
Slit02	-12.67	-9.47	0.66	8.47 ± 0.20	8.57 ± 0.20	8.30 ± 0.31	8.28 ± 0.20	—	—	—	6.20	—	—	—
Slit03	-13.56	-12.11	0.13	8.74 ± 0.20	8.93 ± 0.20	8.90 ± 0.31	8.72 ± 0.20	—	—	—	5.87	—	—	—
Slit05	-13.49	-10.68	-0.03	8.77 ± 0.20	8.97 ± 0.20	8.95 ± 0.31	8.76 ± 0.20	—	—	—	5.75	—	—	—
Slit06	-12.98	-10.32	0.13	8.74 ± 0.20	8.93 ± 0.20	8.90 ± 0.31	8.76 ± 0.20	—	—	—	5.58	—	—	—
Slit07	-13.54	-11.45	0.03	8.77 ± 0.20	8.97 ± 0.20	8.95 ± 0.31	8.76 ± 0.20	—	—	—	5.58	—	—	—
Slit09	-13.18	-10.34	0.13	8.74 ± 0.20	8.93 ± 0.20	8.90 ± 0.31	8.75 ± 0.20	—	—	—	6.16	—	—	—
Slit10	-13.23	-10.90	0.46	8.62 ± 0.20	8.78 ± 0.20	8.56 ± 0.31	8.52 ± 0.20	—	—	—	9.49	—	—	—
Slit13	-12.69	-10.01	0.47	8.61 ± 0.20	8.78 ± 0.20	8.55 ± 0.31	8.69 ± 0.20	—	—	—	3.27	—	—	—
Slit14	-12.74	-9.75	0.74	8.39 ± 0.20	8.42 ± 0.20	8.22 ± 0.31	8.26 ± 0.20	—	—	—	6.39	—	—	—
Slit19	-12.57	-9.74	0.20	8.72 ± 0.20	8.91 ± 0.20	8.86 ± 0.31	9.05 ± 0.20	8.59 ± 0.14	8.68 ± 0.18	8.68 ± 0.18	6.23	6.34	6.34	6.34

Notas: Colunas 3,4,5 e 6 apresentam as metalicidades usando o estimador R23 dados por PL: Pilyugin (2001); DE: Dopita e Evans (1986); EPEdmunds e Pagel (1984); MRS:McCall et al. (1985). As colunas 7 e 8 apresentam as metalicidades usando os estimadores O3N2 e N2, respectivamente, ambos seguindo o proposto por Pettini e Pagel (2004). *: Magnitude M_B considerando a subtração do céu ao redor da região. **: Magnitude M_B não considerando a subtração do céu ao redor da região.

a calibração por fluxo foi feita usando uma estrela padrão em diferentes massas de ar. A figura 4.9 apresenta diagrama que correlaciona a metalicidade com a luminosidade (adaptado da figura 3 de Weilbacher et al., 2003). Adicionamos também os dados de Mello et al. (2012), HCG 92 (triângulos) e HCG 100 (losangos). Incluímos nesta figura as regiões de NGC 6872, apresentadas com o símbolo de *hourglass*. Para cada região estimamos duas magnitudes, uma com extração do céu próximo (verde) e outra sem a extração do céu (vermelho), isto pelo fato de que ao redor de cada região, a poluição por poeira é muito grande, de modo que apresentamos um limite inferior e um limite superior para a magnitude das regiões. Assim, observamos que as regiões de NGC 6872 têm metalicidades semelhantes às apresentadas pelas regiões de HI nas caudas de maré, i.e., elas têm metalicidades maiores que as apresentadas por galáxias anãs locais para uma dada luminosidade. Deste modo, podemos concluir que as regiões nas caudas de NGC 6872 foram formadas com um material pré-enriquecido, material provavelmente contido no disco da galáxia que deu origem à galáxia NGC 6872.

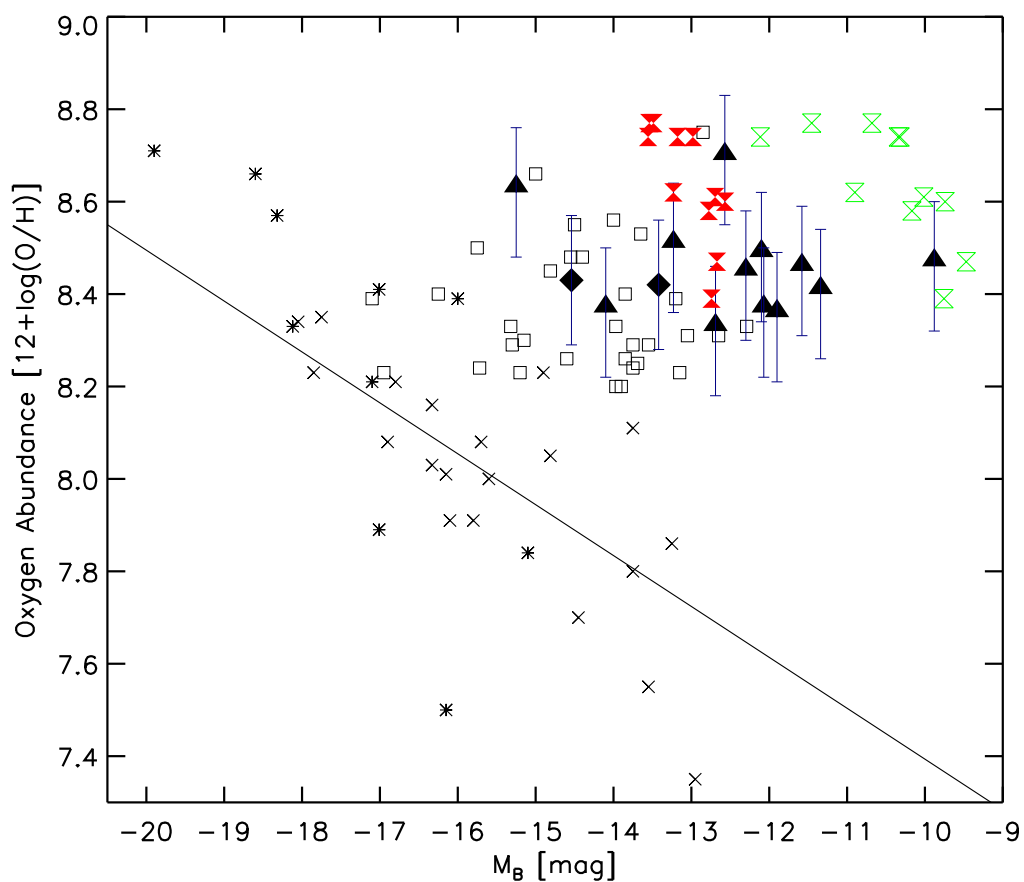


Figura 4.9: Magnitude absoluta (M_B) versus abundância de oxigênio. Galáxias anãs locais (cruzes), nó em caudas de maré (quadrados), galáxias (asteriscos), galáxias no grupo HCG 100 (estrelas), regiões formação estelar extragaláctica no grupo HCG 92 (triângulo), no grupo HCG 100 (losangos cheios) e regiões na galáxia NGC 6872 (*hourglass*). A linha mostra a correlação para galáxias anãs locais (Weilbacher et al., 2003). Figura adaptada de Weilbacher et al. (2003).

NCG 2782



Neste capítulo, exploramos as propriedades espectroscópicas e fotométricas de sete regiões de formação estelar na cauda de maré oeste da galáxia NGC 2782. São apresentados espectros obtidos com o instrumento GMOS/Gemini e informações fotométricas nas bandas FUV e NUV (GALEX) e na banda r' do sloan. Estimamos a idade, massa e a metalicidade para cada uma das regiões, e discutimos as implicações destes resultados para o cenário de formação estelar fora das galáxias.

5.1 Introdução

NGC 2782 (Arp 215) foi classificada como uma galáxia peculiar SAb(rs) (de Vaucouleurs et al., 1991) ou Sa(s) (Sandage e Tammann, 1981). Localizada a uma distância de 34 Mpc (Smith, 1994), sua velocidade heliocêntrica foi estimada em $2543 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ ¹. Um surto de formação estelar está acontecendo na zona central da galáxia (Devereux, 1989) com uma taxa de formação estelar de $4\text{-}8 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. Esta galáxia apresenta uma massiva estrutura molecular de raio $R = 1.3 \text{ kpc}$, uma barra estelar de similar tamanho (Jogee et al., 1999) e um energético *outflow* (Jogee et al., 1998; Yoshida et al., 1999).

Este é um sistema bastante isolado (Smith, 1991, 1994), no entanto há muitas evidências que sugerem que ele passou por uma fusão significativa e complexa em seu passado mais recente. Uma destas evidências é que apesar de ter um disco com perfil exponencial, existem três *ripples* no disco, em uma distância do centro de $25''$, $45''$ e $60''$. Além destes distúrbios no disco, duas caudas de maré foram identificadas, uma ao leste e outra ao oeste da galáxia.

As observações sugerem que NGC 2782 apresenta sinais de interação produzidos por um *Minor merger* (onde umas das galáxias é significativamente maior que a^s outra^s), cenário proposto por Smith (1994), quem usou um modelo dinâmico de três corpos reproduzindo a morfologia e a velocidade do gás de HI. Ele simulou a colisão entre duas galáxias com massas $M_1/M_2 \sim 0.25$ há uns $\sim 200 \text{ Myr}$, onde a companheira de menor massa colide quase de frente com a galáxia maior, ambas galáxias tipo disco. Nesse cenário, a quantidade de matéria da companheira ficou na cauda leste, enquanto a cauda oeste é produzida pelo material puxado por força gravitacional da galáxia maior, figura 5.1. Entretanto, este modelo não inclui gás dinâmico ou partículas auto-gravitantes que poderiam mudar os

¹ Obtida de NASA/IPAC Extragalactic Database (NED)

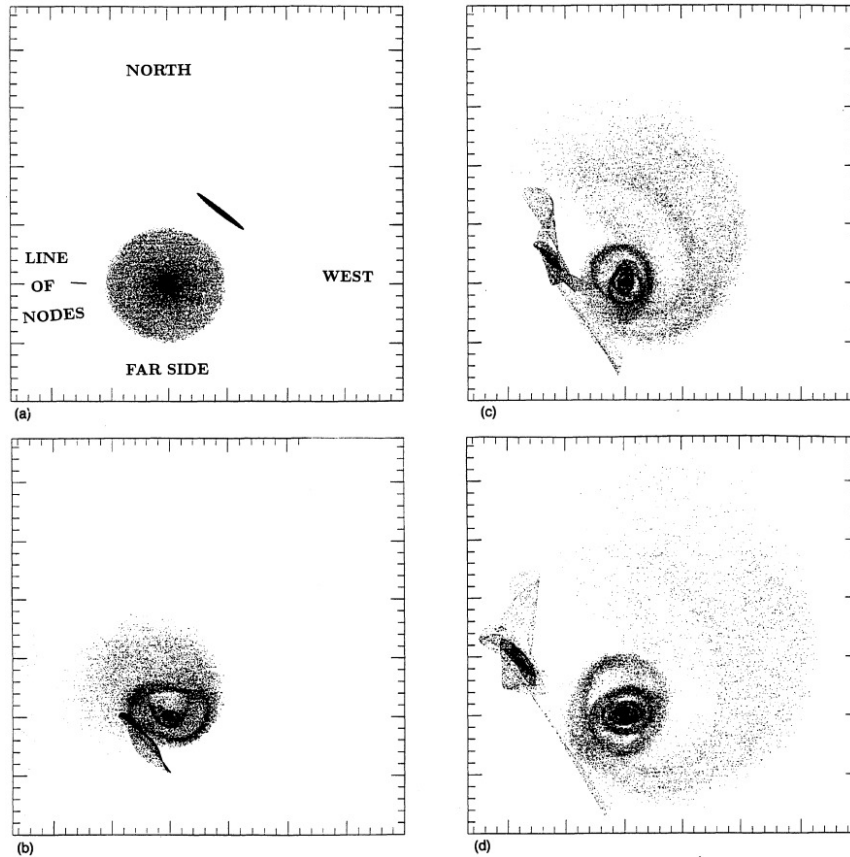


Figura 5.1: (a)-(d) representam o melhor cenário proposto por Smith (1994) para a formação da galáxia NGC 2782 e suas duas caudas de maré. A escala de tempo é de 10^8 yr, a massa de galáxia maior, M_1 , é assumida de $10^{11} M_{\odot}$ com um raio de 11 kpc. O ponto mais próximo entre as galáxia é observado na figura b; o último painel ocorre 2×10^8 yr depois. Créditos: Smith (1994), figura 21

resultados. Até agora, não foram feitas novas simulações para testar este cenário, sendo o cenário de Smith o aceitado para explicar a formação de NGC 2782.

Como dito acima, NGC 2782 é uma galáxia isolada com duas claras caudas de maré (Smith, 1991). No lado leste apresenta uma cauda de maré formada por componente estelar, gás HI e CO (Smith et al., 1999), mesmo lugar onde Yoshida et al. (1994) detectaram uma galáxia anã em formação. A segunda cauda está localizada no lado oeste, é rica em gás de HI, mas com uma débil emissão no óptico. Aqui, o gás atômico estende-se uns $5'$ na direção noroeste, além das estrelas observáveis (Smith, 1991; Jogee et al., 1998). Nesta última cauda não foi detectado gás molecular (CO), diferente da cauda leste (Smith e Struck, 2001; Braine et al., 2001) - com isso, os autores sugeriram que a formação estelar ainda não tinha começado. No entanto, no *survey* feito por Mullan et al. (2011) nas bandas *V* e *I* no *Hubble Space Telescope/WFPC2*, encontraram um total de 87 candidatos a aglo-

merados estelares na cauda leste e um total de 10 candidatos na cauda oeste de NGC 2782, resultado contraditório ao proposto por Smith (1991) e Jogee et al. (1998). Recentemente, este último resultado foi fortalecido com imagens profundas em *UBVR* e da banda estreita em $H\alpha$ também mostraram evidência de recente formação estelar na cauda oeste, embora não foram detectados aglomerados estelares massivos. Usando dados espectroscópicos do telescópio Herschel PACS, Knierman et al. (2013) detectaram emissão em $158 \mu\text{m}$ [CII] no mesmo lugar onde encontraram emissão de três fontes muito luminosas em $H\alpha$, localizadas na cauda leste, mas não foi detectada emissão de [CII] para nenhuma das emissões de $H\alpha$ localizadas na cauda oeste, indicando que a metalicidade esperada para essas regiões deveria ser baixa. Knierman et al. também detectaram que a SFR global proveniente de emissão de $H\alpha$ e [CII] é muito menor que a SFR esperada da densidade superficial do gás, sugerindo, assim, que ambas caudas apresentam uma baixa SFE (*star forming efficiency*).

5.2 Observações

5.2.1 Espectroscopia GMOS/Gemini

Usando a mesma metodologia que no grupo HCG 100, procuramos por regiões de formação estelar no remanescente da galáxia em interação NGC 2782 (RA(J2000): $09^h 14^m 08.6^s$, Dec(J2000): $+40^\circ 06' 49''$).

Observações do sistema NGC 2782 foram feitas usando Gemini multi-slit spectrograph (GMOS), *run*: GN-2008A-Q-31 e GN-2009B-Q-113. No programa GN-2009B-Q-113 foram observados dois campos na banda r' , um na cauda de maré e outro na galáxia NGC 2782, centrados em RA = $09^h 13^m 53^s$, Dec = $40^\circ 09' 31''$ e RA = $09^h 14^m 03^s$, Dec = $40^\circ 06' 59''$, respectivamente. O tempo de exposição para ambas imagens em r' foi de 15 min, com um *seeing* de 0.54 e 0.44 arcsec. Os *zero-point* foram obtidos da página web do Gemini. Foram utilizadas observações do *Archival* GMOS/Gemini feitas no *run* GN-2008A-Q-31, para cinco regiões da cauda oeste do sistema. Estas imagens foram observadas entre os dias 12 e 13 de março de 2008, com um tempo de exposição de $3 \times 1200\text{s}$ usando o *grating* B600.

Para cada espectro, subtraímos o *bias*, o *flat field* e calibramos por comprimento de onda usando os pacotes de Gemini no IRAF versão 1.8. Para calibrar os espectros por comprimento de onda, foi usada a lâmpada CuAr (do inglês copper-argon). Desta forma,

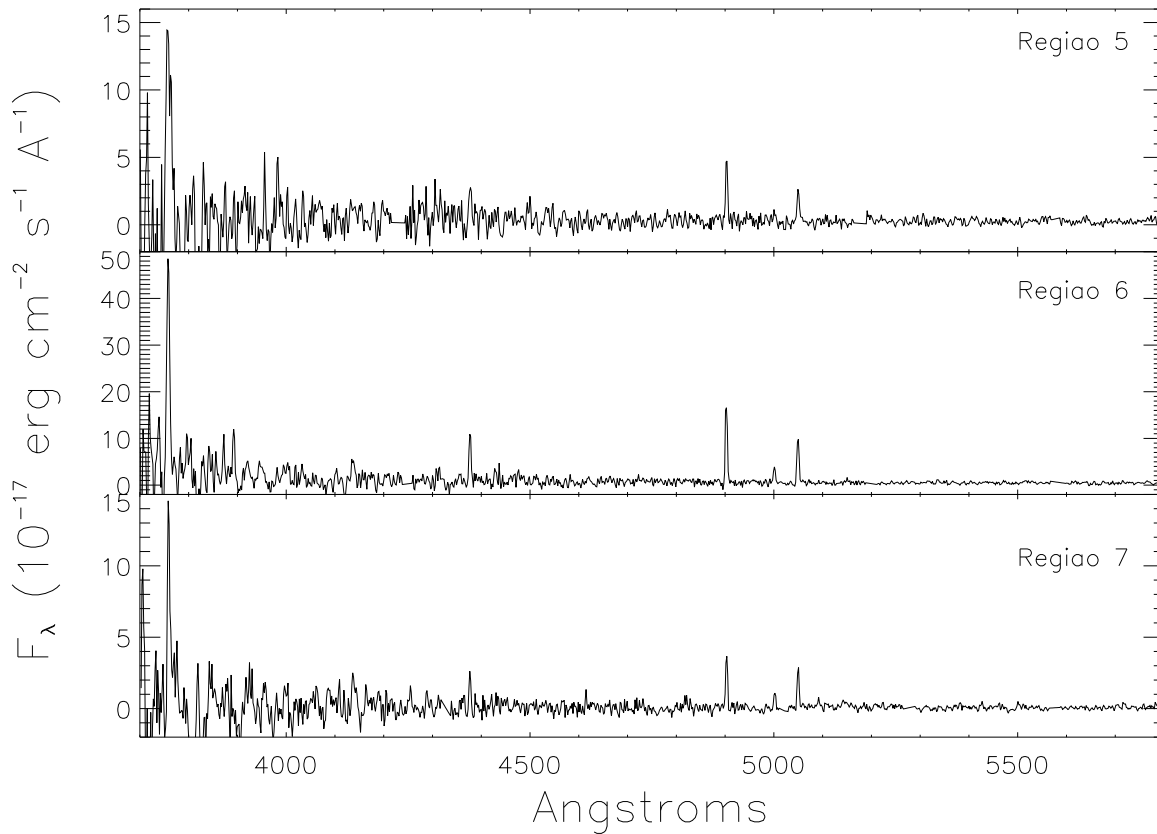


Figura 5.2: Espectros das regiões 5, 6 e 7, observados com o instrumento GMOS/Gemini no *grating* B600.

os espectros finais abarcaram um intervalo de comprimento de onda de 3400 até 6100 Å.

Adicionalmente, um espectro proveniente de uma região de formação estelar localizada próxima ao centro da galáxia foi obtido da base de dados do *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), o qual abarcava um intervalo de comprimento de onda de 3800 até 9230 Å. Este objeto, com coordenadas RA : 09^h 14^m 02.6^s Dec = +40° 06' 47.2", já tinha sido detectado por Smith (1994) e Jogee et al. (1998).

Das cinco regiões observadas no *run* GN-2008A-Q-31, três coincidem com as regiões detectadas na fotometria (região 5, 6 e 7, Torres-Flores et al. (2012)); as outras duas regiões não apresentaram linhas de emissão. Os espectros destas 3 regiões estão apresentados na figura 5.2. O espectro da região próxima ao centro da galáxia (região MB do inglês *main body*) está apresentado na figura 5.3.

Os fluxos das linhas de emissão detectados para cada região, assim como suas velocidades, estão apresentadas na tabela 5.1. O fluxo da região MB foi obtido da página do SDSS.

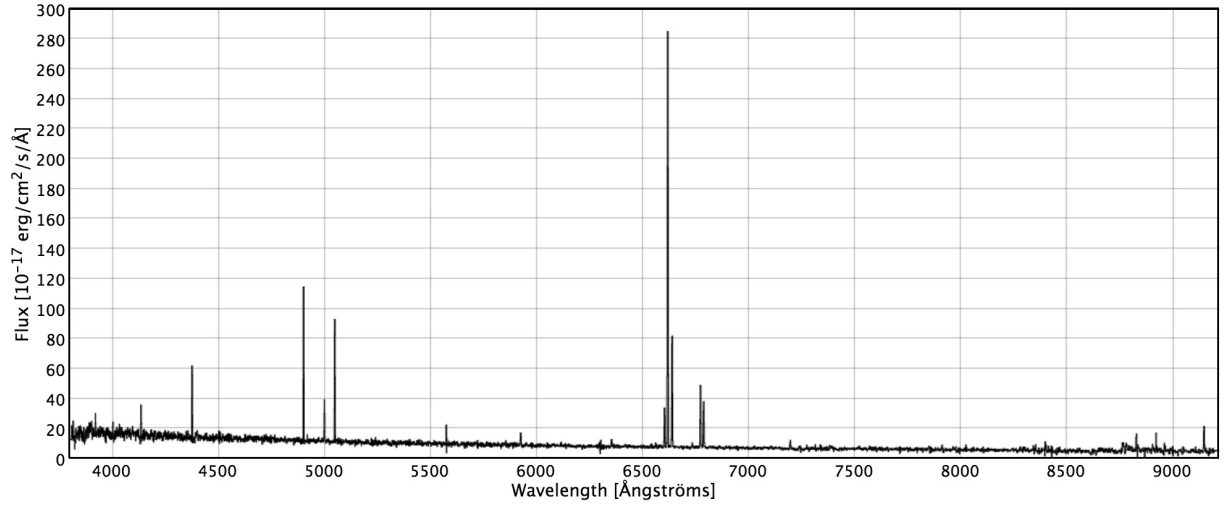


Figura 5.3: Espectro de uma região próxima ao centro da galáxia NGC 2782. Este espectro obtido da base de dados do SDSS.

Tabela 5.1 - Intensidade das linhas das regiões HII intergalácticas de NGC 2782.

ID	V_{sys} km s ⁻¹	[OII] $_{\lambda 3727}$ erg s ⁻¹ cm ²	H β erg s ⁻¹ cm ²	[OIII] $_{\lambda 4959}$ erg s ⁻¹ cm ²	[OIII] $_{\lambda 5007}$ erg s ⁻¹ cm ²	H α erg s ⁻¹ cm ²	[NII] $_{\lambda 6584}$ erg s ⁻¹ cm ²	EW(H β) Å
5	2556	1.05e-15	2.38e-16	4.85e-17	1.49e-16	—	—	77
6	2531	3.5e-15	9.27e-16	2.01e-16	5.40e-16	—	—	192
7	2556	6.46e-16	1.89e-16	6.81e-17	1.50e-16	—	—	286
MB	2559	—	3.39e-15	8.65e-16	2.62e-15	1.17e-14	3.27e-15	33

O fluxo para a região MB foi obtido da base de dados do SDSS.

5.2.2 Fotometria das imagens do GALEX

Esta galáxia foi estudada durante o Mestrado, quando, com base na fotometria do telescópio GALEX, foram detectadas 6 regiões de formação estelar jovem na cauda de maré oeste. O Dr. Sergio Torres-Flores fez uma nova fotometria nas bandas NUV e FUV, desta vez corrigindo pelo efeito da abertura (usando o *task* MKAPIFLE do IRAF) e pela extinção galáctica (usando $A_{FUV} = E(B - V) \times 8.29$ e $A_{NUV} = E(B - V) \times 8.18$ dado por Seibert et al. (2005)), encontrando um total de 7 regiões de formação estelar na cauda oeste, que foram publicadas por Torres-Flores et al. (2012), apêndice C. Todas estas fontes foram detectadas em regiões onde a densidade de coluna do gás de HI atinge valores sobre o *threshold* para desencadear formação estelar - valor encontrado por Maybhate et al. (2007) no estudo de formação de aglomerados em caudas de maré ($\log N_{HI} = 20.6 \text{ cm}^{-2}$). Enfatizamos o fato de que devido à resolução espacial de GALEX não é possível resolver a maioria das regiões detectadas em UV, i.e., uma fonte UV pode estar associada com mais de uma região HII. As imagens ópticas na banda r' nos ajudam a distinguir quando temos o caso de múltiplas regiões numa mesma fonte UV. Uma vez detectadas as regiões UV, foi obtida a magnitude na banda r' usando uma abertura fixa de 4 arcsec de raio centrada na emissão em UV. As magnitudes na banda r' foram corrigidas pela extinção galáctica usando a lei de extinção de Savage e Mathis (1979) e o $E(B - V)$ dado por Schlegel et al. (1998).

5.3 Resultados: Regiões HII intergalácticas

Uns dos principais problemas no estudo de regiões de formação estelar jovens é a incerteza nos valores da correção interna da poeira. Assim, para estimar o excesso de cor ($E(B-V)$), foram usadas duas lei de extinção: Calzetti et al. (1994) e a Milky Way (MW), onde A_{FUV} e A_{NUV} foram obtidos de Seibert et al. (2005) (8.29 e 8.18, respectivamente) e $A_r = 2.74$ foi obtido de Savage e Mathis (1979). A extinção galáctica foi calculada usando os modelos de Amôres e Lépine (2005), dando um valor $E(B-V) = 0.08$. Deste modo, as correções galácticas e intrínsecas para os espectros foram corrigidas com o *task* DEREDDEN do IRAF. Devido ao grande intervalo de comprimento de onda da região MB, foi possível estimar o excesso de cor usando as linhas de $H\alpha$ e $H\beta$, como foi descrito na seção 2.1.

Na figura 5.4 são apresentadas as imagens das bandas NUV e r' , das sete regiões de

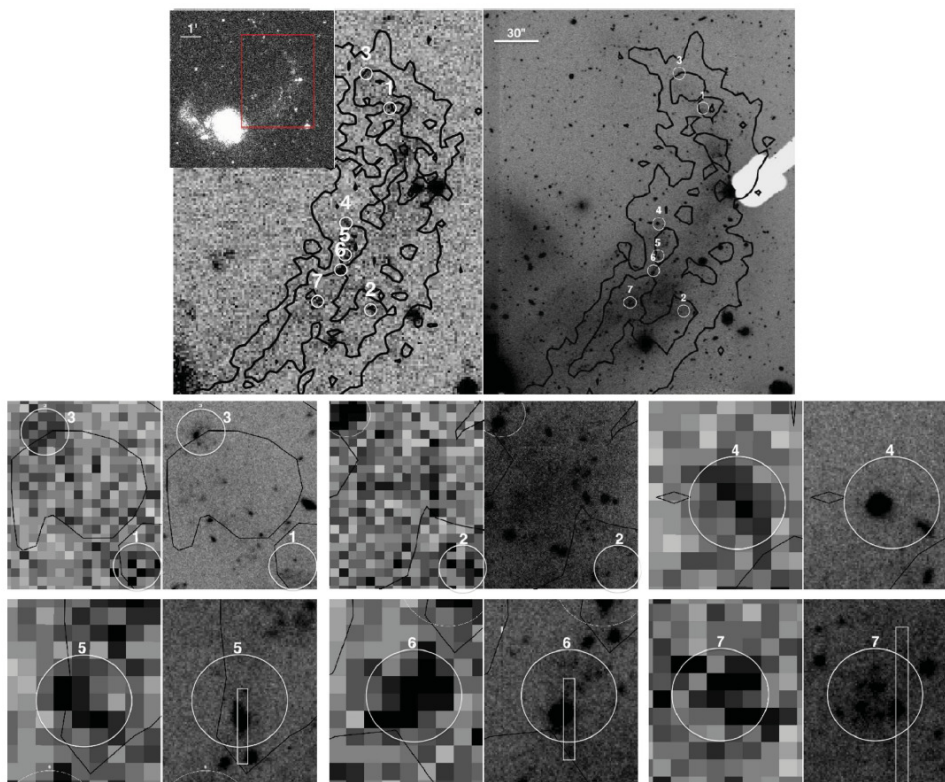


Figura 5.4: Topo-esquerda: Imagem na banda NUV da galáxia NGC 2782. Além de o zoom no retângulo vermelho onde são mostrados os contornos de HI da cauda de maré oeste da galáxia NGC 2782, sobre a imagem na banda NUV. Topo-direito: Imagem na banda r' juntos com os contornos de HI (Smith, 1994), as regiões HII são marcadas com círculos brancos de radio $4''$. Imagens de baixo: um zoom nas bandas NUV e r' de cada região é apresentado, direita e esquerda respectivamente. O retângulo nas regiões 5,6 e 7 representa a posição aproximada da localização do *slit* usado na espectroscopia.

formação estelar presentes na cauda de maré oeste de NGC 2782 (Figura 1 do artigo Torres-Flores et al. (2012)). As regiões detectadas em UV são resolvidas na imagem da banda r' , onde é possível observar que algumas destas regiões são compostas de pequenos aglomerados.

Os principais parâmetros físicos para cada região de formação estelar da cauda oeste da galáxia NGC 2782 estão apresentados na tabela 5.2 e 5.3, obtidos da fotometria e espectroscopia respectivamente (fotometria feita pelo Dr. Sergio Torres-Flores e espectroscopia realizada com a ajuda do Dr. Sergio Scarano). A seguir, apresentamos como foram obtidos esses parâmetros.

5.3.1 Idades e massas fotométricas

Usando a emissão nas bandas r' , NUV e FUV foram estimadas de forma simultânea as idades e a extinção de cada região. Para isso, foram usadas as cores FUV-NUV e FUV- r' e os modelos obtidos de SB99. Para esses modelos foi considerado um surto de formação estelar instantâneo, uma função inicial de massa Salpeter (IMF; 0.1-100 M_{\odot}) e uma metalicidade solar. Os modelos foram gerados para idades entre 1 Myr até 1 Gyr. Assim fizemos um ajuste entre as cores observadas FUV-NUV e FUV- r com as cores teóricas através de mínimos quadrados, considerando os valores com menor incerteza como as estimativas das idades e extinção. Apresentamos na Figura 5.5 as cores FUV-NUV versus FUV- r' , as estrelas pretas representam as regiões de formação estelar na cauda de maré detectadas neste estudo. Modelos obtidos de SB99, sem extinção (preto), com extinção MW (azul) e com extinção Calzetti (vermelho) também são apresentados.

Usando o método descrito acima, estimamos as idades para cada região, que compreendem um intervalo de 1 até 11 Myr, enquanto o intervalo do excesso de cor (E(B-V)) vai desde 0.16 até 0.34. Com a finalidade de comparar o resultado obtido para E(B-V), usamos a equação dada em Minchin et al. (2003) para estimar a densidade de coluna do HI dado por:

$$N_{HI} = 5 \times 10^{20} \frac{M_{HI}}{\pi \theta^2 d_{pc}^2} \quad (5.1)$$

e assumimos a razão galáctica standard de $N(H)/E(B-V) = 5.8 \times 10^{21} \text{ atoms cm}^{-2} \text{ mag}^{-1}$ (Bohlin et al., 1978). Na tabela 5.2 são apresentados estes valores.

As massas para seis das sete regiões de formação estelar (consideramos só as regiões que foi possível estimar as idades usando fotometria) foram estimadas usando a metodologia descrita na seção 2.5, usando a cor FUV-NUV e os modelos de sínteses espectral entregados pelo SB99, que abarcaram um intervalo de $3.9 < M_{\odot} < 4.6$. Objetos com massas similares foram encontrados por vários autores no meio intergaláctico de galáxias em interação, um exemplo é o grupo compacto HCG 92, onde Mendes de Oliveira et al. (2004) encontraram regiões com massa de $\log(M_{\odot})=4.5$, em média.

As idades, massas e a distância desde o centro de NGC 2782 até cada região de formação estelar no meio intergaláctico é apresentada na tabela 5.2

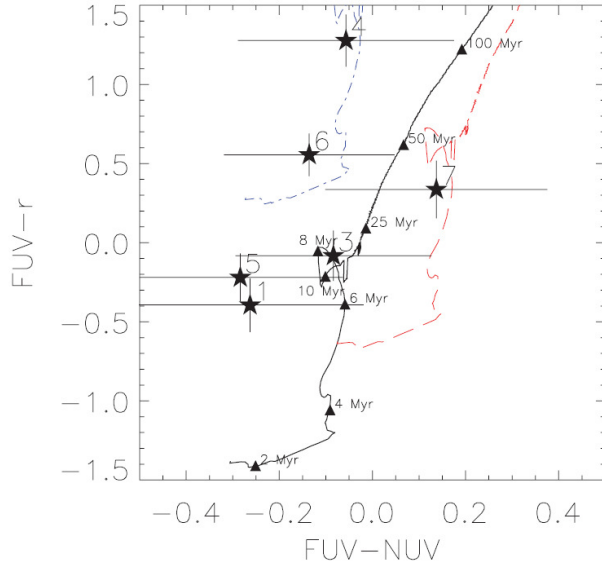


Figura 5.5: Diagrama FUV-NUV versus FUV- r' das regiões de formação estelar na cauda oeste de NGC2782 (estrelas pretas). São apresentados distintos modelos obtidos com SB99: sem correção de extinção (com a linha contínua preta), usando uma lei de extinção *Milky way* com um $E(B-V)=0.3$ (linha azul tracejada-pontilhada) e usando uma lei de extinção Calzetti et al. (1994) com um $E(B-V)=0.3$. Os triângulos representam os anos de 2, 4, 6, 8, 10, 50 e 100 Myr.

Tabela 5.2 - Parâmetros físicos derivados das das bandas UV e r' do SDSS para as regiões de formação estelar na cauda de maré do sistema em interação NGC 2782.

ID ^a	RA (J2000)	DEC (J2000)	r' mag	FUV mag	FUV-NUV mag	E(B-V) mag	Age Myr	Log(M_{\odot}) M_{\odot}	Distance Kpc
1	09 ^h 13 ^m 48 ^s	40° 09' 56''	22.87 ± 0.04	22.47 ± 0.16	-0.26 ± 0.24	0.18/0.23	1 ± ₁ ⁴	3.9	45
2	09 ^h 13 ^m 49 ^s	40° 07' 41''	>23	22.76 ± 0.18	-0.12 ± 0.28	—/0.23	—	—	31
3	09 ^h 13 ^m 50 ^s	40° 10' 20''	22.50 ± 0.03	22.42 ± 0.16	-0.08 ± 0.21	0.16/0.16	5 ± ₃ ⁶	4.2	46
4	09 ^h 13 ^m 51 ^s	40° 08' 39''	21.27 ± 0.01	22.54 ± 0.17	-0.06 ± 0.23	0.26/0.11	11 ± ₆ ²⁸	4.6	33
5	09 ^h 13 ^m 51 ^s	40° 08' 18''	22.43 ± 0.03	22.21 ± 0.15	-0.28 ± 0.22	0.22/0.21	2 ± ₁ ⁴ [~ 4]	3.9	31
6	09 ^h 13 ^m 51 ^s	40° 08' 08''	21.44 ± 0.01	21.99 ± 0.13	-0.14 ± 0.18	0.34/0.15	3 ± ₃ ⁴ [~ 3]	4.0	30
7	09 ^h 13 ^m 52 ^s	40° 07' 47''	22.23 ± 0.03	22.57 ± 0.18	0.14 ± 0.24	0.26/0.20	6 ± ₆ ²³ [~ 2]	4.2	26

^a ID publicados em de Mello et al. (2008).

5.3.2 Velocidade e idade espectroscópica

Nos arquivos de Gemini foram encontrados espectros de três das sete regiões de formação estelar na cauda de maré de NGC 2782. Estes espectros são apresentados na figura 5.2; eles foram corrigidos pelo avermelhamento produzido pela nossa galáxia, dado por $E(B-V)=0.08$ e o excesso de cor obtido com a fotometria.

A velocidade radial foi derivada segundo o descrito na seção 2.2, resultando 2556, 2531 e 2556 km s^{-1} , para as regiões 5, 6 e 7 respectivamente, confirmando, assim, que as regiões formam parte do sistema NGC 2782.

Considerando uma população estelar simples, estimamos a idade para cada região usando a largura equivalente da linha $H\beta$, $EW(H\beta)$, observada nos espectros e a sintética derivada do SB99, segundo o descrito na seção 2.4. Assim, estimamos uma idade de $\sim 4, 3$ e 2 Myr para as regiões 5, 6 e 7, respectivamente. Os valores para as idades obtidos usando os dados espectroscópicos estão em concordância com os estimados com as cores (eles estão dentro do erro estimado).

5.3.3 Abundância de oxigênio

O espectro de uma região próxima ao centro da galáxia NGC 2782 foi obtido do *Sloan Digital Sky Survey* e a abundância de oxigênio usando o índice N2 foi de $12 + \log(O/H) = 8.68 \pm 0.18$ dex Pettini e Pagel (2004). Este valor está localizado na parte superior da curva do estimador R23. Assim, estimamos as metalicidades para as regiões 5, 6 e 7 usando a parte superior da curva do índice R23, como foi descrito na seção 2.3. Nesta tese, apresentamos as abundâncias de oxigênio estimadas usando o proposto por Edmunds e Pagel (1984), Dopita e Evans (1986), McCall et al. (1985) e o estimador empírico proposto por Pilyugin (2001), valores que não foram apresentados no artigo aceito no jornal MNRAS, submetido durante o doutorado, apêndice C. Os menores valores da metalicidade foram obtidos usando o proposto por Pilyugin e Edmunds e Pagel (1984), enquanto o maior valor foi usando McCall et al. (1985). Os valores apresentam uma pequena diferença, mas estão dentro da margem de erro. Os valores estimados para as metalicidades usando os diferentes estimadores estão apresentados na tabela 5.3

Tabela 5.3 - Intensidade das linhas e abundância de oxigênio para as regiões HII.

ID	R23	N2	O3N2	$12 + \log(\text{O}/\text{H})$					
				PL	DE	EP	MRS	N2	O3N2
5	0.72	—	—	8.22 ± 0.20	8.41 ± 0.20	8.24 ± 0.20	8.45 ± 0.20	—	—
6	0.66	—	—	8.31 ± 0.20	8.47 ± 0.20	8.31 ± 0.20	8.58 ± 0.20	—	—
7	0.67	—	—	8.30 ± 0.20	8.46 ± 0.20	8.30 ± 0.20	8.56 ± 0.20	—	—
MB	—	-0.55	-0.04	—	—	—	—	8.68 ± 0.18	8.74 ± 0.14

Notas: Colunas 5, 6, 7 e 8 apresentam as metalicidades usando o estimador R23 dados por PL: Pilyugin (2001); DE: Dopita e Evans (1986); EP: Edmunds e Pagel (1984); MRS: McCall et al. (1985). As colunas 9 e 10 apresentam as metalicidades usando os estimadores N2 e O3N2m respectivamente, ambos seguindo o proposto por Pettini e Pagel (2004).

5.3.4 Resumo das propriedades das regiões HII detectadas neste estudo.

Nesta tese, fizemos uma procura por regiões de formação estelar na cauda de maré oeste da galáxia NGC 2782. Para realizar a análise, foram usados dados de *archival* e novos dados espectroscópicos do telescópio Gemini. Os principais resultados estão listados a seguir.

- (I) Foram identificadas 7 regiões jovens com emissão em UV na cauda de maré oeste do gás de HI de NGC 2782. Usando imagens ópticas de alta resolução, algumas dessas regiões são resolvidas em pequenos aglomerados estelares.
- (II) Todos estes objetos apresentam uma idade jovem ($1 < \text{Idade} < 11 \text{ Myr}$) e um intervalo de massa desde $10^{3.9}$ até $10^{4.6} M_{\odot}$.
- (III) Dados espectroscópicos para três destas regiões confirmaram que elas estão no mesmo *redshift* do grupo.
- (IV) Encontramos uma abundância de oxigênio de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.45, 8.58$ e 8.56 para as regiões 5, 6 e 7 respectivamente. Resultado semelhante foi encontrado por Werk et al. (2011)

5.4 Discussão & Conclusão

Vários autores têm estudado as propriedades dos aglomerados estelares nas caudas gasosas de NGC 2782. Usando observações de Fabry-Perot, Bournaud et al. (2004), reportaram emissão de só uma região de HII na cauda de NGC 2782 - sendo esta região

a mesma detectada neste trabalho com o número 6. No entanto, Mullan et al. (2011), usando o telescópio *Hubble* e o instrumento *Wide Field Planetary Camera 2* numa amostra de 13 galáxias em interação incluindo NGC 2782, não encontraram emissão na cauda de HI oeste. Contudo, recentemente, usando a emissão em $H\alpha$, Knierman et al. (2013) detectaram emissão em 6 regiões da cauda leste e uma na cauda oeste na mesma localização de umas de nossas regiões mais brilhantes em FUV, a região 6. Knierman et al. estimaram uma luminosidade de $L_{H\alpha} = 19 \times 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$, luminosidade que é ao menos uma ordem de magnitude menor que as regiões brilhantes de HII em galáxias Sc ($L_{H\alpha} \sim 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$), sendo mais semelhante às regiões HII em galáxias Sa/b, onde são da ordem de $L_{H\alpha} \sim 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$. Knierman et al. encontraram que as regiões de HII em ambas caudas de maré são mais fracas que as presentes em 30Dr, as quais tem uma luminosidade de $L_{H\alpha} = 6 \times 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$, mas são mais fortes que as presentes em Orion ($L_{H\alpha} = 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$).

Dada a pouca idade encontrada nas regiões (1 até 11 Myr) e a distância destas à galáxia NGC 2782 ($> 26 \text{ kpc}$), foi descartada a possibilidade de que as regiões fossem ejetadas da galáxia durante a interação, i.e., a região mais próxima está localizada a 26 kpc de NGC 2782 com uma idade de 6 Myr (uma das idades mais velhas das regiões), assim a velocidade de ejeção deveria ter sido maior que $\sim 4200 \text{ km/s}$ (considerando uma velocidade constante, $\vec{v} = \text{distância/idade}$), o que não é possível. Assim, este raciocínio sugere que estes objetos foram formados *in situ*, e isso é corroborado com os espectros das regiões, que apresentam fortes linhas de emissão e quase não possuem contínuo, sugerindo que são objetos jovens. Similar conclusão foi proposta por Knierman et al. (2013), que observaram que as sete regiões detectadas nas caudas de maré da galáxia NGC 2782 eram jovens ($< 10 \text{ Myr}$) e de cor azul. Destacamos que nenhuma das regiões encontradas em nosso trabalho tem a massa típica das TDGs, que são usualmente definidas por ter massas maiores a $\text{Log}(M_{\odot}) = 8.11$ (Duc e Mirabel, 1998).

Nós fomos capazes de estimar a metalicidade para 3 das 7 regiões detectadas em UV usando seis métodos diferentes. Nesta tese são apresentados os 4 métodos que não foram apresentados em Torres-Flores et al. (2012), dos quais a metalicidade mais alta foi derivada segundo o proposto por McCall et al. (1985), onde a abundância de oxigênio foi de $12 + \log(O/H) = 8.45, 8.58$ e 8.56 para as regiões 5, 6 e 7 respectivamente. É interessante ressaltar que este resultado foi obtido usando a parte superior da curva de R23, Figura 2.1. Se tivéssemos usado a parte inferior, as abundâncias teriam sido da ordem de 12

+ $\log(\text{O}/\text{H}) \sim 7.8$, o que seria muito diferente da metalicidade estimada para a região próxima ao centro da galáxia, de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.7$ (usando os índices N2 e O3N2). Outra estimacão da metalicidade da região central da galáxia foi feita por Moustakas e Kennicutt (2006), $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.63$, valor similar ao estimado por nós na galáxia e nas regiões HII intergalácticas. Werk et al. (2011), usando os mesmos dados espectroscópicos, encontraram uma metalicidade de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.66, 8.72$ e 8.56 , para as regiões 5, 6 e 7 respectivamente. As abundâncias encontradas por Werk et al. são coerentes com o encontrado neste trabalho, dentro do margem de erro. A abundância de oxigênio estimada neste trabalho mais duas outras regiões estimadas por Werk et al. sugerem um gradiente de metalicidade plano ao longo da cauda de maré oeste. Entretanto, novos dados espectroscópicos para outras regiões HII são necessários para confirmar este cenário.

Knierman et al. (2013) detectaram uma falta de emissão em [CII] e CO nestas regiões, indicando que provavelmente há uma baixa abundância de carbono. Isto pode parecer estranho devido ao fato de termos encontrado uma alta abundância de oxigênio para estas regiões. Não obstante, é possível que este seja compatível com uma baixa abundância de carbono e uma razão muito baixa de C/O. O oxigênio é o elemento mais comum produzido e, logo, o mais comumente expulso nos eventos de supernovas. Por sua vez, o carbono é produzido em quantidades relativamente pequenas, sendo as estrelas na rama das gigantes as fontes que mais produzem CO. Assim, se este material foi enriquecido, principalmente pela formação estelar recente, é possível ter uma grande abundância de oxigênio e elementos alfa sem produzir uma significativa quantidade de carbono ou ferro. A idade estimada para a cauda oeste é de aproximadamente 200 a 300 Myr e assim a formação estelar nela foi *in situ*, o que torna improvável ter havido a sintetização de grandes quantidades de carbono. Assim, pode-se perceber claramente que a ausência de CO observável não garante a ausência de formação estelar. Porém, talvez possa desempenhar um papel importante nas propriedades dos aglomerados estelares, i.e., a ausência de CO na cauda oeste implicaria a carência de aglomerados estelares de alta massa, diferente do observado na cauda leste.

O fato de as regiões 5, 6 e 7 serem jovens e apresentarem uma alta metalicidade, sugere que estas regiões foram formadas *in situ* e de um gás ou material pré-enriquecido. Sendo este material expulso durante a fusão que deu origem à formação da galáxia NGC 2782, sendo este cenário sustentado por simulações numéricas (Smith, 1994).

Se estas regiões se tornarão entidades independentes, não é um assunto claro neste

momentos - isso vai depender de vários parâmetros, entre eles: a distância à galáxia mãe e a massa total. Se estas regiões fossem destruídas por processos internos (tais como a radiação de ionização produzidas por estrelas OB, ventos estelares ou supernovas) ou pela força exercida pela galáxia NGC 2782, essas regiões podem ser as responsáveis por contaminar o meio intergaláctico com metais.

Capítulo 6

A técnica MSIS & NGC 2865



Neste capítulo, apresentamos os resultados obtidos ao usar pela primeira vez a técnica *Multi-Slit Imaging Spectroscopy*, com a qual fomos capazes de fazer um completo censo (limitado em fluxo) da emissão na linha de $H\alpha$, isto com o fim de detectar novas regiões de formação estelar no meio intergaláctico. Usando o instrumento GMOS/Gemini, detectamos 7 candidatos a regiões de HII no meio intergaláctico da galáxia NGC 2865 e 19 emissões provenientes da galáxia satélite FGCE 0745. Além dos espectros, também foram usadas as imagens da banda FUV e NUV do GALEX. Com esse dados, quando foi possível, estimamos as massas, idades e metalicidades. Os resultados obtidos neste capítulo foram aceitos para ser publicados na revista A&A sob o título “A census of $H\alpha$ emitters in the intergalactic medium of the NGC 2865 system” (Apêndice D).

6.1 Introdução

O último sistema estudado nesta tese foi o entorno da galáxia elíptica NGC 2865, a qual apresenta uma inusual quantidade de gás de HI ao redor dela ($M_{HI} \sim 1.2 \times 10^9 M_{\odot}$ Schiminovich et al., 1995). NGC 2865 foi classificada, no catálogo RC3, por de Vaucouleurs et al. (1991) como uma galáxia elíptica E3, que tem uma luminosidade e velocidade de dispersão que satisfazem a relação das galáxias elípticas proposta por Faber e Jackson (1976) (Lake e Dressler, 1986). Fotometria na banda R_G (Jorgensen et al., 1992) e velocidade de dispersão (Lake e Dressler, 1986) também localizam a galáxia NGC 2865 no plano fundamental das galáxias elípticas (Djorgovski e Davis, 1987).

No entanto, imagens profundas de NGC 2865 demonstram que é uma galáxia realmente peculiar, que apresenta claramente uma morfologia significativamente perturbada. Malin e Carter (1983) catalogaram a galáxia NGC 2865 como tipo *shell*, já que apresenta um caótico sistema de ~ 7 *shell* externas, fora de um raio de $2'$. Fort et al. (1986) estimaram que entre 11% e 22% da luminosidade total está contida nos *shell*. Além disso, um *loop* fraco é visível na direção noroeste da galáxia, enquanto uma pequena cauda estelar pode ser vista ao sudeste (Rampazzo et al., 2007), sendo estas duas características tipicamente associadas com interações de galáxias. No entanto, NGC 2865 não tem uma companheira próxima com luminosidade semelhante. Apenas duas galáxias pequenas ricas em gás, mas com menor luminosidade, são observadas nas proximidades, FGCE 0745 e [M98k] 092035.0-225654, localizadas a $6'$ and $9'$ do centro de NGC 2865, i.e., 1.0 e 1.5 kpc, respectivamente.

Tabela 6.1 - Parâmetros Físicos da literatura para NGC 2865 e a galáxia satélite FGCE 0745.

	V_{sys}^a Km s ⁻¹	L_B L_{\odot}	r_e kpc	σ_C km s ⁻¹	M_{HI} M_{\odot}	V_{HI} Km s ⁻¹
NGC 2865	2627±3	2.4×10 ¹⁰ ^c	1.33 ^c	200 ^b	1.2×10 ⁸ ^c	2694±15 ^c
FGCE 0745	2480±14	—	—	—	4.9×10 ⁸	2725 ^c

Notas: ^a Smith et al. (2000), NED ^b The central velocity dispersion σ_C was taken from Hau et al. (1999). ^c Taken from Schiminovich et al. 1995

No campo de visão , de 5.5' × 5.5', estudado nesta tese, foram observadas apenas as galáxias NGC 2865 e FGCE 0745; os parâmetros físicos encontrados na literatura para estas galáxias são apresentados na tabela 6.1

Schiminovich et al. (1995) propuseram que NGC 2865 foi formada pela fusão entre duas galáxias de tamanhos semelhantes. Usando espectroscopia estelar e fotometria UBV, foi estimado um limite inferior e superior para dita fusão, entre 1 e 4 Gyr, respectivamente. Este resultado é consistente como modelos de *major merger*. De fato, em espectroscopia estelar da região do núcleo de NGC 2865, é observado um *bump* no comprimento de onda 4600Å e um aumento nas linhas de Balmer, características que corresponderiam a um surto de formação estelar de idade intermediária (Bica e Alloin, 1987). Carter et al. (1988), usando *template* estelares, confirmaram este resultado: eles estimaram que 30% da luminosidade do núcleo é produzida por emissão de estrelas tipo A. Usando sínteses espectrais junto com *templates* de galáxias e comparando com aglomerados galácticos, Bica e Alloin (1987) derivaram uma idade do surto em 1.2 ± 0.3 Gyr. Além das características mencionadas acima, a galáxia NGC 2865 apresenta um anel pouco comum de gás de HI em torno dela, o qual também pode ser um remanescente de um evento de fusão, confirmando a teoria de que NGC 2865 foi formada por uma fusão.

6.2 Observações

6.2.1 Observações espectroscópicas

Os dados foram obtidos com o instrumento Gemini Multi-Object Spectrograph (Hook et al. 2004, hereafter GMOS), montado no telescópio Gemini Sul, em Chile, em modo *queue* (ID do programa GS-2008A-Q-35).

Imagens na banda r' da cauda sudeste de gás de HI da galáxia NGC 2865 ($\alpha(J2000)$ $9^h 23^m 37.13''$, $\delta(2000)$ $-23^\circ 11' 54.34''$) foram observadas no dia 28 de Janeiro de 2008 (UT) com condições de céu claro e com uma média no *seeing* de $0.95''$. As imagens foram processadas em modo standard usando o pacote do Gemini IRAF (versão 1.8). A imagem combinada foi usada para construir a máscara de multi-fendas.

A técnica chamada *Multi-Slit Imaging Spectroscopy* (MSIS) tem sido utilizada para procurar regiões HII na cauda gasosa de NGC 2865. A utilização da técnica de MSIS requer a construção de uma máscara especial com múltiplas fendas espaçadas por alguns arcsecs combinada com um filtro de banda estreita. Nós construímos uma máscara com várias fendas longas paralelas de $1''$ de largura e espaçadas a cada $8''$ - no total, 1-8 fendas foram utilizadas. A Figura 6.1 mostra a imagem combinada r' com a máscara sobre ela.

Os espectros foram observados no dia 13 de Abril de 2008 (UT) em noite escura e com um *seeing* que variou entre $0.6''$ e $0.8''$. A máscara foi observada em nove posições diferentes, cada uma deslocada espacialmente por $1''$ em relação ao anterior, sempre no mesmo sentido. Assim, este padrão nos permitiu cobrir aproximadamente 95% do campo de visão de $5.5' \times 5.5'$ do Gemini. Em cada posição (nove no total) foi usado um tempo de exposição de 3×315 sec; foi usado o *grating* R400 centrado em 6620\AA junto com o filtro Ha_C¹ do Gemini. Os *flats* foram observados a cada 3 exposições de ciência, enquanto a lâmpada de calibração CuAr (do inglês, copper-argon) observou-se no começo e no fim das observações. Além disso, a lâmpada de arco CuAr foi observada sem o filtro de Ha_C no final da sequência de observação. A configuração do instrumento selecionado (*grating* + filtro de banda estreita + comprimento de onda central) foi escolhida para otimizar a detecção de qualquer tipo de emissão em H α de todos os objetos emitindo no mesmo *redshift* da galáxia NGC 2865. No *redshift* da galáxia, espera-se que a linha de H α seja observada em torno a 6563\AA . O *log* das observações é apresentado na tabela 6.2

Para cada espectro foi subtraído o *bias*, *timmed*, *flat field* e calibrados por comprimento de ondas usando os pacotes de Gemini IRAF versão 1.8. Para calibrar os espectros por comprimento de onda, primeiro observamos a lâmpada CuAr sem o filtro de Ha_C para identificar as linhas que estão na região do comprimento de onda cobertas pelas nossas observações ($6590 - 6660 \text{\AA}$) e para avaliar os erros associados com a calibração de comprimento de onda. As linhas usadas foram as 6604\AA e 6643\AA - as linhas mais fortes nesse

¹ <http://www.gemini.edu/node/10637>

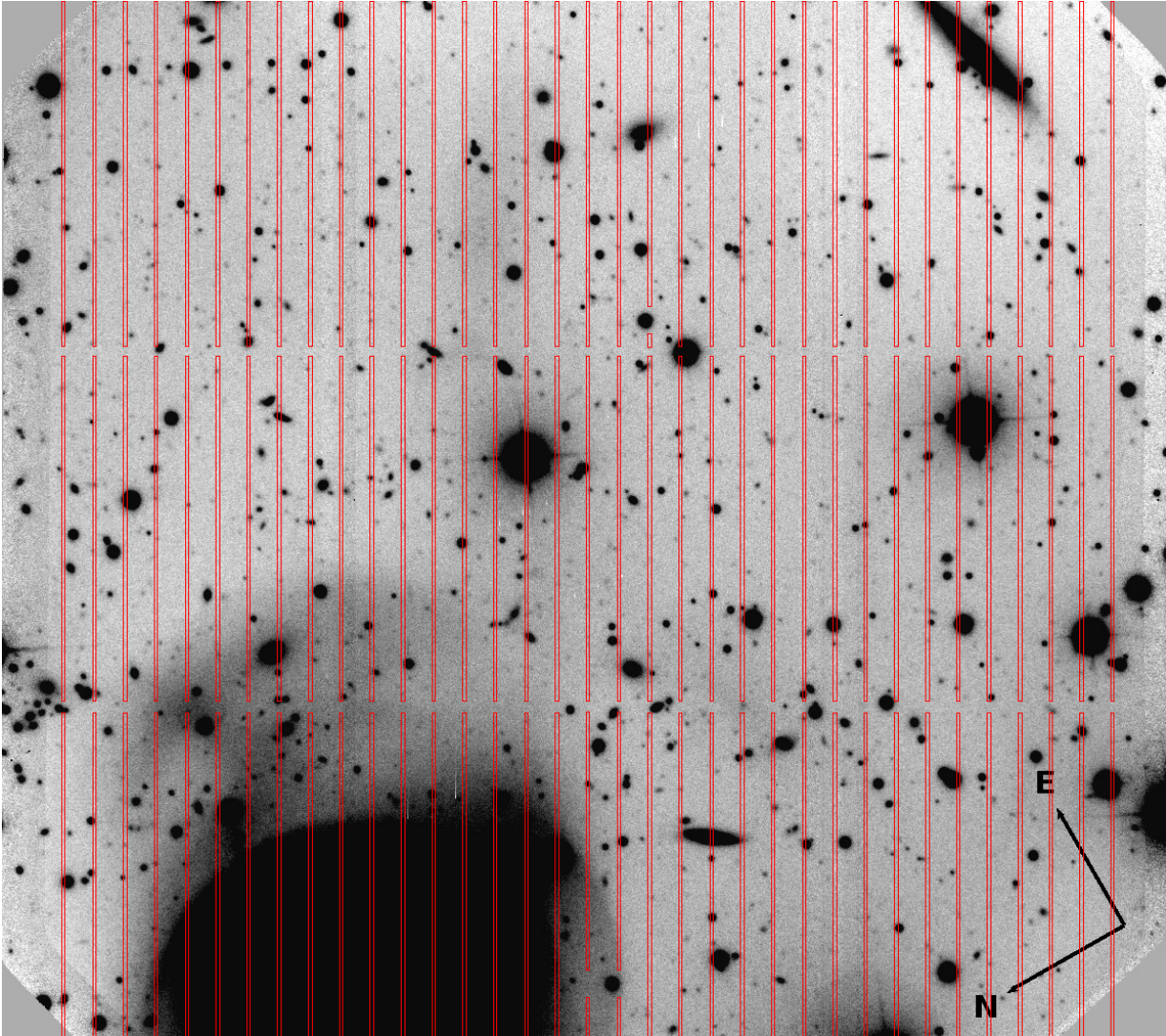


Figura 6.1: A máscara usada na técnica MSIS sobreposta na pré-imagem da banda r' de $5.5'' \times 5.5''$. Foram dispostas um total de 108 fendas com duas curtas interrupções para a estabilidade mecânica do revestimento. A largura de cada fenda foi de 1 arcseg. Na figura é exemplificada com a posição da máscara POS0.

Tabela 6.2 - Logbook das observações de NGC 6825.

Date	Mask	Total ^a exposure sec.	Average seeing	BinX × BinY	Number of frames	Xoffset ^b
13.04.2008	POS0	315	0.7''	2×2	3	0.73''
13.04.2008	POS1	315	0.7''	2×2	3	-0.27''
13.04.2008	POS2	315	0.6''	2×2	3	-1.27''
13.04.2008	POS3	315	0.7''	2×2	3	-2.27''
13.04.2008	POS4	315	0.8''	2×2	3	-3.27''
13.04.2008	POS5	315	0.7''	2×2	3	-4.27''
13.04.2008	POS6	315	0.7''	2×2	3	-5.27''
13.04.2008	POS7	315	0.7''	2×2	3	-6.27''
13.04.2008	POS8	315	0.8''	2×2	3	-7.27''

Notas: ^a Tempo de exposição total para cada *frame* ^b Campo de visão centrado em $\alpha(\text{J2000})$ $09^h 23^m 37.13''$ e $\delta(\text{J2000}) -23^\circ 11' 54.34''$.

comprimento de onda. Usando a lâmpada observada sem o filtro Ha_c, os valores residuais no comprimento de onda estudado para 70-77 pontos usando um polinômio Chebyshev de ordem 4 foram de $\sim 0.8\text{\AA}$. Finalmente, os espectros foram calibrados pelo fluxo usando a estrela espectrofotométrica LTT 9239. Assim, o espectro final cobre um intervalo de comprimento de onda entre 6590\AA até 6660\AA ($\sim 70\text{\AA}$), com uma resolução instrumental de $\sim 9\text{\AA}$ em 6620\AA e uma dispersão de $\sim 1.5\text{\AA}/\text{pixel}$.

6.2.1.1 As vantagens da Técnica MSIS

MSIS é uma nova técnica muito eficiente na busca de regiões HII fracas quando comparada à detecção em imagens de banda estreitas. A técnica MSIS tem sido utilizada com sucesso para detectar nebulosas planetárias (e.g. Gerhard et al., 2005, 2007; Arnaboldi et al., 2007; Ventimiglia et al., 2011). Neste estudo, usamos pela primeira vez esta técnica para fazer um *survey* de regiões HII no meio intergaláctico. Ao contrário de prévios estudos (e.g. Mendes de Oliveira et al., 2004; Ryan-Weber et al., 2004; de Mello et al., 2012; Lee-Waddell et al., 2012), MSIS é uma técnica “cega”, capaz de encontrar todas as emissões de H α em um campo de visão de alguns minutos de arco quadrado, até um certo limite de fluxo, ($\text{Fluxo}_{H\alpha} = 10^{-18} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$). Assim, fizemos um censo completo das regiões HII na área pesquisada. Nas imagens de banda estreita, as detecções são limitadas pelo céu, dado um ruído de $\sim 100\text{\AA}$, que normalmente é a largura total a meia altura (FWHM, do inglês *Full Width Half Maximum*) dos filtros estreitos de H α . No entanto, em MSIS, o ruído do céu é apenas uns poucos \AA , dependendo da largura da fenda e o *seeing* da

observação. Deste modo, fluxos 10 vezes mais fracos podem ser detectados.

6.2.1.2 Candidatos para emissões de $H\alpha$

Em cada posição de máscara, inspecionamos por emissões da linha de $H\alpha$, encontrando três tipos de objetos emissores:

- Objetos resolvidos ou não resolvidos, tanto em comprimento de onda como espacialmente, objetos com linha de emissão com grandes valores de larguras equivalentes, os quais são os candidatos às regiões HII. Consideramos que uma fonte vai ser resolvida no comprimento de onda, se a FWHM das linhas do seu espectro forem maiores que a FWHM medida para a linha de lâmpada arcs, e que a fonte vai ser resolvida espacialmente se a FWHM no eixo y for maior do que o *seeing*.
- Fontes com contínuo e com linhas de emissão. Estes são espectros da galáxia satélite FGCE 0745, com uma velocidade média radial de 2878 km s^{-1} .
- Fontes com contínuo, mas sem linhas de emissão. Estes são espectros de galáxias de fundo ou estrelas de nossa galáxia.

Na figura 6.2, apresentamos uma seção do espectro em duas dimensões da posição 4. Cada retângulo vertical representa um espectro de $\sim 70\text{\AA}$ de largura. A direção espacial está ao longo do eixo- y , enquanto o comprimento de onda está ao longo do eixo- x . Nesta figura, também apresentamos um exemplo para as diferentes fontes de emissão detectadas nos espectros 2D. Uma típica emissão para uma região HII está marcada com o círculo vermelho, enquanto uma emissão de galáxia de fundo é marcada com o retângulo. Os espectros em 1D são extraídos e a velocidade é medida seguindo o descrito na seção 2.2, mas desta vez só é considerada a linha de $H\alpha$ para estimar a velocidade.

Usando a técnica MSIS, detectamos um total de 36 objetos nas imagens 2D, mas fazendo uma inspeção nos espectros 1D, dez espectros foram descartados por ter um sinal a ruído (SNR) menor que 10. Na tabela 6.3, apresentamos as coordenadas α e δ para cada candidata a região de formação estelar no meio intergaláctico. Também é apresentado o comprimento de onda central (λ_c), o FWHM, a velocidade e o fluxo da linha de $H\alpha$. Os mesmos parâmetros são apresentados na tabela 6.4 para as emissões provenientes da galáxia satélite FGCE 0745.

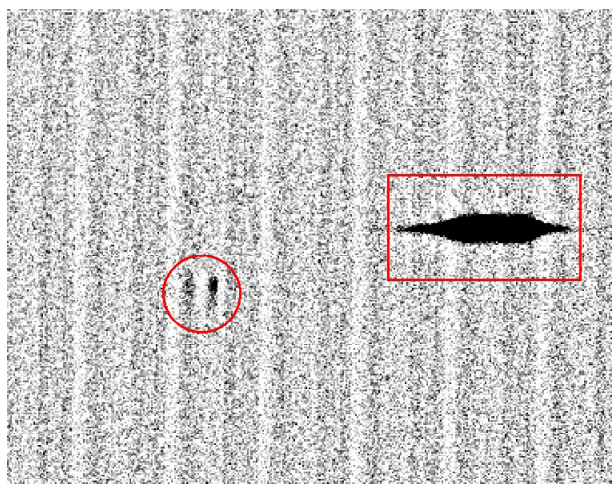


Figura 6.2: Espectro em duas dimensões apresentando as diferentes emissões detectadas. A direção espacial vai ao longo do eixo-y, enquanto o comprimento de onda vai ao longo do eixo-x com uma largura entre os 6580Å e 6670Å; a resolução espectral foi de 9Å, ou 411 km s⁻¹. Cada linha vertical representa um espectro com largura de 68Å. O círculo marca a região *IG_04_P4*, uma típica região de HI, com um fluxo de 3.2×10^{-16} erg s⁻¹ cm⁻². O retângulo apresenta o espectro de uma galáxia de fundo.

Tabela 6.3 - Candidatas para regiões de formação estelar no meio intergaláctico de NGC 2865.

ID	α (J2000)	δ (J2000)	λ Å	FWHM Å	V_{sys} ^a km s ⁻¹	Flux _{Hα} erg s ⁻¹ cm ⁻²
NGC 2865 ^b	09 ^h 23 ^m 30.2 ^{''}	-23° 09' 41.0 ^{''}	—		2627	—
<i>IG_04_P0</i>	09 ^h 23 ^m 36.3 ^{''}	-23° 09' 15.8 ^{''}	6621	7.2	2666	2.6e-16
<i>IG_04_P3</i>	09 ^h 23 ^m 36.3 ^{''}	-23° 09' 15.8 ^{''}	6624	5.9	2811	1.9e-16
<i>IG_04_P4</i>	09 ^h 23 ^m 36.3 ^{''}	-23° 09' 15.8 ^{''}	6620	7.2	2628	3.2e-16
<i>IG_87_P0</i>	09 ^h 23 ^m 43.9 ^{''}	-23° 13' 08.9 ^{''}	6630	7.3	3070	3.6e-16
<i>IG_17_P1</i>	09 ^h 23 ^m 30.9 ^{''}	-23° 11' 05.6 ^{''}	6623	7.9	2789	1.1e-16
<i>IG_51_P3</i>	09 ^h 23 ^m 36.6 ^{''}	-23° 11' 38.2 ^{''}	6619	6.3	2606	1.5e-16
<i>IG_85_P6</i>	09 ^h 23 ^m 41.1 ^{''}	-23° 12' 20.8 ^{''}	6617	5.1	2507	1.0e-16
<i>IG_52_P7</i>	09 ^h 23 ^m 40.2 ^{''}	-23° 12' 12.7 ^{''}	6618	5.8	2568	1.4e-16
<i>IG_23_P8</i>	09 ^h 23 ^m 30.5 ^{''}	-23° 11' 36.4 ^{''}	6624	5.7	2828	9.0e-17

Notas: ^a Velocidade sistêmica estimada para as linhas de emissão de H α . Os erros das velocidades foram estimados usando simulações monte carlo, para 100 *run*, sendo da ordem de 40 km s⁻¹. ^b Para a galáxia principal, NGC 2865, o valor para a velocidade radial foi obtido desde Smith et al. (2000).

Tabela 6.4 - Emissão de H α proveniente da galáxia satélite FGCE 0745

ID	α (J2000)	δ (J2000)	λ Å	FWHM Å	V_{sys}^a km s $^{-1}$	Flux $_{H\alpha}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$
FGCE 0745 ^b	09 ^h 23 ^m 40.8 ^{''}	-23° 14' 46.0 ^{''}	—	—	2480	—
Sat_97_P0	09 ^h 23 ^m 41.6 ^{''}	-23° 14' 49.6 ^{''}	6625	8.0	2890	2.6e-15
Sat_96_P1	09 ^h 23 ^m 42.7 ^{''}	-23° 14' 46.6 ^{''}	6627	7.5	3008	9.3e-16
Sat_97_P1	09 ^h 23 ^m 41.6 ^{''}	-23° 14' 49.0 ^{''}	6624	7.9	2825	2.2e-15
Sat_98_P1	09 ^h 23 ^m 40.7 ^{''}	-23° 14' 52.6 ^{''}	6624	7.6	2825	9.2e-16
Sat_96_P2	09 ^h 23 ^m 42.7 ^{''}	-23° 14' 46.0 ^{''}	6626	7.8	2945	2.5e-16
Sat_97.1_P2	09 ^h 23 ^m 41.8 ^{''}	-23° 14' 48.8 ^{''}	6624	7.5	2854	7.9e-16
Sat_97.2_P2	09 ^h 23 ^m 41.3 ^{''}	-23° 14' 45.4 ^{''}	6627	7.3	2986	5.1e-16
Sat_96_P3	09 ^h 23 ^m 42.7 ^{''}	-23° 14' 44.7 ^{''}	6626	7.9	2937	3.0e-16
Sat_97_P3	09 ^h 23 ^m 41.9 ^{''}	-23° 14' 48.5 ^{''}	6624	7.6	2838	5.3e-16
Sat_97.1_P4	09 ^h 23 ^m 42.0 ^{''}	-23° 14' 48.3 ^{''}	6626	8.4	2920	8.5e-16
Sat_97.2_P4	09 ^h 23 ^m 41.7 ^{''}	-23° 14' 45.9 ^{''}	6625	7.3	2848	5.2e-16
Sat_98_P4	09 ^h 23 ^m 41.0 ^{''}	-23° 14' 51.0 ^{''}	6626	7.4	2900	2.4e-16
Sat_97_P5	09 ^h 23 ^m 42.0 ^{''}	-23° 14' 47.7 ^{''}	6625	7.9	2877	1.5e-15
Sat_97_P6	09 ^h 23 ^m 42.1 ^{''}	-23° 14' 47.1 ^{''}	6626	7.7	2904	1.0e-15
Sat_99_P6	09 ^h 23 ^m 40.7 ^{''}	-23° 14' 56.9 ^{''}	6626	6.9	2904	4.1e-16
Sat_97_P7	09 ^h 23 ^m 42.4 ^{''}	-23° 14' 47.9 ^{''}	6629	9.2	3063	5.4e-16
Sat_99_P7	09 ^h 23 ^m 40.5 ^{''}	-23° 14' 54.6 ^{''}	6623	7.3	2781	9.4e-16
Sat_97_P8	09 ^h 23 ^m 42.4 ^{''}	-23° 14' 47.2 ^{''}	6628	7.9	3007	9.5e-16
Sat_98_P8	09 ^h 23 ^m 41.7 ^{''}	-23° 14' 52.1 ^{''}	6627	6.6	2939	2.4e-15
FGCE 0745_Total	09 ^h 23 ^m 40.8 ^{''}	-23° 14' 46.0 ^{''}	—	—	2900	1.77e-14

Notas: ^a Velocidade sistêmica estimada para as linhas de emissão de H α . Os erros das velocidades foram estimados usando simulações monte carlo, para 100 *run*, sendo da ordem de 40 km s $^{-1}$.

^b FGCE 0745, galáxia satélite de NGC 2865. O valor para a velocidade radial foi obtido desde NED

6.2.2 Gás de HI

Schiminovich et al. (1995), usando o telescópio *Very Large Array* (VLA) observaram o hidrogênio neutro para o sistema de NGC 2865, descobrindo que esta galáxia apresenta um anel de gás de HI ao redor dela, o qual tem uma massa total de $1.2 \pm 0.6 \times 10^9 M_{\odot}$. Este gás está girando ao redor de NGC 2865 com uma velocidade circular de $\sim 250 \text{ km s}^{-1}$ e um diâmetro de $\sim 110 \text{ kpc}$ (desde o noroeste até o sudeste) e uma largura de $\sim 45 \text{ kpc}$. Se assumirmos que o gás está girando em uma órbita circular ao redor do núcleo de NGC 2865, a inclinação estimada seria de 65° .

Schiminovich et al. (1995) também detectaram a presença de uma galáxia *edge-on* rica em gás ($M_{HI} = 4.4 \times 10^8 M_{\odot}$), FGCE 0745, localizada $6'$ ao sudeste de NGC 2865.

6.2.3 Dados ultravioleta

Usamos imagens do telescópio GALEX nas bandas FUV e NUV obtidas desde o MAST². Os tempos de exposições foram de 2560 sec e 16250 sec para FUV e NUV, respectivamente. A abertura usada para obter a fotometria variou segundo o tamanho da região na banda NUV. Nos casos em que as detecções não eram resolvidas espacialmente, foi assumida uma abertura do tamanho do *Point Spread Function* (PSF) do GALEX (FWHM = $5''$), centrada no pico de emissão da linha de $H\alpha$. As magnitudes foram calculadas segundo o descrito na seção A.1.1.

6.3 Análise

Quando foi possível, derivamos os seguintes parâmetros para cada objeto: 1) massa estelar, 2) luminosidade de ionização dos ftons, 3) massa total do hidrogênio ionizado, 4) idades e 5) metalicidades. Nesta seção explicamos como foram derivados cada uns desses parâmetros.

6.3.1 Emissores em $H\alpha$

Com o fim de estimar os principais parâmetros físicos de cada região, derivamos a luminosidade da linha de $H\alpha$ ($L_{H\alpha} = 4\pi D^2 F_{H\alpha}$), considerando uma distância de 35.0 Mpc,

² <http://galex.stsci.edu/GR6/?page=mastform>

estimada por Georgakakis et al. (2001) para a galáxia NGC 2865 (assumindo $H_o = 75 \text{ km s}^{-1}$). Dado a $L_{H\alpha}$, derivamos os seguintes parâmetros, usando as equações abaixo:

Taxa de formação estelar (SFR): uma das principais incógnitas no estudo da formação estelar em aglomerados jovens é o valor intrínseco da absorção da poeira. Considerando que não temos dados infravermelhos e nos espectros não foi observada a linha de $H\beta$, não foi possível estimar a extinção interna - sendo assim, apenas um limite inferior para a SFR foi estimado. Para isso, usamos a equação proposta por Kennicutt (1998) para estimar a SFR, assumindo uma aproximação a uma “formação estelar contínua”. Em tal caso, usamos a $L_{H\alpha}$ como a soma das luminosidades de todas as regiões. Assim, o limite inferior para SFR total do sistema foi derivado usando:

$$SFR_{H\alpha} (M_{\odot} \text{ yr}^{-1}) = \frac{L_{H\alpha}}{1.26 \times 10^{41}}; \quad [L_{H\alpha} \text{ in erg s}^{-1}] \quad (6.1)$$

Com o propósito de estimar a massa total do hidrogênio ionizado, foi calculada a luminosidade de ionização dos ftons, $Q(H^o)$, dada por Osterbrock e Ferland (2006):

$$Q(H^o) (\text{photon s}^{-1}) = 7.31 \times 10^{11} L_{H\alpha}; \quad [L_{H\alpha} \text{ in erg s}^{-1}] \quad (6.2)$$

De modo que estimamos a massa total do hidrogênio ionizado (M_{HII}) como foi descrito em Osterbrock e Ferland (2006):

$$M_{HII} (M_{\odot}) = \frac{Q(H^o) m_p}{n_e \alpha_B} \quad (6.3)$$

onde n_e e m_p denotam a densidade de elétrons e massa do próton. Consideramos uma $n_e = 400 \text{ cm}^{-3}$, valor típico para a densidade de elétrons para regiões brilhantes em 30 Dor (Osterbrock e Ferland, 2006) e o coeficiente de recombinação como $\alpha_B = 2.59 \times 10^{-13} \text{ cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$.

Quando foi possível, estimamos as metalicidades, usando o método empírico N2, proposto por Pettini e Pagel (2004) e descrito na seção 2.3.

6.3.2 Regiões com emissão em UV

Quando foi possível, estimamos a luminosidade nas bandas FUV e NUV para cada fonte de HII intergaláctica. Com a emissão em UV e considerando um instantâneo surto

de formação estelar, estimamos um limite inferior para a idade e a massa de cada região. A metodologia usada para isto foi descrita nas seções 2.4 e 2.5, respectivamente. Destacamos que desta vez usamos uma suposição diferente da usada para estimar a SFR. Assim, para estimar a massa e a idade, tratamos cada região de forma individual. Para as regiões *IG_17_P1* e *IG_51_P3*, não detectamos emissão proveniente da banda FUV, assim, para essas duas regiões não foi possível estimar a idade e por consequência a massa.

6.4 Resultados

Usando a técnica MSIS, foi realizado um *survey* limitado em fluxo de emissões de $H\alpha$ na cauda de maré sudeste de HI da galáxia NGC 2865, son um fluxo de 10^{-18} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ Å $^{-1}$. Consideramos um campo de visão de $5' \times 5'$ centrado em $\alpha(\text{J2000}) 09^h 23^m 37.13''$ e $\delta(\text{J2000}) -23^\circ 11' 54.34''$, encontrando um total de 26 emissores com SNR > 10. Sete deles são emissões provenientes de regiões de formação estelar intergalácticas e 19 são regiões associadas à galáxia FGCE 0745.

Cada região foi identificada com a etiqueta IG ou Sat *_slit_mask*, dependendo se a emissão foi encontrada no meio intergaláctico (IG) ou é associada à galáxia FGCE 0745 (Sat), *mask* é o número da posição da máscara onde foi encontrada a emissão e *slit* é o número da fenda para a posição dada. Em alguns casos, para uma mesma fenda foi detectada mais de uma emissão: em tal caso agregamos um número (1 ou 2) ao lado do número da fenda.

Nas tabelas 6.5 e 6.6 são apresentados os parâmetros físicos descritos acima usando a linha de $H\alpha$ das candidatas a regiões intergalácticas de HII e as regiões de formação estelar da galáxia satélite FGCE 0745. Os parâmetros físicos obtidos com a emissão em UV para as regiões intergalácticas são apresentados na tabela 6.7

6.4.1 Regiões HII intergalácticas

Sete fontes foram encontradas no meio intergaláctico ao redor da galáxia NGC 2865. Na figura 6.3 apresentamos as setes emissões sobre a imagem NUV e na figura 6.4 apresentamos um zoom de cada uma dessas regiões na banda NUV do GALEX e r' do Gemini centradas na posição da emissão da linha $H\alpha$ detectada. Os espectros em 2D e os espectros extraídos para 6 das 7 regiões são apresentados na figura 6.5. A linha de $H\alpha$ é marcada em cada caso

Tabela 6.5 - Parâmetros físicos derivados da linha de $H\alpha$ para as regiões de formação estelar extragalácticas.

ID	$L_{H\alpha}$ [erg s ⁻¹]	Q_{Ho} [M _⊙ yr ⁻¹]	M_{HII} [M _⊙]	$M_{stellar}/M_{HII}$	V_{sys}^a [km s ⁻¹]	$12 + \log(O/H)$
<i>IG_04_P0</i>	4.4e+37	3.23e+49	2.62e+02	4.58e+03	2666	—
<i>IG_04_P3</i>	3.2e+37	2.31e+49	1.87e+02	6.42e+03	2844	—
<i>IG_04_P4</i>	5.4e+37	3.96e+49	3.21e+02	3.74e+03	2695	—
<i>IG_04</i>	1.8e+38	9.53e+49	7.73e+02	1.55e+03	—	8.7
<i>IG_87_P0</i>	4.4e+37	4.51e+49	3.66e+02	9.26e+04	3038	—
<i>IG_17_P1</i>	1.8e+37	1.31e+49	1.06e+02	—	2757	—
<i>IG_51_P3</i>	2.6e+37	1.86e+49	1.51e+02	—	2579	—
<i>IG_85_P6</i>	1.7e+37	1.24e+49	1.01e+02	1.21e+03	2476	—
<i>IG_52_P7</i>	2.4e+37	1.76e+49	1.43e+02	2.80e+01	2631	—
<i>IG_23_P8</i>	1.5e+37	8.48e+48	6.88e+01	8.01e+04	2831	—

Notas: ^a Velocidade deduzida da linha de $H\alpha$

- e também marcada onde esperamos observar a linha de $[NII]\lambda 6583$. Em uma das sete regiões, *IG_04*, detectamos emissão em três posições diferentes da máscara (POS0, POS3, POS4). Os espectros de cada posição são apresentados na figura 6.6 com linhas tracejadas e a soma deles com linha contínua - as linhas de $H\alpha$ e $[NII]$ foram marcadas.

Neste trabalho, descartamos a possibilidade de que estas regiões sejam emissões de fundo de emissores de $Ly\alpha$. Para isso, comparamos os fluxos obtidos para cada linha de emissão com o fluxo da linha $Ly\alpha$ esperado para uma fonte em $redshift = 4$ (considerando que a linha $Ly\alpha$ em repouso está em $\lambda 1215\text{\AA}$ e em $z = 4$ seria observada em $\lambda 6620\text{\AA}$). Usamos os resultados obtidos por Gronwall et al. (2007) para uma amostra de emissores de $Ly\alpha$ em $z = 3.1$, onde o fluxo médio foi de 2.9×10^{-17} erg s⁻¹ cm⁻². Usando a calculadora cosmológica proposta por Wright (2006), extrapolamos o fluxo médio obtido por Gronwall et al. para emissões em $z = 4$. Assim, o fluxo estimado para as linhas de $Ly\alpha$ é 1.5×10^{-17} erg s⁻¹ cm⁻², enquanto o fluxo de nossas fontes são uma ordem de magnitude mais brilhantes, i.e., nosso fluxo médio é de 1.8×10^{-16} erg s⁻¹ cm⁻². Dados estes valores, descartamos a possibilidade de que estas fontes sejam emissões de $Ly\alpha$.

A seguir descrevemos cada região intergaláctica:

Região IG_04 — Pode-se observar na figura 6.4 na banda r' do Gemini que esta região está composta de ao menos dois subcomponentes: um aglomerado estelar e uma cauda.

Tabela 6.6 - Parâmetros físicos derivados da linha de $H\alpha$ para as regiões de formação estelar na galáxia FGCE 0745.

ID	$L_{H\alpha}$ [erg s ⁻¹]	Q_{Ho} [M _⊙ yr ⁻¹]	M_{HII} [M _⊙]	V_{sys}^a [km s ⁻¹]
Sat_97_P0	4.4e+38	3.2e+50	2.6e+03	2890
Sat_96_P1	1.6e+38	1.2e+50	9.7e+02	3008
Sat_97_P1	3.7e+38	2.7+50	2.2e+03	2823
Sat_98_P1	1.6e+38	1.2e+50	9.7e+02	2794
Sat_96_P2	4.3e+37	3.1e+49	2.5e+02	2945
Sat_97.1_P2	1.3e+38	9.5e+49	7.7e+02	2854
Sat_97.2_P2	8.7e+37	6.4e+49	5.2e+02	2984
Sat_98_P2	1.6e+37	1.2e+49	9.7e+01	2747
Sat_96_P3	5.1e+37	3.7e+49	3.0e+02	2983
Sat_97_P3	9.0e+37	6.6e+49	5.3e+02	2867
Sat_96_P4	1.7e+37	1.2e+49	9.7e+01	2988
Sat_97.1_P4	1.4e+38	1.0e+50	8.1e+02	2962
Sat_97.2_P4	8.9e+37	6.5e+49	5.3e+02	2796
Sat_98_P4	4.0e+37	2.9e+49	2.3e+02	2837
Sat_97_P5	2.5e+38	1.8e+50	1.4e+03	2897
Sat_97_P6	1.7e+38	1.2e+50	9.7e+02	2903
Sat_99_P6	7.0e+37	5.1e+49	4.1e+02	2845
Sat_97_P7	9.2e+37	6.7e+49	5.4e+02	3086
Sat_99_P7	1.6e+38	1.2e+50	9.7e+02	2759
Sat_97_P8	1.6e+38	1.2e+50	9.7e+02	3007
Sat_98_P8	4.1e+38	3.0+50	2.4e+03	2939
FGCE 0745	2.9e+39	2.1e+51	1.7e+04	2900

Notas: ^a Velocidade deduzida da linha de $H\alpha$

Tabela 6.7 - Parâmetros físicos das regiões intergalácticas derivados das imagens do GALEX FUV e NUV.

ID	$\log(L_{FUV})$ $\text{erg s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$	$\log(L_{NUV})$ $\text{erg s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$	FUV-NUV	Age ^a Myr	Mass _{stellar} FUV-10 ⁶ M _⊙	Mass _{stellar} NUV-10 ⁶ M _⊙
IG_04	37.41	37.11	0.06 ± 0.09	49.34_{-27}^{+33}	$1.20_{-0.73}^{+1.29}$	$1.05_{-0.67}^{+1.19}$
IG_87_P0	37.66	37.46	0.31 ± 0.08	197.28_{-81}^{+21}	$17.02_{-10.28}^{+7.36}$	$15.21_{-0.91}^{+0.65}$
IG_17_P1 ^b	—	—	—	—	—	—
IG_51_P3 ^c	—	35.781	—	—	—	—
IG_85_P6	36.96	36.61	-0.05 ± 0.14	16.98_{-14}^{+40}	$0.12_{-0.00}^{+0.39}$	$0.09_{-0.08}^{+0.36}$
IG_52_P7	36.69	36.28	-0.21 ± 0.17	2.14_{-1}^{+16}	$0.004_{-0.001}^{+0.06}$	$0.005_{-0.00}^{+0.05}$
IG_23_P8	37.11	36.93	0.35 ± 0.19	207.54_{-111}^{+50}	$5.51_{-4.18}^{+4.66}$	$4.92_{-3.73}^{+5.48}$

Notas: ^a Idade obtida da cor FUV-NUV e a síntese espectral obtida do SB99 ^b Regiões sem emissão nas bandas FUV e NUV do GALEX. ^c Região sem emissão na banda FUV.

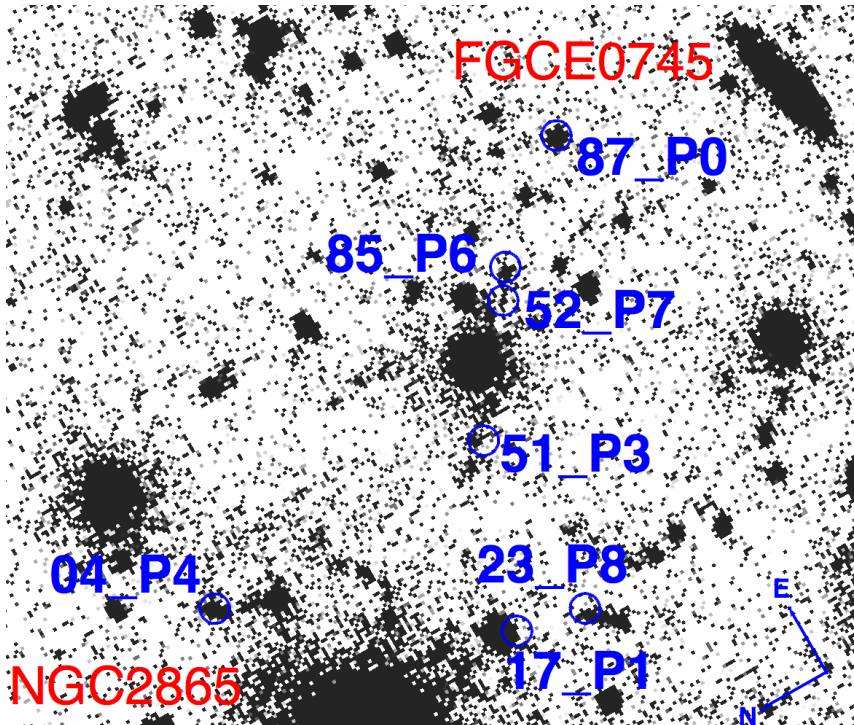


Figura 6.3: Imagem da banda NUV do GALEX no campo de visão de $5.5' \times 5.5'$. As sete emissões de H α extragalácticas são indicadas por um círculo azul; as etiquetas vermelhas correspondem à galáxias NGC 2865 e FGCE 0745.

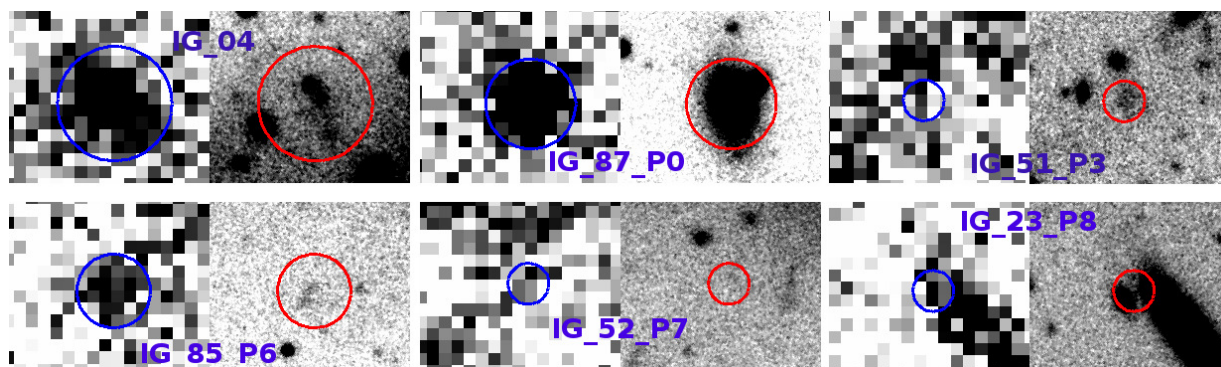


Figura 6.4: Zoom de seis das sete regiões intergalácticas nas bandas NUV do GALEX e r' do Gemini, marcadas com círculos azuis e vermelhos respectivamente. O raio de cada círculo indica a abertura usada na fotometria de cada região. O tamanho de cada imagem é $21'' \times 25''$.

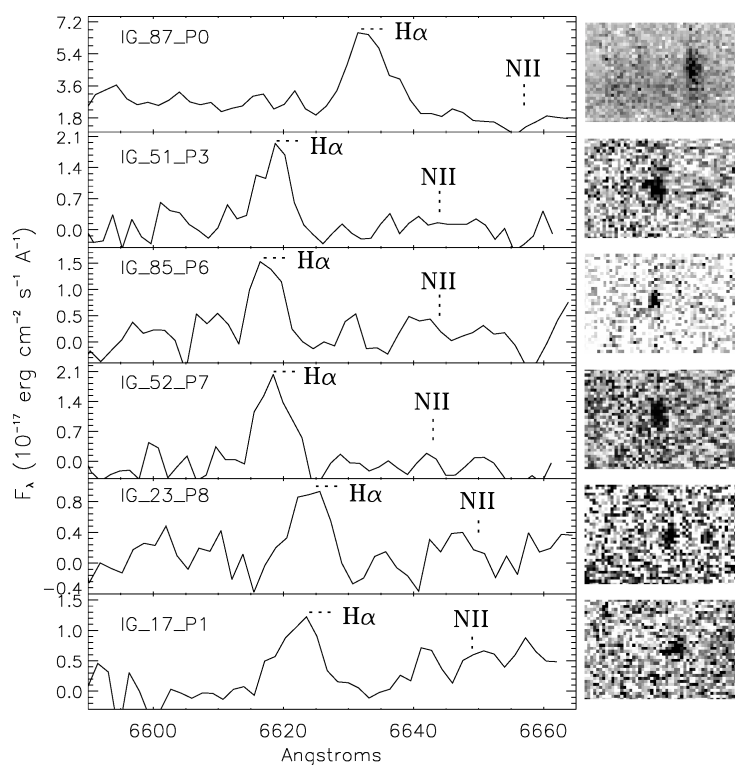


Figura 6.5: Linha de emissão detectada nas candidatas a regiões HII intergalácticas: 1-D (esquerda) e 2-D (direita). A linha de $H\alpha$ e o lugar onde é esperado observar a linha de $[NII]\lambda 6583$ foram marcados.

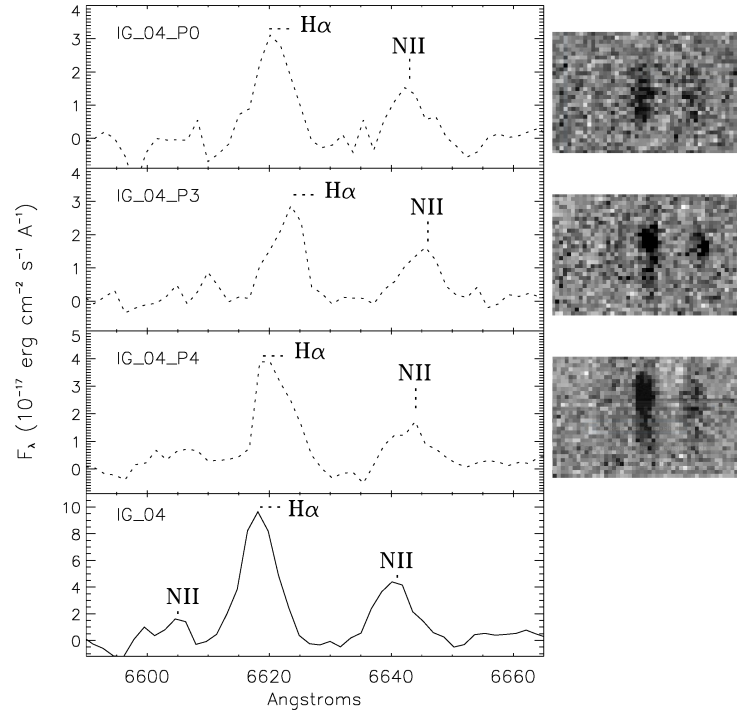


Figura 6.6: Linhas de emissões da região IG_04: 1-D (esquerda) e 2-D (direita). A posição das linhas $H\alpha$ e [NII] foram marcadas.

O tamanho desta região, na imagem do Gemini, foi de $3.9''$ (714 kpc), sem considerar a cauda. Esta região é visualmente semelhante às regiões encontradas na cauda de maré de HCG 100 (Figura 3 em de Mello et al., 2012). A emissão da linha $H\alpha$ para a região *IG_04* foi observada em 3 posições diferentes da máscara (*IG_04_P0*, *IG_04_P3* e *IG_04_P4*). Em cada posição, a linha de $H\alpha$ apresenta uma alta SNR $\simeq 30$. Usando o pacote SCOMBINE do IRAF, combinamos os três espectros. Para isto usamos a opção ‘sum’ - assim foi possível detectar e medir os fluxos provenientes das linhas [NII] ($\lambda = 6583\text{\AA}$, SNR $\simeq 15$ e de $\lambda = 6548\text{\AA}$, SNR ~ 10). O fato de ter detectado estas três linhas confirma que a região *IG_04* é um membro do sistema NGC 2865. Apesar da baixa SNR da linha [NII] $\lambda 6548$, estimamos a razão [NII] $\lambda 6548$ /[NII] $\lambda 6583$ obtendo um valor aproximado de 3.3, o qual está na margem de erro - consideramos a razão predita por modelos, [NII] $\lambda 6548$ /[NII] $\lambda 6583 = 3$ (Osterbrock e Ferland, 2006). Assim, com as linhas $H\alpha$ e [NII], fomos capazes de estimar a abundância de oxigênio dado o índice N2, obtendo um valor de $12 + \log(O/H) = 8.7$, o qual indica uma metalicidade solar (Asplund et al., 2009).

Região IG_87_P0 — Para esta região, consideramos um raio de $5.5''$ no momento de fazer a fotometria. Esta região é a que apresenta uma maior SNR na linha de $H\alpha$, SNR $\simeq 48$. A forte emissão que foi detectada tanto na linha $H\alpha$ como nas imagens UV e r' pode implicar dois cenários distintos: 1) pode ser uma galáxia *early-type* em altos *redshift* emitindo uma forte linha de emissão, a qual não é $H\alpha$; 2) a região apresenta três tipos de

população estelar diferente: uma contendo estrelas velhas (emissão óptica), uma geração jovem de estrelas emitindo em UV, com idade estimada de 200 Myr e finalmente uma população muito jovem, ~ 10 Myr, a qual seria a responsável da emissão em $H\alpha$. Notamos que este objeto é pelo menos duas magnitudes mais brilhante do que qualquer uma das outras seis regiões estudadas aqui e sua morfologia se assemelha à de uma galáxia. Além disso, esta região é a que apresenta uma maior diferença de velocidade em relação à galáxia NGC 2865, $\sim 400\text{km s}^{-1}$. Estas três características indicariam que este objeto não é uma típica região de HII do sistema NGC 2865. No entanto, é necessário um espectro com maior intervalo de comprimento de onda para confirmar a natureza deste objeto.

Região IG_51_P3 — Este objeto não é detectado na banda FUV, enquanto na banda NUV é observada uma emissão muito fraca, a qual é misturada com uma fonte extensa ao norte dela. Na banda r' , a fonte é resolvida espacialmente e se assemelha a um pequeno aglomerado. Uma possível explicação para a ausência de emissão na banda FUV é a possibilidade de uma grande quantidade de poeira na região. Como a região não é espacialmente resolvida, consideramos um raio de $2.5''$, dada a resolução do GALEX ($\text{FWHM} \simeq 5''$).

Região IG_85_P6 — Esta região é resolvida tanto na banda FUV como na NUV, apresentando uma $\text{SNR} \simeq 13$ na linha de $H\alpha$. Na imagem óptica r' é observada uma fraca emissão. Para a fotometria usamos um raio de $4.5''$, dado o tamanho da fonte nas bandas UV. Estimamos um limite inferior para a idade de 16 Myr e uma massa estelar de $9 \times 10^4 M_{\odot}$, dados típicos de um aglomerado estelar jovem.

Região IG_52_P7 — Esta região apresenta uma fraca e extensa emissão nas bandas UV e uma muita difusa emissão na banda r' . Apesar de ser uma fonte não resolvida, estimamos o fluxo da emissão UV em um raio de $2.5''$ centrado na posição da emissão de $H\alpha$.

Região IG_23_P8 — Nas bandas de UV, esta região está misturada com a emissão proveniente de uma fonte perto dela, enquanto na imagem r' é possível observar duas fontes: uma galáxia e uma pequena fonte ao lado dela, a qual poderia ser a responsável pela emissão detectada em $H\alpha$. Para fazer a fotometria, foi usado um raio de $2.5''$, centrado na emissão de $H\alpha$.

Região IG_17_P1 — O espectro desta região apresenta uma fraca emissão na linha $H\alpha$ com uma $\text{SNR} \sim 11$. Não é observada emissão proveniente da banda r' do GALEX. Nas bandas UV, a posição da emissão da linha de $H\alpha$ coincide com a posição de uma estrela de nossa galáxia.

Ressaltamos que estas regiões estão localizadas em uma baixa densidade de gás de HI ($\text{HI} \geq 10^{19} \text{ cm}^{-2}$, Schiminovich et al., 1995), onde, em geral, a probabilidade de formação de estrelas é muito baixa (Maybhate et al., 2007).

Observando as idades estimadas para nossas candidatas a regiões de formação estelar, vemos que elas abarcam um intervalo de 50 até 200 Myr, enquanto nossa seleção foi baseada na linha de $\text{H}\alpha$, a qual está presente em sistemas com idades menores a 10 Myr. Isto pode soar contraditório, mas de fato não é - e para isso temos três argumentos: o primeiro é que o fluxo FUV/NUV provém de uma região extensa, $\sim 5''$, maior que a região emitindo em $\text{H}\alpha$. O segundo argumento é que a extinção interna das regiões pode ter um papel importante na estimativa das idades, assim estimamos valores superiores aos reais. O terceiro e último argumento é que a idade estimada da cor FUV-NUV são de uma população estelar velha e não são as responsáveis da emissão de $\text{H}\alpha$, i.e., detectamos regiões com emissão FUV e NUV de estrelas que tem idade próxima a 200 Myr - as quais também tem uma sub-população de alguns Myr as que emitem em $\text{H}\alpha$. Em outras palavras, o que estamos observando no UV é uma combinação de estrelas jovens e massivas (as quais também emitem em $\text{H}\alpha$) e estrelas mais evoluídas.

Na figura 6.7, apresentamos as sete regiões de formação estelar encontradas neste trabalho, sobreposta aos contornos de HI e à imagem da banda r' do Gemini (HI contornos obtidos de Schiminovich et al., 1995). Pode-se observar que nenhuma destas regiões está localizada nos picos de emissão do gás de HI.

6.4.2 Estão as regiões de HII ligadas à galáxia NGC 2865?

Vamos agora discutir as evidências observacionais que confirmam que estes sistemas são gravitacionalmente ligados à galáxia NGC 2865. Usamos a velocidade na linha de visão (LOS do inglês line-of-sight) das regiões HII para construir o histograma apresentado na figura 6.8 junto com o filtro Ha_C usado nas observações. A velocidade da galáxia NGC 2865 (2627 km s^{-1} , Smith et al., 2000) está indicada pela linha vermelha, a qual está próxima ao pico da distribuição das velocidades LOS das regiões HII. De fato, a velocidade média das sete regiões é 2711 km s^{-1} , a qual tem uma diferença de apenas 84 km s^{-1} com a velocidade de NGC 2865. As velocidades de nossas regiões HII também são semelhantes às apresentadas pelo gás de HI na mesma localização (velocidade do gás desde 2405 até 2645 km s^{-1}), portanto, isso suporta uma associação entre as emissões de $\text{H}\alpha$ e a cauda de

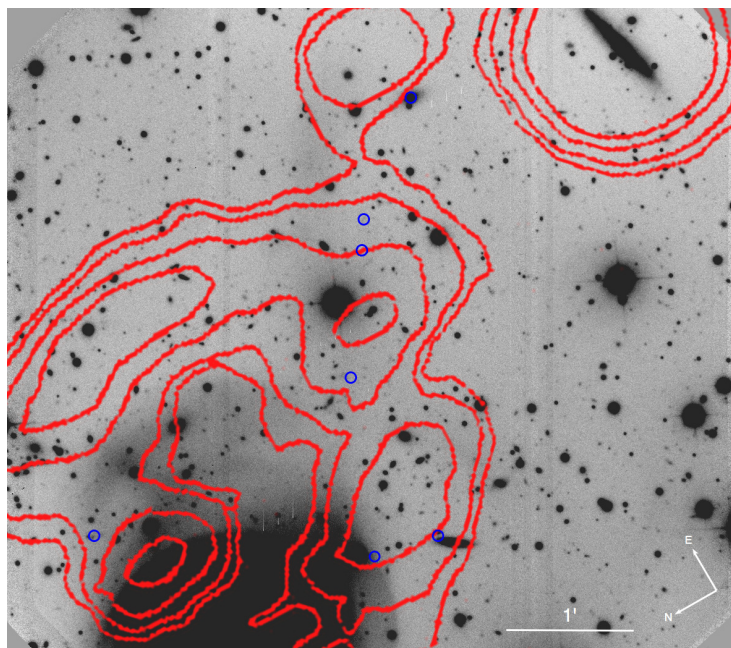


Figura 6.7: Contornos da cauda de maré sudeste de HI apresentados em Schiminovich et al. (1995). O gás é apresentado com contornos vermelhos sobre a imagem r' do Gemini. As regiões HII extragalácticas estão marcadas com círculos azuis. Os níveis de contornos são $1.9, 3.8, 7.6$ e $11.4 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ e o *beam* do VLA é $73'' \times 40''$.

maré do gás de HI. O intervalo de velocidade do gás de HI também é consistente com a distribuição Gaussiana com uma velocidade média de 2627 km s^{-1} e $\sigma = 200 \text{ km s}^{-1}$, daí a cinemática da cauda de HI é consistente com a de uma órbita gravitacionalmente ligada à galáxia central, NGC 2865. Na figura 6.9, as emissões de $\text{H}\alpha$ são sobrepostas ao campo de velocidade do gás de HI.

Se considerarmos que as sete regiões de formação estelar estão em equilíbrio, a dispersão da velocidade obtida a partir do desvio padrão das velocidades LOS é 184 km s^{-1} . Este valor é semelhante à velocidade de dispersão das estrelas no centro da galáxia NGC 2865, valor estimado por Hau et al. (1999) de $\sigma_0 = 200 \text{ km s}^{-1}$. Na Figura 6.8 também traçamos uma distribuição Gaussiana com $\sigma = 200 \text{ km s}^{-1}$ e velocidade média $\bar{V} = 2627 \text{ km s}^{-1}$, o que é uma boa aproximação para a distribuição do histograma das velocidades das sete regiões HII.

O resultado da comparação entre o histograma das velocidades das regiões HII e a distribuição Gaussiana é consistente com a hipótese de que estas regiões intergalácticas estão ligadas à galáxia NGC 2865.

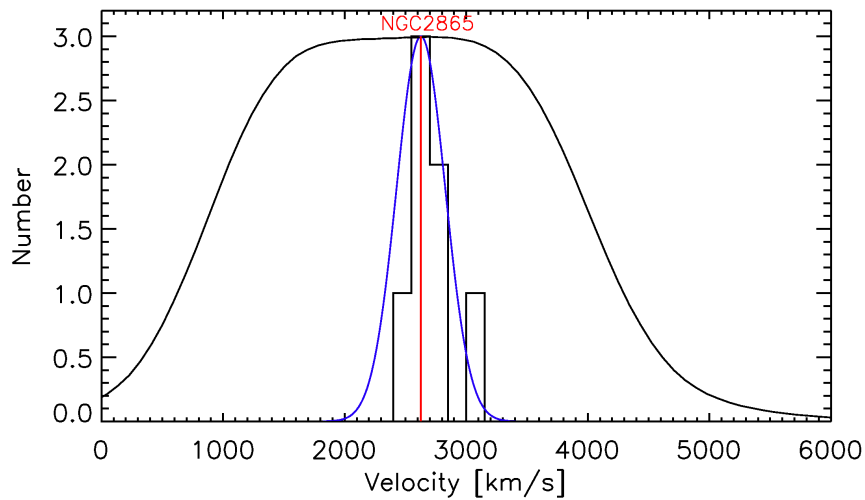


Figura 6.8: Histograma das velocidades das regiões HII extragalácticas junto com o filtro Ha_C usado nas observações da técnica MSIS. A linha vermelha indica a velocidade de NGC 2865 (2627 km s^{-1} , Smith et al. (2000)). A distribuição da velocidade das sete regiões HII tem um pico em 2711 km s^{-1} , muito semelhante à velocidade de NGC 2865. Uma distribuição Gaussiana e marcada, consideramos uma velocidade média de 2627 km s^{-1} e $\sigma = 200 \text{ km s}^{-1}$.

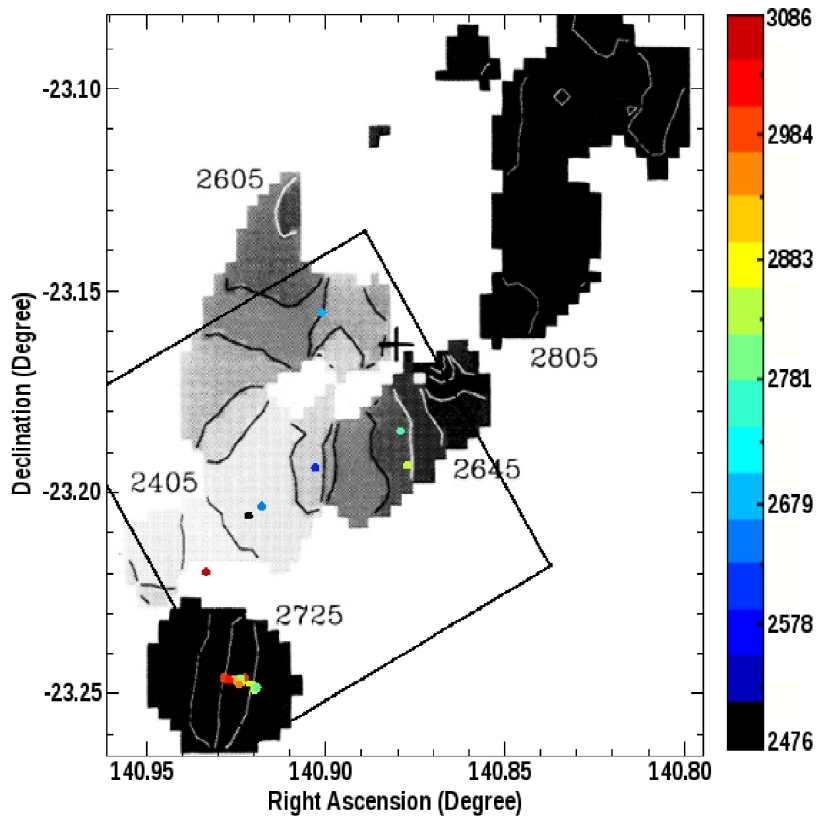


Figura 6.9: A velocidade das regiões HII encontrada neste estudo e o campo de velocidade do gás de HI encontrado por Schiminovich et al. (1995), figura 1d. A cruz no centro do anel representa a posição de NGC 2865. As cores das regiões representam a velocidade de cada uma. O gradiente de velocidade ao longo do eixo maior da galáxia FGCE 0745 é claramente visível, com um intervalo de velocidade entre 2781 km s^{-1} e 3063 km s^{-1} . O retângulo preto representa o campo de visão de $5' \times 5'$ do Gemini.

6.4.3 Regiões de formação estelar na galáxia satélite FGCE 0745

FGCE 0745 é uma galáxia *edge-on* localizada $\simeq 6'$ ao sudeste de NGC 2865 (ver Figura 6.3). Como mostrado na Figura 6.7, a distribuição do gás de HI desta galáxia é relativamente imperturbada, com nenhuma evidência de ter sofrido uma interação com NGC 2865. Apesar disto, não excluimos a possibilidade de que estas duas galáxias tenham interagido no passado, dado que a velocidade do gás de HI de FGCE 0745 é semelhante à velocidade do anel de HI em torno à NGC 2865.

Usando a técnica MSIS, encontramos 19 fontes emissoras de $H\alpha$ dentro da galáxia satélite FGCE 0745; os espectros destas 19 fontes são apresentados na Figura 6.10. As coordenadas, velocidade e fluxos da linha de $H\alpha$ para cada fonte são apresentados na Tabela 6.4. Podemos observar, nas figuras 6.7 e 6.11, que a emissão óptica da galáxia está no mesmo local que os picos de emissão do gás de HI e que a emissão de $H\alpha$. Usando a velocidade de cada emissão de $H\alpha$, derivamos o mapa de velocidades de FGCE 0745. Na Figura 6.11 apresentamos este mapa junto com os contornos ópticos da banda r' da galáxia satélite. Notamos que a maioria das fontes de $H\alpha$ foram detectadas ao longo do eixo principal da galáxia. Assim, assumindo uma órbita circular (considerando a inclinação angular dada por $\cos^{-1}(\frac{b}{a})$), determinamos a curva de rotação (figura 6.12) usando uma inclinação de 80° , um ângulo de posição de 70° , a velocidade sistêmica de 2920 km s^{-1} e o centro cinemático de FGCE 0745 em $\alpha(\text{J2000}) 9^h 23^m 41.85'' \delta(\text{J2000}) -23^\circ 14' 47.97''$. A curva de rotação é obtida levando em conta os pixels dentro de um cone de 30° alinhados com o eixo principal da galáxia. Excluindo os três pontos em asterisco, que não seguem o padrão circular definido pelos pontos restantes, a figura 6.12 apresenta uma curva de rotação consistente com as de galáxias *late-type*, com $\Delta V_{rot} = 320 \text{ kms}^{-1}$. Sob a hipótese de que a emissão de $H\alpha$ foi detectada sobre o disco da galáxia, estimamos uma $V_{max} = 160 \text{ kms}^{-1}$. Um raio de $26''$ ($\simeq 4.2 \text{ kpc}$) foi derivado da imagem óptica (banda r') - similar valor é dado na pagina NED³. Assumindo uma distribuição de massa esférica para esta galáxia, estimamos uma massa total de $M_{dyn} = 2.5 \times 10^{10} M_\odot$, considerando uma constante gravitacional dada por $G = 4.3 \times 10^{-9} \text{ km}^2 \text{ s}^{-2} \text{ Mpc } M_\odot^{-1}$ (Mo et al., 2010).

Na figura 6.13, apresentamos o espectro somado das 19 emissões de $H\alpha$ no comprimento de onda referencial. As linhas $H\alpha$ e $[\text{NII}]\lambda 6583$ são observadas, enquanto a linha

³ sem referência

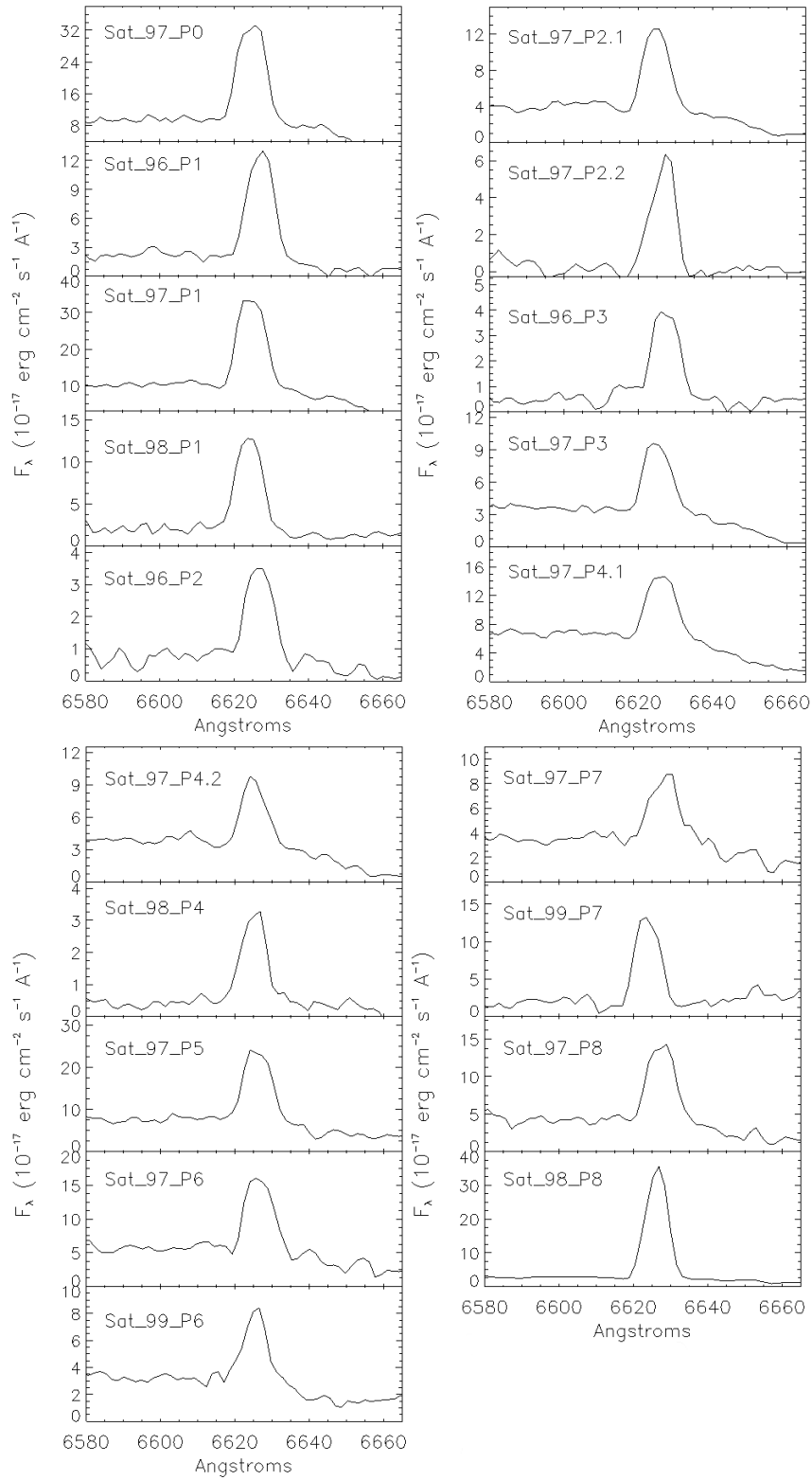


Figura 6.10: Espectros das emissões de H α detectadas na galáxia satélite FGCE 0745.

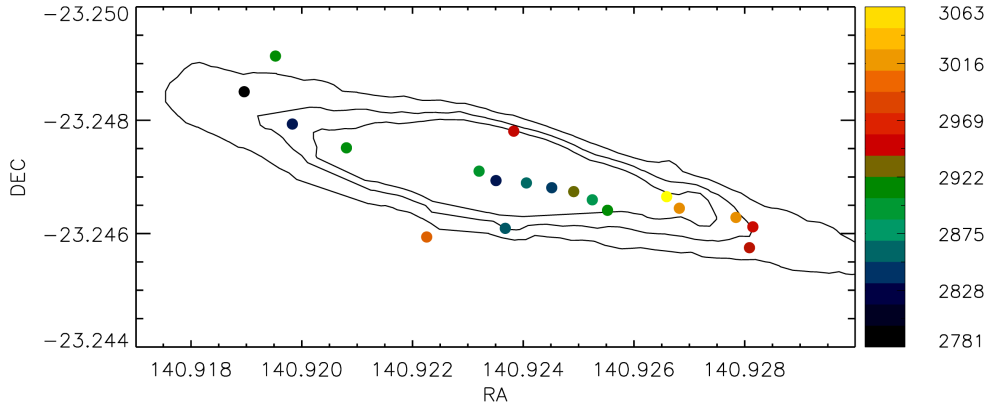


Figura 6.11: Campo de velocidade da galáxia FGCE 0745. Os pontos são as detecções das emissões de $H\alpha$, as diferentes cores representam as velocidades (km s^{-1}). Os níveis de contornos são 22.3, 22.2 e 22.1 mag/arcsec^2 obtidos da imagem r' do Gemini.

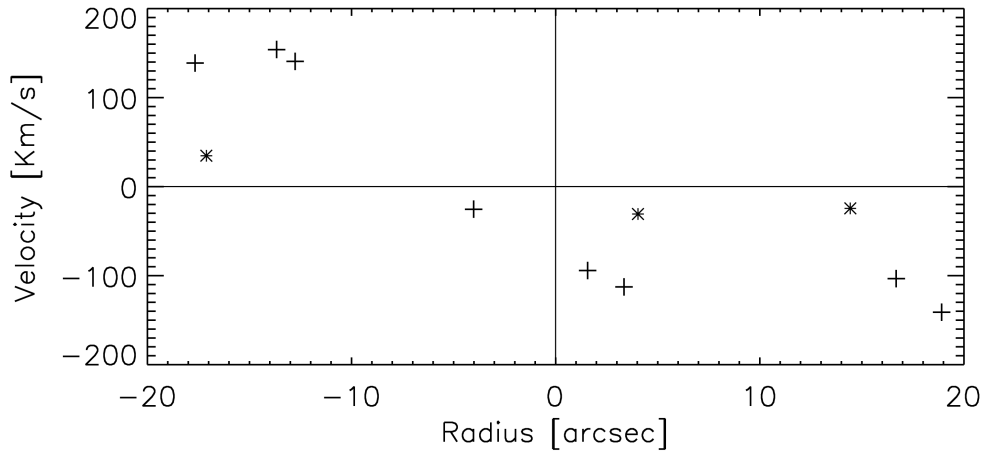


Figura 6.12: Curva de rotação da galáxia satélite FGCE 0754. Excluindo as três medidas com asterisco, a curva de rotação é muito semelhante à apresentada por galáxias late-type, inferimos uma $V_{max} \simeq 160 \text{ km s}^{-1}$.

$[\text{NII}]\lambda 6548$ não foi detectada. Usando o método empírico N2, estimamos uma metalicidade de $12+\log(\text{O}/\text{H}) = 8.0$.

6.4.4 Sumário das principais propriedades físicas das regiões HII detectadas usando a técnica MSIS

(1) Fizemos um levantamento limitado em fluxo de emissões $H\alpha$, num campo de visão de $5' \times 5'$ centrado na extensão sul dos escombros do gás de HI ao redor da galáxia NGC 2865. Encontramos sete regiões intergalácticas abaixo do limite de fluxo de $10^{-18} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$; cinco delas têm emissões UV do GALEX e seis têm contrapartidas ópticas na imagem r' .

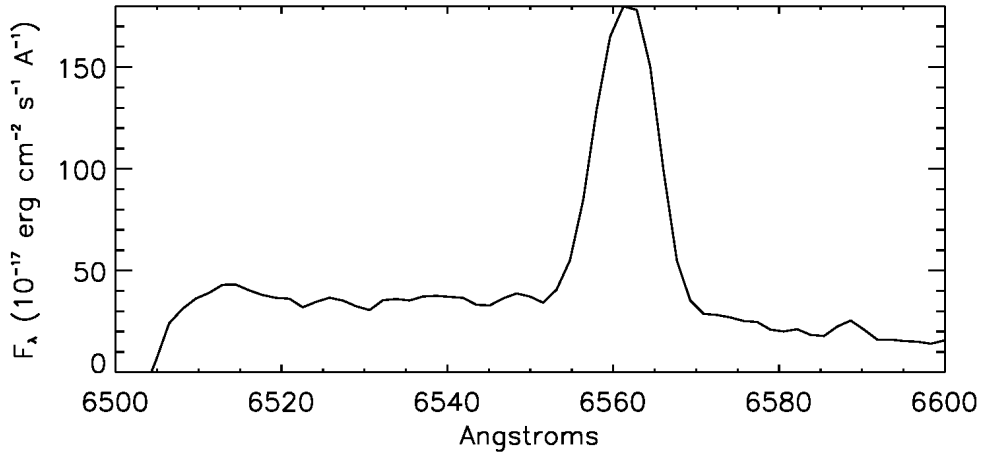


Figura 6.13: Espectro somado das 19 linhas de $H\alpha$ detectadas na galáxia FGCE 0745.

(2) A idade estimada dado o fluxo em UV e os modelos de sínteses espectral do SB99 (Leitherer et al., 1999) abarcaram um intervalo de 2 a 200 Myr e um intervalo de massa estelar de 5×10^3 até $1.5 \times 10^7 M_{\odot}$. Usando a luminosidade total, $L_{H\alpha}$, de todas as regiões, estimamos uma média da taxa de formação estelar do sistema de $\sim 2.6 \times 10^{-3} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$.

(3) Para a região *IG_04*, foi detectado o dobrete das linhas NII (6548 e 6583Å). Deste modo, a metalicidade estimada usando o índice N2 Pettini e Pagel (2004) foi de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.7 \pm 0.18$.

(4) Também foi detectada 19 emissões de $H\alpha$ proveniente da galáxia satélite FGCE 0745. A velocidade para esta galáxia medida neste trabalho foi de 2920 km s^{-1} e é semelhante à da galáxia NGC 2865 (2627 km s^{-1} , Smith et al., 2000), mostrando que FGCE 0745 poderia ser um satélite da galáxia principal. Somamos as 19 emissões de $H\alpha$ com o fim de ter um espectro para a galáxia FGCE 0745, assim foi possível estimar a metalicidade para esta galáxia sendo de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.0 \pm 0.18$. A curva de rotação da galáxia FGCE 0745 mostra uma velocidade de rotação máxima de $\simeq 160 \text{ km s}^{-1}$, com um raio de $26''$ ($\sim 4.2 \text{ kpc}$). Usando estes valores, estimamos uma massa total de $2.5 \times 10^{10} M_{\odot}$, assumindo órbitas circulares.

6.5 Observações Multi-slit para 5 das regiões HII detectadas usando

MSIS

Cinco das sete regiões de formação estelar foram observadas usando o instrumento Multi-Slit GMOS do telescópio Gemini no dia 11 de Abril de 2011 (*run*: GS-2011A-Q-

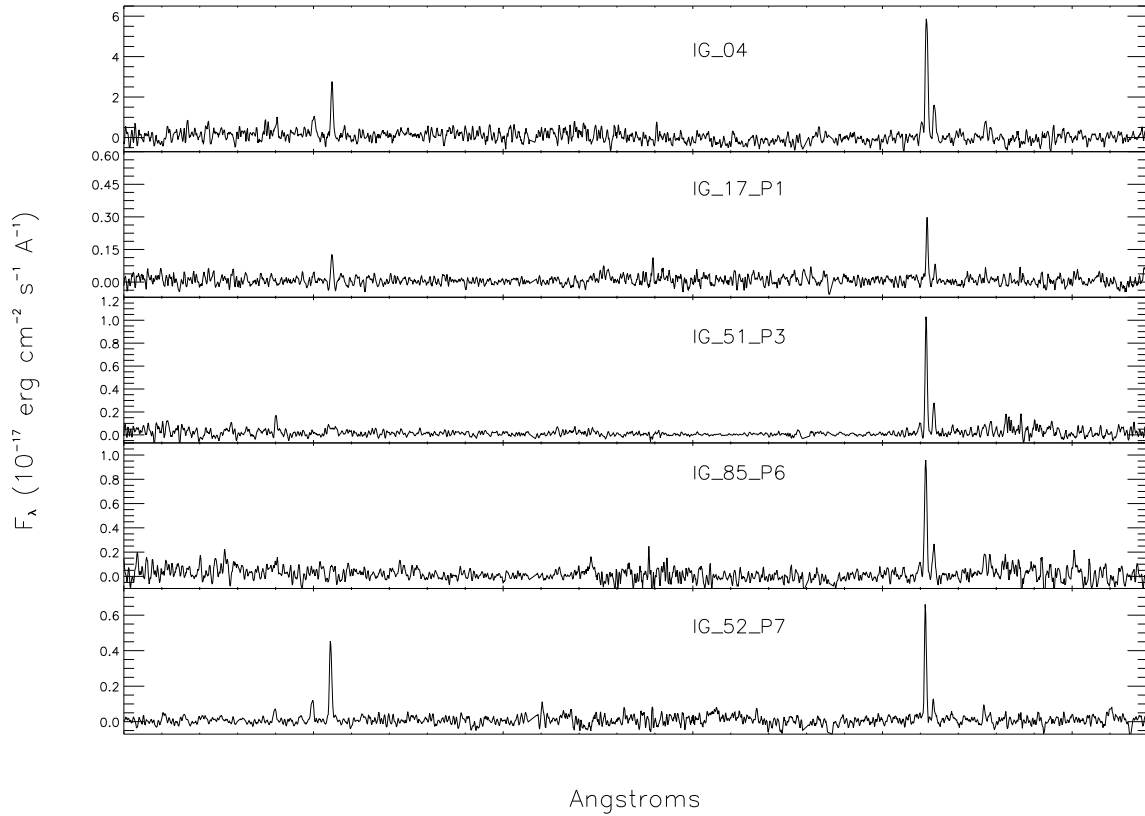


Figura 6.14: Espectros das 5 regiões HII observadas em multi-slit.

55), com condições de céu claro e com uma média no seeing de $0.8''$. Usamos o *grisma* R400 centrado no comprimento de onda 6600\AA , com um tempo de exposição de 4×1150 sec. Os espectros foram reduzidos no modo standard, usando o pacote do Gemini IRAF versão 1.8. De cada espectro foi subtraído o *bias*, *timmed*, *flat field* e calibrados por comprimento de ondas. Finalmente, os espectros foram calibrados pelo fluxo usando a estrela espectrofotométrica LTT7379. Assim, obtivemos espectros em um intervalo de comprimento de onda entre $\sim 4500 - 7000\text{\AA}$.

As cinco regiões que foram observadas são: *IG_04*, *IG_17_P1*, *IG_51_P3*, *IG_85_P6* e *IG_52_P7*. Nestes novos espectros foram detectadas emissão nas linhas: $H\beta$, $[\text{OIII}]\lambda 5007$, $[\text{NII}]\lambda 6583$, $H\alpha$, $[\text{SII}]\lambda\lambda 6117, 6731$. Usando estas linhas de emissão, estimamos a velocidade para cada região, confirmando que estas regiões formam parte do sistema NGC 2865. Na tabela 6.8, apresentamos o fluxo das linhas e a velocidade de cada uma. Os espectros finais destas 5 regiões são apresentados na figura 6.14.

Tabela 6.8 - Regiões de formação estelar confirmadas no meio intergaláctico de NGC 2865.

ID	V_{sys}^a km s ⁻¹	Flux _{Hβ} erg s ⁻¹ cm ⁻²	Flux _{[OIII]λ5007} erg s ⁻¹ cm ⁻²	Flux _{Hα} erg s ⁻¹ cm ⁻²	Flux _{[NII]λ6583} erg s ⁻¹ cm ⁻²	Flux _{[SII]λ6717} erg s ⁻¹ cm ⁻²	Flux _{[SII]λ6731} erg s ⁻¹ cm ⁻²
<i>IG_04</i>	2571	7.2e-17	1.9e-16	5.1e-16	1.4e-16	8.0e-17	6.0e-17
<i>IG_17_P1</i>	2684	—	1.2e-17	1.9e-17	6.0e-18	—	—
<i>IG_51_P3</i>	2581	1.7e-17	—	6.9e-17	2.0e-17	1.0e-17	7.0e-18
<i>IG_85_P6</i>	2421	—	—	8.0e-17	2.5e-17	1.5e-17	1.2e-17
<i>IG_52_P7</i>	2484	7.0e-18	3.6e-17	4.3e-17	8.0e-18	5.0e-18	4.0e-18

Notas: ^a Velocidade sistêmica estimada usando todas as linhas de emissão observadas nos espectros.

6.5.1 Densidade Eletrônica, Excesso de cor e Metalicidade

Para quatro das cinco regiões observadas, foi detectada emissão das linhas de enxofre [SII] $\lambda\lambda$ 6717,6731. Usando estas duas linhas foi possível estimar a densidade eletrônica destas regiões e para isto usamos o *task* do IRAF STSDAS.NEBULAR.TEMDEN com os parâmetros padrão, assumindo uma temperatura de 10.000 K. As densidades estimadas para cada uma das regiões estão apresentadas na tabela 6.9

Para as regiões *IG_04*, *IG_51_P3* e *IG_52_P7*, foram observadas as linhas de Balmer H α e H β . Assim usando o descrito na seção 2.1 e uma densidade eletrônica de 10² cm⁻³, a qual foi confirmada usando as linhas de enxofre, foi possível estimar o excesso de cor para estas regiões. Os valores estimados para cada região foram: 0.89, 0.33 e 0.73, respectivamente. Os espectros da figura 6.14 para estas três regiões estão apresentados com a correção do excesso de cor.

Para as cinco regiões foi possível estimar a metalicidade dado o índice N2, e para duas delas (*IG_04* e *IG_52_P7*) também foi possível estimá-la usando o índice O3N2 (ambas metalicidades foram obtidas seguindo o descrito na seção 2.3). A metalicidade correspondente a cada região está apresentada na tabela 6.9, encontrando uma grande concordância na abundância de oxigênio derivada do método O3N2 e N2, diferença de ~ 0.2 dex, que está dentro das incertezas dos métodos. Os resultados obtidos para a abundância de oxigênio confirmam o que já havíamos observado usando a técnica MSIS: que estas regiões apresentam uma alta metalicidade, significando que foram formadas por um gás previamente enriquecido.

Notamos que as metalicidades das regiões *IG_17_P1* e *IG_85_P6* não são afetadas pelo fato destas não terem sido corrigidas pelo E(B-V), devido ao fato de estarmos trabalhando

Tabela 6.9 - Parâmetros das regiões de formação estelar confirmadas no meio intergaláctico de NGC 2865

ID	N _e cm ⁻³	E(B-V)	N2	O3N2	12+log(O/H)	
					N2	O3N2
<i>IG_04</i>	90.2	0.89	-0.52	0.95	8.6 ± 0.4	8.4 ± 0.3
<i>IG_17.P1</i>	—	—	-0.5	—	8.6 ± 0.4	—
<i>IG_51.P3</i>	30	0.33	8.6	—	8.6 ± 0.4	—
<i>IG_85.P6</i>	176	—	-0.5	—	8.6 ± 0.4	—
<i>IG_52.P7</i>	176	0.73	-0.73	1.43	8.5 ± 0.4	8.3 ± 0.3

com razões de linhas muito próximas.

6.6 Discussão e conclusões

Anéis de hidrogênio neutro ao redor de galáxias não são muito comuns no universo local. O mecanismo responsável por criar estes anéis ainda não é claro. Uns dos anéis mais famosos é o *Leo ring*, com um diâmetro de ~ 200 kpc, uma massa de $\sim 10^9 M_{\odot}$ (Schneider, 1989) e uma densidade de 2×10^{18} até 6.4×10^{19} cm⁻² (Schneider et al., 1989). Este sistema é semelhante ao encontrado ao redor da galáxia NGC 2865; a diferença está nas galáxias centrais: enquanto no Leo Ring há duas galáxias, sendo uma elíptica esférica (M 105) e uma galáxia S0 (NCG 3384) (Michel-Dansac et al., 2010), NGC 2865 é uma galáxia tipo *shell*. Outro sistema com similares características foi descrito por Bettoni et al. (2010), que encontraram um anel de gás atômico ao redor da galáxia *lenticular* NGC 4262. Tanto no sistema de Leo ring quanto no NCG 4262, foram detectadas fontes de UV fracas associadas com o gás HI e uma baixa SFR foram estimadas $\sim 10^{-3} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (Thilker et al., 2009; Bettoni et al., 2010, respectivamente), resultados semelhantes ao encontrados neste trabalho.

Usando a técnica MSIS, encontramos um total de sete candidatas a regiões de formação estelar na mesma posição da cauda de maré de HI. Das sete candidatas, cinco foram observadas em um novo *run* de observação com o telescópio Gemini, desta vez usando um espectro com maior intervalo de comprimento de onda, onde em alguns casos foi possível observar as linhas de H β e H α . Assim, tendo mais de uma linha no espectro, não apenas confirmamos que estas regiões são parte do sistema de NGC 2865 como também pudemos mostrar que a técnica MSIS é uma forte ferramenta para fazer *survey* de regiões intergalácticas.

6.6.1 Regiões HII de intergalácticas

As populações estelares associadas às regiões HII intergalácticas são emissões jovens (< 200 Myr) e com massas não maiores que $17 \times 10^6 M_{\odot}$. Dadas essas massas e idades, concluímos que só encontramos regiões de formação estelar, i.e., aglomerados. Este resultado está de acordo com trabalhos prévios, tais como o feito por Knierman et al. (2003), em que observou-se que estruturas formadas nas caudas de maré (óptico e HI) podem ser criadas como aglomerados ao longo das caudas ou como sistemas maiores, tais como galáxias anãs, mas não em ambos. Notamos que as regiões HII encontradas em nosso trabalho estão associadas com caudas de maré observadas em HI, não observadas no óptico. Gerhard et al. (2002) também detectaram uma região de HII na cauda de maré do aglomerado de Virgo, em que a densidade de HI era menor que $1 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ (Oosterloo e van Gorkom, 2005). Recentemente, Yagi et al. (2013) identificaram quatro sistemas de formação estelar na cauda de maré de NGC 4388 no aglomerado de Virgo. Outros autores que encontraram resultados semelhantes são Mendes de Oliveira et al. (2004), confirmando quatro regiões HII no meio intergaláctico de HCG92 e Ryan-Weber et al. (2004), que encontraram quatro regiões HII isoladas em dois sistemas, NGC 1533 e HCG 16. Todas estas regiões estão localizadas em baixa densidade de HI $\sim 10^{19-20} \text{ cm}^{-2}$, densidades semelhante às encontradas neste trabalho.

Regiões HII com massas e idades semelhantes foram encontradas por Torres-Flores et al. (2012) para o sistema NGC 2782 e de Mello et al. (2012) para HCG92. Vale observar que estas regiões estão dentro dos contornos densidade HI, mas elas não estão nos picos de densidade de HI. Esta é uma das diferenças com a localização das TDGs, para as quais é esperado encontrá-las nos picos de emissão do gás de HI, como foi observado no caso de HCG 100 de Mello et al. (2012). Conclui-se, portanto, que a formação de TDG não é favorecida no entorno da galáxia NGC 2865, já que esta galáxia não apresenta sobre-densidades na distribuição do gás de HI.

A fraca emissão do contínuo das sete regiões HII intergalácticas, similar à de outros aglomerados estelares encontrados em sistemas em interação, sugere que essas populações estelares são as primeiras a serem formadas.

6.6.2 A galáxia satélite FGCE 0745

Usando a técnica MSIS não só foi possível detectar emissão das regiões intergalácticas, como também foram detectadas emissões da linha de $H\alpha$ na galáxia satélite FGCE 0745, sendo identificados um total de 19 emissores. Dado o comprimento de onda observado para a linha $H\alpha$, foi medido um intervalo de velocidade presente na galáxia de 2747 a 3086 km s^{-1} , e uma velocidade do sistema de 2920 km s^{-1} . Schiminovich et al. (1995) usando o gás de HI, estimaram uma velocidade para a galáxia de $\sim 2725 \text{ km s}^{-1}$, significando aproximadamente uns 200 km s^{-1} mais azuis que a estimada usando a linha de $H\alpha$.

Também foi possível construir um campo de velocidade e uma curva de rotação para esta galáxia, apresentados nas figuras 6.11 e 6.12, respectivamente. Assumindo órbitas circulares e um equilíbrio centrífugo, estimamos uma massa total de $2.5 \times 10^{10} M_{\odot}$. Usando a relação Tully-Fisher proposta em Torres-Flores et al. (2011) e uma $V_{max} \sim 160 \text{ km s}^{-1}$, estimamos uma massa estelar de $1.2 \times 10^{10} M_{\odot}$ e uma massa bariônica de 1.4×10^{10} .

Dada a luminosidade de $H\alpha$ total, estimamos um limite inferior para a SFR de $2.3 \times 10^{-2} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, valor consistente com o estimado para galáxias de baixa massa em grupos compactos (Bitsakis et al., 2011)

6.6.3 Metalicidade

A metalicidade estimada para a galáxia NGC 2865 é aproximadamente solar (Hau et al., 1999) - metalicidade semelhante à encontrada em galáxias com morfologia tipo Sc. Se NGC 2865 é um remanescente de uma fusão de duas galáxias tipo disco, então seria esperado que o gás ao redor do sistema fosse um gás pré-enriquecido espalhado no meio intergaláctico, produto da fusão.

Se tal gás pré-enriquecido existisse, então as regiões de formação estelar que estão sendo formadas nele não seguiriam a correlação entre a luminosidade e a metalicidade que é observada em galáxias anãs clássicas (Skillman, 1989). Elas teriam uma luminosidade que corresponde à formação estelar local e uma metalicidade relativamente alta herdada de suas galáxias progenitoras. A quebra de correlação entre a luminosidade e metalicidade é um dos principais diagnósticos para diferenciar galáxias anãs “clássicas” e aglomerados de estrelas jovens formados em interações de galáxias. Daí as medidas da metalicidade destas regiões de formação estelar em torno de NGC 2865 podem fornecer a evidência necessária

para detectar gás pré-enriquecido no meio intergaláctico.

De fato, a presença de tal gás pré-enriquecido é suportada pelo valor estimado da metalicidade das regiões intergalácticas. Usando a técnica MSIS, foi possível estimar a abundância de oxigênio para a região *IG_04*, encontrando um valor de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.7 \pm 0.18$. Este valor foi corroborado ao observar-se outras 4 regiões usando um intervalo de comprimento de onda maior, onde também foi encontrada uma alta abundância de oxigênio $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.7$ - metalicidade próxima ao valor solar. A detecção de regiões de formação estelar jovem não é pouco comum no universo: nos últimos tempos, várias regiões foram reportadas na literatura. Podemos citar alguns exemplos: Duc et al. (2000) no sistema de Arp 245; Mendes de Oliveira et al. (2004) encontraram quatro regiões de formação estelar com metalicidade próxima à solar ao redor de HCG 92; Michel-Dansac et al. (2010) encontraram uma região no Leo's ring; de Mello et al. (2012) detectaram duas regiões no meio intragrupo de HCG 100; Torres-Flores et al. (2012) encontraram três regiões ao redor de NGC 2782 e, recentemente, Yagi et al. (2013) detectaram quatro regiões no aglomerado de Virgo. Assim, detecções de regiões de formação estelar jovem com metalidades maiores que $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.3$ indicam que um eventos de interação pode ser o responsável pelo enriquecimento do meio intergaláctico com metais, dispersando o gás pré-enriquecido das galáxias progenitoras. Este efeito também foi observado nos recentes resultados da galáxia NGC 92 por Torres-Flores et al. (2014). Além disso, as curtas idades encontradas para as regiões HII ao redor de NGC 2865 podem indicar que elas foram formadas *in situ*, por um gás pre-enriquecido.

Ao comparar as metalidades encontradas nas regiões de formação estelar intergalácticas e a encontrada na galáxia satélite FGCE 0745 ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.6$ e 8.0 , respectivamente), podemos inferir que o gás intergaláctico do qual foram formadas as estrelas das regiões tem uma origem diferente que o da galáxia FGCE 0745. Deste modo, é mais provável que sua origem esteja ligada à formação da galáxia NGC 2865.

Discussão & Conclusões

Neste trabalho, exploramos as propriedades físicas de regiões de formação estelar presentes no meio intergaláctico de galáxias com claros sinais de que sofreram interação. Os sistemas foram selecionados por apresentarem emissão de HI espalhada fora dos limites ópticos da(s) galáxia(s), o que foi atribuído a uma interação entre duas ou mais galáxias. Usando este critério, analisamos 4 sistemas que estão em diferentes ambientes e em diferentes estados evolutivos.

HCG 100: é um grupo compacto composto por 4 galáxias tipo tardio, onde três das quatro galáxias apresentam claros sinais de interação. Além disso, este grupo apresenta uma proeminente cauda de maré que se estende por mais de 130 kpc. Considera-se que as galáxias de HCG 100 sofreram interação entre elas no passado - assim, o sistema estaria atualmente em um estágio evolutivo avançado.

NGC 6872: é um sistema composto por duas galáxias NGC 6872/IC 497, com uma razão de massa de ao menos 5:1, sendo NGC 6872 a maior. NGC 6872 foi catalogada como uma galáxia espiral barrada, a qual apresenta duas caudas de maré que se estendem a partir do disco da galáxia por mais de 100 kpc. Considera-se que o sistema NGC 6872/IC 497 esteja em plena interação, no estágio atual.

NGC 2782: catalogada como uma galáxia peculiar SABa(rs), que, apesar de ser uma galáxia bastante isolada, apresenta claros sinais de interação. São observadas, particularmente, duas caudas de maré visíveis nas bandas de UV e em HI, uma ao lado leste e outra ao oeste da galáxia. Desta forma, considera-se que a galáxia NGC 2782 está em um estágio evolutivo de pós-fusão.

NGC 2865: catalogada como uma galáxia elíptica, apresenta um anel de gás de HI - um claro sinal de que esta galáxia teve interação no passado. Assim, acredita-se que esta galáxia foi formada por uma fusão de duas ou mais galáxias, onde ao menos uma dela era tipo disco. Pode-se observar uma galáxia próxima a NGC 2865, FGCE 0745, mas não há claros sinais de interação entre elas.

Nestes quatro sistemas foram encontradas um total de 23 regiões no meio intergaláctico, abarcando um grande intervalo de massas e idades. Assim, ao longo deste trabalho, podemos deduzir que fusões de galáxias de tipo tardio e com caudas de maré tendem a proporcionar as condições necessárias para a formação de regiões HII ou aglomerados de estrelas. As principais propriedades para cada uma destas regiões são apresentadas na tabela 7.1

Tabela 7.1 - Sumário das principais propriedades das regiões intergalácticas

Sistema	ID	M_B	Velocidade km s^{-1}	$12 + \log(\text{O}/\text{H})$	Massa [†] $10^4 M_\odot$	Idade Myr
HCG 100	3	-14.54	5440 ± 61	8.43 ± 0.14^a	5.0	1.0
HCG 100	4	-13.42	5337 ± 27	8.42 ± 0.14^a	5.0	3.3
NGC 6872	Slit01	-12.78	4480 ± 07	8.58 ± 0.20^b
NGC 6872	Slit02	-12.67	4515 ± 29	8.47 ± 0.20^b
NGC 6872	Slit03	-13.56	4672 ± 24	8.74 ± 0.20^b
NGC 6872	Slit05	-13.49	4302 ± 11	8.77 ± 0.20^b
NGC 6872	Slit06	-12.98	4556 ± 06	8.74 ± 0.20^b
NGC 6872	Slit07	-13.54	4596 ± 20	8.77 ± 0.20^b
NGC 6872	Slit09	-13.18	4612 ± 09	8.74 ± 0.20^b
NGC 6872	Slit10	-13.23	4602 ± 26	8.62 ± 0.20^b
NGC 6872	Slit13	-12.69	5066 ± 19	8.61 ± 0.20^b
NGC 6872	Slit14	-12.74	4966 ± 59	8.39 ± 0.20^b
NGC 6872	Slit19	-12.57	5041 ± 10	8.72 ± 0.20^b
NGC 2782	5	-10.22 [‡]	2556	8.41 ± 0.2^b	0.7	2.0
NGC 2782	6	-11.21 [‡]	2531	8.47 ± 0.2^b	1.0	3.0

Continua na próxima página...

Tabela 7.1 - Continuação

Sistema	ID	M_B	Velocidade km s ⁻¹	12 + log(O/H)	Massa [†] 10 ⁴ M _⊙	Idade Myr
NGC 2782	7	-10.42 [‡]	2556	8.46 ± 0.2 ^b	1.6	6.0
NGC 2865	IG_04	...	2695	8.7 ^c	1.2e+02	49.3
NGC 2865	IG_87_P0	...	3038	...	1.7e+03	197.2
NGC 2865	IG_17_P1	...	2757	8.6 ^c
NGC 2865	IG_51_P3	...	2579	8.6 ^c
NGC 2865	IG_85_P6	...	2476	8.6 ^c	9.0	16.9
NGC 2865	IG_52_P7	...	2631	8.5 ^c	0.5	2.1
NGC 2865	IG_23_P8	...	2831	...	5.5e+02	207.5

Notas: [†] Massa estelar. [‡] Magnitude absoluta na banda r' .

Metalicidade: ^a Estimador O3N2, ^b Estimador R23; ^c Estimador N2

Usando a técnica MSIS, foi possível fazer um completo censo na cauda sul da galáxia NGC 2865, observando um total de 7 regiões. O sucesso desta técnica vai ser uma grande ferramenta para trabalhos posteriores, nos quais poderemos fazer censos de regiões HII em diferentes estágios evolutivos de galáxias em interação. Uma importante pergunta que queremos responder é a seguinte: a quantidade de objetos encontrados no meio intergaláctico depende do estágio evolutivo do sistema em interação? Esta pergunta pode ser respondida com um estudo estatístico de vários sistemas em diferentes estágios dinâmicos. No caso de NGC 2865, foi analisado um sistema de pós-fusão, onde a galáxia resultante está atualmente relaxada e foi estimado que a fusão ocorreu há mais de 4 Gyr. Assim, uma das características observadas para NGC 2865 é que as regiões encontradas apresentam as maiores idades ao serem comparadas a outros sistemas, estando quase no limite do que pode ser detectado nas bandas ultravioletas. Assim, uma hipótese que podemos obter da análise destes sistemas é que quanto maior for o tempo desde a fusão, mais difícil será a detecção de regiões intergalácticas usando as bandas UV.

7.1 Regiões HI ou TDGs?

Ao longo das caudas de maré pode-se encontrar diversos tipos de objetos, desde pequenos aglomerados estelares até TDGs. Duc et al. (2004), usando a massa observada para cada objeto, classificou-os em: (1) regiões de formação estelar com massas menores a $10^7 M_{\odot}$, que, nas imagens ópticas, assemelham-se às condensações estelares compactas. Estes objetos estão localizados nas regiões centrais das fusões (Whitmore et al., 1999), nas pontes de maré ou ao longo das extensas caudas de maré (Knierman et al., 2003) sem ter uma localização preferencial; e (2) galáxias anãs de maré ou TDGs com massas maiores a $10^7 M_{\odot}$, as quais apresentam massas e tamanhos semelhantes às encontradas em galáxias anãs locais. Estas galáxias são tipicamente localizadas nas pontas das caudas de maré as quais apresentam grandes condensações de gás de HI (Duc e Mirabel, 1998; Weilbacher et al., 2003; Knierman et al., 2003; Bournaud et al., 2004). Estas caudas podem se estender por grandes distâncias além da emissão óptica, como o exemplo do sistema HCG 100, em que a cauda se estende além dos 120 kpc.

Neste trabalho, encontramos um total de 23 objetos no meio intergaláctico associados aos sistemas ‘hospedeiros’. Estes objetos intergalácticos estão localizados em regiões da cauda de HI com diferentes densidades de gás, sendo os objetos do sistema de HCG 100 os únicos localizados nos picos do gás de HI, lugar favorável para a formação de TDGs. Em contrapartida, os objetos dos sistemas NGC 6872, NGC 2782 e NGC 2865 estão espalhados em regiões coincidentes com as caudas de HI, mas não estando localizados em regiões de máxima emissão de HI, como estão as TDGs. Esta diferença na localização das regiões pode ser observada na figura 7.1, em que apresentamos os sistemas de NGC 2865 e HCG 100. Esta pode ser uma das principais características das caudas de maré de HI para distinguir em uma rápida olhada onde a possibilidade de encontrar TDGs é maior. Assim sendo, as duas regiões de formação estelar do sistema de HCG 100 são as melhores candidatas a ser TDGs. Para confirmar se elas são TDGs é necessário observar se estão associadas a um poço de potencial, ou seja, precisamos obter seus campos de velocidades curvas de rotação e dispersão, informações que não estão disponíveis para mais do que algumas poucas TDGs na literatura.

Dos 23 objetos deste trabalho, apenas os encontrados no grupo compacto HCG 100 foram considerados como candidatos a TDGs. Este resultado é também observado por de

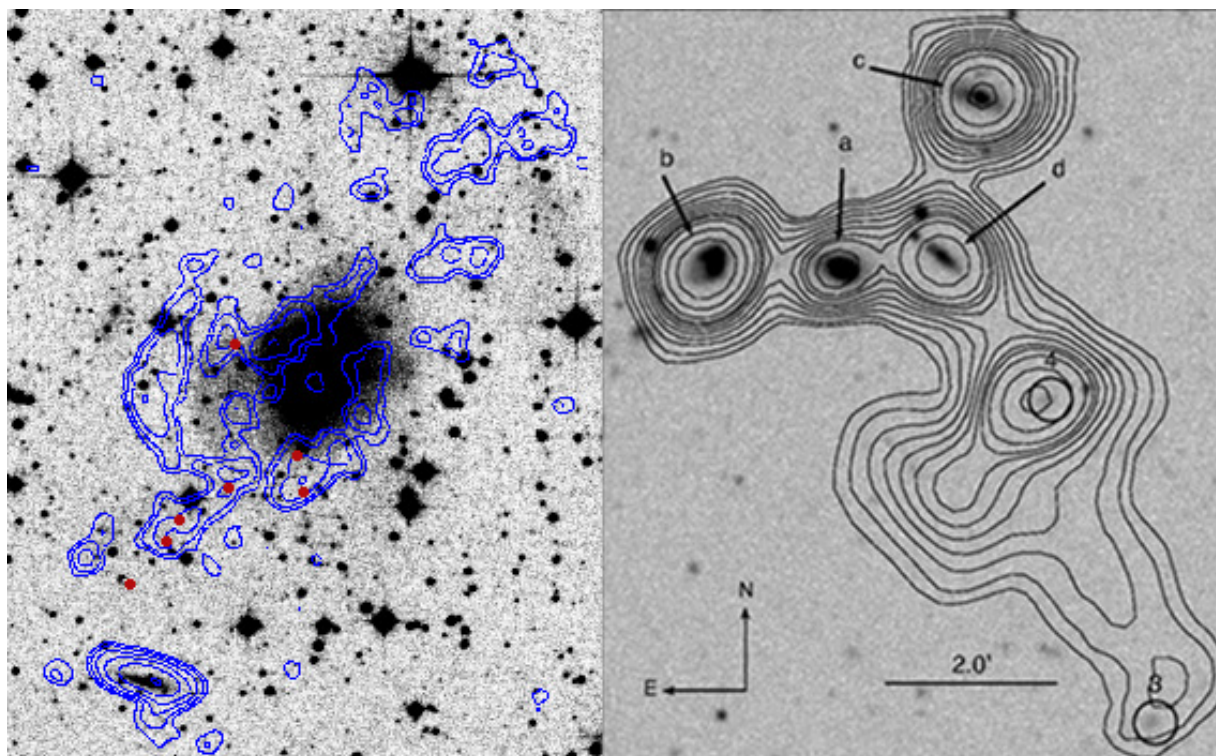


Figura 7.1: Diferença na concentração do gás de HI dos sistemas NGC 2865 e HCG 100.

Mello et al. (2012), que concluíram que isso se deve a um efeito ambiental, i.e., que grupos compactos de galáxias com caudas de maré de HI são mais propensos a hospedar regiões de formação estelar de maior massa ou TDGs. Nossos resultados também concordam com o trabalho apresentado por Knierman et al. (2003), quem descobriu que as estruturas formadas nas caudas de maré (óptica e HI) podem manifestar-se tanto como aglomerados ao longo da cauda ou sistemas maiores, como galáxias anãs, mas não em ambos.

As 23 regiões de formação estelar encontradas neste trabalho abarcam um intervalo de massa de $5 \times 10^{3-6} M_{\odot}$. Porém, algo para ter-se em mente é o fato de que as massas estelares obtidas para estes objetos foram estimadas usando a luminosidade da banda FUV, um surto de formação estelar e uma IMF Salpeter, implicando que gerações velhas de estrelas não foram levadas em conta. Com isso, este fato pode implicar que estamos estimando um limite inferior da massa de cada objeto. Se considerarmos as massas estimadas para nossas regiões de formação estelar encontradas neste trabalho, estas seriam classificadas como regiões HII e não como TDGs. Mas focando a atenção para as regiões encontradas em HCG 100, que têm maior probabilidade de ser TDG, as massas encontradas por de Mello et al. (2008) podem estar subestimadas, além dos fatos descritos acima, pelo fato de

ter sido estimada usando uma abertura variável no momento da obtenção da cor FUV-NUV, repercutindo diretamente na massa.

As idades para todas as nossas regiões foram menores que 200 Myr, deste modo, considera-se que estas regiões são jovens e que foram formadas *in situ*, pois não é provável que tenham sido ejetadas das galáxias progenitoras no momento da interação. Realizando um simples cálculo (velocidade = distância/tempo), conclui-se que é impossível que essas regiões tenham percorrido a distância onde foram encontradas em um lapso de tempo tão pequeno.

7.2 Enriquecimento do meio intergaláctico com metais

Estimamos a abundância de oxigênio para 21 das 23 regiões intergalácticas encontradas neste trabalho - e para isso usamos os estimadores R23, N2 e O3N2. Notamos que a diferença encontrada ao usar os diferentes estimadores estão na margem de erro, e isso também foi observado por vários autores (e.g. Mendes de Oliveira et al., 2006; de Mello et al., 2012; Torres-Flores et al., 2012). A metalicidade estimada para cada região foi $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \geq 8.4$, e em 7 casos encontramos uma metalicidade igual ou maior à solar ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.7$, Asplund et al., 2009). Assim, a metalicidade encontrada em nossas regiões implica que contem uma grande quantidade de metais. Metalicidades altas como as encontradas neste trabalho não são esperadas para regiões HII nem para galáxias anãs ‘classicas’. De fato para dois dos quatro sistemas aqui estudados (HCG 100 e NGC 6872), foi possível correlacionar a magnitude absoluta B com a metalicidade. Esta relação é bem conhecida para galáxias e galáxias anãs locais, onde pode-se observar que: quanto maior a luminosidade, maior será a metalicidade; e quanto menor for a luminosidade, menor será a metalicidade. Porém, para as regiões encontradas nas caudas de maré de HI, esta relação não é válida. Nestes casos, é encontrada uma alta metalicidade para regiões com baixa luminosidade. A metalicidade encontrada é comparável com a metalicidade das galáxias progenitoras, como foi observado para o sistema de HCG 100, figura 3.5. Este fato confirma que estas regiões foram formadas por um gás pré-enriquecido, i.e., foram formadas com o gás que foi ejetado do disco das galáxias durante a interação, o qual já havia passado por vários processos de formação estelar.

Como pode ser observado na figura 7.2, a metalicidade das galáxias não experimentou

uma evolução desde um redshift 2 enquanto os *major merger* têm aumentado desde um redshift 0 até aproximadamente 1.8 (López-Sanjuan et al., 2013). Este aumento é bem descrito pela lei de potência $R_{MM} \propto (1 + z)^{3.95}$, até pelo menos um $z \sim 1.5$. Estudos prévios usando o critério da morfologia (Conselice et al., 2008) e fotometria (Ryan et al., 2008) sugerem que a parametrização dado uma lei de potência não é válida para $z \gtrsim 1.5$, onde a curva começaria a decair indicando um máximo da taxa dos *major meger* em $z \sim 2$ (e.g. López-Sanjuan et al., 2009, 2013).

O fato de termos encontrado altas metalicidades em nossas regiões e o descrito acima pode implicar que a interação entre galáxia pode ter desempenhado um papel importante na poluição do meio intergaláctico com metais, tendo talvez um pico em um redshift aproximado de 2, que é onde se espera que as interações de galáxias foram mais comuns ao longo da história. Assim, como pode ser observado no sistema de HCG 100, as regiões formadas pelo gás expulso das galáxias apresentam altas metalicidade, semelhante à encontrada nas galáxias progenitoras, apesar de encontrar-se a mais de 100 kpc destas - resultado também observado para NGC 2865 e NGC 2782.

Mais observações de sistemas em interação em diferentes estágios evolutivos poderão elucidar os problemas ainda pendentes no estudo das TDGs e outros objetos formados em caudas de maré. Uma amostra maior certamente ajudaria para dar uma conclusão definitiva os resultados aqui apresentados.

Com respeito as TDGs, é preciso obter a cinemática interna delas para assim poder confirmar o estágio dinâmico no qual encontra-se estes objetos. Observações com o instrumento Fabry-Perot ou IFU (e.g, Mendes de Oliveira et al. 2001) proporcionariam uma distribuição bi-dimensional da velocidade e são, portanto, bem adequado para esta tarefa.

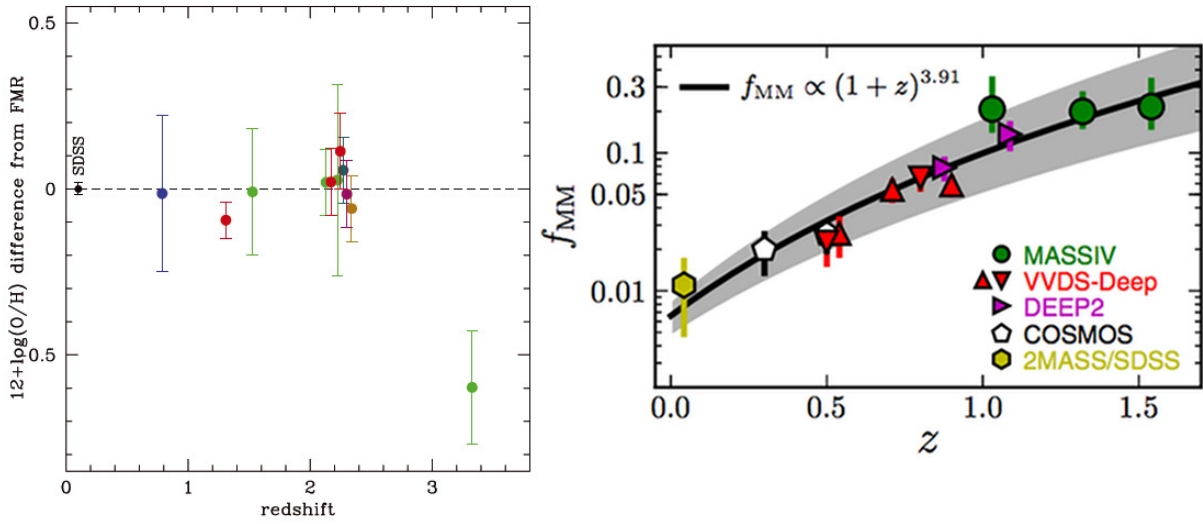


Figura 7.2: Fração de *merger* e metalicidade das galáxias vs o redshift. A metalicidade parece não apresentar evolução até pelo menos um redshift de 2, enquanto a interação entre galáxias parece ir aumentando desde um z 0 até ~ 1.5 . Créditos: Mannucci et al. (2010), Figura 4 e López-Sanjuan et al. (2013), Figura 25.

Referências Bibliográficas

- Abraham R. G., Tanvir N. R., Santiago B. X., Ellis R. S., Glazebrook K., van den Bergh S., Galaxy morphology to $I=25$ mag in the Hubble Deep Field, *MNRAS*, 1996, vol. 279, p. L47
- Alloin D., Collin-Souffrin S., Joly M., Vigroux L., Nitrogen and oxygen abundances in galaxies, *A&A*, 1979, vol. 78, p. 200
- Amôres E. B., Lépine J. R. D., Models for Interstellar Extinction in the Galaxy, *AJ*, 2005, vol. 130, p. 659
- Arnaboldi M., Gerhard O., Okamura S., Kashikawa N., Yasuda N., Freeman K. C., Multi-Slit Imaging Spectroscopy Technique: Catalog of Intracuster Planetary Nebulae in the Coma Cluster, *PASJ*, 2007, vol. 59, p. 419
- Arp H., Atlas of Peculiar Galaxies, *ApJS*, 1966, vol. 14, p. 1
- Arrigoni Battaia F., Gavazzi G., Fumagalli M., Boselli A., Boissier S., Cortese L., Heinis S., Ferrarese L., Côté P., Mihos J. C., Cuillandre J. C., Duc P.-A., Durrell P., Gwyn S., Jordán A., Liu C., Stripped gas as fuel for newly formed H ii regions in the encounter between VCC 1249 and M 49: a unified picture from NGVS and GUViCS, *A&A*, 2012, vol. 543, p. A112
- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., The Chemical Composition of the Sun, *ARA&A*, 2009, vol. 47, p. 481
- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects, *PASP*, 1981, vol. 93, p. 5

- Bastian N., Hempel M., Kissler-Patig M., Homeier N. L., Trancho G., The star cluster population in the tidal tails of NGC 6872, *A&A*, 2005, vol. 435, p. 65
- Becker G. D., Sargent W. L. W., Rauch M., Simcoe R. A., Discovery of Excess O I Absorption toward the $z=6.42$ QSO SDSS J1148+5251, *ApJ*, 2006, vol. 640, p. 69
- Bettoni D., Buson L. M., Galletta G., NGC 4262: a Virgo galaxy with an extended ultraviolet ring, *A&A*, 2010, vol. 519, p. A72
- Bica E., Alloin D., Analysis of absorption-line spectra in a sample of 164 galactic nuclei, *A&AS*, 1987, vol. 70, p. 281
- Bitsakis T., Charmandaris V., da Cunha E., Díaz-Santos T., Le Floc'h E., Magdis G., A mid-IR study of Hickson compact groups. II. Multiwavelength analysis of the complete GALEX-Spitzer sample, *A&A*, 2011, vol. 533, p. A142
- Bohlin R. C., Savage B. D., Drake J. F., A survey of interstellar H I from L-alpha absorption measurements. II, *ApJ*, 1978, vol. 224, p. 132
- Boquien M., Duc P.-A., Galliano F., Braine J., Lisenfeld U., Charmandaris V., Appleton P. N., Star Formation in Collision Debris: Insights from the Modeling of Their Spectral Energy Distribution, *AJ*, 2010, vol. 140, p. 2124
- Boquien M., Duc P.-A., Wu Y., Charmandaris V., Lisenfeld U., Braine J., Brinks E., Iglesias-Páramo J., Xu C. K., Collisional Debris as Laboratories to Study Star Formation, *AJ*, 2009, vol. 137, p. 4561
- Bournaud F., Star formation and structure formation in galaxy collisions, *ArXiv e-prints*, 2009
- Bournaud F., Tidal Dwarf Galaxies and Missing Baryons, *Advances in Astronomy*, 2010, vol. 2010
- Bournaud F., Duc P.-A., Amram P., Combes F., Gach J.-L., Kinematics of tidal tails in interacting galaxies: Tidal dwarf galaxies and projection effects, *A&A*, 2004, vol. 425, p. 813

- Bournaud F., Duc P.-A., Brinks E., Boquien M., Amram P., Lisenfeld U., Koribalski B. S., Walter F., Charmandaris V., Missing Mass in Collisional Debris from Galaxies, *Science*, 2007, vol. 316, p. 1166
- Bournaud F., Duc P.-A., Emsellem E., High-resolution simulations of galaxy mergers: resolving globular cluster formation, *MNRAS*, 2008, vol. 389, p. L8
- Bournaud F., Jog C. J., Combes F., Galaxy mergers with various mass ratios: Properties of remnants, *A&A*, 2005, vol. 437, p. 69
- Braine J., Duc P.-A., Lisenfeld U., Charmandaris V., Vallejo O., Leon S., Brinks E., Abundant molecular gas in tidal dwarf galaxies: On-going galaxy formation, *A&A*, 2001, vol. 378, p. 51
- Braine J., Lisenfeld U., Duc P.-A., Leon S., Formation of molecular gas in the tidal debris of violent galaxy-galaxy interactions, *Nature*, 2000, vol. 403, p. 867
- Calzetti D., Kinney A. L., Storchi-Bergmann T., Dust extinction of the stellar continua in starburst galaxies: The ultraviolet and optical extinction law, *ApJ*, 1994, vol. 429, p. 582
- Carter D., Prieur J. L., Wilkinson A., Sparks W. B., Malin D. F., Spectra of shell ellipticals - Redshifts, velocity dispersions and evidence for recent nuclear star formation, *MNRAS*, 1988, vol. 235, p. 813
- Conselice C. J., Rajgor S., Myers R., The structures of distant galaxies - I. Galaxy structures and the merger rate to $z \sim 3$ in the Hubble Ultra-Deep Field, *MNRAS*, 2008, vol. 386, p. 909
- Croxall K. V., van Zee L., Lee H., Skillman E. D., Lee J. C., Côté S., Kennicutt Jr. R. C., Miller B. W., Chemical Abundances of Seven Irregular and Three Tidal Dwarf Galaxies in the M81 Group, *ApJ*, 2009, vol. 705, p. 723
- de Mello D. F., Torres-Flores S., Mendes de Oliveira C., Searching for Star Formation Outside Galaxies: Multiwavelength Analysis of the Intragroup Medium of Hickson Compact Group 100, *AJ*, 2008, vol. 135, p. 319

- de Mello D. F., Urrutia-Viscarra F., Mendes de Oliveira C., Torres-Flores S., Carrasco E. R., Cypriano E., Star formation in H I tails: HCG 92, HCG 100 and six interacting systems, *MNRAS*, 2012, vol. 426, p. 2441
- De Robertis M. M., Dufour R. J., Hunt R. W., A five-level program for ions of astrophysical interest, *JRASC*, 1987, vol. 81, p. 195
- 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, *S&T*, 1991, vol. 82, p. 621
- Denicoló G., Terlevich R., Terlevich E., New light on the search for low-metallicity galaxies - I. The N2 calibrator, *MNRAS*, 2002, vol. 330, p. 69
- Devereux N. A., Nearby starburst galaxies, *ApJ*, 1989, vol. 346, p. 126
- Díaz C. G., Ryan-Weber E. V., Cooke J., Pettini M., Madau P., A galaxy as the source of a C IV absorption system close to the epoch of reionization, *MNRAS*, 2011, vol. 418, p. 820
- Djorgovski S., Davis M., Fundamental properties of elliptical galaxies, *ApJ*, 1987, vol. 313, p. 59
- D'Odorico V., Cupani G., Cristiani S., et al., Metals in the IGM approaching the reionization epoch: results from X-shooter at the VLT, *MNRAS*, 2013, vol. 435, p. 1198
- Dopita M. A., Evans I. N., Theoretical models for H II regions. II - The extragalactic H II region abundance sequence, *ApJ*, 1986, vol. 307, p. 431
- Duc P.-A., , 2012 Birth, Life and Survival of Tidal Dwarf Galaxies. p. 305
- Duc P.-A., Bournaud F., Masset F., A top-down scenario for the formation of massive Tidal Dwarf Galaxies, *A&A*, 2004, vol. 427, p. 803
- Duc P.-A., Braine J., Lisenfeld U., Brinks E., Boquien M., VCC 2062: an old tidal dwarf galaxy in the Virgo cluster?, *A&A*, 2007, vol. 475, p. 187

- Duc P.-A., Brinks E., Springel V., Pichardo B., Weillbacher P., Mirabel I. F., Formation of a Tidal Dwarf Galaxy in the Interacting System Arp 245 (NGC 2992/93), *AJ*, 2000, vol. 120, p. 1238
- Duc P.-A., Mirabel I. F., Young tidal dwarf galaxies around the gas-rich disturbed lenticular NGC 5291, *A&A*, 1998, vol. 333, p. 813
- Duc P.-A., Paudel S., McDermid R. M., Cuillandre J.-C., Serra P., Bournaud F., Cappellari M., Emsellem E., Identification of old tidal dwarfs near early-type galaxies from deep imaging and H I observations, *MNRAS*, 2014, vol. 440, p. 1458
- Edmunds M. G., Pagel B. E. J., On the composition of H II regions in southern galaxies. III - NGC 2997 and 7793, *MNRAS*, 1984, vol. 211, p. 507
- Faber S. M., Jackson R. E., Velocity dispersions and mass-to-light ratios for elliptical galaxies, *ApJ*, 1976, vol. 204, p. 668
- Fasano G., Bettoni D., Morphology of early-type galaxies in compact groups, 2., *AJ*, 1994, vol. 107, p. 1649
- Fitzpatrick M. J., The IRAF Radial Velocity Analysis Package. In *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, vol. 52 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 1993, p. 472
- Fort B. P., Prieur J.-L., Carter D., Meatheringham S. J., Vigroux L., Surface photometry of shell galaxies, *ApJ*, 1986, vol. 306, p. 110
- Georgakakis A., Hopkins A. M., Caulton A., Wiklind T., Terlevich A. I., Forbes D. A., Cold gas in elliptical galaxies, *MNRAS*, 2001, vol. 326, p. 1431
- Gerhard O., Arnaboldi M., Freeman K. C., Kashikawa N., Okamura S., Yasuda N., Detection of Intracluster Planetary Nebulae in the Coma Cluster, *ApJ*, 2005, vol. 621, p. L93
- Gerhard O., Arnaboldi M., Freeman K. C., Okamura S., Isolated Star Formation: A Compact H II Region in the Virgo Cluster, *ApJ*, 2002, vol. 580, p. L121

- Gerhard O., Arnaboldi M., Freeman K. C., Okamura S., Kashikawa N., Yasuda N., The kinematics of intracluster planetary nebulae and the on-going subcluster merger in the Coma cluster core, *A&A*, 2007, vol. 468, p. 815
- Glazebrook K., Ellis R., Santiago B., Griffiths R., The morphological identification of the rapidly evolving population of faint galaxies, *MNRAS*, 1995, vol. 275, p. L19
- Green M. R., Godwin J. G., Peach J. V., Redshifts of galaxies in some southern groups and clusters, *MNRAS*, 1988, vol. 234, p. 1051
- Gronwall C., Ciardullo R., Hickey T., Gawiser E., Feldmeier J. J., van Dokkum P. G., Urry C. M., Herrera D., Lehmer B. D., Infante L., Orsi A., Marchesini D., Blanc G. A., Francke H., Lira P., Treister E., Ly α Emission-Line Galaxies at $z = 3.1$ in the Extended Chandra Deep Field-South, *ApJ*, 2007, vol. 667, p. 79
- Hau G. K. T., Carter D., Balcells M., The shell elliptical galaxy NGC 2865: evolutionary population synthesis of a kinematically distinct core, *MNRAS*, 1999, vol. 306, p. 437
- Hibbard J. E., Mihos J. C., Dynamical Modeling of NGC 7252 and the Return of Tidal Material, *AJ*, 1995, vol. 110, p. 140
- Hibbard J. E., Rupen M., van Gorkom J. H., eds., 2001 Gas and Galaxy Evolution vol. 240 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series
- Hibbard J. E., van der Hulst J. M., Barnes J. E., Rich R. M., High-Resolution H I Mapping of NGC 4038/39 ("The Antennae") and Its Tidal Dwarf Galaxy Candidates, *AJ*, 2001, vol. 122, p. 2969
- Hickson P., Systematic properties of compact groups of galaxies, *ApJ*, 1982, vol. 255, p. 382
- Hickson P., Atlas of Compact Groups of Galaxies (Special Issue), *Astrophysical Letters and Communications*, 1993, vol. 29, p. 1
- Hickson P., Mendes de Oliveira C., Huchra J. P., Palumbo G. G., Dynamical properties of compact groups of galaxies, *ApJ*, 1992, vol. 399, p. 353
- Horellou C., Booth R., CO and HI in a southern sample of interacting galaxies. I. The data, *A&AS*, 1997, vol. 126, p. 3

- Horellou C., Koribalski B., The gigantic interacting galaxy NGC 6872, *Ap&SS*, 2003, vol. 284, p. 499
- Horellou C., Koribalski B., Stars and gas in the very large interacting galaxy NGC 6872, *A&A*, 2007, vol. 464, p. 155
- Huchra J. P., Vogeley M. S., Geller M. J., The CFA Redshift Survey: Data for the South Galactic CAP, *ApJS*, 1999, vol. 121, p. 287
- Hunter D. A., Hunsberger S. D., Roye E. W., Identifying Old Tidal Dwarf Irregulars, *ApJ*, 2000, vol. 542, p. 137
- Jensen E. B., Strom K. M., Strom S. E., Composition Gradients in Spiral Galaxies: a Consistency Check on the n -Wave Theory, *ApJ*, 1976, vol. 209, p. 748
- Jogee S., Kenney J. D. P., Smith B. J., The Remarkable Starburst-driven Outflow in NGC 2782, *ApJ*, 1998, vol. 494, p. L185
- Jogee S., Kenney J. D. P., Smith B. J., A Gas-rich Nuclear Bar Fueling a Powerful Central Starburst in NGC 2782, *ApJ*, 1999, vol. 526, p. 665
- Johnston K. V., Bullock J. S., Sharma S., Font A., Robertson B. E., Leitner S. N., Tracing Galaxy Formation with Stellar Halos. II. Relating Substructure in Phase and Abundance Space to Accretion Histories, *ApJ*, 2008, vol. 689, p. 936
- Jorgensen I., Franx M., Kjaergaard P., CCD surface photometry for E and S0 galaxies in the Coma cluster, *A&AS*, 1992, vol. 95, p. 489
- Kauffmann G., Heckman T. M., Tremonti C., Brinchmann J., Charlot S., White S. D. M., Ridgway S. E., Brinkmann J., Fukugita M., Hall P. B., Ivezić Ž., Richards G. T., Schneider D. P., The host galaxies of active galactic nuclei, *MNRAS*, 2003, vol. 346, p. 1055
- Kennicutt Jr. R. C., The Global Schmidt Law in Star-forming Galaxies, *ApJ*, 1998, vol. 498, p. 541
- Knierman K. A., Gallagher S. C., Charlton J. C., Hunsberger S. D., Whitmore B., Kundu A., Hibbard J. E., Zaritsky D., From Globular Clusters to Tidal Dwarfs: Structure Formation in the Tidal Tails of Merging Galaxies, *AJ*, 2003, vol. 126, p. 1227

- Knierman K. A., Scowen P., Veach T., Groppi C., Mullan B., Konstantopoulos I., Knezek P. M., Charlton J., Tidal Tails of Minor Mergers. II. Comparing Star Formation in the Tidal Tails of NGC 2782, *ApJ*, 2013, vol. 774, p. 125
- Kroupa P., The Dark Matter Crisis: Falsification of the Current Standard Model of Cosmology, *PASA*, 2012, vol. 29, p. 395
- Lake G., Dressler A., A dynamical study of merger remnants, *ApJ*, 1986, vol. 310, p. 605
- Le Fèvre O., Abraham R., Lilly S. J., Ellis R. S., Brinchmann J., Schade D., Tresse L., Colless M., Crampton D., Glazebrook K., Hammer F., Broadhurst T., Hubble Space Telescope imaging of the CFRS and LDSS redshift surveys - IV. Influence of mergers in the evolution of faint field galaxies from $z \sim 1$, *MNRAS*, 2000, vol. 311, p. 565
- Lee-Waddell K., Spekkens K., Haynes M. P., Stierwalt S., Chengalur J., Chandra P., Giovanelli R., Pre-existing dwarfs, tidal knots and a tidal dwarf galaxy: an unbiased H I study of the gas-rich interacting galaxy group NGC 3166/9, *MNRAS*, 2012, vol. 427, p. 2314
- Leitherer C., Schaerer D., Goldader J. D., González Delgado R. M., Robert C., Kune D. F., de Mello D. F., Devost D., Heckman T. M., Starburst99: Synthesis Models for Galaxies with Active Star Formation, *ApJS*, 1999, vol. 123, p. 3
- Lisenfeld U., Braine J., Duc P.-A., Brinks E., Charmandaris V., Leon S., Molecular and ionized gas in the tidal tail in Stephan's Quintet, *A&A*, 2004, vol. 426, p. 471
- Lisenfeld U., Braine J., Duc P.-A., Leon S., Charmandaris V., Brinks E., Abundant molecular gas in the intergalactic medium of Stephan's Quintet, *A&A*, 2002, vol. 394, p. 823
- Lisenfeld U., Mundell C. G., Schinnerer E., Appleton P. N., Allsopp J., Molecular Gas and Dust in Arp 94: The Formation of a Recycled Galaxy in an Interacting System, *ApJ*, 2008, vol. 685, p. 181
- López-Sanjuan C., Balcells M., Pérez-González P. G., Barro G., García-Dabó C. E., Gallego J., Zamorano J., The galaxy major merger fraction to $\{z\} 1$, *A&A*, 2009, vol. 501, p. 505

- López-Sanjuan C., Le Fèvre O., Tasca L. A. M., Epinat B., Amram P., Contini T., Garilli B., Kissler-Patig M., Moulataka J., Paioro L., Perret V., Queyrel J., Tresse L., Vergani D., Divoy C., MASSIV: Mass Assembly Survey with SINFONI in VVDS. V. The major merger rate of star-forming galaxies at $0.9 < z < 1.8$ from IFS-based close pairs, *A&A*, 2013, vol. 553, p. A78
- Malin D. F., Carter D., A catalog of elliptical galaxies with shells, *ApJ*, 1983, vol. 274, p. 534
- Mannucci F., Cresci G., Maiolino R., Marconi A., Gnerucci A., A fundamental relation between mass, star formation rate and metallicity in local and high-redshift galaxies, *MNRAS*, 2010, vol. 408, p. 2115
- Maybhate A., Masiero J., Hibbard J. E., Charlton J. C., Palma C., Knierman K. A., English J., An HI threshold for star cluster formation in tidal debris, *MNRAS*, 2007, vol. 381, p. 59
- McCall M. L., Rybski P. M., Shields G. A., The chemistry of galaxies. I - The nature of giant extragalactic H II regions, *ApJS*, 1985, vol. 57, p. 1
- McGaugh S. S., H II region abundances - Model oxygen line ratios, *ApJ*, 1991, vol. 380, p. 140
- Mendes de Oliveira C., Cypriano E. S., Sodr e Jr. L., Balkowski C., A Nursery of Young Objects: Intergalactic H II Regions in Stephan's Quintet, *ApJ*, 2004, vol. 605, p. L17
- Mendes de Oliveira C. L., Temporin S., Cypriano E. S., Plana H., Amram P., Sodr e Jr. L., Balkowski C., The K Luminosity-Metallicity Relation for Dwarf Galaxies and the Tidal Dwarf Galaxies in the Tails of HCG 31, *AJ*, 2006, vol. 132, p. 570
- Meyer M. J., Zwaan M. A., Webster R. L., Staveley-Smith L., Ryan-Weber E., Drinkwater M. J., Barnes D. G., Howlett M., Kilborn V. A., Stevens J., Waugh M., Pierce M. J., Bhathal R., de Blok W. J. G., Disney M. J., Ekers R. D., Freeman K. C., The HIPASS catalogue - I. Data presentation, *MNRAS*, 2004, vol. 350, p. 1195
- Michel-Dansac L., Duc P.-A., Bournaud F., Cuillandre J.-C., Emsellem E., Oosterloo T., Morganti R., Serra P., Ibata R., A Collisional Origin for the Leo Ring, *ApJ*, 2010, vol. 717, p. L143

- Mihos J. C., Bothun G. D., Richstone D. O., Modeling the Spatial Distribution of Star Formation in Interacting Disk Galaxies, *ApJ*, 1993, vol. 418, p. 82
- Minchin R. F., Disney M. J., Boyce P. J., de Blok W. J. G., Parker Q. A., Banks G. D., Freeman K. C., Garcia D. A., Gibson B. K., Grossi M., Haynes R. F., Knezek P. M., Lang R. H., Malin D. F., Price R. M., Stewart I. M., Wright A. E., HIDEEP - an extragalactic blind survey for very low column-density neutral hydrogen, *MNRAS*, 2003, vol. 346, p. 787
- Mo H., van den Bosch F. C., White S., *Galaxy Formation and Evolution*, 2010
- Moustakas J., Kennicutt Jr. R. C., Integrated Nebular Abundances of Disk Galaxies, *ApJ*, 2006, vol. 651, p. 155
- 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., Star Clusters in the Tidal Tails of Interacting Galaxies: Cluster Populations Across a Variety of Tail Environments, *ApJ*, 2011, vol. 731, p. 93
- Naab T., Burkert A., Statistical Properties of Collisionless Equal- and Unequal-Mass Merger Remnants of Disk Galaxies, *ApJ*, 2003, vol. 597, p. 893
- Nikiel-Wroczyński B., Soida M., Bomans D. J., Urbanik M., Discovery of a Tidal Dwarf Galaxy in the Leo Triplet, *ApJ*, 2014, vol. 786, p. 144
- Oosterloo T., van Gorkom J., A large H I cloud near the centre of the Virgo cluster, *A&A*, 2005, vol. 437, p. L19
- Osterbrock D. E., Ferland G. J., *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, 2006
- Pagel B. E. J., Edmunds M. G., Blackwell D. E., Chun M. S., Smith G., On the composition of H II regions in southern galaxies. I - NGC 300 and 1365, *MNRAS*, 1979, vol. 189, p. 95
- Peirani S., Crockett R. M., Geen S., Khochfar S., Kaviraj S., Silk J., Composite star formation histories of early-type galaxies from minor mergers: prospects for WFC3, *MNRAS*, 2010, vol. 405, p. 2327

- Pettini M., Madau P., Bolte M., Prochaska J. X., Ellison S. L., Fan X., The C IV Mass Density of the Universe at Redshift 5, *ApJ*, 2003, vol. 594, p. 695
- Pettini M., Pagel B. E. J., [OIII]/[NII] as an abundance indicator at high redshift, *MNRAS*, 2004, vol. 348, p. L59
- Pilyugin L. S., On the oxygen abundance determination in HII regions. High-metallicity regions, *A&A*, 2001, vol. 369, p. 594
- Plana H., Amram P., Mendes de Oliveira C., Balkowski C., Kinematics and Morphology of Ionized Gas in Hickson Compact Group 18, *AJ*, 2000, vol. 120, p. 621
- Plana H., Amram P., Mendes de Oliveira C., Balkowski C., Boulesteix J., Gas Kinematics in Three Hickson Compact Groups: The Data, *AJ*, 2003, vol. 125, p. 1736
- Rampazzo R., Marino A., Tantalò R., Bettoni D., Buson L. M., Chiosi C., Galletta G., Grützbauch R., Rich R. M., The Galaxy Evolution Explorer UV emission in shell galaxies: tracing galaxy ‘rejuvenation’ episodes, *MNRAS*, 2007, vol. 381, p. 245
- Richer M. G., McCall M. L., Oxygen abundances in diffuse ellipticals and the metallicity-luminosity relations for dwarf galaxies, *ApJ*, 1995, vol. 445, p. 642
- Ryan Jr. R. E., Cohen S. H., Windhorst R. A., Silk J., Galaxy Mergers at $z \sim 1$ in the HUDF: Evidence for a Peak in the Major Merger Rate of Massive Galaxies, *ApJ*, 2008, vol. 678, p. 751
- Ryan-Weber E. V., Meurer G. R., Freeman K. C., Putman M. E., Webster R. L., Drinkwater M. J., Ferguson H. C., Hanish D., Heckman T. M., Kennicutt Jr. R. C., Kilborn V. A., Knezek P. M., Koribalski B. S., Meyer M. J., Oey M. S., Smith R. C., Staveley-Smith L., Intergalactic H II Regions Discovered in SINGG, *AJ*, 2004, vol. 127, p. 1431
- Ryan-Weber E. V., Pettini M., Madau P., Intergalactic CIV absorption at redshifts 5.4 to 6, *MNRAS*, 2006, vol. 371, p. L78
- Ryan-Weber E. V., Pettini M., Madau P., Zych B. J., A downturn in intergalactic CIV as redshift 6 is approached, *MNRAS*, 2009, vol. 395, p. 1476
- Salpeter E. E., The Luminosity Function and Stellar Evolution., *ApJ*, 1955, vol. 121, p. 161

- Sandage A., Tammann G. A., Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies. In Carnegie Inst. of Washington, Publ. 635; Vol. 0; Page 0 , 1981, p. 0
- Savage B. D., Mathis J. S., Observed properties of interstellar dust, *ARA&A*, 1979, vol. 17, p. 73
- Schiminovich D., van Gorkom J. H., van der Hulst J. M., Malin D. F., Neutral hydrogen associated with shells and other fine structure in NGC 2865: A dynamically young elliptical?, *ApJ*, 1995, vol. 444, p. L77
- 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, *ApJ*, 1998, vol. 500, p. 525
- Schneider S. E., Neutral hydrogen in the M96 group - The galaxies and the intergalactic ring, *ApJ*, 1989, vol. 343, p. 94
- Schneider S. E., Skrutskie M. F., Hacking P. B., Young J. S., Dickman R. L., Claussen M. J., Salpeter E. E., Houck J. R., Terzian Y., Lewis B. M., Shure M. A., Multifrequency survey of the intergalactic cloud in the M96 group, *AJ*, 1989, vol. 97, p. 666
- Schweizer F., Star formation in colliding and merging galaxies. In *Nearly Normal Galaxies. From the Planck Time to the Present* , 1987, p. 18
- Seibert M., Martin D. C., Heckman T. M., Buat V., Hoopes C., Barlow T., Bianchi L., Byun Y.-I., Donas J., Forster K., Friedman P. G., Jelinsky P., Lee Y.-W., Madore B. F., Malina R., Milliard B., Testing the Empirical Relation between Ultraviolet Color and Attenuation of Galaxies, *ApJ*, 2005, vol. 619, p. L55
- Simcoe R. A., Cooksey K. L., Matejek M., Burgasser A. J., Bochanski J., Lovegrove E., Bernstein R. A., Pipher J. L., Forrest W. J., McMurtry C., Fan X., O'Meara J., Constraints on the Universal C IV Mass Density at $z \sim 6$ from Early Infrared Spectra Obtained with the Magellan FIRE Spectrograph, *ApJ*, 2011, vol. 743, p. 21
- Simkin S. M., Measurements of Velocity Dispersions and Doppler Shifts from Digitized Optical Spectra, *A&A*, 1974, vol. 31, p. 129

- Skillman E. D., Empirical oxygen abundances and physical conditions for relatively low abundance H II regions, *ApJ*, 1989, vol. 347, p. 883
- Smith B. J., The discovery of a long H I plume near the peculiar galaxy NGC 2782 (ARP 215), *ApJ*, 1991, vol. 378, p. 39
- Smith B. J., Optical imaging and high spatial resolution 21 CM H I observations of the peculiar galaxy NGC 2782 (Arp 215), *AJ*, 1994, vol. 107, p. 1695
- Smith B. J., Struck C., New Observations of Extra-Disk Molecular Gas in Interacting Galaxy Systems, Including a Two-Component System in Stephan's Quintet, *AJ*, 2001, vol. 121, p. 710
- Smith B. J., Struck C., Hancock M., Appleton P. N., Charmandaris V., Reach W. T., The Spitzer Spirals, Bridges, and Tails Interacting Galaxy Survey: Interaction-Induced Star Formation in the Mid-Infrared, *AJ*, 2007, vol. 133, p. 791
- Smith B. J., Struck C., Kenney J. D. P., Jogee S., The Molecule-rich Tail of the Peculiar Galaxy NGC 2782 (Arp 215), *The Astronomical Journal*, 1999, vol. 117, p. 1237
- Smith R. J., Lucey J. R., Hudson M. J., Schlegel D. J., Davies R. L., Streaming motions of galaxy clusters within 12000kms^{-1} - I. New spectroscopic data, *MNRAS*, 2000, vol. 313, p. 469
- Songaila A., The Minimum Universal Metal Density between Redshifts of 1.5 and 5.5, *ApJ*, 2001, vol. 561, p. L153
- Stephan M., Nebulæ (new) discovered and observed at the observatory of Marseilles, 1876 and 1877, M. Stephan, *MNRAS*, 1877, vol. 37, p. 334
- Storchi-Bergmann T., Calzetti D., Kinney A. L., Ultraviolet to near-infrared spectral distributions of star-forming galaxies: Metallicity and age effects, *ApJ*, 1994, vol. 429, p. 572
- Thilker D. A., Donovan J., Schiminovich D., Bianchi L., Boissier S., Gil de Paz A., Madore B. F., Martin D. C., Seibert M., Massive star formation within the Leo 'primordial' ring, *Nature*, 2009, vol. 457, p. 990

- Tonry J., Davis M., A survey of galaxy redshifts. I - Data reduction techniques, *AJ*, 1979, vol. 84, p. 1511
- Toomre A., Mergers and Some Consequences. In *Evolution of Galaxies and Stellar Populations*, 1977, p. 401
- Toomre A., Toomre J., Galactic Bridges and Tails, *ApJ*, 1972, vol. 178, p. 623
- Torres-Flores S., de Oliveira C. M., de Mello D. F., Scarano S., Urrutia-Viscarra F., NGC 2782: a merger remnant with young stars in its gaseous tidal tail, *MNRAS*, 2012, vol. 421, p. 3612
- Torres-Flores S., Epinat B., Amram P., Plana H., Mendes de Oliveira C., GHASP: an $H\alpha$ kinematic survey of spiral and irregular galaxies - IX. The near-infrared, stellar and baryonic Tully-Fisher relations, *MNRAS*, 2011, vol. 416, p. 1936
- Torres-Flores S., Mendes de Oliveira C., de Mello D. F., Amram P., Plana H., Epinat B., Iglesias-Páramo J., Star formation in the intragroup medium and other diagnostics of the evolutionary stages of compact groups of galaxies, *A&A*, 2009, vol. 507, p. 723
- Torres-Flores S., Scarano S., Mendes de Oliveira C., de Mello D. F., Amram P., Plana H., Star-forming regions and the metallicity gradients in the tidal tails: the case of NGC 92, *MNRAS*, 2014, vol. 438, p. 1894
- van der Hulst J. M., The kinematics and distribution of neutral hydrogen in the interacting galaxy pair NGC 4038/39, *A&A*, 1979, vol. 71, p. 131
- van Zee L., Salzer J. J., Haynes M. P., O'Donoghue A. A., Balonek T. J., Spectroscopy of Outlying H II Regions in Spiral Galaxies: Abundances and Radial Gradients, *AJ*, 1998, vol. 116, p. 2805
- Ventimiglia G., Arnaboldi M., Gerhard O., The unmixed kinematics and origins of diffuse stellar light in the core of the Hydra I cluster (Abell 1060), *A&A*, 2011, vol. 528, p. A24
- Verdes-Montenegro L., Yun M. S., Williams B. A., Huchtmeier W. K., Del Olmo A., Perea J., Where is the neutral atomic gas in Hickson groups?, *A&A*, 2001, vol. 377, p. 812
- Walter F., Martin C. L., Ott J., Extended Star Formation and Molecular Gas in the Tidal Arms near NGC 3077, *AJ*, 2006, vol. 132, p. 2289

- Weilbacher P. M., Duc P.-A., Fritze-v. Alvensleben U., Tidal dwarf candidates in a sample of interacting galaxies. II. Properties and kinematics of the ionized gas, *A&A*, 2003, vol. 397, p. 545
- Werk J. K., Putman M. E., Meurer G. R., Santiago-Figueroa N., Metal Transport to the Gaseous Outskirts of Galaxies, *ApJ*, 2011, vol. 735, p. 71
- Wetzstein M., Naab T., Burkert A., Do dwarf galaxies form in tidal tails?, *MNRAS*, 2007, vol. 375, p. 805
- Whitmore B. C., Schweizer F., Leitherer C., Borne K., Robert C., Hubble Space Telescope discovery of candidate young globular clusters in the merger remnant NGC 7252, *AJ*, 1993, vol. 106, p. 1354
- Whitmore B. C., Zhang Q., Leitherer C., Fall S. M., Schweizer F., Miller B. W., The Luminosity Function of Young Star Clusters in “the Antennae” Galaxies (NGC 4038-4039), *AJ*, 1999, vol. 118, p. 1551
- Wright E. L., A Cosmology Calculator for the World Wide Web, *PASP*, 2006, vol. 118, p. 1711
- Yagi M., Gu L., Fujita Y., Nakazawa K., Akahori T., Hattori T., Yoshida M., Makishima K., Multi-wavelength Studies of Spectacular Ram-pressure Stripping of a Galaxy. II. Star Formation in the Tail, *ApJ*, 2013, vol. 778, p. 91
- Yoshida M., Taniguchi Y., Murayama T., A forming dwarf galaxy in a tidal tail of the merging galaxy NGC 2782, *PASJ*, 1994, vol. 46, p. L195
- Yoshida M., Taniguchi Y., Murayama T., Three-dimensional Optical Spectroscopy of the Superwind Galaxy NGC 2782, *AJ*, 1999, vol. 117, p. 1158

Apêndice

Telescópios & Base de dados utilizados.

Neste capítulo descreveremos o telescópio utilizado ao longo da tese: Gemini. Além do instrumento GMOS/Gemini e a banco de dados do GALEX e “HI Rogues Gallery”

A.1 Galaxy Evolution Explorer: GALEX

O Galaxy Evolution Explorer (GALEX) é uma missão da Nasa, lançada em órbita em 28 de abril do 2003, e está produzindo a primeira base de dados espacial de imagem e espectros de todo o céu em ultravioleta (1350-2750 Å). O objetivo principal do GALEX é o estudo de formação estelar nas galáxias e sua evolução com o tempo. As observações obtidas pelo GALEX têm ajudado a compreender como as galáxias evoluem, pesquisando as causas da formação estelar no período em que a maioria das estrelas e elementos que vemos hoje em dia foram formados. Assim, nesses últimos anos temos podido entender um pouco melhor galáxias como a nossa, a Via Láctea.

O GALEX usa um telescópio Ritchey-Chrétien de 50 cm com 4 canais: imagens do ultravioleta próximo e distante (NUV e FUV, respectivamente) e espectroscopia nas bandas NUV e FUV são obtidas. O telescópio tem uma distância focal de 3m e é coberto com Al-MgF₂. O campo de visão é circular de 1°.28 e 1°.24 com uma resolução (FWHM) de 4.2" e 5.8" em FUV e NUV, respectivamente. Ele possibilita observações de objetos com magnitudes até $m_{AB} \sim 25$ e tem uma escala de pixel de 1.5 arcsec pixel⁻¹. As bandas de observação são, para FUV, 1350-1750 Å e para NUV, 1750-2750Å. Essas são obtidas simultaneamente usando um divisor de feixe dicróico que também atua como corretor de aberrações do campo. O divisor de feixe está dotado no lado da entrada de uma multicapa dielétrica, o qual reflete a banda FUV e transmite a banda NUV (Martin C. et al. 2005).

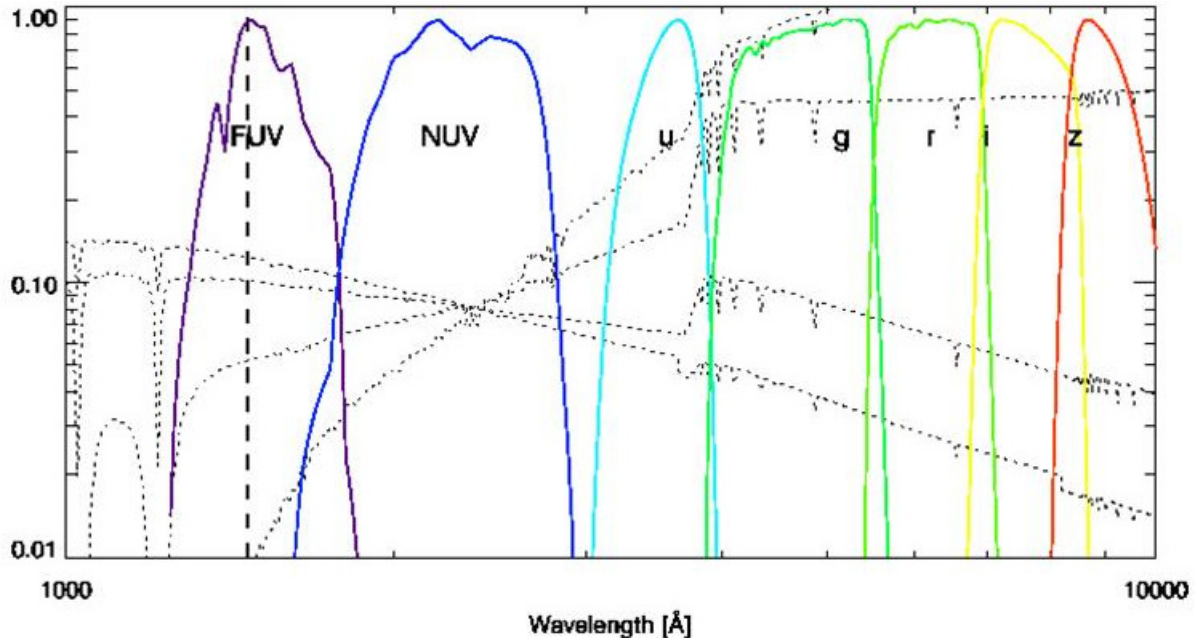


Figura A.1: Os filtros do GALEX (FUV e NUV) e do SLOAN (u,g,r,i,z) são mostrados. Em linhas contínuas apresenta-se espectros de 4 tipos de galáxias. Debaixo para cima, à esquerda, vão desde elípticas até espirais.

As propriedades básicas das bandas FUV e NUV são dadas na tabela A.1. A figura A.1 apresenta as bandas FUV e NUV com relação às bandas do Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Em linhas descontínuas se mostram diferentes espectros de galáxias variando suas histórias de surtos de formação estelar (jovens a velhas, de cima para abaixo).

Tabela A.1 - Apresentamos as propriedades básicas das bandas FUV e NUV do GALEX.

Parâmetro	FUV	NUV	Unidades
effective wavelength	1516	2267	Å
Average wavelength	1529	2312	Å
rms bandwidth	114	262	Å
FWHM bandwidth	269	616	Å
effective bandwidth	268	732	Å
$m_o(AB)$	18.82	20.08	Magnitudes

A.1.1 Manipulação dos dados

Nós usamos imagens do GALEX nas bandas do ultravioleta próximo (NUV $\lambda_{eff}=2271$ Å) e do ultravioleta distante (FUV $\lambda_{eff}=1528$ Å), com o céu removido, obtidas do “Multi-mission Archive at the Space Telescope Science Institute” (MAST)¹. Os fluxos FUV e NUV foram calculados usando Morrissey et al. (2005) $m_\lambda = -2.5 \log[F_\lambda/a_\lambda] + b_\lambda$, onde $a_{FUV} = 1.4 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$, $a_{NUV} = 2.06 \times 10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$, $b_{FUV} = 18.82$ e $b_{NUV} = 20.08$. Os fluxos foram multiplicados pela largura efetiva da banda para os filtros FUV e NUV ($\Delta\lambda_{FUV} = 269$ Å e $\Delta\lambda_{NUV} = 616$ Å) com o fim de obtê-los em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$.

A.2 Observatório Gemini

O observatório Gemini consiste de dois telescópios gêmeos, com espelhos primários de 8.19 metros de diâmetro e apenas 10 cm de espesor, localizados em Mauna Kea, Havaí e Cerro Pachon, Chile. Os telescópios estão desenhados para operar no visível e no infravermelho, juntos praticamente conseguem observar o céu inteiro.

Os telescópios Gemini foram construídos e são operados por um consórcio de sete países incluindo os Estados Unidos, Canada, Chile, Austrália, Brasil e Argentina. A parceria é gerenciada pela *Association of Universities for Research in Astronomy* (AURA). A sede internacional do Observatório Gemini está localizada em Hilo, Havaí, na Universidade do Havaí no Parque Universitário de Hilo. O tempo de uso é partilhado entre os membros de acordo com o apoio financeiro provido por cada país. Assim, o Brasil tem direito de 73 horas no Gemini Norte e 60 hrs no Gemini Sul, do tempo de telescópio destinado a observações científicas.

O telescópio Gemini Sul, Figura A.2, está localizado a 2.720 m de altitude. Situado na parte sul do deserto de Atacama, Cerro Pachón proporciona a melhor combinação entre condições de tempo, altitude e latitude mais austral do Hemisfério Sul. Os recursos de Cerro Pachón são compartilhados com o vizinho telescópio SOAR e os telescópios do Observatório Inter-Americano de Cerro Tololo. O Telescópio Gemini Norte, Figura A.3, está localizado no vulcão adormecido Mauna Kea, a 4.220 m de altitude, no Havaí, Estados Unidos. O Telescópio Gemini Norte é parte da comunidade internacional de observatórios,

¹ <http://galex.stsci.edu/GR2/?page=mastform>

que foi construída naquele sítio para aproveitar as excelentes vantagens das condições atmosféricas locais.

Os telescópios Gemini têm sido integrados com modernas tecnologias de rede, permitindo operações remotas a partir de salas de controle nas instalações em Hilo e La Serena (Chile). Com a flexibilidade da “operação em fila²” e a participação remota, os pesquisadores em qualquer parte dos países membros terão assegurado o melhor conjunto entre observação, instrumento e condições de observação.



Figura A.2: A imagem mostra o pico do Cerro Pachon junto com as instalações do telescópio Gemini Sul. O telescópio está localizado a 2.720 m de altitude. Atrás dele dá para ver os picos nevados da Cordillera de los Andes.

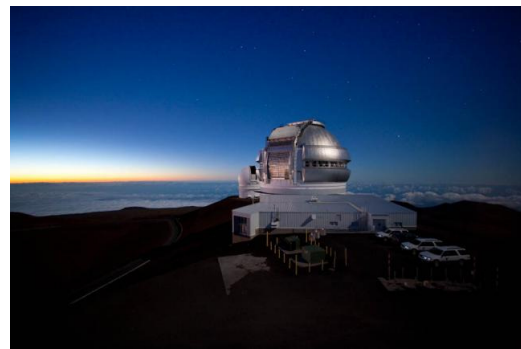


Figura A.3: Uma vista do Observatório Gemini Norte no pico de Mauna Kea. Pode-se observar o Pôr do sol e as primeiras estrelas começando a sair. Diretamente atrás do Gemini está o telescópio Canada France Hawaii (CFHT).

A.2.1 Instrumento GMOS

Os dois *Gemini Multi-Object Spectrographs* (GMOS-N e GMOS-S), um em cada telescópio, estão fornecidos com espectroscopia *long-slit* e *multi-slit* em um intervalo de comprimento de onda entre 0.36 - 0.94 μm , além de imagens sobre um campo de visão de 5.5 arcmin. Cada GMOS está também equipado com um *Integral Field Unit* (IFU) e o modo *Nod-and-Shuffle*, que permite uma melhor subtração do céu, também é disponível em ambos telescópios na maioria dos modos espectroscópicos.

O instrumento GMOS foi construído numa colaboração entre UK Astronomy Technology Centre, the University of Durham em UK e o Herzberg Institute of Astrophysics em Canada. GMOS-N foi entregue em Julho do 2001 e o GMOS-S em Dezembro do 2002.

² As observações são efetuadas pelos astrônomos do Gemini em noites com condições adequadas para o projeto científico.

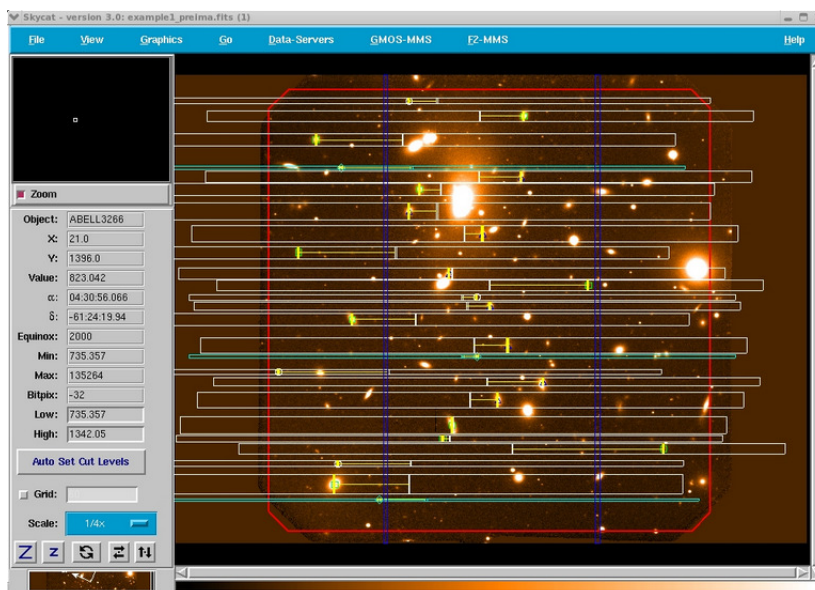


Figura A.4: Exemplo da mascara multi fenda preparada com GMOS, esta é a visualização usada para verificar as mascaras. Na imagem as fendas dos objetos de ciência estão em amarelo e brancos, as estrelas de alinhamento estão marcadas com color ciano e os gaps dos CCD em azul. A mascara esta sobreposta em uma pre-imagem.

A longo desta tese trabalhamos principalmente com o instrumento GMOS, em sua configuração *multi-slit*, ou seja, multi-objetos.

O modo multi-objeto de GMOS oferece a possibilidade de obter espectros de vários objetos simultaneamente. Para isto é desenhado uma placa ou máscara contendo muitas pequenas fendas centradas nos objetos de interesse. as quais serão usadas para obter o espectro. Como um campo de visão de 5.5 arcmin tipicamente são cortadas entre 30 a 60 fendas, no caso de usar uma banda estreita é possível localizar centos de fendas em uma única mascara. Um exemplo das máscaras usadas nesta teses é apresentada na Figura A.4.

A.3 “HI Rogues Gallery”, uma galeria de galáxias em interação

A “HI Rogues Gallery” foi publicada por A “HI Rogues Gallery”³, a qual contém imagens óticas e do gás de HI de galáxias peculiares, publicadas por Hibbard et al. (2001) . Imagens de aproximadamente 200 sistemas em interação estão disponíveis, os quais incluem mais de 400 galáxias catalogadas. As informações na galeria consistem de uma imagem mostrando a morfologia no ótico e uma imagem ótica com os contornos de HI sobrepostos.

³ <http://www.nrao.edu/astrores/HIrogues/webGallery/webGallery.html>

A página web onde se encontra esta galeria é mantida pelo Radio-Observatório Nacional de Astrofísica (NRAO) dos Estados Unidos.

As imagens foram divididas em classe morfológicas mas não é muito claro o corte que existe entre elas e, com frequência, os últimos objetos de cada classe são muito semelhantes aos primeiros objetos da seguinte. As diferentes classes são:

“*Galaxies with Extended HI Envelopes*” aqui os sistemas apresentam grandes envoltórios de HI comparada com a extensão ópticas das galáxias. Nesta primeira classe, foram incluídos objetos que aparentemente a extensão do gás de HI não é produto de uma interação. Isto é, que não há um companheiro óbvio com o qual o sistema está interagindo, nem há sinais indicadores de um *minor ou major merger*, tais como *shells* estelares, *loops* ou vários núcleos.

“*Galaxies with HI Extensions*” dividida em 3 subclasses. (1) *Galaxies with Two-Sided Warps* Esta é a talvez a classe mais sub-representadas incluída na galeria, já que os *warps* são bastante comuns; (2) *Galaxies with One-Sided HI Extensions*, onde acha-se que a localização do HI se deve à pressão de arraste que empurrou o gás das galáxias para um lado; (3) *Galaxies with Detached HI Clouds*, onde acha-se que o gás das galáxias foi completamente retirado devido que não apresentam contrapartidas ópticas.

“*Minor Mergers*” envolve duas ou mais galáxias, as quais estão fisicamente próximas umas das outras, com claros sinais de interação e onde umas das galáxias é maior ou mais brilhante que a(s) outra(s). Essa classe inclui as subclasses: *M51 type*, espirais grandes bem definidas com uma pequena companheira no fim de um braço desta; *3-body encounters*, o protótipo é M81, em que umas das participantes é maior ou mais brilhante que as outras; e *Minor Merger Remnants*, que possuem um núcleo, mas com uma morfologia peculiar no ótico, tipicamente atribuída a fortes distúrbios gravitacionais.

“*Major Mergers*” envolvem galáxias com massas semelhantes, associadas fisicamente. Essa classe apresenta 5 subclasses, as quais foram divididas dependendo de sua morfologia: 1) *Two HI Systems; Two HI Tails*, onde possivelmente a interação se dá entre dois discos de galáxias em rotação para o mesmo lado; 2) *Two HI Systems; One HI Tail*;

3) *Two HI Systems, Bridge, No Tails*, onde suspeita-se que na interação estejam envolvidos discos de galáxias altamente inclinadas ou que estão em rotação em sentido contrário; 4) *Two Systems, Only one with HI*, sistemas formados do encontros entre uma galáxia rica em gás e outra pobre em gás; 5) *Merger Remnants of Indeterminate Origin*, que são sistemas claramente resultantes da fusão de distintos sistemas estelares, mas não se sabe quais foram os sistemas que se fundiram.

“*Peculiar Early Types or Early Types with Peculiar HI*” o HI está centrado ao redor de galáxias elípticas ou *early type*. Muitos destes sistemas podem ser remanescentes de fusões, outros podem ser produto de *minor merger*, e outros ainda podem dever seu gás e / ou peculiaridades morfológicas ópticas ao denso ambiente onde estão localizados. Já que os origens são muito difíceis de distinguir, foram feitas subclasses com base em sua morfologia tanto óptica e do gás HI. *Peculiar Ellipticals with HI Outside the Optical Body* Esta sequência pode ser considerada uma possível extensão da sequência de grandes fusões de Toomre (1977) , demonstrando como as galáxias tipo disco ricas em gás podem fundir-se, e deixar uma galáxia pobre em gás dominada pelo bojo; *Peculiar Early Types with HI Within the Optical Body* Essa sequência demonstra a intrigante possibilidade de que em alguns casos o gás frio é acrescido por uma galáxia dominada pelo bojo para formar (ou re-formar) um disco; *Normal Early Types with Peculiar HI*. Estas galáxias não têm peculiaridades ópticas óbvias (certamente em um nível muito mais baixo do que as anteriores duas classes), mas tem algumas distribuições do HI muito interessantes. Isso enfatiza o ponto de que é muito difícil, se não impossível, de adivinhar a morfologia do gás de HI com base na aparência óptica do sistema.

“*Intergalactic Debris with No Optical Counterpart*” , nesse caso a relação entre HI e as galáxias vizinhas não é muito clara.

“*Interacting Triples - Groups - Cluster*” quando três ou mais galáxias próximas apresentam claras distorções morfológicas sugerindo uma origem colisional para o gás intergaláctico.

“*Miscellaneous*” para esses sistemas não foi possível classificá-los em qualquer das classes mencionadas anteriormente.

Apêndice B

“Star formation in H I tails: HCG 92, HCG 100 and
six interacting systems”

Paper aceito no ano 2012 no journal MNRAS, autores: D. F. de Mello, **F. Urrutia-Viscarra**, C. Mendes de Oliveira, S. Torres-Flores, E. R. Carrasco and E. Cypriano

Star formation in H I tails: HCG 92, HCG 100 and six interacting systems[★]

D. F. de Mello,^{1,2,†} F. Urrutia-Viscarra,³ C. Mendes de Oliveira,³ S. Torres-Flores,⁴
E. R. Carrasco⁵ and E. Cypriano³

¹Physics Department, The Catholic University of America, Washington, DC 20064, USA

²Observational Cosmology Laboratory, Code 665, Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD 20771, USA

³Departamento de Astronomia, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da USP, Rua do Matão 1226, Cidade Universitária, 05508-090, São Paulo, Brazil

⁴Departamento de Física, Universidad de La Serena, Av. Cisternas 1200 Norte, La Serena, Chile

⁵Gemini Observatory/AURA, Southern Operations Center, Casilla 603, La Serena, Chile

Accepted 2012 May 31. Received 2012 May 4; in original form 2012 February 15

ABSTRACT

We present new Gemini spectra of 14 new objects found within the H I tails of Hickson Compact Groups (HCGs) 92 and 100. Nine of them are *Galaxy Evolution Explorer* (GALEX) far-ultraviolet (FUV) and near-ultraviolet (NUV) sources. The spectra confirm that these objects are members of the compact groups and have metallicities close to solar, with an average value of $12+\log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.5$. They have average FUV luminosities $7 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$ and very young ages ($<100 \text{ Myr}$), and two of them resemble tidal dwarf galaxy (TDG) candidates. We suggest that they were created within gas clouds that were ejected during galaxy–galaxy interactions into the intergalactic medium, which would explain the high metallicities of the objects, inherited from the parent galaxies from which the gas originated. We conduct a search for similar objects in six interacting systems with extended H I tails: NGC 2623, NGC 3079, NGC 3359, NGC 3627, NGC 3718 and NGC 4656. We found 35 ultraviolet (UV) sources with ages $< 100 \text{ Myr}$; however, most of them are on average less luminous/massive than the UV sources found around HCG 92 and HCG 100. We speculate that this might be an environmental effect and that compact groups of galaxies are more favourable to TDG formation than other interacting systems.

Key words: galaxies: interactions – intergalactic medium – galaxies: star clusters: general – galaxies: star formation.

1 INTRODUCTION

Interacting galaxies are ideal laboratories to probe galaxy evolution since tidal interaction is an important mechanism in shaping galaxy properties as we measure today. The H I gas, which is both the reservoir for star formation and an excellent tracer of the large-

scale galaxy dynamics, is affected by tidal interaction and is often found in tails outside interacting galaxies. One of the key questions regarding the encounters of disc galaxies is the fate of the stripped H I gas. Do these H I intergalactic clouds form new stellar systems and/or dwarf galaxies known as tidal dwarf galaxies (TDGs)? And if they do, is there any difference in the types of objects that could be formed based on the type of environment where they are located? We have embarked in a series of papers trying to answer these questions. In Torres-Flores et al. (2009), de Mello, Torres-Flores & Mendes de Oliveira (2008a) and Mendes de Oliveira et al. (2004, 2006), we showed that a few Hickson Compact Groups (HCGs) contain TDGs and intragroup star-forming regions. Other authors have also found TDGs and many young globular cluster candidates in compact groups (e.g. Gallagher et al. 2001; Iglesias-Páramo & Vílchez 2001). Other cases of intergalactic star-forming regions have also been reported outside interacting galaxies (e.g. Oosterloo et al. 2004; Ryan-Weber et al. 2004; Mullan et al. 2011; Werk et al. 2011), including young ($<10 \text{ Myr}$) small stellar clusters in the H I

[★]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 (NSF) on behalf of the Gemini partnership: the NSF (United States), the Science and Technology Facilities Council (United Kingdom), the National Research Council (Canada), CONICYT (Chile), the Australian Research Council (Australia), Ministério da Ciência e Tecnologia (Brazil) and Ministerio de Ciencia, Tecnología e Innovación Productiva (Argentina) – Observing run ID: GN-2003A-Q-53 and GN-2007B-Q-87.

†E-mail: demello@cua.edu

bridge between M81 and M82 (de Mello et al. 2008b) and outside the merger remnant NGC 2782 (Torres-Flores et al. 2012).

The importance of these newly formed objects as products of collisions is still debatable. They may be responsible for enriching the intragroup medium with metals which may have broad implications for galaxy chemodynamical evolution (Werk et al. 2011). They could grow to become independent objects as dwarf galaxies, or live as stellar clusters in the distant haloes of their hosts. In addition, one cannot exclude the possibility that they will dissolve and not remain gravitationally bound, yielding only very sparse star streams, or fall back on to the progenitor (Bournaud & Duc 2006).

The UV images of tidal tails, obtained with the *GALEX* satellite, showed UV-bright regions coincident with H I density enhancements (Hibbard et al. 2005; Neff et al. 2005). More recently, Thilker et al. (2009) reported the discovery of massive star formation in the Leo primordial H I ring which is having one of its first bursts of star formation. Therefore, UV and H I data together provide a powerful technique for identifying and studying star-forming regions in the vicinity of interacting galaxies. In de Mello et al. (2008a), we presented a sample of 16 star-forming region candidates in the intergalactic medium surrounding HCG 100. Here we present the optical data obtained with Gemini for HCG 100 and also for another compact group, HCG 92. We also present the UV data of six interacting galaxies with H I tails where we discovered 35 stellar cluster candidates.

This paper is organized as follows. Section 2 presents the data and results for HCG 92 and HCG 100; Section 3 presents the comparison sample and the discussion; Section 4 presents the summary, and the appendix (Section 4.1) describes the comparison sample in more detail. Throughout the paper, we assumed $\Omega_M = 0.3$, $\Omega_\Lambda = 0.7$ and $H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, with $h = 0.71$.

2 HCG 92 AND HCG 100

The targets analysed here are the newly identified members of two HCGs of galaxies, HCG 92 and HCG 100 (Hickson 1982), located within their H I tails. HCG 92, known as Stephan's Quintet (e.g. Moles, Sulentic & Marquez 1997; Gallagher et al. 2001; Sulentic et al. 2001), is formed by three late-type galaxies (NGC 7318a, 7318b, 7319), one early-type (NGC 7317) at 80 Mpc and one object, NGC 7320, which is a foreground object. Mendes de Oliveira et al. (2004) presented the discovery of four intergalactic H II regions in the H I tail of HCG 92 located more than 25 kpc from the nearest group galaxy.

HCG 100 is formed by a bright central Sb galaxy (HCG 100a), an irregular galaxy with an optical tidal tail (HCG 100b), a late-type barred spiral (HCG 100c) and a late-type edge-on spiral (HCG 100d). It is the last group of Hickson's catalogue (1982) and is at 76.3 Mpc ($v_R = 5336 \text{ km s}^{-1}$). de Mello et al. (2008a) presented the *GALEX* far-ultraviolet (FUV) and near-ultraviolet (NUV) images of this group and identified 15 FUV sources located in the vicinity of the intergalactic H I clouds of the compact group which extends to over 130 kpc away from the main galaxies.

2.1 Spectroscopy with Gemini/GMOS

We have obtained new spectra of dozens of UV sources identified within the H I tails of HCG 92 and HCG 100, and derived their radial velocities. We also determined metallicities for those which turned out to be at the same redshift of the groups. Observations were performed with the Gemini Multi-Object Spectrograph (GMOS) at Gemini North in 2003 June (HCG 92) and in 2007 October and

November (HCG 100). We centred GMOS slit on members of the groups and on sources which were identified in Mendes de Oliveira et al. (2004) and de Mello et al. (2008a). Other objects in the field were also observed when there was space left in the multislit mask. The spectra were obtained using the B600 and R400 gratings.

Exposure times for HCG 92 were $3 \times 1500 \text{ s}$ for the B600 grating and $3 \times 1000 \text{ s}$ for the R400 grating, covering from 3700 to 8000 Å. For HCG 100 data, the total exposure times were $3 \times 600 \text{ s}$ and $3 \times 1200 \text{ s}$ for the B600 and R400 gratings, respectively, and the final spectra covered a wavelength interval of 3700–7000 Å. Position angles were 20° and 300° from the usual orientation of GMOS; values for the airmass were 1.22 (R400) and 1.08 (B600) for HCG 92 and 1.03 for HCG 100, respectively. The seeing of 1 arcsec matched well with the slit size of 1 arcsec in both cases.

All spectra were biased, trimmed, flat fielded and wavelength calibrated with the Gemini IRAF package version 1.8 inside IRAF.¹ The final spectra have typical resolutions of 3.2 and 7.0 Å for the B600 and R400 gratings, respectively. The spectra of the regions in HCG 92 were not flux calibrated given that there were no standard calibrators observed around the time the data were taken. While the regions of HCG 100 had their flux calibrated using the spectrum of the stars BD+284211 (R400) and Hiltner 600 (B 600) observed in 2007 December 11. For reddening correction, we used the intrinsic $H\alpha/H\beta$ ratio, with an intrinsic value taken by Osterbrock & Ferland (2006) for an effective temperature of 10 000 K and $N_e = 10^2$.

We found 12 and 2 sources at the same redshift of HCG 92 and HCG 100, respectively. Four of the 12 sources had already been confirmed as members of HCG 92 by Mendes de Oliveira et al. (2004).

2.2 GALEX data

We obtained *GALEX* FUV and NUV background-subtracted images from the Multimission Archive at the Space Telescope Science Institute (MAST) and followed the method by de Mello et al. (2008a) to select UV sources within the H I tail or in the outskirts of the H I map. FUV and NUV fluxes were calculated using Morrissey et al. (2005) $m_\lambda = -2.5 \log [F_\lambda/a_\lambda] + b_\lambda$. Fluxes were multiplied by the effective filter bandpass (FUV = $1528 \pm 269 \text{ Å}$ and NUV = $2271 \pm 616 \text{ Å}$) to give units of $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$.

The *GALEX* fields of view are $1:28$ and $1:24$ in FUV and NUV, respectively, and the pixel scale is $1.5 \text{ arcsec pixel}^{-1}$. The images have a resolution full width at half-maximum (FWHM) of 4.2 and 5.3 arcsec in FUV and NUV, respectively. Despite the broad FWHM, *GALEX* is able to detect faint UV sources. The medium imaging survey, for instance, reaches $m = 24$ and 24.5 in FUV and NUV, respectively, with typical exposures of 1500 s (Bianchi et al. 2007). *GALEX* images have also been used extensively to search for very low surface brightness objects (e.g. Thilker et al. 2007) such as the ones we are interested in detecting. We chose the parameters to detect the UV with Source Extractor and perform photometry (SE, version 2.4.3; Bertin & Arnouts 1996) following the prescription of de Mello et al. (2008a,b) which was fine-tuned for detecting low surface brightness objects and clumpy systems. We matched both catalogues, FUV and NUV, within 3–4 arcsec radius. The SE's UV magnitudes (Mag_auto, AB system) were corrected for foreground Galactic extinction using $E(B - V)$ obtained from Schlegel,

¹ IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities of Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the NSF.

Table 1. Star-forming regions in the H I tail of HCG 92 and HCG 100.

ID	ID_region	RA 2000	Dec. 2000	V (km s ⁻¹)	M _B ^a (mag)	12+log(O/H) O3N2	12+log(O/H) N2	Log(M*) ^b (M _⊙)	Age ^c (Myr)	L _{FUV} (erg s ⁻¹)
HCG 92	1 ^d	339.045 83	33.986 67	6615 ± 16	-12.30	8.44 ± 0.14	8.48 ± 0.18	4.2	2.1 ⁺¹ ₋₃ [5.4]	40.74
	2 ^d	339.062 50	33.984 17	6613 ± 59	-11.90	8.35 ± 0.14	8.45 ± 0.18	4.3	2.2 ⁺² ₋₃ [4.1]	40.71
	3	339.058 33	33.967 50	6577 ± 69	-11.58	8.45 ± 0.14	8.55 ± 0.18	4.1	2.4 ⁺² ₋₂ [5.5]	40.52
	4 ^d	339.058 33	33.973 06	6659 ± 55	-12.10	8.48 ± 0.14	8.57 ± 0.18	5.7	12.9 ⁺³ ₋₃ [5.5]	40.50
	5	339.995 83	33.994 17	6035 ± 19	-11.34	8.40 ± 0.14	8.44 ± 0.18	7.6	50.1 ⁺¹ ₋₃ [5.4]	41.30
	6	339.045 83	33.958 33	6543 ± 36	-12.57	–	8.69 ± 0.18	8.5	100 ⁺² ₋₃ [6.4]	41.67
	7 ^d	339.045 83	33.983 61	6612 ± 59	-12.69	8.32 ± 0.14	8.38 ± 0.18	7.9	100 ⁺² ₋₄ [2.44]	41.06
	8	339.075 00	33.993 33	5628 ± 17	-13.23	8.50 ± 0.14	8.60 ± 0.18	–	...[7.6]	–
	9	338.975 00	33.953 89	5780 ± 12	-14.10	8.36 ± 0.14	8.48 ± 0.18	–	...[3.4]	–
	10	338.987 50	33.979 72	6020 ± 81	-15.25	8.62 ± 0.14	8.67 ± 0.18	–	...[5.3]	–
	11	339.045 83	33.982 78	6553 ± 52	-12.07	8.36 ± 0.14	8.47 ± 0.18	–	...[5.6]	–
	12	339.045 83	33.973 89	6621 ± 71	-9.88	8.46 ± 0.14	8.55 ± 0.18	–	...[3.9]	–
HCG 100	3 ^e	0.270 83	13.023 33	5440 ± 61	-14.54	8.43 ± 0.14	8.43 ± 0.18	4.7	1.0 ⁺² ₋₁ [6.1]	40.46
	4 ^e	0.291 67	13.085 83	5337 ± 27	-13.42	8.42 ± 0.14	8.55 ± 0.18	4.7	3.3 ⁺³ ₋₁ [2.1]	40.51

^aCalculated using magnitudes from Mendes de Oliveira et al. (2004) and de Mello et al. (2008a).

^bStellar mass (M_⊙) obtained from SB99 monochromatic luminosity, L₁₅₃₀ (erg s⁻¹Å⁻¹), for the ages given in column 9. Stellar mass (M_⊙) for H100-#3 and H100-#4 are from de Mello et al. (2008a).

^cAge (Myr) estimated from the FUV–NUV colour. Values given in brackets: ages estimated from Hα equivalent width and SB99 models.

^dThe respective ID's in Mendes de Oliveira et al. (2004) for regions 1, 2, 4 and 7 in this table are d, a, b and c.

^eID from de Mello et al. (2008a).

Finkbeiner & Davis (1998), and $A_{\text{FUV}} = E(B - V) \times 8.29$ and $A_{\text{NUV}} = E(B - V) \times 8.18$ (Seibert et al. 2005). We used the Cortese et al. (2008) method for computing the internal extinction for each object in the FUV band. For each A_{FUV} , we used the Seibert et al. (2005) extinction law, shown above, to obtain the $E(B - V)$.²

FUV and NUV colours were estimated using the task PHOT in IRAF, inside a fixed aperture of 4 or 5 arcsec radius, depending on the sizes of the sources, centred on the centroid of the light distribution of each NUV band detection.

2.3 Ages, masses and metallicities

We used the method described in de Mello et al. (2008a,b) to derive ages and masses from FUV and NUV *GALEX* images (Table 1). For each region, ages were estimated using the models given by STARBURST99 (SB99; Leitherer et al. 1999). These models were generated for an instantaneous burst, solar metallicity and Chabrier (2003) initial mass function (IMF), and are optimized for *GALEX* filter transmission curves. We have also generated models using Salpeter IMF and compared the results with Chabrier IMF. The difference in age between the two IMFs is around ~2–4 Myr. In this paper, we are presenting only the results generated with Chabrier IMF. We have also included in Table 1 the errors for each age calculated from the errors in the colours.

We compared the ages determined spectroscopically by Mendes de Oliveira et al. (2004) with our values using *GALEX* and found an excellent agreement for three of the four regions (#1, #2 and #4) for HCG 92. The object for which our age determination disagrees with respect to Mendes de Oliveira et al. (their region C and our region 7) is too close to another object, and *GALEX* is not able to

² The values we find for $E(B - V)$ obtained from spectroscopy for regions 3 and 4 of HCG 100 are slightly different from the values calculated from the UV images. This difference could be due to the fact that the slit is not sampling the entire region and might be missing some of the regions where the UV flux originates. $E(B - V)$ values are: region 3 (0.10±0.01, 0.13) and region 4 (0.09±0.02, 0.05) – first value is from imaging and second value is from spectroscopy.

resolve them. We have also estimated ages from the Hα equivalent widths and SB99 models (Table 1), and found agreement between the methods for four sources in HCG 92 and the two sources in HCG 100. However, three sources in HCG 92 are much older when calculated using the UV data than when using Hα. This could be due to the fact that UV light probes older stellar population than Hα and/or due to other factors including wrong correction for dust attenuation and positioning of the slit. We will discuss this later in this section when we compare our estimates with other authors. We cannot exclude the possibility that density-bounded conditions could produce lower equivalent widths, leading to apparent older ages when derived from them and SB99.

UV images showing the location of the newly detected members of HCG 92 and HCG 100 are shown in Figs 1 and 2. The Gemini optical image (filter *r*; Fig. 3) shows the peculiar and knotty morphology of the two UV sources in HCG 100 which resemble dwarf galaxies. They are located in the H I tail, and we suggest that they might be TDG candidates.

In Fig. 4, we show the spectra taken with gratings R400 and B600 for the two TDG candidates of HCG 100, and in Figs 5 and 6 we present two new star-forming regions of HCG 92, regions 3 and 5, which are similar to the four objects described in Mendes de Oliveira et al. (2004).

Metallicities of the regions were calculated using the empirical methods O3N2 and N2, proposed and calibrated by Pettini & Pagel (2004). These methods use line ratios [O III] λ5007/Hβ plus [N II] λ6584/Hα and [N II] λ6584/Hα, respectively, to estimate oxygen abundances. These estimators are adequate for faint extragalactic sources, such as the ones we are dealing with, because they are based only on very bright lines. The uncertainties on the calibration of these methods are 0.14 dex for O3N2 and 0.18 dex for N2 when 68 per cent of the points are included. Table 1 shows the estimated metallicities for the regions in HCG 92 and HCG 100, plus our new results on velocities (measured from the emission lines), masses and ages. As can be noted in Table 1, the metallicities derived from the O3N2 and N2 methods are in close agreement. For one of the regions of HCG 92 (region 6), we used only the N2 method due to the lack of Hβ.

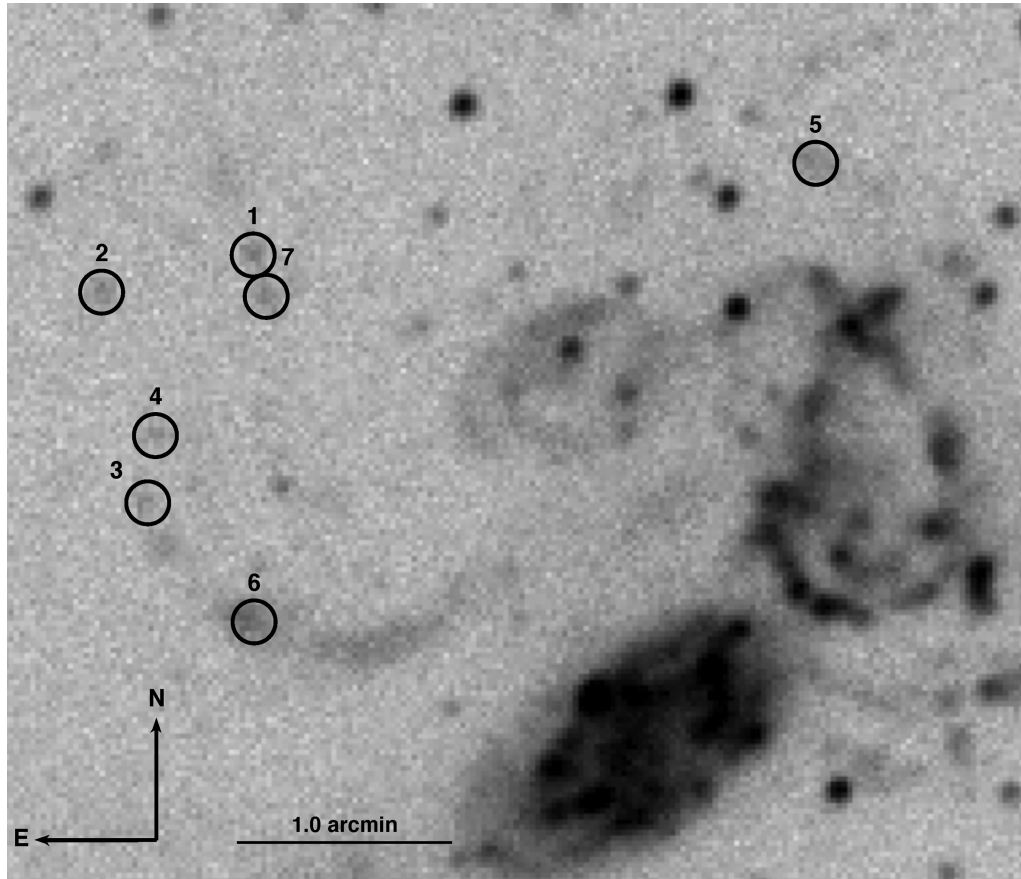


Figure 1. NUV image of HCG 92. Seven UV sources detected in the *GALEX* images are marked. North is up and East is to the left. Bar length is 1 arcmin.

We calculated line ratios and verified that all sources are star-forming regions as shown in the BPT diagnostic diagram (Baldwin, Phillip & Terlevich 1981) in Fig. 7. We plotted all Sloan sources from Kauffmann et al. (2003) for comparison.

In Fig. 8, we show our new data plotted on the metallicity–luminosity diagram (adapted from fig. 3 of Weibacher, Duc & Alvensleben 2003). We estimated oxygen abundances using the method O3N2 described above. We also added new data from Croxall et al. (2009) to this figure. As expected, the main members of HCG 100 occupy the left-hand side of the diagram where luminous and metal-rich objects are located. Nearby dwarf irregular galaxies (Richer & McCall 1995) follow the well-known correlation indicated by the linear fit. Based on Fig. 8, all star-forming regions in the H I tail of HCG 92 and HCG 100 have metallicities similar to those of knots in tidal features, i.e. they have metallicities higher than those of local dwarf galaxies. Lisenfeld et al. (2008) and Mendes de Oliveira et al. (2004) found similar results for star-forming regions in the intergalactic medium of the systems Arp 94 and HCG 92, respectively.

Thus, we conclude that the metallicity measurements obtained here allowed us to distinguish between ‘classical’ dwarf galaxies and objects from tidal origin. We conclude that objects found within the H I tails of HCG 92 and HCG 100 were formed by pre-enriched material, and their metallicities are similar to or higher than that of their progenitor galaxies. It is also possible that their higher metallicities are due to a phenomenon called infant mortality (Fall, Chandar & Whitmore 2005) which destroys clusters by internal processes. In this way, the continuous star formation and destruction

of stellar clusters could increase the metallicity of a given region after a few million years.

We have compared the coordinates of our targets with the ones identified in Trancho et al. (2012) using *Hubble Space Telescope* images and Gemini spectroscopy of HCG 92 and found no common sources. However, a close inspection of the *HST* images indicates that object T124 in Trancho et al. is the same as our object #6, but had wrong coordinates quoted in their paper. The H I tail is twice as long and has a different curvature than the optical tail; therefore, *HST*’s small field of view did not cover the entire H I tail. The work by Trancho et al. (see also Fedotov et al. 2011) focused only on the optical tail, missing most of the targets we discovered. The age reported by those authors for T124 is in relative good agreement with the values we found for object #6 using the Gemini spectra (1.5 and 6 Myr, respectively). However, the age we found using the UV data, ~ 100 Myr, is significantly higher. This disagreement can be explained, as pointed out in Trancho et al., by the fact that the slit did not cover the entire complex and is missing the other components of the clump. The UV data, on the other hand, cover the entire region and are more representative of the cluster. The UV is also known for detecting older stellar population than H α and is a good age indicator for this type of stellar clusters. Therefore, our results suggest that T124 (or #6) is ~ 100 Myr and $10^{8.5} M_{\odot}$, making it the most massive TDG candidate in the outskirts of HCG 92. We have also inspected the location of this object with respect to the H I map (Mendes de Oliveira et al. 2004) and verified that it is located within one of the density peaks which support the idea that T124 (or #6) is a TDG candidate. According to Trancho et al., two other stellar

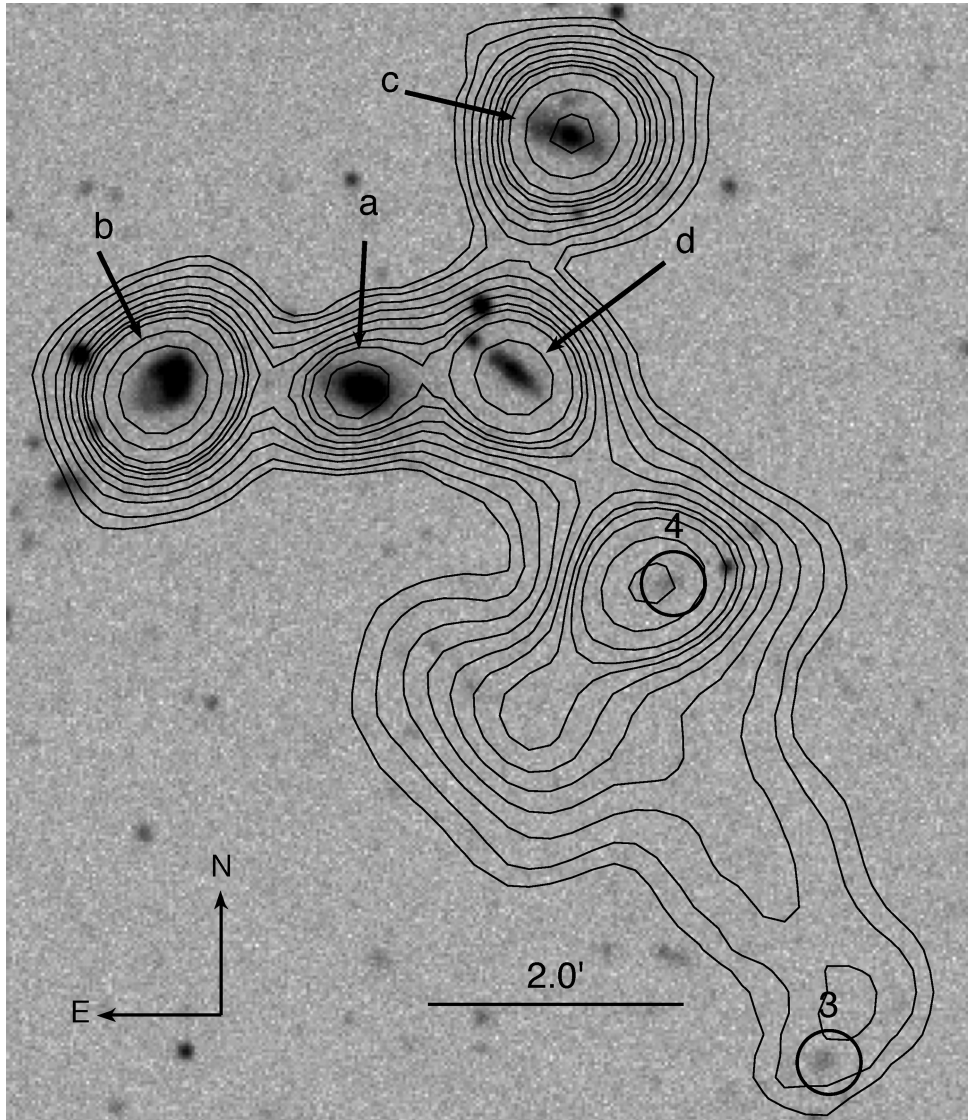


Figure 2. NUV image of HCG 100 where galaxy members a, b, c and d are labelled. Two TDG candidates, #3 and #4, are marked. They fall within the H_I tail as shown in de Mello et al. (2008a). North is up and East is to the left. Bar length is 2 arcmin. Very Large Array (VLA) NHI contours are 0.6, 1.2, 2.1, 3.6, 4.4, 5.1, 5.9, 6.6, $7.4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$.

clusters close to T124, T117 and T122, are 7 and 50 Myr but are not resolved in the *GALEX* image and therefore are not part of our analysis. Another object, T118, is 125 Myr and has not passed our selection criteria (more details are given in Section 3). These four stellar clusters are within the optical tail which is estimated to have formed due to a close interaction between NGC 7318A and NGC 7319 ~ 200 Myr ago (Renaud, Appleton & Xu 2010). Therefore, our data show that H_I tails in these two compact groups, HCG 92 and HCG 100, are laboratories of star formation.

3 DISCUSSION

In order to explore whether the environment where the newly discovered stellar clusters and TDG candidates are located plays a significant role in their formation, we have analysed other interacting systems with extended H_I tails using a sample of galaxies from the rogues gallery of H_I maps of peculiar and interacting galaxies

compiled by Hibbard et al. (2001).³ We identified 25 interacting systems with *GALEX* data with exposure times > 1 ks which have also been observed by the Sloan Digital Sky Survey. We followed the same method to identify UV sources and to obtain their ages as we did for the compact groups. Since we are looking for young regions predominately composed of the luminosity of O, B and A stars, we defined a conservative cut in age at 100 Myr. We note that all new objects reported in the previous section for HCG 92 and HCG 100 are within this age range. We have also adopted a cut in luminosity equivalent to 100 O 8V stars ($100 \times L_{\text{FUV}} = 100 \times 2 \times 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$) or $4.2 \times 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$. This limit was set based on the luminosities of stellar clusters found in the H_I bridge of M81 and M82 (also known as ‘blue blobs’) from de Mello et al. (2008b).

Six of the 25 interacting systems originally selected have 35 UV sources with ages < 100 Myr and luminosities higher than $4.2 \times 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ inside the H_I contours. A description of each of these

³ <http://www.nrao.edu/astrores/HIrogues/RoguesLiving.shtml>

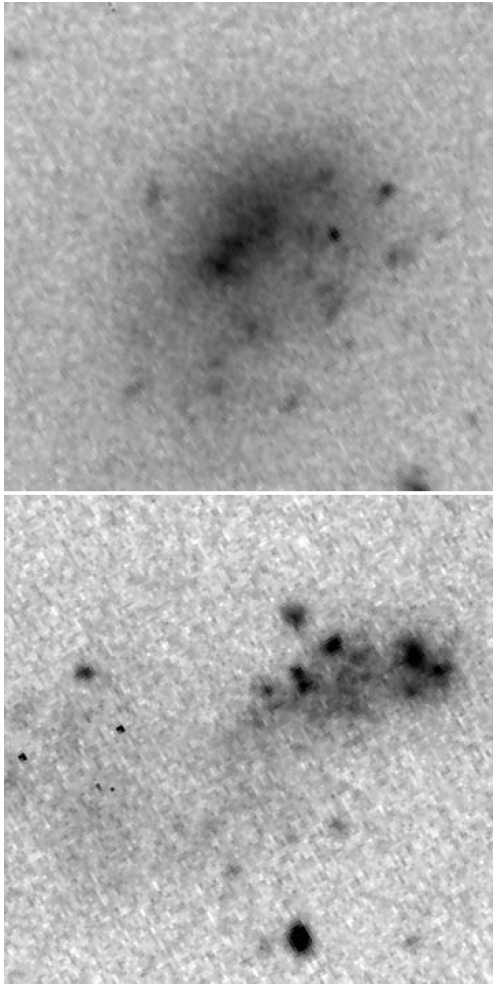


Figure 3. Gemini image (filter *r*) of the two TDG candidates in the H I tail of HCG 100 as originally identified in de Mello et al. (2008a) as objects #3 (top) and #4 (bottom). North is up and East is to the left.

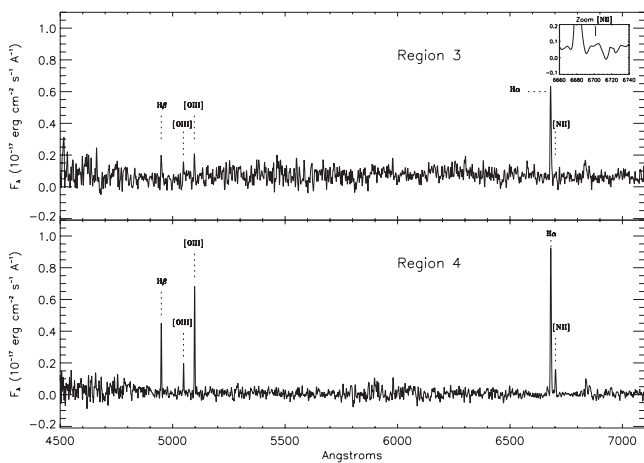


Figure 4. Spectra of HCG 100's regions 3 (top) and 4 (bottom) identified in de Mello et al. (2008a). These spectra were taken with B600 and R400 gratings. The marked lines were used to estimate the oxygen abundance ($12+\log(\text{O}/\text{H})$). A zoom into the H α line region is shown on the right-hand side of the top figure.

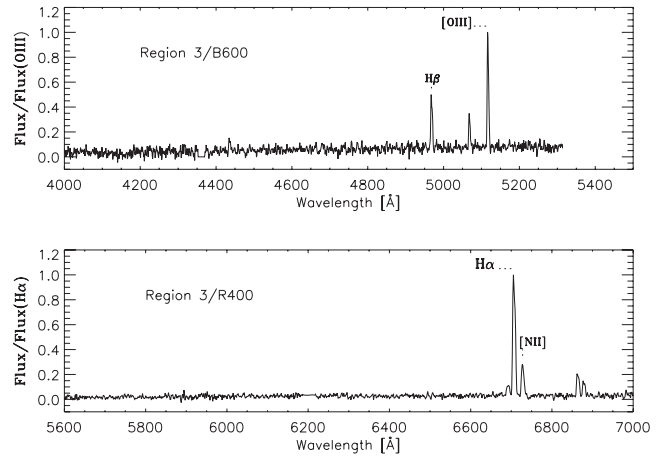


Figure 5. Spectra of HCG 92's region 3. Spectra taken with B600 grating are in the top panel and with R400 are in the bottom one. The marked lines were used to estimate the metallicities ($12+\log(\text{O}/\text{H})$). These spectra were not flux calibrated, given that no calibration star was available.

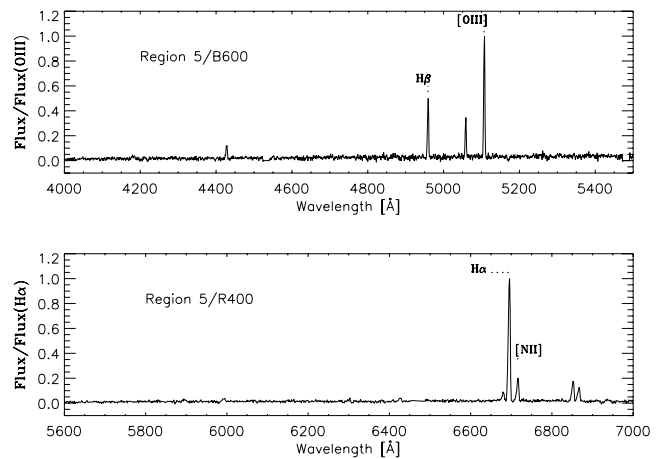


Figure 6. Spectra of HCG 92's region 5. Spectra taken with B600 grating are in the top panel and with R400 are in the bottom one. The marked lines were used to estimate the metallicities ($12+\log(\text{O}/\text{H})$). These spectra were not flux calibrated, given that no calibration star was available.

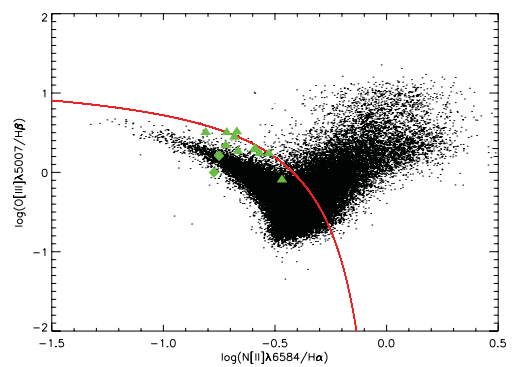


Figure 7. Line ratio diagram showing Sloan data from Kauffmann et al. (2003) and from star-forming regions in the H I tails of HCG 92 (triangles) and HCG 100 (diamonds). Objects with line ratios below the red line are classified as H II regions.

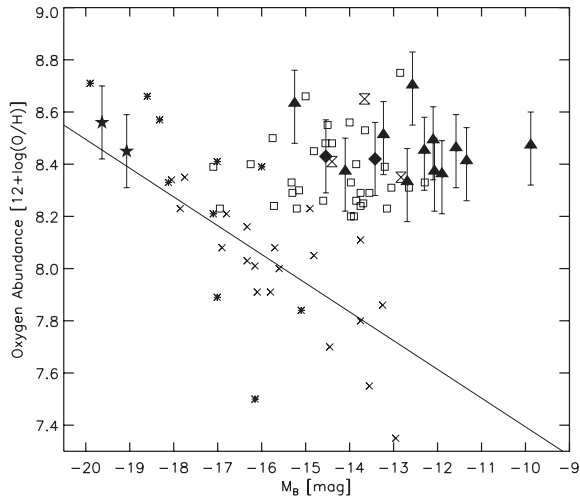


Figure 8. Absolute magnitude (M_B) versus oxygen abundance for local isolated dwarf galaxies (crosses), knots in tidal features (open squares), main group members (asterisk), main members HCG 100 (stars), H II region of Croxall et al. (2009, Hourglass) and our TDG candidates from HCG 92 (filled triangles) and HCG 100 (filled diamond). The line shows the correlation for dwarf galaxies from Weibacher et al. (2003). The metallicities were obtained with the O3N2 index for the majority of the regions. The N2 calibrator was obtained for only one region of HCG 92. Adapted from Weibacher et al. (2003).

six interacting systems is given in the appendix (Section 4.1). In Table 2, we list the regions, their colours, ages and luminosities, assuming that they are at the distance of the parent galaxies. Figs 10–15 show the different systems with their $H\text{I}$ contours and the marked UV sources. We cannot exclude the possibility that a few or various UV sources we selected might be unrelated to the interacting galaxies, i.e. might be chance alignments. However, this method, when applied to HCG 100 by de Mello et al. (2008a), selected two TDG candidates within the $H\text{I}$ tail and several stellar clusters in M81/M82 (blue blobs; de Mello et al. 2008b). As shown in the previous section, our GMOS data reveal that these two TDG candidates are at the same redshift as the galaxy group. Therefore, these two multiwavelength studies show that this approach is successful in identifying UV sources which are either star-forming regions or TDGs related to the interacting systems with stripped $H\text{I}$ gas.

In order to compare the properties of the 35 UV sources found outside interacting galaxies with the ones in HCG 92 and HCG 100, we have calculated their luminosities and searched for similarities in the two populations. In Fig. 9, we show the distribution of luminosities versus ages for the 35 regions and we verify that the population of intergalactic regions contains objects with luminosities as high as $\sim 10^{42}$ erg s^{-1} and as low as $\sim 10^{39}$ erg s^{-1} , our lower limit. It is possible that the large range in luminosities indicates that we are dealing with different families of objects, as suggested in Mendes de Oliveira et al. (2004). As seen in Fig. 9, most of the regions in our sample are not as luminous as TDG candidates found in compact groups (filled symbols), except for object 2 around NGC 3079 and object 1 around NGC 3719. If that is the case, interacting galaxies are more likely to host star clusters while compact groups are more likely to host TDGs, as can be seen in Fig. 9. The low-mass objects might be similar to the M81–M82 ‘blue blobs’ described above. The high-mass objects would then be the TDG candidates. The Kolmogorov–Smirnov probability test confirms that luminosities of stellar clusters in interacting systems are significantly different from the ones in compact groups ($KS = 0.000\,13$), i.e. luminosities

are lower in the former than in the latter. We have also calculated masses using SB99 (Column 8 in Table 2) and the same trend is verified.

Further spectroscopic observations of these regions, as we did for HCG 92 and HCG 100, are needed in order to confirm their membership and establish their metallicities. It is possible that the group environment is more conducive to TDG formation (or better said, TDG survival) than pairs and mergers. This is in agreement with the simulations by Bournaud & Duc (2006) where specific conditions such as low impact velocity ($v < 250$ km s^{-1}), prograde encounters and mass ratio up to 4:1 may lead to TDG formation. HCGs might harbour these conditions besides the possibility that group potential may be able to drive TDGs away from the nearby proximity of their progenitor galaxies.

4 SUMMARY

We presented new Gemini spectroscopy of 14 star-forming regions within the $H\text{I}$ tails of HCG 92 and in HCG 100 confirming that they are at same redshifts of the groups. We estimated their metallicity and verified that they are metal rich with respect to typical dwarf galaxies. This is possibly due to the fact that they were formed from pre-enriched material found in the intragroup medium.

We analysed *GALEX* FUV and NUV data of a comparison sample of six interacting galaxies containing a total of 35 UV sources in the $H\text{I}$ tails. These star-forming regions span a wide range of ages (< 100 Myr) and luminosities (10^{39} – 10^{42} erg s^{-1}). We compared their properties with those of the star-forming regions in the $H\text{I}$ tails of HCG 92 and HCG 100. We concluded that they have on average lower luminosity than the ones in the $H\text{I}$ tails of compact groups. We suggest that this may be an environmental effect, i.e. that compact groups of galaxies with tidal tails of $H\text{I}$ are more likely to host more massive star-forming regions or TDGs than other interacting galaxies. Spectroscopy of these sources is needed to confirm that they are at the same redshift as the interacting galaxies and to establish their metallicities.

4.1 Appendix

We present the *GALEX*/FUV images of the six interacting systems with extended $H\text{I}$ gas. The FUV sources with ages < 100 Myr and $L > 10^{39}$ erg s^{-1} are marked. The $H\text{I}$ contours are adapted from Hibbard et al. (2001).

4.1.1 NGC 2623

NGC 2623, also known as Arp 243, is located at 76.1 Mpc (Hattori et al. 2004). Bournaud et al. (2004) and Hattori et al. (2004) classified this object as a merger in an advanced stage. Hibbard & Yun (1996) found that a large part of the $H\text{I}$ gas is located far away from the stellar component of NGC 2623.

In our analysis, we detected two young UV sources in the western tail of NGC 2623, as shown in Fig. 10. One of them (region #1 in Fig. 5) seems to be associated with the giant $H\text{II}$ region (which could be a TDG candidate) detected by Bournaud et al. (2004) in their Fabry–Perot study. The age of this region is only 3 Myr. Its mass is about five times the mean mass of the intergalactic $H\text{II}$ regions of Mendes de Oliveira et al. (2004). We detect another young region, #2 (Fig. 10), within the $H\text{I}$ contours of NGC 2623. Interestingly, this region is also detected in the $H\alpha$ map shown in Bournaud et al. (2004). The detection in the narrow band image confirms that these

Table 2. UV sources (ages < 100 Myr) in H I tails of six interacting galaxies.

ID	ID_region	RA(J2000)	Dec. (J2000)	FUV–NUV ^a	Age (Myr) ^b	L _{FUV} (erg s ⁻¹)	Log(M*) ^c
NGC 2623	1	129.583 4808	25.758 4667	-0.14 ± 0.16	3.6 ⁺⁴ ₋₂	40.14	4.7
NGC 2623	2	129.580 5054	25.751 1082	0.03 ± 0.11	32.7 ⁺⁵ ₋₃	40.61	6.6
NGC 3079	1	150.559 6161	55.637 8441	-0.43 ± 0.02	1.0 ⁺¹ ₋₁	40.52	4.3
NGC 3079	2	150.551 4526	55.588 0432	-0.21 ± 0.12	3.0 ⁺² ₋₂	39.23	3.6
NGC 3079	3	150.134 4757	55.608 3908	0.02 ± 0.04	33.4 ⁺¹³ ₋₁	39.48	6.0
NGC 3079	4	150.502 6245	55.712 8906	-0.19 ± 0.14	3.7 ⁺³ ₋₈	39.95	3.8
NGC 3079	5	150.472 4426	55.740 3946	-0.32 ± 0.13	2.1 ⁺⁵ ₋₉	39.80	3.3
NGC 3079	6	150.509 4452	55.685 6461	-0.22 ± 0.21	2.3 ⁺¹⁵ ₋₅	40.31	3.8
NGC 3359	1	161.522 2015	63.147 3923	-0.26 ± 0.21	2.7 ⁺⁵ ₋₈	40.70	4.3
NGC 3359	2	161.530 4108	63.160 9001	-0.13 ± 0.20	3.7 ⁺⁴ ₋₁	39.65	3.5
NGC 3359	3	161.503 3569	63.221 5042	-0.30 ± 0.18	2.4 ⁺² ₋₆	39.92	3.5
NGC 3359	4	161.523 3002	63.234 6001	-0.09 ± 0.17	4.2 ⁺⁶ ₋₈	41.02	5.0
NGC 3359	5	161.176 9409	63.100 1740	-0.23 ± 0.06	2.9 ⁺⁷ ₋₂	39.63	3.2
NGC 3359	6	161.755 7220	63.262 3863	-0.25 ± 0.2	2.5 ⁺² ₋₅	39.64	3.2
NGC 3359	7	161.603 9429	63.281 5933	-0.16 ± 0.13	3.3 ⁺⁸ ₋₄	39.66	3.4
NGC 3627	1	170.198 6084	12.969 6226	0.67 ± 0.08	0.1 ⁺⁵ ₋₉	41.43	5.2
NGC 3718	1	173.254 8523	53.187 2864	0.14 ± 0.19	84.5 ⁺¹⁴ ₋₁	41.57	7.2
NGC 3718	2	173.245 9717	53.157 1503	0.05 ± 0.27	49.7 ⁺³ ₋₆	39.86	5.8
NGC 3718	3	173.222 4731	53.130 3406	-0.08 ± 0.06	12.2 ⁺⁸ ₋₂	41.42	5.9
NGC 3718	4	173.207 1838	53.146 4157	0.05 ± 0.13	49.5 ⁺⁵ ₋₉	40.38	5.7
NGC 3718	5	173.188 6292	53.159 5993	0.02 ± 0.12	41.0 ⁺⁶ ₋₂₁	39.81	5.0
NGC 3718	6	173.144 6991	53.150 8026	-0.02 ± 0.17	30.0 ⁺³ ₋₃	39.71	4.6
NGC 3718	7	173.017 4866	53.102 6154	0.11 ± 0.09	71.8 ⁺² ₋₇	40.42	6.0
NGC 3718	8	173.026 6724	52.991 7526	0.02 ± 0.18	40.3 ⁺³ ₋₄	39.76	4.9
NGC 3718	9	173.167 4805	52.950 3860	0.13 ± 0.18	79.9 ⁺¹ ₋₃	39.62	5.3
NGC 3718	10	173.223 8617	53.039 7415	0.01 ± 0.14	37.5 ⁺¹³ ₋₅	39.79	4.9
NGC 3718	11	173.076 0498	53.034 5230	0.05 ± 0.12	48.7 ⁺¹⁴ ₋₆	39.91	5.2
NGC 4656	1	191.044 2352	32.262 8098	-0.05 ± 0.20	3.8 ⁺¹⁴ ₋₁	40.55	4.4
NGC 4656	2	191.070 5109	32.271 0037	-0.09 ± 0.20	10.8 ⁺²³ ₋₅	40.01	5.1
NGC 4656	3	191.077 3621	32.275 5814	-0.10 ± 0.18	2.5 ⁺⁴ ₋₁₂	39.79	3.4
NGC 4656	4	191.082 2449	32.287 6625	-0.24 ± 0.06	1.8 ⁺⁵ ₋₁₅	40.22	3.7
NGC 4656	5	191.081 5887	32.280 7884	-0.26 ± 0.22	1.3 ⁺⁷ ₋₂	39.68	3.3
NGC 4656	6	191.065 2161	32.291 9540	-0.07 ± 0.03	13.8 ⁺⁶ ₋₈	39.83	5.1
NGC 4656	7	191.080 8105	32.306 8008	-0.31 ± 0.14	1.0 ⁺² ₋₄	40.13	3.8
NGC 4656	8	191.081 1768	32.312 0995	-0.09 ± 0.13	2.5 ⁺¹ ₋₆	39.82	3.4

^aFUV and NUV magnitudes and errors were obtained using the IRAF task PHOT (Poisson). The errors in the colours were calculated using the magnitude errors added in quadrature.

^bAge (Myr) estimated from the FUV–NUV colour.

^cStellar mass (M_⊙) obtained from SB99 monochromatic luminosity, L₁₅₃₀ (erg s⁻¹ Å⁻¹), for the ages given in column 6.

two regions belong to the NGC 2623 system. In Table 2, we list the main physical parameters for each object.

4.1.2 NGC 3079

NGC 3079 is a giant spiral galaxy with two companions, MCG 9-17-9 (northeast) and NGC 3073 (southeast). NGC 3079 is located at 15 Mpc (de Vaucouleurs et al. 1991) and it is a type 2 Seyfert/low-ionization nuclear emission-line region with X-ray emission (Irwin & Saikia 2003; Kondratko, Greenhill & Moran 2005). This galaxy is one of the brightest observed mergers (Henkel et al. 1984). NGC 3073 is a dwarf galaxy with an elongated H I tail aligned with the core of NGC 3079.

We found six UV sources (Fig. 11) in this system. One of them seems to be associated with the H I contours of NGC 3073. In Table 2, we list the main physical parameters for each object.

4.1.3 NGC 3359

NGC 3359 is a barred spiral galaxy with several spiral arms and an irregular morphology in the outer parts of the disc.

NGC 3359 is at 13.4 Mpc (Rozas 2008) and it shows strong arms in the UV which are not observed in the optical. We detected seven UV sources (Fig. 12) in this peculiar spiral, plus one UV source in the isolated H I cloud far from the disc (region 5).

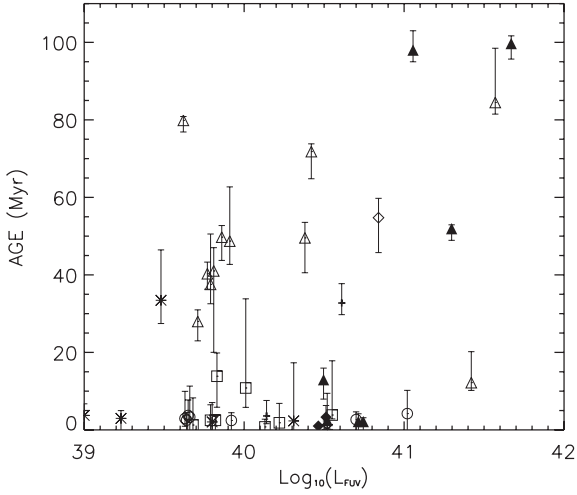


Figure 9. FUV luminosity (erg s^{-1}) versus age (Myr) for star-forming regions outside galaxies in six interacting galaxies (different symbol), HCG 100 (filled diamond) and HCG 92 (filled triangles).

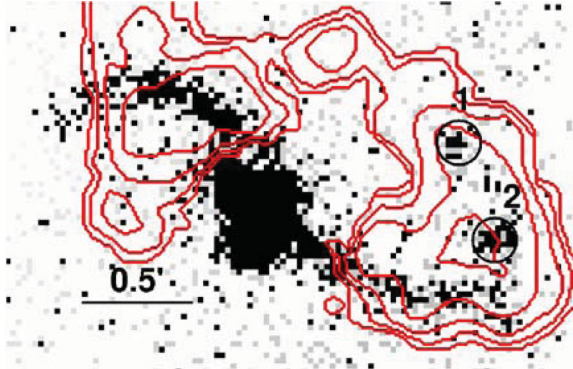


Figure 10. FUV image of NGC 2623, regions with ages < 100 Myr are marked with circles of 6 arcsec radius. $H\text{I}$ contours $= 4 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2} \times 2^n$ are from the VLA C+D-array and provided by Hibbard et al. (2001).

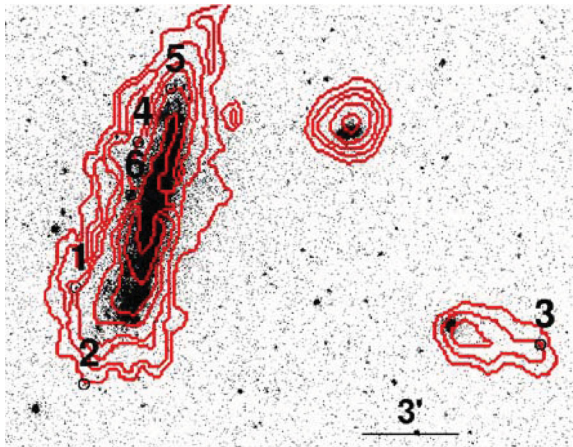


Figure 11. FUV image of NGC 3079; regions with ages < 100 Myr are marked with circles of 10 arcsec radius. NGC 3073 is a weak UV source close to source #3 in the figure. $H\text{I}$ contours $= (0.5, 1, 1.5, 2.4, 4, 10, 15, 25, 45) \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ are from the VLA D-array and provided by Hibbard et al. (2001).

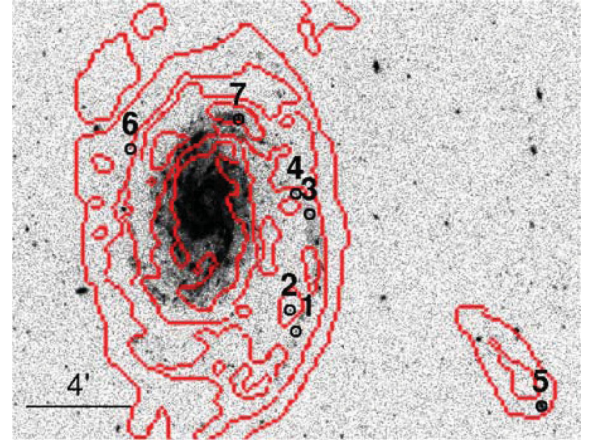


Figure 12. FUV image of NGC 3359; regions with ages < 100 Myr are marked with circles of 11 arcsec radius. $H\text{I}$ contours $= 3 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2} \times 2^n$ are from WSRT (30 arcsec resolution). The most outer contour is $5 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ for 60 arcsec resolution, and provided by Hibbard et al. (2001).

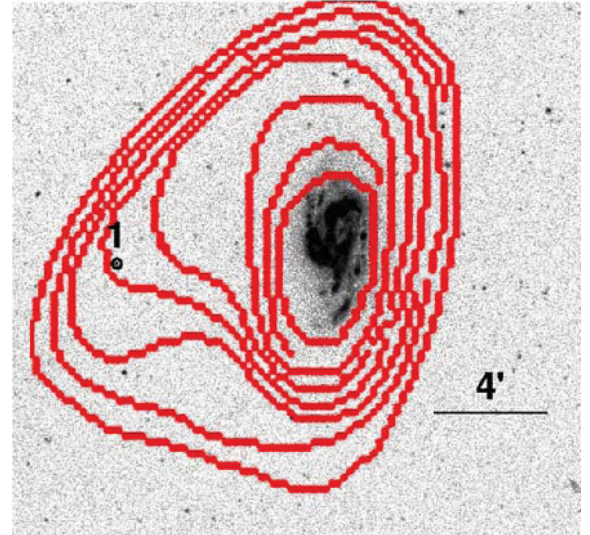


Figure 13. FUV image of NGC 3627; regions with ages < 100 Myr are marked with circles of 8 arcsec radius. $H\text{I}$ contours $= (3, 5, 10, 15, 25, 50, 75, 100, 200, 400, 600) \text{ K km s}^{-1}$ are from Arecibo and provided by Hibbard et al. (2001).

4.1.4 NGC 3627

NGC 3627 is part of the Leo Triplet together with NGC 3623 and NGC 3628. The system is located at 6.7 Mpc (de Vaucouleurs 1975) and contains a remarkable $H\text{I}$ bridge and a tail which can be due to an encounter between the galaxies in the past.

Here we present the results (Table 2) only for NGC 3627 (Fig. 13) since the other members are outside the *GALEX* field of view. We find only one UV source within the $H\text{I}$ contour located close to the point where $H\text{I}$ seems to peak.

4.1.5 NGC 3718

NGC 3718 is part of the Great Bear group and it is at 17 Mpc (Tully 1988). This galaxy has a peculiar morphology, showing strong dust lanes and diffuse/peculiar spiral arms. It has a large extension of $H\text{I}$ gas, far from the optical disc (Allsopp 1979).

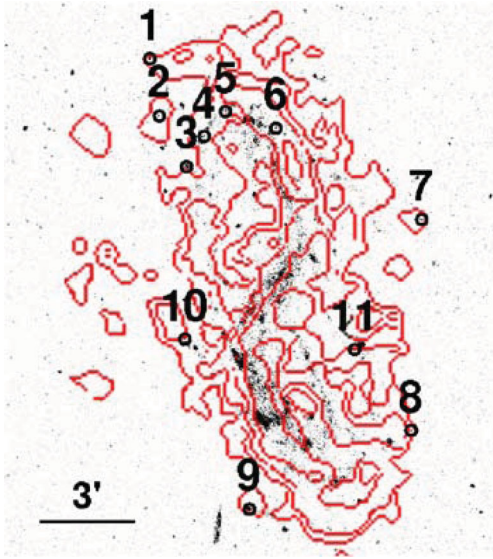


Figure 14. FUV image of NGC 3718; region with age < 100 Myr is marked with circle of 10 arcsec radius. H I contours $= 2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2} \times 2''$ are from WSRT and provided by Hibbard et al. (2001).

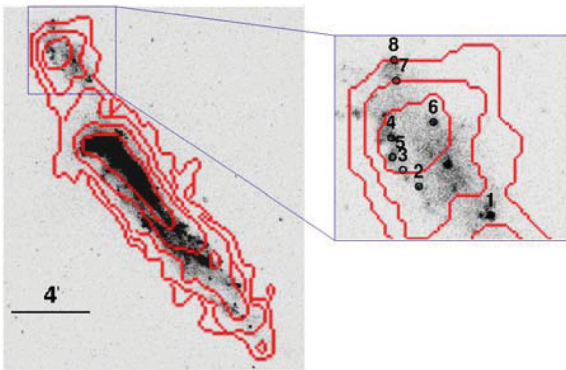


Figure 15. FUV image of NGC 4656, and a zoom of the candidate to TDG; the regions with ages < 100 Myr are marked with circles of 4 arcsec radius. H I contours $= 2 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2} \times 2''$ are from WSRT and provided by Hibbard et al. (2001).

NGC 3718 has 11 UV sources within the H I contour in both arms of the galaxy and outside the R_{25} optical radius (Fig. 14, Table 2).

4.1.6 NGC 4656

NGC 4656 is a spiral galaxy (Sc) interacting with NGC 4631 (Roberts 1968). They are linked by an H I bridge and are at 7.5 Mpc (Hummel, Sancisi & Ekers 1984). The bright region to the North of NGC 4656 resembles a TDG in the process of formation. We detected eight UV sources in this area (Fig. 15 and Table 2).

ACKNOWLEDGMENTS

We are grateful to an anonymous referee for helpful comments and suggestions. DFdM was funded by NASA Research grants NNG06GG45G and NNG06GG59G. FU-V acknowledges the financial support of FAPESP through an M.Sc. Fellowship, under contract 2007/06436-4. CMdO acknowledges support from Brazilian agencies FAPESP (projeto temático 2006/56213-9), CNPq and

CAPES. STDF acknowledges the financial support of FONDECYT (Chile) through a post-doctoral position, under contract 3110087, and FAPESP through the Doctoral position, under contract 2007/07973-3. This research has made use of the NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration. Some of the data presented in this paper were obtained from the MAST. STScI is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under NASA contract NAS5-26555. Support for MAST for non-*HST* data is provided by the NASA Office of Space Science via grant NAG5-7584 and by other grants and contracts.

REFERENCES

- Allsopp N. J., 1979, *MNRAS*, 186, 343
 Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, *PASP*, 93, 5
 Bertin E., Arnouts S., 1996, *A&AS*, 117, 393
 Bianchi L. et al., 2007, *ApJS*, 173, 659
 Bournaud F., Duc P.-A., 2006, *A&A*, 456, 481
 Bournaud F., Duc P.-A., Amram P., Combes F., Gach J.-L., 2004, *A&A*, 425, 813
 Chabrier G., 2003, *PASP*, 115, 763
 Cortese L., Boselli A., Franzetti P., Decarli R., Gavazzi G., Boissier S., Buat V., 2008, *MNRAS*, 386, 1157
 Croxall K., van Zee L., Lee H., Skillman E. D., Lee J. C., Côté S., Kennicutt R. C., Jr, Miller B. W., 2009, *AJ*, 705, 72
 de Mello D. F., Torres-Flores S., Mendes de Oliveira C., 2008a, *AJ*, 135, 319
 de Mello D. F., Smith L. J., Sabbi E., Gallagher J. S., Mountain M., Harbeck D. R., 2008b, *AJ*, 135, 548
 de Vaucouleurs G., 1975, *ApJ*, 202, 319
 de Vaucouleurs G. et al., 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*. Springer, New York
 Fall S. M., Chandar R., Whitmore B. C., 2005, *ApJ*, 631, L133
 Fedotov K., Gallagher S. C., Konstantopoulos I. S., Chandar R., Bastian N., Charlton J. C., Whitmore B., Tranco G., 2011, *AJ*, 142, 42
 Gallagher S. C., Charlton J. C., Hunsberger S. D., Zaritsky D., Whitmore B. C., 2001, *AJ*, 122, 163
 Hattori T. et al., 2004, *AJ*, 127, 736
 Henkel C., Guesten R., Downes D., Thum C., Wilson T. L., Biermann P., 1984, *A&A*, 141, L1
 Hibbard J., Yun M., 1996, in Bremer M. N., ed., *Cold Gas at High Redshift*. Kluwer, Dordrecht, p. 47
 Hibbard J., van Gorkum J. H., Rupen M. P., Schiminovich D., 2001, in Hibbard J. E., van Gorkum J. H., Rupen M. P., eds *ASP Conf. Ser. Vol. 240*, Astron. Soc. Pac., San Francisco
 Hibbard J. et al., 2005, *ApJ*, 619, L87
 Hickson P., 1982, *AJ*, 255, 382
 Hummel E., Sancisi R., Ekers R. D., 1984, *A&A*, 133
 Iglesias-Páramo J., Vilchez J. M., 2001, 550, 204
 Irwin J. A., Saikia D. J., 2003, *MNRAS*, 346, 977
 Kauffmann G. et al., 2003, *MNRAS*, 341, 54
 Kondratko P., Greenhill L., Moran J., 2005, *ApJ*, 618, 618
 Leitherer C. et al., 1999, *ApJS*, 123, 3
 Lisenfeld U. et al., 2008, *AJ*, 685, 181
 Mendes de Oliveira C., Cypriano E. S., Sodré L., Jr, Balkowski C., 2004, *ApJ*, L17
 Mendes de Oliveira C., Temporin S., Cypriano E. S., Plana H., Amram P., Sodré L., Jr, Balkowski C., 2006, *AJ*, 132, 570
 Moles M., Sulentic J. W., Marquez I., 1997, *ApJ*, 485, L69
 Morrissey P. et al., 2005, *ApJ*, 619, L7
 Mullan B. et al., 2011, *ApJ*, 731, 93
 Neff S. G. et al., 2005, *ApJ*, 619, L91
 Oosterloo R., Morganti R., Sadler E. M., Ferguson A., van der Hulst T., Jerjen H., 2004, in Duc P.-A., Braine J., Brinks E., eds, *Proc. IAU Symp.*

- 217, Recycling Intergalactic and Interstellar Matter. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 486
- Osterbrock D., Ferland G., 2006, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei* University Science Books, Sausalito
- Pettini M., Pagel B. E. J., 2004, *MNRAS*, 348, L59
- Renaud F., Appleton P. N., Xu C. K., 2010, *ApJ*, 724, 80
- Richer M., McCall M., 1995, *ApJ*, 445, 642
- Roberts M. S., 1968, *ApJ*, 151, 117
- Rozas M., 2008, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 44, 71
- Ryan-Weber E. V. et al., 2004, *AJ*, 127, 1431
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *ApJ*, 500, 525
- Seibert M. et al., 2005, *ApJ*, 619, L55
- Sulentic J. W., Rosado M., Dultzin-Hacyan D., Verdes-Montenegro L., Trinchieri G., Xu C., Pietsch W., 2001, *AJ*, 122, 293
- Thilker D. A. et al., 2007, *ApJS*, 173, 538
- Thilker D. A. et al., 2009, *Nat*, 457, 990
- Torres-Flores S., Mendes de Oliveira C., de Mello D. F., Amran P., Plana H., Epinat B., Inglesias-Paramo J., 2009, *A&A*, 507, 723
- Torres-Flores S., Mendes de Oliveira C., de Mello D. F., Scarano S. J., Urrutia-Viscarra F., 2012, *MNRAS*, 421, 3612
- Trancho G., Kostantopoulos I. S., Bastian N., Fedotov K., Gallagher S., Mullan B., Charlton J. C., 2012, *ApJ*, 748, 102
- Tully R. B., 1988, *Nearby Galaxies Catalog*. Cambridge Univ. Press, Cambridge
- Weilbacher P. M., Fritze-v., Alvensleben U., Duc P.-A., Fricke K., 2002, *ApJ*, 5795, 79
- Weilbacher P. M., Duc P.-A., Fritze-v. Alvensleben U., 2003, *A&A*, 397, 545
- Werk J. K. et al., 2011, *ApJ*, 678, 888

This paper has been typeset from a $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$ file prepared by the author.

Apêndice C

“NGC 2782: a merger remnant with young stars in its
gaseous tidal tail”

Paper aceito no ano 2012 no journal MNRAS, autores: S. Torres-Flores, C. Mendes de Oliveira, D. F. de Mello, S. Scarano, Jr and **F. Urrutia-Viscarra**

NGC 2782: a merger remnant with young stars in its gaseous tidal tail[★]

S. Torres-Flores,^{1,2,3}† C. Mendes de Oliveira,¹ D. F. de Mello,^{4,5} S. Scarano, Jr¹
and F. Urrutia-Viscarra¹

¹*Departamento de Astronomia, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da USP, Rua do Matão 1226, Cidade Universitária, 05508-090, São Paulo, Brazil*

²*Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, OAMP, Université de Provence & CNRS, 38 rue F. Joliot-Curie, 13388 Marseille, Cedex 13, France*

³*Departamento de Física, Universidad de La Serena, Av. Cisternas 1200 Norte, La Serena, Chile*

⁴*Observational Cosmology Laboratory, Code 665, Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD 20771, USA*

⁵*Catholic University of America, Washington, DC 20064, USA*

Accepted 2012 January 17. Received 2012 January 17; in original form 2010 September 1

ABSTRACT

We have searched for young star-forming regions around the merger remnant NGC 2782. By using *Galaxy Evolution Explorer* far-ultraviolet and near-ultraviolet imaging and H I data we found seven ultraviolet sources, located at distances greater than 26 kpc from the centre of NGC 2782, and coinciding with its western H I tidal tail. These regions were resolved in several smaller systems when Gemini/Gemini multi-object spectrograph (GMOS) *r*-band images were used. We compared the observed colours to stellar population synthesis models and found that these objects have ages of ~ 1 to 11 Myr and masses ranging from $10^{3.9}$ to $10^{4.6} M_{\odot}$. By using Gemini/GMOS spectroscopic data we confirm memberships and derive high metallicities for three of the young regions in the tail ($12 + \log(O/H) = 8.74 \pm 0.20$, 8.81 ± 0.20 and 8.78 ± 0.20). These metallicities are similar to the value presented by the nuclear region of NGC 2782 and also similar to the value presented for an object located close to the main body of NGC 2782. The high metallicities measured for the star-forming regions in the gaseous tidal tail of NGC 2782 could be explained if they were formed out of highly enriched gas which was once expelled from the centre of the merging galaxies when the system collided. An additional possibility is that the tail has been a nursery of a few generations of young stellar systems which ultimately polluted this medium with metals, further enriching the already pre-enriched gas ejected to the tail when the galaxies collided.

Key words: galaxies: interactions – intergalactic medium – galaxies: star clusters: general.

1 INTRODUCTION

The intergalactic medium (IGM) of interacting galaxies and the tidal tails of mergers have shown to commonly be the birthplace of a number of new stellar systems. These systems span the range from small clusters (Knierman et al. 2003; Tran et al. 2003) and intergalactic H II regions (IH II; e.g. Mendes de Oliveira et al. 2004)

to tidal dwarf galaxies (TDGs; Mirabel, Dottori & Lutz 1992; Duc & Mirabel 1998; Weilbacher et al. 2000; Weilbacher, Duc & Fritze-v. Alvensleben 2003; Bournaud et al. 2004; Mundell et al. 2004; Mendes de Oliveira et al. 2006).

Since the total luminosity of these young stellar systems is mostly dominated by the ultraviolet (UV) ionizing radiation coming from massive stars, the use of the *Galaxy Evolution Explorer* (GALEX) satellite (Martin et al. 2005) has become an important tool to study the star formation processes and the stellar populations of these systems (Neff et al. 2005; Hancock et al. 2007, 2009; de Mello, Torres-Flores & Mendes de Oliveira 2008a; Smith et al. 2008, 2010; Boquien et al. 2009, 2010; Torres-Flores et al. 2009).

Another crucial ingredient for the study of the stellar populations and formation processes of young stellar systems is the knowledge of their element abundances. This can, in fact, constrain the formation scenario of these stellar associations. For example, Weilbacher et al. (2003) studied the oxygen abundance of several knots in tidal features which had been classified as TDG candidates.

[★]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 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 Ciência e Tecnologia (Brazil) and Ministerio de Ciencia, Tecnología e Innovación Productiva (Argentina) – Observing run: GN-2009B-Q-113.

†E-mail: storres@dfuls.cl

These authors found metallicities similar to the values found in the outer disc of the spirals from which these knots were formed, which suggests that these objects were born from a pre-enriched material. In a lower mass regime, Mendes de Oliveira et al. (2004) studied spectroscopically four H II regions in the IGM of the compact group HCG 92. These authors found high metallicities for these regions, also suggesting that they were formed from a pre-enriched material.

In this context, we have searched for star-forming regions in the merger remnant NGC 2782, which include spectroscopic confirmation for three of the sources. This allows us to study the formation of stellar clusters and the enrichment of the IGM, and to attempt to identify the evolutionary stage of the merger.

NGC 2782 (Arp 215) is at a distance of 34 Mpc (Smith 1994). Its heliocentric radial velocity is $2543 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ [from NASA/IPAC Extragalactic Database (NED)]. This galaxy shows a prominent tidal tail detected in H I, located to the western side of the object. A second tidal tail formed by a stellar component is seen to the east side of the galaxy. Smith (1994) reports the presence of arcs and ripples in this system. These kinds of signatures are common in colliding and merging galaxies (Schweizer 1980, 1982). Due to all the features listed above, Smith (1994) and Smith et al. (1999) classified this system as a merger remnant. In the tidal tail located to the east side of the galaxy, Yoshida et al. (1994) detected a dwarf galaxy in formation and molecular gas was found by Smith et al. (1999) in this region. No molecular gas was found in the western tidal tail (Smith et al. 1999; Braine et al. 2001). New CO observations of the central region of NGC 2782 are shown in Hunt et al. (2008). In a search for extended UV discs, Thilker et al. (2007) included the merger remnant NGC 2782 in its sample. These authors report the presence of UV clumps in the north-west tidal tail of NGC 2782, suggesting that star formation is taking place in this tail.

Recently, Werk et al. (2011) studied the oxygen abundances of several outlying H II regions in a sample of local galaxies, where NGC 2782 was included. These authors concluded that most of their systems have flat metallicity gradients. In Section 4.2 we discuss the results found by Werk et al. with ours.

This paper is organized as follows. In Sections 2 and 3 we present the data and data analysis. In Section 4 we present the results. In Section 5 we discuss our results and in Section 6 we present our main conclusions.

2 DATA

2.1 Ultraviolet data

The UV *GALEX* images of NGC 2782 have been published by Thilker et al. (2007). In our case, the UV data analysed in this work were taken from the public archival data of the *GALEX* satellite. From this archive, we used images in the near-ultraviolet (NUV, $\lambda_{\text{eff}} = 2271 \text{ \AA}$) and far-ultraviolet (FUV, $\lambda_{\text{eff}} = 1528 \text{ \AA}$) bands. In the NUV band, the exposure time was 2109 s, and in the FUV band, it was 2108 s. FUV and NUV fluxes were calculated using Morrissey et al. (2005) $m_{\lambda} = -2.5 \log [F_{\lambda}/a_{\lambda}] + b_{\lambda}$, where $a_{\text{FUV}} = 1.4 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$, $a_{\text{NUV}} = 2.06 \times 10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$, $b_{\text{FUV}} = 18.82$ and $b_{\text{NUV}} = 20.08$ for FUV and NUV, respectively. The fluxes were multiplied by the effective filter bandpass ($\Delta\lambda_{\text{FUV}} = 269 \text{ \AA}$ and $\Delta\lambda_{\text{NUV}} = 616 \text{ \AA}$) to give units of $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. The *GALEX* fields of view are $1^{\circ}28$ and $1^{\circ}24$ in FUV and NUV, respectively, and the pixel scale is $1.5 \text{ arcsec pixel}^{-1}$. The images had a resolution (full width at half-maximum) of 4.2 and 5.3 arcsec in FUV and NUV, respectively.

2.2 *r*-band and spectroscopic data

Observations of NGC 2782 were carried out with the Gemini multi-object spectrograph (GMOS) at the Gemini north observatory as part of the science programme GN-2009B-Q-113. *r*-band images for two fields in NGC 2782 were observed. Fields were centred on the western gaseous tidal tail (RA = $09^{\text{h}}13^{\text{m}}53^{\text{s}}.5$, Dec. = $40^{\circ}09'31''.6$, J2000) and on the object NGC 2782 (RA = $09^{\text{h}}14^{\text{m}}03^{\text{s}}.2$, Dec. = $40^{\circ}06'59''.1$, J2000). The exposure times for both *r*-band images were 15 min, under a seeing of 0.54 and 0.77 arcsec, respectively. Zero-point calibrations were taken from the Gemini website. We checked these values using a few bright stars (on the same field) from the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) data base (Abazajian et al. 2009).

Archival GMOS multislit spectroscopic exposures ($3 \times 1200 \text{ s}$) were available for five objects on the western tidal tail of NGC 2782, covering from 3400 to 6100 \AA (grating B600). These Gemini data were originally acquired by Werk et al. (2011), who provide more details on the observations and an independent reduction and analysis (science programme GN-2008A-Q-31). In this work, these spectra were reduced using standard routines in IRAF.¹ In addition, an SDSS spectrum (covering from 3800 to 9229 \AA) was available for one object in the star-forming arc along the inner ripple of NGC 2782. This object, whose coordinates are RA = $09^{\text{h}}14^{\text{m}}02^{\text{s}}.6$ and Dec. = $+40^{\circ}06'47''.2$ (J2000), was already detected in the H α images shown by Hodge & Kennicutt (1983), Smith (1994, fig. 6) and Jogee, Kenney & Smith (1998, fig. 4).

2.3 Neutral gas

The calibrated H I data of NGC 2782 were taken from the NED. This has a spectral resolution of 31.5 km s^{-1} . Details about the observation can be found in Smith (1994).

3 DATA ANALYSIS

3.1 Selection criteria

In this work, we are interested in searching for young star-forming regions in the gaseous tidal tail of NGC 2782; therefore, no regions on the main body of this galaxy were taken into account. The spectrum of a typical star-forming region is obviously characterized by a strong H α line. If we simulate an instantaneous burst of star formation using the STARBURST99 model (SB99; Leitherer et al. 1999), the lifetime of the H α line, given a fixed mass of $10^6 M_{\odot}$, is of the order of 10 Myr (for a solar metallicity). This is basically produced by the short lifetime of massive stars (OB stars). When this age is linked to the UV colours, it results in a colour FUV–NUV = -0.10 . However, when the metallicity increases (to $Z = 2.5 Z_{\odot}$, for instance) the models predict an age of 10 Myr for a colour FUV–NUV = 0.03. In this theoretical scenario, objects having colours bluer than FUV–NUV ~ 0 have experienced a recent episode of star formation.

On the other hand, we note what has been measured from observations. The colours FUV–NUV of the objects studied in Mendes de Oliveira et al. (2004), as measured in Torres-Flores et al. (2009), are (in three of the four regions) FUV–NUV ≤ 0 . Also, the TDG candidates studied in de Mello et al. (2008a) with confirmed spectroscopy

¹ IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation. See <http://iraf.noao.edu>

(de Mello et al. 2012) have colours $FUV-NUV \leq 0$. Similar colours were found in the study of Neff et al. (2005) for the star-forming regions detected in four systems with tidal tails. They found three candidates having masses similar to those of confirmed TDGs and colours $FUV-NUV$ of -0.32 ± 0.40 , -0.09 ± 0.21 and 0.10 ± 0.23 . Therefore, we selected in this study only objects that have $FUV-NUV \leq 0.15$ and that are placed within the $H\text{I}$ distribution.

3.2 Source extraction and photometry

We detected UV sources using the software `SEXTRACTOR` (SE; Bertin & Arnouts 1996) over the NUV and FUV images. Due to the large format of the *GALEX* images, star-forming regions were searched for across the whole $H\text{I}$ tail. We set the parameter `DETECT_THRESH` to 1.5σ over the background in the NUV image. We chose 1.5σ since larger σ would cause blending with other sources when using SE automatic apertures. At the end, we had a catalogue with RA and Dec. of each object in the FUV and NUV bands. With this information in hand, we matched the FUV and NUV catalogues using a 3 arcsec radius in order to generate a catalogue in which the sources were identified in both UV bands. As we are interested only in young star-forming regions, we note that our sample as a whole is not complete in FUV magnitudes. FUV and NUV magnitudes were estimated inside a fixed aperture of 4 arcsec radius, centred on the centroid of the light distribution of each NUV band detection, using the task `PHOT` in `IRAF`. In this case, the sky subtraction was done by using a sky annulus, where the parameters `ANNULUS` and `DANNULUS` were set to 10 pixels and the sky fitting algorithm was the mode of the values inside the annulus. Fixed FUV and NUV magnitudes were corrected by aperture effects by using the task `MKAPFILE` in `IRAF`. In order to do that, we used the catalogue of all the sources available in our field, which is provided by the *GALEX* pipeline. In that catalogue, we searched for star-like objects with magnitudes between $15 < NUV, FUV < 18$ (i.e. non-saturated objects). We used a minimum aperture of 4 arcsec and a maximum one of 60 arcsec. This gives us a correction of $FUV = -0.36 \pm 0.02$ and $NUV = -0.48 \pm 0.03$. In the case of the r -band image, the aperture correction was $r = -0.03 \pm 0.01$. Due to its small value (similar to the error determination in the r -band magnitudes) we do not take the latter correction into account. Magnitudes were corrected for galactic extinction, using $A_{FUV} = E(B - V) \times 8.29$ and $A_{NUV} = E(B - V) \times 8.18$ (Seibert et al. 2005). We note that due to the *GALEX* spatial resolution, we cannot resolve all of our UV detected regions. In most cases, one UV source will most probably be associated with more than one $H\text{II}$ region. The optical r -band image will help disentangling the multiple sources. Once the UV-emitting sources were identified, we used the r -band image to obtain the magnitudes. For r -band magnitudes, we used a fixed aperture of 4 arcsec radius centred on the UV *GALEX* emission. r -band magnitudes were corrected by Galactic extinction using the Savage & Mathis (1979) extinction law and $E(B - V)$ given by Schelegel, Finkbeiner & Davis (1998).

3.3 Ages and masses: photometric estimates

For each region, ages were estimated from the $FUV-NUV$ and $FUV-r$ observed colours and the models given by SB99. For these models, which were tuned for the *GALEX* and r -band filters, we used an instantaneous burst, a Salpeter initial mass function (IMF; $0.1-100 M_{\odot}$) and a solar metallicity. Models were generated from 1 Myr to 1 Gyr. It is important to note that for low-mass stellar associations, the observed broad-band colours can be affected by an incomplete sampling of the IMF (effect that is not taken into

account by the SB99 models, which assume a fully sampled IMF). This fact could produce uncertainties in the dating of low-mass systems (see Cerviño et al. 2003; Cerviño & Valls-Gabaud 2003; Hancock et al. 2008; Popescu & Hanson 2010; da Silva, Fumagalli & Krumholz 2012). In order to know the colour excess ($E(B - V)$) of each star-forming region, two extinction laws have been applied on the theoretical colours, the starburst law given by Calzetti, Kinney & Storchi-Bergmann (1994) and a Milky Way (MW) extinction law, where the A_{FUV} and A_{NUV} values were taken from Seibert et al. (2005) (8.29 and 8.18, respectively) and $A_r = 2.74$ was taken from Savage & Mathis (1979).

One of the main problems in the study of star formation in young clusters is the uncertainty in the value of the internal dust correction. Since there are no infrared data for the clusters, we have estimated ages and extinctions simultaneously by fitting the observed $FUV-NUV$ and $FUV-r$ colours to the theoretical ones through a χ^2 minimization calculation. Errors on ages were estimated at a confidence level of 68 per cent, in a similar way as presented by Smith et al. (2008). We note that the ages and $E(B - V)$ used throughout this paper correspond to the values that minimized the χ^2 independent if a starburst or MW extinction law was assumed. Errors on $E(B - V)$ are of the order of 0.3 mag.

We have followed the method used in de Mello et al. (2008a) to estimate the mass of our candidates. Basically, we used the ages and the FUV luminosities of each region to estimate the stellar masses with SB99. The stellar masses were obtained from SB99's monochromatic luminosity, L_{1530} , for an instantaneous burst, Salpeter IMF (from 0.1 to $100 M_{\odot}$) and solar metallicity. Since all our candidates present young ages, we note that the luminosities in L_{1530} are dominated by the contribution of massive stars.

3.4 Spectroscopic ages and metallicities

In the SDSS data base we located a calibrated spectrum for one compact object in an arc along a ripple close to the main body of NGC 2782. Due to its large spectral coverage (from 3800 to 9220 Å) we can correct this spectrum for reddening using the Balmer emission lines. The value for the intrinsic $H\alpha/H\beta$ ratio was taken from Brocklehurst (1971) for $T_e = 10\,000$ K and $N_e = 100$. The spectrum was then corrected using a $c_{H\beta} = 0.85$, using the Cardelli, Clayton & Mathis (1989) MW extinction law.

Gemini/GMOS archival spectroscopic data were available for five objects in the gaseous tidal tail of NGC 2782 (data recently used by Werk et al. 2011), three of which coincided with some of the regions measured by us in this study (regions 5, 6 and 7; see Section 4). We used the task `EMSAO` of the package `RVS AO` in `IRAF` to estimate the radial velocity of the objects. Galactic extinction was calculated using the model by Amôres & Lépine (2005), resulting in an $E(B - V) = 0.08$. The intrinsic reddening of each region was assumed to be that derived in Section 3.3 (see Table 1), given the large uncertainties in the flux estimation of the $H\gamma$ line. Galactic and intrinsic corrections were performed using the `IDL` code `FM_UNRED` by Fitzpatrick (1999).

We estimated the equivalent width of the $H\beta$ line for the three regions with Gemini/GMOS spectroscopic data. Using the observed and synthetic $EW(H\beta)$ derived from SB99, we estimated the age of each region, assuming a single stellar population. We also measured the $[\text{O II}] \lambda 3726$ Å, $[\text{O III}] \lambda 4959$ Å and $[\text{O III}] \lambda 5007$ Å line fluxes relative to the $H\beta$ line. Using these values we estimated the oxygen abundance using the R_{23} method defined by Edmunds & Pagel (1984, as shown in fig. 2 of Torres-Peimbert, Peimbert &

Table 1. Observed and derived properties for the UV detected regions.

System	RA 2000	Dec. 2000	r^a (mag)	FUV ^b (mag)	FUV- r^c (mag)	FUV-NUV ^d (mag)	$E(B - V)^e$ (mag)	Age ^f (Myr)	$\log M_\star$ (M_\odot)	Distance ^g (kpc)
1	09:13:48	40:09:56	22.87 ± 0.04	22.47 ± 0.16	-0.39 ± 0.17	-0.26 ± 0.24	0.18/0.23	$1 \pm 4_1$	3.9	45
2	09:13:49	40:07:41	>23	22.76 ± 0.18	–	-0.12 ± 0.28	-0.23	–	–	31
3	09:13:50	40:10:20	22.50 ± 0.03	22.42 ± 0.16	-0.08 ± 0.16	-0.08 ± 0.21	0.16/0.16	$5 \pm 3_3$	4.2	46
4	09:13:51	40:08:39	21.27 ± 0.01	22.54 ± 0.17	1.28 ± 0.17	-0.06 ± 0.23	0.26/0.11	$11 \pm 28_6$	4.6	33
5	09:13:51	40:08:18	22.43 ± 0.03	22.21 ± 0.15	-0.22 ± 0.15	-0.28 ± 0.22	0.22/0.21	$2 \pm 4_1$ (~4)	3.9	31
6	09:13:51	40:08:08	21.44 ± 0.01	21.99 ± 0.13	0.56 ± 0.13	-0.14 ± 0.18	0.34/0.15	$3 \pm 3_3$ (~3)	4.0	30
7	09:13:52	40:07:47	22.23 ± 0.03	22.57 ± 0.18	0.34 ± 0.18	0.14 ± 0.24	0.26/0.20	$6 \pm 23_6$ (~2)	4.2	26

^a r -band magnitude inside a fixed aperture of 4 arcsec radius and corrected by MW extinction. Region 2 appears to have diffuse emission in the r -band image.

^bFixed FUV-band magnitudes corrected by apertures (as described in Section 3.2) and MW extinction.

^cFUV- r colours.

^dMagnitudes were measured in a fixed aperture of 4 arcsec radius and corrected by MW extinction. FUV and NUV magnitudes were corrected by aperture, as described in Section 3.2.

^eLeft values: $E(B - V)$ estimated as in Section 3.3. Right values: $E(B - V)$ estimated by using the H I data of NGC 2782. Total extinction is the sum of the internal and Galactic extinctions (0.13 mag in this band).

^fAges estimated from FUV-NUV and FUV- r . In parenthesis we show the ages estimated from the H β equivalent SB99 models.

^gDistance from the centre of the galaxy, assuming a position angle and inclination of 0°.

Table 2. Line intensities and oxygen abundances.

ID	[O II] ^a 3727	[O III] 4959	[O III] 5007	H α 6563	[N II] 6584	EW _{Hβ} (Å)	$E(B - V)$	12+log(O/H) ^b	12+log(O/H) ^c	12+log(O/H) ^d
5	4.29 ± 0.14	0.24 ± 0.09	0.65 ± 0.09	–	–	77	0.26 ^e	8.22 ± 0.20	8.56 ± 0.31	8.74 ± 0.20
6	3.67 ± 0.21	0.17 ± 0.04	0.59 ± 0.04	–	–	192	0.22 ^e	8.31 ± 0.20	8.65 ± 0.31	8.81 ± 0.20
7	3.75 ± 1.07	0.34 ± 0.08	0.73 ± 0.09	–	–	286	0.34 ^e	8.30 ± 0.20	8.60 ± 0.31	8.78 ± 0.20
MB	–	0.28 ± 0.01	0.73 ± 0.02	2.01 ± 0.05	0.57 ± 0.01	33	0.85	–	–	8.72 ± 0.10

^aLine intensities relative to H β .

^bFollowing Pilyugin (2001).

^cFollowing Edmunds & Pagel (1984). We have also used the method given in McCall, Rybski & Shields (1985) and Dopita & Evans (1986), also finding similarly high values for the oxygen abundance.

^dFollowing McGaugh (1991) and using a ionization parameter $U = 0.001$ and $M_{\text{H I}} = 60 M_\odot$. For the region with the SDSS spectrum (called MB in this table), this value was estimated using Denicoló et al. (2002).

^eSee Section 3.4.

Fierro 1989). Although R_{23} is a well-studied calibrator that depends on the fine-tuning between oxygen abundance and electron temperature, it has the disadvantage that it is double valued, presenting an upper and lower branch, i.e. for a given value of R_{23} , there are two values for the metallicity (see fig. 9 in McGaugh 1991). This can be explained because at low metallicities, the cooling of the H II region is dominated by collisionally excited Lyman α emission. While the metallicity increases, the contribution of oxygen to cooling is higher. Optical forbidden lines are very important at values of $12+\log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.4$. Beyond that, infrared fine-structure lines dominate the cooling (McGaugh 1991). One way to solve the double-valued problem would be by using the ratio between [N II] and [O II]; however, for none of the regions in the tail we have spectra with enough dynamic range to see these two lines. Further discussion on this point is given in Section 4.2.

We also estimated the oxygen abundance using the results found by Pilyugin (2001), who used an empirical approach, which is optimized for high-metallicity H II regions. In spite of the method shown by Pilyugin (2001) being optimized for high-metallicity H II regions, van Zee & Haynes (2006) found that when this method is compared with direct abundances calculations, the residuals of that comparison seem to be correlated with the ionization parameter of the H II regions. van Zee & Haynes (2006) found that this systematic trend does not exist in the case of the semi-empirical method shown in McGaugh (1991). For this reason, we have also used this

latter method to estimate the oxygen abundance of the star-forming regions to compare the results with the other methods mentioned above.

In the case of the SDSS spectrum, which does not have the [O II] line, we estimated the oxygen abundance by using the N2 method (Denicoló, Terlevich & Terlevich 2002).

4 RESULTS

In the following we list the main results derived from the photometry and spectroscopy for the star-forming regions detected in NGC 2782. Photometric results are summarized in Table 1, while spectroscopic results are listed in Table 2.

4.1 Main photometric properties of the star-forming regions

We found seven blue UV-emitting regions in the western tidal tail of NGC 2782. In Fig. 1 we show the NUV and r -band images of the gaseous tidal tail of NGC 2782. We also show a close-up of each region. In Fig. 2 we show an r -band image (taken with Gemini/GMOS) of the main body of NGC 2782. Five of the seven detected regions are enclosed by a white circle (the other two regions are off the field of view). As already mentioned, we located the SDSS spectrum of a compact region close to the centre of NGC 2782. In Fig. 2 we show a zoom of such an object.

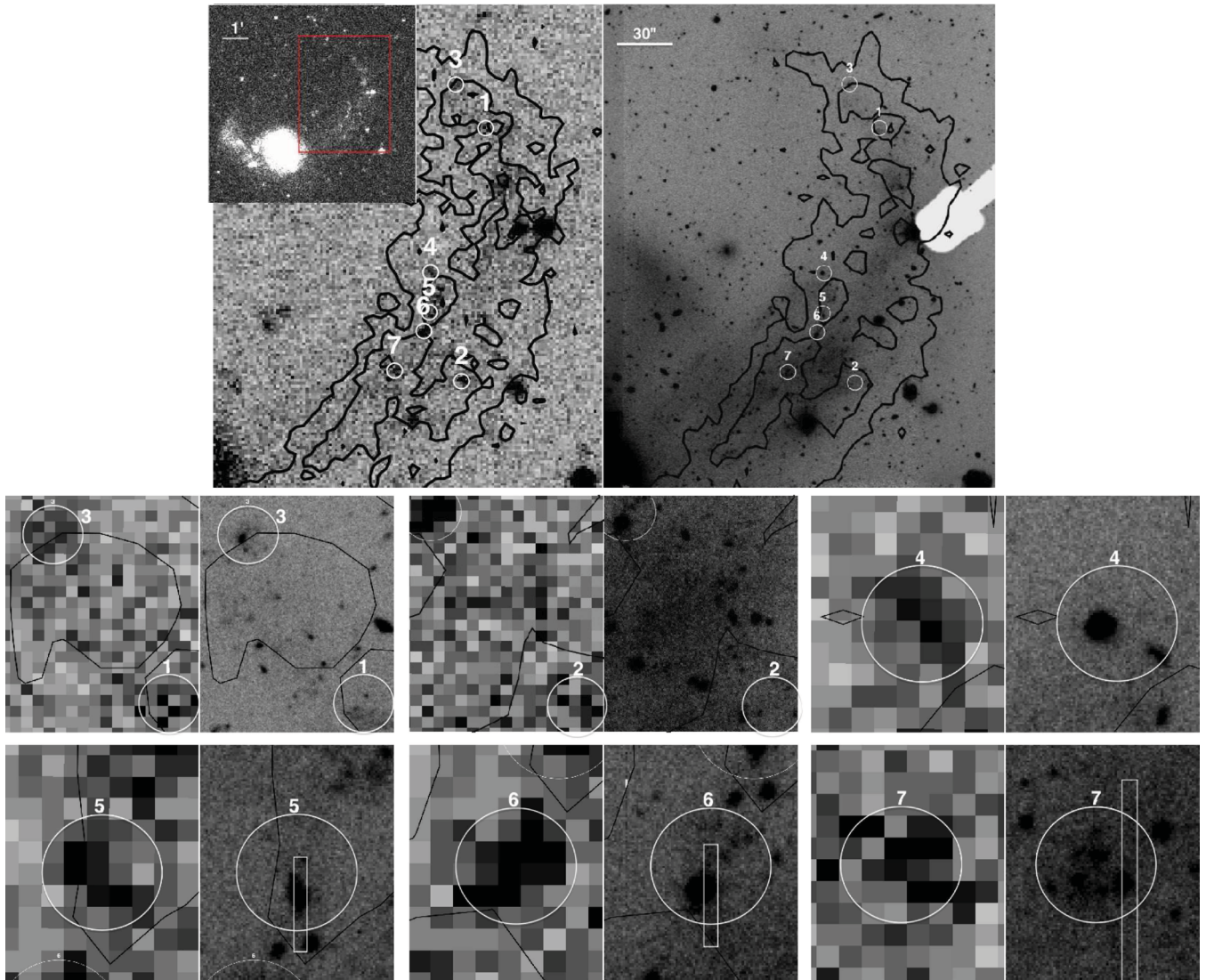


Figure 1. Top-left: NUV-band image of the H I tidal tail of NGC 2782. An NUV-band image of the entire target is shown in the upper-left corner. Top-right: *r*-band image of the tail. The numbered circles (4 arcsec radius) show the detected regions. The contours represent the H I distribution taken from Smith (1994). Bottom images: close-up of the detected regions (left-hand side: NUV-band image; right-hand side: *r*-band image). The Gemini *r*-band image resolved the UV detections in several smaller stellar clusters, as exemplified in the lowest six panels. The white rectangles over regions 5, 6 and 7 indicate, approximately, the position of the slit in the spectroscopic observation.

In Fig. 2 we show the *r*-band image of the main body of NGC 2782. This system clearly shows shells. From this figure, we note that in the region where the UV-emitting sources were found, there is diffuse emission, probably associated with an old stellar population. Diffuse emission is also present in the south and south-east regions of NGC 2782.

In Fig. 3 we plot the FUV–NUV versus FUV–*r* colours for the regions located in the gaseous tidal tail of NGC 2782 (black stars). In the same plot, we include the SB99 models in the cases of no extinction (black line), MW (blue line) and starburst (red line) extinction laws. Best parameters (ages and respective uncertainties and extinctions) are listed in Table 1. We found ages ranging from ~ 1 to 11 Myr. Regions numbered 1, 5 and 6 are the youngest objects found in the gaseous tidal tail of NGC 2782. Interestingly, regions 5 and 6 are detected in the H α image of the system (de Mello et al. 2012).

As described in Section 3.3, we have calculated the colour excess ($E(B - V)$) of the star-forming regions of NGC 2782. Regions 4, 6 and 7 have the highest colour excess of this sample, with values of $E(B - V) = 0.26, 0.34$ and 0.26 , respectively. On the other hand, region 3 has the lowest reddening of 0.16 mag. In order to check these values, we have computed the colour excess for each region by using the H I map of NGC 2782 (Smith 1994). In order to do that, we used equation C1 in Minchin et al. (2003) to estimate the H I column density and we assume the standard Galactic $N(\text{H})$ -to-extinction ratio of $N(\text{H})/E(B - V) = 5.8 \times 10^{21}$ atoms cm^{-2} mag^{-1} (Bohlin, Savage & Drake 1978). In Table 1 we listed the values of $E(B - V)$ derived from neutral hydrogen. Within the uncertainties, the $E(B - V)$ values from the two methods are reasonably consistent.

The mass estimates for the six star-forming objects (with photometrically derived ages) span a range of $3.9 < \log M_{\odot} < 4.6$ (Table 1), which are similar to the masses inferred for the

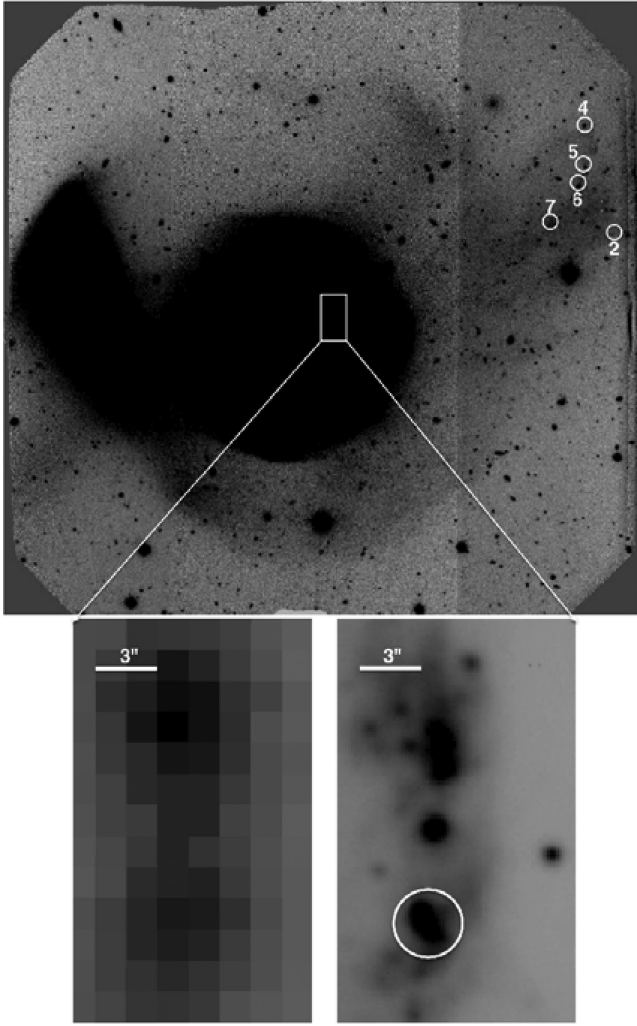


Figure 2. r -band image of NGC 2782. UV-detected star-forming regions are marked with a white circle of 4 arcsec radius. Shells structures can be seen around the main body of NGC 2782. The white square in the main body of NGC 2782 shows the location of the compact object with the SDSS spectrum. We also show a close-up of this object in the NUV and r -band filters (left- and right-hand images, respectively). The source is indicated by a white circle (RA = $09^{\text{h}} 14^{\text{m}} 02^{\text{s}}.6$, Dec. = $+40^{\circ} 06' 47'' 2$).

intergalactic H II regions detected in Mendes de Oliveira et al. (2004), for which the mean mass is $\log(M_{\odot}) = 4.5$. The masses of the star-forming regions in NGC 2782 are slightly lower than the masses of the regions found in the tail of Arp 285 (Smith et al. 2008), which range from $4.3 < \log M_{\odot} < 5.9$. In the same context, a few of the sources in the tail of Arp 82 (Hancock et al. 2007) have larger masses than those in NGC 2782, reaching masses of $\log(M_{\odot}) = 7.9$, in a similar way to the southern source located in the tail of Arp 105, which has a mass of $\log(M_{\odot}) = 7.8$ (Boquien et al. 2010). None of the regions detected in this work have masses typical of TDGs which are usually defined to have masses larger than $\log(M_{\odot}) \sim 8.11$ (Duc & Mirabel 1998).

We estimated the distance from the centre of NGC 2782 to each individual region (Table 1). The closest object is located at 26 kpc from the centre of the galaxy, having an age of 6 Myr. If this object was thrown out of the disc of the main galaxy in some galaxy–galaxy interaction, it should have been expelled with an unlikely high velocity of $\sim 4200 \text{ km s}^{-1}$ (assuming a constant velocity, i.e.

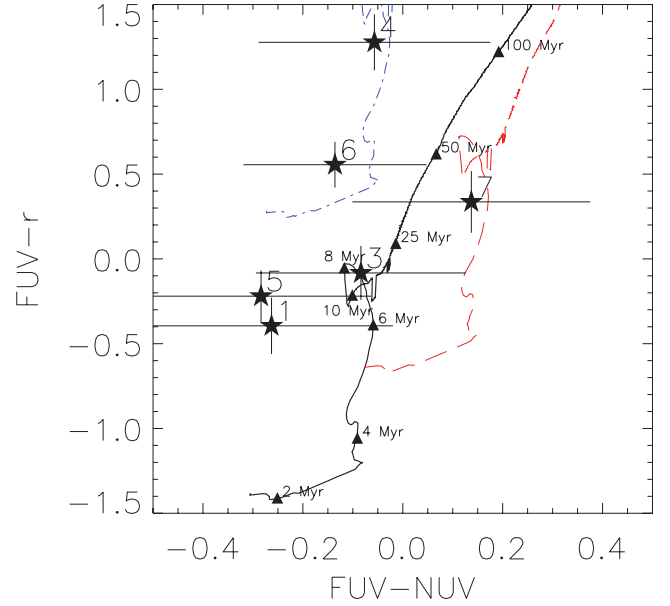


Figure 3. GALEX FUV–NUV versus FUV– r of the star-forming regions (black stars). Models from SB99 are shown as a solid black line (no extinction correction), dash–dotted blue line (MW extinction law with an $E(B - V) = 0.30$) and dashed red line (starburst extinction law from Calzetti et al. 1994 with an $E(B - V) = 0.30$). The filled black triangles mark ages of 2, 4, 6, 8, 10, 25, 50 and 100 Myr.

velocity = distance/age). As this object is one of the oldest ones (together with object 4) and also the closest one, it is similarly impossible for the other objects to have been thrown away from the disc of the main galaxy. This reasoning suggests that these young objects were formed in situ.

In Fig. 4 (top panel) we compared the FUV–NUV and FUV– r colours of the star-forming regions in NGC 2782 (black stars) with the regions detected in the tidal features of Arp 82 (green triangles) and Arp 305 (Hancock et al. 2007, 2009). We used these systems as a comparison sample, given that both systems present tidal tails with FUV, NUV and R (or r) photometry, which allow us to do a fair comparison with the photometric properties of the star-forming regions in NGC 2782. In the case of Arp 82, R -band magnitudes were converted into r -band magnitudes by using the transformation given in Lupton (2005) and the $g - r$ colours of the ‘bridge TDG’ regions of Arp 305 (given that there are no $g - r$ colours for regions in Arp 82). In the case of Arp 305, regions belonging to tidal features are marked with a blue circle, while objects detected in the ‘bridge TDG’ region are marked with red squares. In the bottom panel of Fig. 4 we compare the FUV–NUV colour versus the r -band absolute magnitude for the same regions. From both plots, we can see that regions in NGC 2782 have similar colours to those displayed by the star-forming regions in Arp 82 and Arp 305 (although they tend to cluster at the blue end of the FUV– r range), but being less luminous.

4.2 Main spectroscopic properties of the star-forming regions

In Fig. 5 (first three panels) we show the GMOS spectra (B600 grating) for the three regions located in the gaseous tidal tail of NGC 2782 for which spectroscopy was available. As expected from our selection criteria, these objects are very young. In the lowest panel of Fig. 5 we show the spectrum of the star-forming region located close to the main body of NGC 2782.

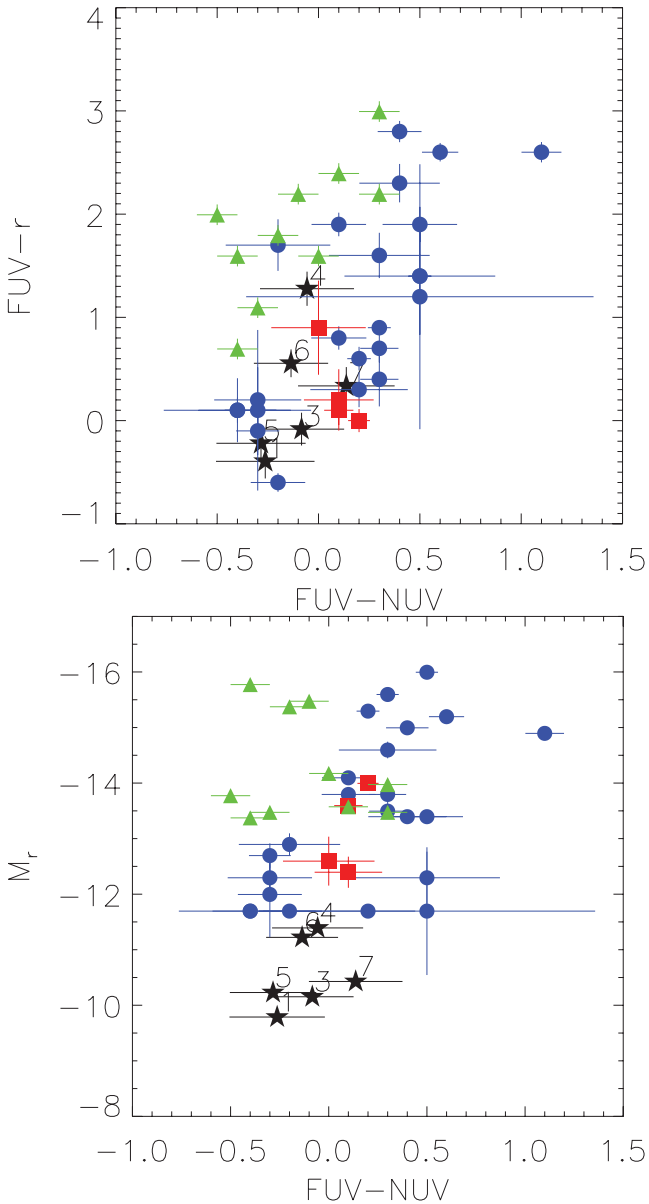


Figure 4. Top panel: *GALEX* FUV–NUV versus FUV–*r* of the star-forming regions in NGC 2782 (black stars), Arp 82 (green triangles) and Arp 305 (blue circles and red squares). Bottom panel: *r*-band absolute magnitude versus FUV–NUV colours. The symbols are the same as in the top panel. The data for Arp 82 and Arp 305 regions were taken from Hancock et al. (2007, 2009).

The three regions for which we have spectroscopy (5, 6 and 7) have radial velocities of 2556, 2531 and 2556 km s^{−1}, respectively, confirming that they are at the same distance as NGC 2782.

As described in Section 3.4 we corrected the blue part of the spectra of regions 5, 6 and 7 by Galactic extinction using a value of $E(B - V) = 0.08$. The results for the line ratios, all of them normalized to $H\beta$, are listed in Table 2.

Using the $EW(H\beta)$ (single stellar population, Salpeter IMF and solar metallicity) we found ages of ~ 4 , ~ 3 and ~ 2 Myr for regions 5, 6 and 7, respectively. For regions 5 and 6, the spectroscopic estimate of the ages is in agreement with the age obtained from the colours, i.e. 2 and 3 Myr. In the case of region 7, the spectroscopic estimate of the age is lower than the age obtained from colours

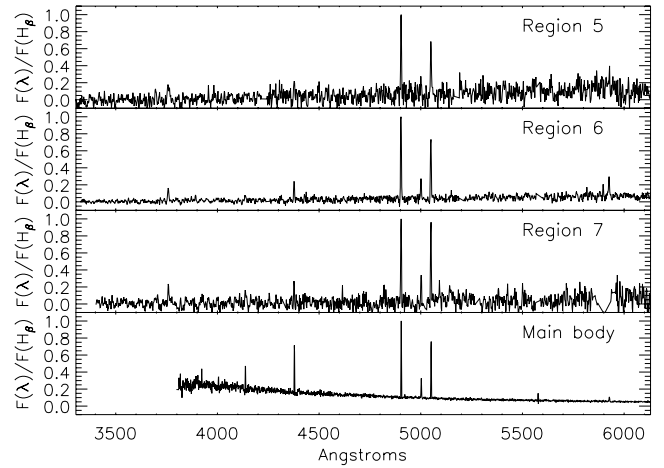


Figure 5. Gemini/GMOS B600 spectra of regions 5, 6 and 7 and SDSS spectrum for the compact source close to the disc of NGC 2782 (bottom spectrum). Spectra were normalized to the peak intensity at the $H\beta$ line.

(6 Myr). These values are consistent within the uncertainties; however, we can not exclude an old stellar population co-existing with this star-forming region, similar to what was found in star-forming regions in the bridge of M81 and M82 (de Mello et al. 2008b).

Given that we are using semi-empirical and empirical calibrations in estimating the metallicities of the star-forming regions (and not direct estimates of these parameters), we adopt a fixed error of 0.2 dex in the case of the calibrations given by McGaugh (1991), as discussed in van Zee & Haynes (2006). We note that van Zee & Haynes (2006) found that oxygen abundances estimated by using the method shown in McGaugh (1991) could be overpredicted by 0.07 ± 0.10 dex. In the case of the calibrations given by Edmunds & Pagel (1984) we adopt an error of 0.31 dex, and in the case of Pilyugin (2001), we used an error of 0.2 dex, as suggested by the author.

For the region located close to the body of NGC 2782, with the SDSS spectrum, we found an oxygen abundance of $12 + \log(O/H) = 8.72 \pm 0.10$ (using the $N2$ method, see Table 2). This value is closer to the upper branch of the R_{23} calibration curve than to the lower branch. In view of this fact, we speculate that abundances in regions 5, 6 and 7 can be estimated by using the upper branch of the R_{23} calibration. The oxygen abundances we derived for regions 5, 6 and 7 (using Pilyugin 2001, Edmunds & Pagel 1984; McGaugh 1991, respectively) are listed in Table 2. The lowest oxygen abundance estimations were obtained by using the Pilyugin (2001) approach, while the highest values were obtained from the McGaugh (1991) method. Using this latter method, we found that regions 5, 6 and 7 have abundances of $12 + \log(O/H) = 8.74 \pm 0.20$, 8.81 ± 0.20 and 8.78 ± 0.20 , respectively, which are quite high values. It is interesting to note that if abundances in regions 5 and 6 were estimated by using the lower branch of the R_{23} calibration (see fig. 9 in McGaugh 1991), their abundances would be at most $12 + \log(O/H) \sim 7.8$, 7.7 and 7.8, respectively, and these results would have been quite different than the abundances estimated for the region located on the main disc of NGC 2782. By using the same data set, Werk et al. (2011) found abundances of $12 + \log(O/H) = 8.66$, 8.72 and 8.56 for the same regions. Within the uncertainties, the abundances derived by us and by Werk et al. (2011) are consistent. In this case, our estimations of the oxygen abundances of the star-forming regions in NGC 2782 give an additional measure of the uncertainty on the metallicities of these systems.

Taking into account the uncertainties, sources 5, 6 and 7 have similar oxygen abundances to those derived for the nuclear region of NGC 2782, i.e. $12+\log(\text{O}/\text{H}) = 8.63$ (Moustakas & Kennicutt 2006, as estimated by using the recipe given in Pettini & Pagel 2004) and also are similar to the abundance determined by Engelbracht et al. (2008) for NGC 2782 ($12+\log(\text{O}/\text{H}) = 8.59 \pm 0.10$). By using the oxygen abundances of the regions listed above (plus two other objects), Werk et al. (2011) suggested a flat metallicity gradient for NGC 2782. Our analysis support this idea; however, new spectroscopic data for other H II regions along the western tidal tail of NGC 2782 are necessary to confirm this scenario.

The abundances of regions 5, 6 and 7 (listed in Table 2) are similar to the solar value given in Denicoló et al. (2002) and are higher (or of the same order) than the values found by Mendes de Oliveira et al. (2004), Duc & Mirabel (1998) and Croxall et al. (2009) for intergalactic H II regions and TDGs in interacting systems.

5 DISCUSSION

In this paper we have searched for star-forming regions in the gaseous tidal tail of the merger remnant NGC 2782. We used archival and new data to perform this analysis. Here, we summarize the main findings of our study.

(i) We have identified seven young UV-emitting sources in the H I tail of NGC 2782. Some of these regions are resolved in small clusters when high-resolution optical images are used.

(ii) All these objects have young ages ($1 \text{ Myr} < \text{Age} < 11 \text{ Myr}$) and masses ranging from $10^{3.9}$ to $10^{4.6} M_{\odot}$.

(iii) Spectroscopic data for three of these objects confirm that they are at the same distance as NGC 2782. This result was also confirmed by Werk et al. (2011). We found that regions 5, 6 and 7 have high metallicities: $12+\log(\text{O}/\text{H}) = 8.74, 8.81$ and 8.78 , respectively.

Some of the main issues concerning star formation outside galaxies are discussed below.

5.1 The physical parameters of the intergalactic star-forming regions in NGC 2782

In the past, a few authors have studied the properties of the stellar clusters in the gaseous tidal tail of NGC 2782. Using optical colours, Knierman (2007) found several blue clusters along the same tail. A few of our regions seem to be located at the same position as Knierman's clusters, as can be judged from their fig. 1 (they did not publish coordinates). Using Fabry–Perot observations, Bournaud et al. (2004) reported just one H II region in the H I tail of NGC 2782. We detect an object in the same location of Bournaud's H II region (region 6 in our work); however, we found several other similar objects in the H I tail. Probably the detection limit of the Fabry–Perot observations of Bournaud et al. could not reveal all the star-forming regions in the H I tail.

The fact that regions 5, 6 and 7 have quite high oxygen abundances suggests that these regions were formed from pre-enriched material. The material out of which these regions may have been formed could have been thrown out of the central region of the interacting galaxies that merged to form NGC 2782, forming the western gaseous tidal tail (scenario that is supported by N -body/smoothed particle hydrodynamics simulations, see Rupke, Kewley & Barnes 2010). If star formation events already took place in this tidal tail, these could have polluted the IGM with metals and with an underlying old stellar population. Bastian et al. (2009) found that young

stellar clusters can easily be destroyed within the first 10 Myr of their lives. Therefore, it remains plausible that the gaseous tidal tail of NGC 2782 already was a nursery of new stellar systems, which were destroyed by internal processes possibly through a phenomenon called *infant mortality* (see Section 5.3), polluting the medium with metals. This fact, plus the distance to the parent galaxy and the young ages that these object present, suggests that these star-forming systems were formed in situ.

We note that the three spectroscopically detected regions in this work have similar ages to the star-forming regions found by Mendes de Oliveira et al. (2004), by construction, given that we chose objects of similar colours. However, they are different of those objects since they have higher oxygen abundances. On the other hand, regions 5, 6 and 7 of this work have oxygen abundances comparable to the values displayed by the TDG candidates in the M81 system (Croxall et al. 2009).

5.2 Tidal tails: the birthplace of new stellar systems

Galaxy–galaxy interactions are an effective mechanism to strip neutral gas out of galaxy discs, forming extended gaseous tidal tails (e.g. Hibbard et al. 2001). Recently, Mullan et al. (2011) used the Wide Field Planetary Camera 2 on the *Hubble Space Telescope* to search for compact stellar structures in the tidal tails of a sample of 13 interacting galaxies, where NGC 2782 was included. These authors found an absence of cluster candidates in the western tidal tail of NGC 2782; however, by using *GALEX* and Gemini data we have catalogued several star-forming region candidates, with ages $< 11 \text{ Myr}$, in the gaseous western tidal tail of this system. All of our sources were detected in regions where the H I column densities reach values above the threshold to trigger star formation ($\log N_{\text{HI}} = 20.6 \text{ cm}^{-2}$) found by Maybhate et al. (2007) in their study of cluster formation in tidal debris.

In the western tidal tail of NGC 2782 no TDG was detected; however, several objects with IH II properties were found. Knierman et al. (2003) found a trend of formation of either TDGs or less massive systems but not both on tidal tails, for a sample of four mergers. In this context, the results found in this paper are in agreement with this previous work, given that NGC 2782 has only low-mass systems.

5.3 The fate of the star-forming regions in the H I tail of NGC 2782

Whether these systems will become independent entities is not clear. It will depend on several parameters, such as the distance to the parent galaxies and total masses. In this context, Mengel et al. (2008) compare the dynamical masses for nine young clusters in the Antennae (6–9 Myr) with respect to the photometric masses. They found that almost all clusters in the Antennae are stable and bound. Internal processes, as ionizing radiation coming from OB stars, stellar winds and supernova could remove the interstellar medium that binds young star-forming regions (as stellar clusters) and allow these objects to become gravitationally unbound systems, in a phenomenon called *infant mortality* (Fall, Chandar & Whitmore 2005). Recently, Bastian et al. (2009) found that infant mortality is more important in the first 10 Myr of a cluster, contrary to what was proposed by Whitmore, Chandar & Fall (2007), who found that the disruption of a cluster takes about 100 Myr. In this context, the continuous formation of stellar clusters along the time, which are subsequently disrupted by the *infant mortality* process, could increase the metallicity of a given region just due to stellar evolution.

In the case of NGC 2782, the high oxygen abundance present at large distances from the main body of the system suggests that the IGM is already rich in metals. If the *infant mortality* process already took place in this system, it could explain, at some level, the high metallicity observed in the gaseous tidal tail of NGC 2782.

5.4 Where is the molecular gas in merger galaxies?

Although there is a good correlation between the location of UV sources with the presence of peaks in the H I distribution in tidal tails (e.g. Neff et al. 2005; de Mello et al. 2008a), it is well known that stars form in molecular clouds. As Knierman (2007) noted for NGC 2782, it is an unexpected result to find star formation in regions without molecular gas. Our analysis shows that several UV sources are located in the same region of the blue clusters of Knierman, where H I has been detected. In view of this scenario, where is the molecular gas in merger systems? Using a sample of seven mergers, Bryant & Scoville (1999) found that the molecular gas is concentrated in the core of the mergers. In a similar way, Yun & Hibbard (2001) found that the CO emission in mergers is placed in the central 2 kpc radius. Studying a sample of TDGs, Braine et al. (2001) detected CO in six objects of their sample. Smith (1991) found an H I mass of $1.4 \times 10^9 M_{\odot}$ in the north-east tail of NGC 2782. Interestingly, neither Smith et al. (1999) nor Braine et al. (2001) could detect CO in the location of the UV-emitting regions in NGC 2782.

Therefore, the results shown in this paper imply that star formation took place in the tidal tail a few million years ago. The lack of CO detection can be explained if we take into account Heithausen & Walter (2000) results using the same instrument (and beam size) as Braine et al. (2001). They detected two molecular complexes in the nearby galaxy NGC 3077. Complex 2 has a molecular mass of $M = 4 \times 10^6 M_{\odot}$. This mass and their respective CO flux at the distance of NGC 2782 ($S = 0.32 \text{ Jy km s}^{-1}$, using equation 4 of Braine et al. 2001) are below the values that Braine et al. (2001) defined as *no detection of molecular gas* for NGC 2782 ($S \leq 0.5 \text{ Jy km s}^{-1}$). In a similar way, Walter, Martin & Ott (2006) studied the molecular gas in the tidal arms near to NGC 3077 using interferometric data. They found several H II regions over the H I distribution in this area and one of these regions (object A) is associated with a molecular cloud complex. If we take the flux of this region ($S = 8.2 \text{ Jy km s}^{-1}$), located at 3.6 Mpc, and carry it to the distance of the stellar clusters found in NGC 2782, this region has a flux of $S = 0.09 \text{ Jy km s}^{-1}$ and it could not be detected in CO, following table 2 in Braine et al. (2001). Our detected regions seem to be small objects, with typical masses of stellar clusters; therefore, their masses of molecular gas could be low enough to remain undetected by present observations at the distances of our targets.

6 CONCLUSIONS

In this paper we found seven young UV-emitting sources in the gaseous tidal tail of the system NGC 2782. All these regions have stellar masses and ages typical of IH II. They are located across the H I distribution and not specifically on H I peaks, as also was reported by Mendes de Oliveira et al. (2004) for the IH II in the Stephan's Quintet and by Walter et al. (2006) for NGC 3077. When an optical *r*-band image is taken into account, these UV sources can be resolved in several smaller systems. We found that three objects (regions 5, 6 and 7) have high metallicities ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.74 \pm 0.20$, 8.81 ± 0.20 and 8.78 ± 0.20 , respectively). This result could be explained if some high-abundance gas from the

centre of the merging galaxies could be expelled, forming tidal tails. An additional contribution for the observed high abundances could be related to star formation events. In this case, the process known as *infant mortality*, which predicts that stellar clusters are dissolved after ~ 10 Myr, could help explaining the observed high metallicities. Further spectroscopic data are necessary to constrain the membership of other detected regions in the vicinity of the interacting system, to study metallicities, to know how the IGM is enriched by this type of object and to compare dynamical and photometric masses, in order to know the fate of these systems.

ACKNOWLEDGMENTS

We would like to thank the referee for the very useful comments that improved this paper considerably. We thank Gladys Vieira-Kober and Elysse Voyer for making the H α data of NGC 2782 available to us prior to publication. ST-F acknowledges the financial support of FONDECYT (Chile) through a post-doctoral position, under contract 3110087 and FAPESP through the doctoral position, under contract 2007/07973-3. ST-F would also like to thank the NASA's Goodard Space Flight Center and the Catholic University of America for support during visit where part of this work was developed. CMdO acknowledges support from the Brazilian agencies FAPESP (projeto temático 2006/56213-9), CNPq and CAPES. DFdM acknowledges support from GALEX grant NNG06GG45G and ADP grant NNX09AC72G. SSJ acknowledges FAPESP for the post-doc grant 09/05181-8. FU-V acknowledges the financial support of FAPESP through the Master position, under contract 2007/06436-4. GALEX is a NASA Small Explorer, launched in 2003 April. We gratefully acknowledge NASA's support for construction, operation and science analysis for the GALEX mission, developed in cooperation with the Centre National d' Etudes Spatiales of France and the Korean Ministry of Science and Technology. This research has made use of the NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration.

REFERENCES

- Abazajian et al., 2009, ApJS, 182, 543
 Amôres E. B., Lépine J. R. D., 2005, AJ, 130, 659
 Bastian N., Tranco G., Konstantopoulos I. S., Miller B. W., 2009, ApJ, 701, 607
 Bertin E., Arnouts S., 1996, A&AS, 117, 393
 Bohlin R. C., Savage B. D., Drake J. F., 1978, ApJ, 224, 132
 Boquien M. et al., 2009, AJ, 137, 4561
 Boquien M., Duc P.-A., Galliano F., Braine J., Lisenfeld U., Charmandaris V., Appleton P. N., 2010, AJ, 140, 2124
 Bournaud F., Duc P. A., Amram P., Combes F., Gach J.-L., 2004, A&A, 425, 813
 Braine J., Duc P.-A., Lisenfeld U., Charmandaris V., Vallejo O., Leon S., Brinks E., 2001, A&A, 378, 51
 Brocklehurst M., 1971, MNRAS, 153, 471
 Bryant P. M., Scoville N. Z., 1999, AJ, 117, 2632
 Calzetti D., Kinney A. L., Storchi-Bergmann T., 1994, ApJ, 429, 582
 Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, ApJ, 345, 245
 Cerviño M., Valls-Gabaud D., 2003, MNRAS, 338, 481
 Cerviño M., Luridiana V., Pérez E., Vilchez J. M., Valls-Gabaud D., 2003, A&A, 407, 177
 Croxall K. V., van Zee L., Lee H., Skillman E. D., Lee J. C., Côté S., Kennicutt R. C., Miller B. W., 2009, ApJ, 705, 723
 da Silva R. L., Fumagalli M., Krumholz M., 2012, ApJ, 745, 145

- de Mello D. F., Torres-Flores S., Mendes de Oliveira C., 2008a, *AJ*, 135, 319
- de Mello D. F., Smith L. J., Sabbi E., Gallagher J. S., Mountain M., Harbeck D. R., 2008b, *AJ*, 135, 548
- de Mello D. F., Urrutia-Viscarra F., Mendes de Oliveira C., Torres-Flores S., Carrasco E. R., Cypriano E., 2012, *MNRAS*, submitted
- Denicoló G., Terlevich R., Terlevich E., 2002, *MNRAS*, 330, 69
- Dopita M. A., Evans I. N., 1986, *ApJ*, 307, 431
- Duc P.-A., Mirabel I. F., 1998, *A&A*, 333, 813
- Edmunds M. G., Pagel B. E. J., 1984, *MNRAS*, 211, 507
- Engelbracht C. W., Rieke G. H., Gordon K. D., Smith J.-D. T., Werner M. W., Moustakas J., Willmer C. N. A., Vanzì L., 2008, *ApJ*, 678, 804
- Fall S. M., Chandar R., Whitmore B. C., 2005, *ApJ*, 631, L133
- Fitzpatrick E. L., 1999, *PASP*, 111, 63
- Hancock M., Smith B. J., Struck C., Giroux M. L., Appleton P. N., Charmandaris V., Reach W. T., 2007, *AJ*, 133, 79
- Hancock M., Smith B. J., Giroux M. L., Struck C., 2008, *MNRAS*, 389, 1470
- Hancock M., Smith B. J., Struck C., Giroux M. L., Hurlock S., 2009, *AJ*, 137, 4643
- Heithausen A., Walter F., 2000, *A&A*, 361, 500
- Hibbard J. E., van Gorkom J. H., Rupen M. P., Schiminovich D., 2001, in Hibbard J. E., Rupen M. P., van Gorkom J. H., eds, *ASP Conf. Ser. Vol. 240, Gas and Galaxy Evolution*. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 657
- Hodge P. W., Kennicutt R. C., 1983, *AJ*, 88, 296
- Hunt L. K. et al., 2008, *A&A*, 482, 133
- Jogee S., Kenney J. D. P., Smith B. J., 1998, *ApJ*, 494, L185
- Knierman K., 2007, *Island Universes, Astrophysics and Space Science Proceedings*. Springer, 2007, p. 307
- Knierman K. A., Gallagher S. C., Charlton J. C., Hunsberger S. D., Whitmore B., Kundu A., Hibbard J. E., Zaritsky D., 2003, *AJ*, 126, 1227
- Leitherer C. et al., 1999, *ApJS*, 123, 3
- Lupton R., 2005, SDSS website (<http://www.sdss.org/dr5/algorithms/sdssUBVRITransform.html#Lupton2005>)
- McCall M. L., Rybski P. M., Shields G. A., 1985, *ApJS*, 57, 1
- McGaugh S. S., 1991, *ApJ*, 380, 140
- Martin D. C. et al., 2005, *ApJ*, 619, L1
- Maybhate A., Masiero J., Hibbard J. E., Charlton J. C., Palma C., Knierman K. A., English J., 2007, *MNRAS*, 381, 59
- Mendes de Oliveira C., Cypriano E. S., Sodré L., Jr, Balkowski C., 2004, *ApJ*, 605, L17
- Mendes de Oliveira C., Temporin S., Cypriano E. S., Plana H., Amram P., Sodré L., Jr, Balkowski C., 2006, *AJ*, 132, 570
- Mengel S., Lehnert M. D., Thatte N. A., Vacca W. D., Whitmore B., Chandar R., 2008, *A&A*, 489, 1091
- Minchin R. F. et al., 2003, *MNRAS*, 346, 787
- Mirabel I. F., Dottori H., Lutz D., 1992, *A&A*, 256, L19
- Morrissey P. et al., 2005, *ApJ*, 619, L7
- Moustakas J., Kennicutt R. C., Jr, 2006, *ApJS*, 164, 81
- Mullan B. et al., 2011, *ApJ*, 731, 93
- Mundell C. G., James P. A., Loiseau N., Schinnerer E., Forbes D. A., 2004, *ApJ*, 614, 648
- Neff S. G. et al., 2005, *ApJ*, 619, L91
- Pettini M., Pagel B. E. J., 2004, *MNRAS*, 348, L59
- Pilyugin L. S., 2001, *A&A*, 369, 594
- Popescu B., Hanson M. M., 2010, *ApJ*, 724, 296
- Rupke D. S. N., Kewley L. J., Barnes J. E., 2010, *ApJ*, 710, L156
- Savage B. D., Mathis J. S., 1979, *ARA&A*, 17, 73
- Schelegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schweizer F., 1980, *ApJ*, 237, 303
- Schweizer F., 1982, *ApJ*, 252, 455
- Seibert M. et al., 2005, *ApJ*, 619, L55
- Smith B. J., 1991, *ApJ*, 378, 39
- Smith B. J., 1994, *AJ*, 107, 1695
- Smith B. J., Struck C., Kenney J. D. P., Jogee S., 1999, *AJ*, 117, 1237
- Smith B. J. et al., 2008, *AJ*, 135, 2406
- Smith B. J., Giroux M. L., Struck C., Hancock M., 2010, *AJ*, 139, 1212
- Thilker D. A. et al., 2007, *ApJS*, 173, 538
- Torres-Flores S., Mendes de Oliveira C., de Mello D. F., Amram P., Plana H., Epinat B., Iglesias-Páramo J., 2009, *A&A*, 507, 723
- Torres-Peimbert S., Peimbert M., Fierro J., 1989, *ApJ*, 345, 186
- Tran H. D. et al., 2003, *ApJ*, 585, 750
- van Zee L., Haynes M. P., 2006, *ApJ*, 636, 214
- Walter F., Martin C. L., Ott J., 2006, *AJ*, 132, 2289
- Weilbacher P. M., Duc P.-A., Fritze-v. Alvensleben U., Martin P., Fricke K. J., 2000, *A&A*, 358, 819
- Weilbacher P. M., Duc P.-A., Fritze-v. Alvensleben U., 2003, *A&A*, 397, 545
- Werk J. K., Putman M. E., Meurer G. R., Santiago-Figueroa N., 2011, *ApJ*, 735, 71
- Whitmore B. C., Chandar R., Fall S. M., 2007, *AJ*, 133, 1067
- Yoshida M., Taniguchi Y., Murayama T., 1994, *PASJ*, 46, 195
- Yun M. S., Hibbard J. E., 2001, *ApJ*, 550, 104

This paper has been typeset from a $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$ file prepared by the author.

Apêndice D

“A census of H α emitters in the intergalactic medium of the NGC 2865 system”

Paper aceito no ano 2014 no journal A&A, autores: **F. Urrutia-Viscarra**, M. Arnaboldi, C. Mendes de Oliveira, O. Gerhard, S. Torres-Flores, E. R. Carrasco, and D. de Mello

A census of H α emitters in the intergalactic medium of the NGC 2865 system[★]

F. Urrutia-Viscarra^{1,2}, M. Arnaboldi¹, C. Mendes de Oliveira², O. Gerhard³, S. Torres-Flores⁴, E. R. Carrasco⁵, and D. de Mello^{6,7}

¹ European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild-Strasse 2, 85748 Garching, Germany

² Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, Rua do Matão 1226, Cidade Universitária, 05508-900, São Paulo, SP, Brazil e-mail: furrutia@astro.iag.usp.br

³ Max-Planck-Institut für Extraterrestrische Physik, Giessenbachstrasse, D-85741 Garching, Germany

⁴ Departamento de Física, Universidad de La Serena, Av. Cisternas 1200 Norte, La Serena, Chile

⁵ Gemini Observatory/AURA, Southern Operations Center, Casilla 603, La Serena, Chile

⁶ Physics Department, The Catholic University of America, Washington, DC 20064 USA

⁷ Observational Cosmology Laboratory, Code 665, Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD 20771 USA

Received , 2013; accepted

ABSTRACT

Context. Tidal debris, which are rich in HI gas and formed in interacting and merging systems, are suitable laboratories to study star formation outside galaxies. Recently, several such systems were observed, which contained many young star forming regions outside the galaxies.

Aims. In previous works, we have studied young star forming regions outside galaxies in different systems with optical and/or gaseous tidal debris, in order to understand how often they occur and in which type of environments. In this paper, we searched for star forming regions around the galaxy NGC 2865, a shell galaxy that is circled by a ring of HI with a total mass of $1.2 \times 10^9 M_{\odot}$.

Methods. Using the multi-slit imaging spectroscopy technique with the Gemini telescope, we detected all H α emitting sources in the surroundings of the galaxy NGC 2865, down to a flux limit of 10^{-18} erg cm⁻² s⁻¹ Å⁻¹. With the spectra information and the near and far-ultraviolet flux, we characterize the star formation rates, masses, ages, and metallicities for these HII regions. In total, we found 26 emission-line sources in a 60×60 Kpc field centered over the southeastern tail of the HI gas present around the galaxy NGC 2865.

Results. Out of the 26 H α emitters, 19 are in the satellite galaxy FGCE 0745, and seven are intergalactic HII regions scattered over the south tail of the HI gas around NGC 2865. We found that the intergalactic HII regions are young (<200 Myr) with stellar masses in the range $4 \times 10^3 M_{\odot}$ to $17 \times 10^6 M_{\odot}$. These are found in a region of low HI gas density, where the probability of forming stars is expected to be low. For one of the intergalactic HII regions, we estimated a solar oxygen abundance of $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.7$. We also were able to estimate the metallicity for the satellite galaxy FGCE 0745 to be $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \sim 8.0$.

Conclusions. Given these physical parameters, the intergalactic HII regions are consistent with young star forming regions (or clusters), which are born in situ outside the NGC 2865 galaxy from a pre-enriched gas removed from the host galaxies in a merger event. The relevance of these observations is discussed.

Key words. ISM: abundance, HII regions. Galaxies: individual: NGC 2865, General: ISM, star formation.

1. Introduction

Stars are formed in dense regions inside giant molecular clouds. However, what triggers and quenches the cloud collapse is still an open question that has strong implications for the understanding of how galaxies form and evolve. One approach to this problem is the study of star formation in extreme environments. One of these environments is the tidal debris of HI gas caused by galaxy-galaxy interactions and galaxy mergers. They are excellent candidates to contain a large number of HII regions outside

galaxies, as illustrated by the numerical simulations of Bournaud et al. (2008). With the detections of these intergalactic systems, we can analyze the probability to form stellar systems in environments where the gas density, $\text{HI} \sim 10^{19}$ cm⁻², is very low. In recent years, various authors reported intergalactic objects in interacting systems with gas tails, such as tidal dwarf galaxies (e.g., Duc & Mirabel 1998; Duc et al. 2000; Mendes de Oliveira et al. 2001; Hibbard et al. 2001; de Mello et al. 2012; Lee-Waddell et al. 2012) and intergalactic HII regions (e.g., Gerhard et al. 2002; Ryan-Weber et al. 2004; Mendes de Oliveira et al. 2004; Arrigoni Battaia et al. 2012; Torres-Flores et al. 2012; de Mello et al. 2012; Yagi et al. 2013).

When one or more gas rich galaxies are involved in an interaction, it is common to find extended tails of HI gas outside these galaxies. Galaxy interactions are rare phenomena in the local Universe, and even rarer if the interaction involves two massive galaxies, also known as a major merger. While these represent some of the most spectacular collisions we observe, they

[★] 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 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 Ciência e Tecnologia (Brazil) and Ministerio de Ciencia, Tecnología e Innovación Productiva (Argentina) - Observing runs: GS-2008A-Q-35.

are far from being common. Because of the shape of the galaxy luminosity function, which rises at fainter luminosities, encounters more commonly involve a bright galaxy interacting with a small satellite. The optical Hubble Space Telescope Deep Sky Survey shows that the number of galaxies with signatures of interaction increase by approximately 10% between redshift 0.7 and 1 (e.g., Le Fèvre et al. 2000; López-Sanjuan et al. 2013) as compared to the Local Universe. One of the environmental effects triggered by galaxy interactions is extended star formation. This is commonly observed in pairs or in close interacting galaxies, mainly in the systems, which contain disturbed HI features. Recently, many efforts have been devoted to several systems in the local universe to understand the physical conditions that lead to the formation of new stars and to determine whether these are responsible for polluting the intergalactic medium with metal-enriched gas (e.g., Mendes de Oliveira et al. 2004; Ryan-Weber et al. 2004; Bournaud et al. 2004; de Mello et al. 2012; Torres-Flores et al. 2012; Arrigoni Battaia et al. 2012; Yagi et al. 2013). These are important points, given that many studies (i.e., Songaila 2001; Pettini et al. 2003; Becker et al. 2006; Ryan-Weber et al. 2006, 2009; Simcoe et al. 2011; Díaz et al. 2011; D’Odorico et al. 2013) showed that the intergalactic medium at a redshift of at least 6 is not a pristine remnant of the Big Bang, but rather it contains significant quantities of metals.

In this paper, we study the surroundings of the elliptical galaxy NGC 2865, which has an unusual quantity of HI gas around it ($M_{HI} \sim 1.2 \times 10^9 M_{\odot}$, Schiminovich et al. 1995). The galaxy NGC 2865 is classified as an E3 in the RC3 catalog (de Vaucouleurs et al. 1991), and it satisfies the Faber & Jackson (1976) relation (Lake & Dressler 1986). However, deep images of NGC 2865 demonstrate that it is a genuinely peculiar galaxy. The galaxy clearly shows a significantly disturbed morphology. Malin & Carter (1983) cataloged NGC 2865 as a shell galaxy: an external shell at about $2'$ east of the nucleus is barely visible in both the NUV and in the HST ACS image. A faint loop is visible to the northwest of the galaxy, while a tail extension can be seen to the southeast (Rampazzo et al. 2007). These two features are typically associated with galaxy interactions. Stellar spectroscopy and UB V photometry set lower and upper limits to the age of the possible encounter to 1 and 4 Gyr respectively, which is consistent with major merger models (Schiminovich et al. 1995). This encounter would have led to the formation of NGC 2865. Stellar spectroscopy of the nuclear regions of NGC 2865 (Bica & Alloin 1987) shows a bump in the spectrum at 4600 \AA and a corresponding strengthening of the Balmer lines, which are features that may correspond to an intermediate-age burst of star formation. In addition, NGC 2865 presents an unusual ring of HI gas around it, which may be a remnant of a merger event. The galaxy NGC 2865 has no nearby companions of similar luminosity; only two gas-rich galaxies are seen nearby, FGCE 0745 and [M98k] 092035.0-225654, at $6'$ and $9'$ from NGC 2865, which are at 1.0 and 1.5 kpc, respectively. Basic physical parameters for NGC 2865 and the nearest galaxy FGCE 0745 are listed in Table 1.; M98k has not been observed in this work. Other authors studying similar systems (considering the morphological types of the galaxies) are Boselli et al. (2005) for the interacting pairs M 86/NGC 4438 and Arrigoni Battaia et al. (2012) for the system VCC1249/M49, where several intergalactic HII regions were discovered.

In this article, we address the question whether star formation is possible in low-density HI gas and if the HI gas around NGC 2865 is primordial. If the gas is not primordial, it must be removed from a gas-rich galaxy by a tidal effect during an interaction and actually is in the intergalactic medium.

Table 1. Principal parameters for NGC 2865 and the satellite galaxy FGCE 0745 from the literature.

	V_{sys}^a Km s $^{-1}$	L_B L_{\odot}	r_e kpc	σ_C km s $^{-1}$	M_{HI} M_{\odot}	V_{HI} Km s $^{-1}$
NGC 2865	2627 \pm 3	2.4×10^{10c}	1.33 c	200 b	1.2×10^{8c}	2694 \pm 15 c
FGCE 0745	2480 \pm 14	—	—	—	4.9×10^8	2725 c

Notes. $^{(a)}$ (Smith et al. 2000), NED. $^{(b)}$ The central velocity dispersion σ_C was taken from Hau et al. (1999). $^{(c)}$ Taken from Schiminovich et al. (1995).

The layout of this paper is as follows. In Section 2, the novel observational technique and the data reduction are described. Data analysis is shown in Section 3. In Section 4, the principal properties and the results for each HII region are presented. This is followed by a discussion in Section 5 and the conclusion in Section 6. Throughout the paper, we assume $\Omega_M=0.3$, $\Omega_{\Lambda}=0.7$, and $H_0=100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ with $h = 0.75$.

2. Observations

2.1. Spectroscopic observations

The data were collected with the Gemini Multi-Object Spectrograph (Hook et al. 2004, hereafter GMOS) mounted on the Gemini South telescope in Chile in queue mode (Program ID. GS-2008A-Q-35).

The southeastern HI tail of NGC 2865 ($\alpha(2000) = 9^h 23^m 37.13$, $\delta(2000) = -23^{\circ} 11' 54''.34$) was imaged with the r' filter on 2008 Jan 28 (UT) in clear conditions and with an average seeing of $0.95''$. The images were processed in the standard manner with the Gemini IRAF package (version 1.8). The final combined images were used to build the multi-slit mask.

A technique called multi-slit imaging spectroscopy (MSIS) has been used to search for HII regions in the gaseous tail of NGC 2865. The use of the MSIS technique requires the construction of a special mask with multiple long slits spaced by a few arcsecs combined with a narrow-band filter. We built a mask with multiple parallel long slits of $1''$ in width and spaced every $8''$. Figure 1 shows the combined r' image with the mask overlaid onto it.

The spectra were observed on 2008 Apr 13 (UT) during dark time through thin cirrus and with a seeing that varied between $0''.6$ and $0''.8$. The mask was observed in nine different positions with each one shifted spatially by $1''$ with respect to the previous one, which is always in the same direction. The dither pattern used covered $\sim 95\%$ of the field inside the $5' \times 5'$ GMOS field of view. At each position (nine in total), 3×315 sec exposures were obtained with the 400 lines mm^{-1} ruling a density grating (R400), centered at 6620 \AA and using the $H\alpha$ continuum filter¹. Internal flats were obtained every 3 science exposures, and CuAr (copper-argon) arc lamp calibration frames were acquired at the beginning and the end of the observing sequence. In addition, the CuAr arc lamp was observed without the $H\alpha$ continuum filter at the end of the observing sequence. The selected instrument setup (grating + narrow band filter + central wavelength) has been chosen to optimize the detection of any $H\alpha$ emissions for all emitting objects at the rest frame of the NGC 2865 galaxy down to a flux of $10^{-18} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$. At the redshift of the galaxy, the $H\alpha$ lines are expected to be around 6563 \AA . The log of the observations is given in Table 2.

¹ <http://www.gemini.edu/node/10637>

Table 2. Observation logbook.

Date	Mask	Total ^a exposure sec.	Average seeing	BinX × BinY	Number of frames	Xoffset ^b
13.04.2008	POS0	315	0''.7	2×2	3	0''.73
13.04.2008	POS1	315	0''.7	2×2	3	-0''.27
13.04.2008	POS2	315	0''.6	2×2	3	-1''.27
13.04.2008	POS3	315	0''.7	2×2	3	-2''.27
13.04.2008	POS4	315	0''.8	2×2	3	-3''.27
13.04.2008	POS5	315	0''.7	2×2	3	-4''.27
13.04.2008	POS6	315	0''.7	2×2	3	-5''.27
13.04.2008	POS7	315	0''.7	2×2	3	-6''.27
13.04.2008	POS8	315	0''.8	2×2	3	-7''.27

Notes. ^(a) Total exposure time for each frame. ^(b) The field of view was centered at α (J2000) 09^h 23^m 37^s.13 and δ (J2000)-23° 11' 54".34.

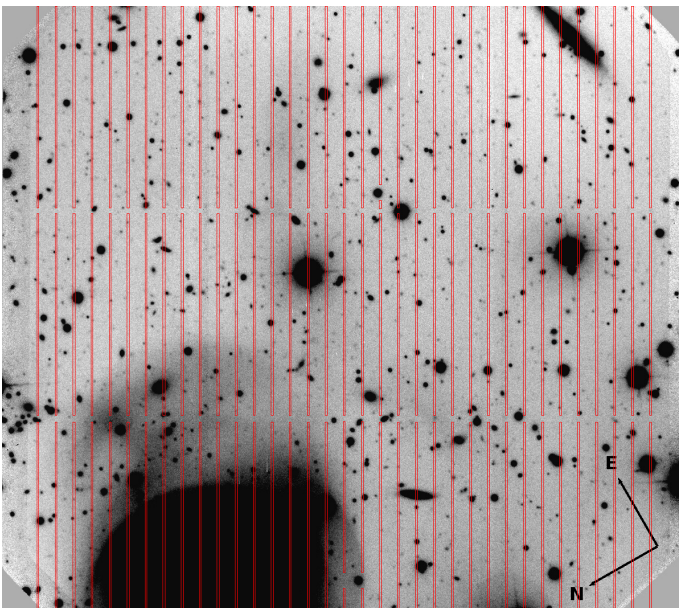


Fig. 1. The mask overlaid onto the r' -band pre-imaging of $5.5' \times 5.5'$. The slits are arranged in a total of 108 long slits with two short interruptions for mechanical stability of the mask. The width of each slit is 1 arcsec. This position mask is for POS0.

All spectra were bias subtracted, trimmed, flat-fielded, and wavelength calibrated using the Gemini IRAF package version 1.8. To calibrate the spectra in wavelength, we first used the CuAr lamp observed without the $H\alpha$ continuum filter to identify the lines belonging to the wavelength region covered by our observations (6590Å - 6660Å) and to assess the errors associated to the wavelength calibration. We used the Argon lines at 6604Å and 6643Å, which are the two strongest lines visible, to calibrate the spectra. Using the CuAr lamp observed without the $H\alpha$ continuum filter, the residual values in the wavelength solution for 70-77 points using a fourth-order Chebyshev polynomial typically yielded rms values of $\sim 0.8\text{\AA}$. Finally, the spectra were flux calibrated using the spectrophotometric standard star LTT 9239. The final spectra have a wavelength coverage between $\sim 6590\text{\AA}$ and $\sim 6660\text{\AA}$ ($\sim 70\text{\AA}$), an instrumental resolution of $\sim 9\text{\AA}$ at 6620Å, and a dispersion of $\sim 1.5\text{\AA}/\text{pixel}$.

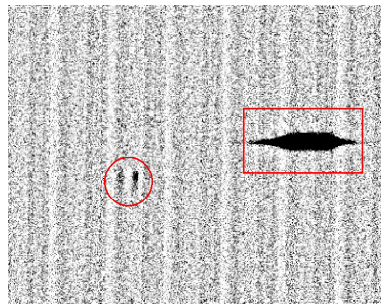


Fig. 2. Two-dimensional spectra of emission objects in the Gemini Field, position 4. The spatial direction goes along the y-axis. The wavelength goes along the horizontal axis (6580 - 6670Å); the spectral resolution is 9\AA , or 411 km s^{-1} . Each vertical stripe represent a spectrum of 68\AA wide. The circle marks the region IG_04_P4 with a flux of $3.2 \times 10^{-16}\text{ erg s}^{-1}\text{ cm}^{-2}$. The rectangle shows the spectrum of a background galaxy with continuum.

2.1.1. The advantages of the MSIS Technique

The MSIS is a novel technique, which is very efficient at searching for faint HII regions compared to standard narrow band imaging. The MSIS technique has been successfully used to detect planetary nebulae (e.g., Gerhard et al. 2005, 2007; Arnaboldi et al. 2007; Ventimiglia et al. 2011). This is the first time that this technique is applied to carry out a survey of HII regions in the external regions of a galaxy. Unlike previous studies (e.g., Mendes de Oliveira et al. 2004; Ryan-Weber et al. 2004; de Mello et al. 2012; Lee-Waddell et al. 2012), the MSIS is a blind technique that is capable of finding all the $H\alpha$ emissions in a field of view of a few arcminutes squared down to a certain flux limit in the $H\alpha$ line of $10^{-18}\text{ erg cm}^{-2}\text{ s}^{-1}\text{ \AA}^{-1}$. Thus, we are able to do a complete census of HII regions in the surveyed field. In narrow band imaging, detections are sky limited by the sky noise from 100\AA , which is typically the FWHM of $H\alpha$ narrow band filter. In the MSIS, the noise from the sky comes from a few Å only, depending on the slit width and seeing. Thus, fluxes that are of order 10 times fainter can be detected.

2.1.2. $H\alpha$ candidates.

At each mask position, the average MSIS frames were inspected for the presence of emission line objects. Here, we found three kinds of emission line objects:

- Emission line objects that are resolved/unresolved in both wavelength and space with high equivalent widths, which are the HII region candidates. We consider a source to be resolved in wavelength if the full width at half maximum (FWHM) of the lines in its spectrum is larger than the FWHM measured for the typical ARC lamp line. A source is spatially resolved if the FWHM in the y-direction is larger than the seeing.
- Continuum sources with line emission. These are spectra from the satellite galaxy FGCE 0745, with an average radial velocity of $\sim 2878\text{ km s}^{-1}$.
- Continuum sources without line emission. These spectra are background galaxies or field stars.

A section of the average MSIS two-dimensional spectrum for the mask position 4 (POS4) is shown in Figure 2. Each vertical stripe in Figure 2 represents a spectrum $\sim 70\text{\AA}$ wide. The spatial direction is along the y-axis, while the wavelength direction for each of the $\sim 70\text{\AA}$ -wide spectra is along the horizontal

x-axis. In Figure 2, we provide examples for different emission sources detected in these 2D spectra. A typical HII emitter is indicated the region marked with a red circle, while a background galaxy is marked with a red rectangle. Each spectrum found in the images is wavelength calibrated and distortion corrected using the Gemini package (*gemini.gmos.gswavelength* and *gemini.gmos.gstransform*). Then, 1D spectra are extracted, and finally, the velocities are measured via a Gaussian fit using the position of the redshifted $H\alpha$ (6563\AA) emission line for all the HII regions candidates (task *rv.rvidlines*). The standard deviation estimated for the velocity of each region was estimated using Monte Carlo simulations, and with the error in the wavelength calibration, we obtain a final error for the velocities of $\sim 40 \text{ km s}^{-1}$.

Using the MSIS technique, we detected 36 emission-line objects in the 2D images. Doing an inspection of the 1D spectra for the detected emission lines, we only considered 26 of them based on their signal-to-noise (SNR). Emissions with $\text{SNR} \leq 10$ were discarded. We note that emission lines of all our intergalactic region candidates are unresolved in wavelength.

Computing α and δ (J2000) for the emission line candidates.

For a given 2D spectrum, we have the pre-imaging with the position of each slit of the mask. Thus, for each one of the emission line objects, we measured the coordinate $(x,y)_{em}$ (in the spectral plane), which was then transformed to $(x,y)_{im}$ coordinates in the pre-imaging. With the position $(x,y)_{im}$, we transformed the coordinate of each emission line to the corresponding world coordinate system WCS α, δ (J2000). In Table 3, we list the α and δ , the central wavelength (λ_c), the full width half maximum (FWHM), the systemic velocity and the flux for the $H\alpha$ line for the HII regions candidates. The same parameters are listed in Table 4 for the emitters in the satellite galaxy FGCE 0745.

In this work, we did not find extended sources with low surface brightness. For such spatially extended sources, the MSIS technique detects emissions in more than one slit position along the x-axis in the mask or as an extended emission along the y-axis. Such emission, if present, would be visible in the sky spectrum, which is obtained by extracting spectra from all the slits along the same column. None of the sky spectra showed emission at the redshifted wavelength of the $H\alpha$ emission. Note that $H\alpha$ emissions were detected in several slits only for one source, (IG_04): this source is clearly a bright extended HII region with several substructures parts and not a low surface brightness source.

2.2. HI gas

Schiminovich et al. (1995) obtained neutral hydrogen maps of the system NGC 2865 with the Very Large Array (VLA, beam $73'' \times 40''$). The HI cloud is distributed in a discontinuous ring around the galaxy NGC 2865 with a total mass of $1.2 \pm 0.6 \times 10^9 M_\odot$. It is rotating around NGC 2865 with a circular velocity $\sim 250 \text{ km s}^{-1}$. The HI ring around NGC 2865 extends for $\sim 110 \text{ kpc}$ of diameter (north and south HI tails) and it has a width of $\sim 45 \text{ kpc}$. Assuming that the gas is rotating in a circular orbit centered on the nucleus, the estimated inclination is 65° . Schiminovich et al. (1995) indicated that the main body of NGC 2865 and the gas ring might have formed from the same event, and this can be explained by a major merger of nearly equal mass progenitors. Schiminovich et al. using stellar spectroscopy and UVB photometry determined the merger to be between 1 and 4 Gyr ago. These estimates are consistent with those found by Fort et al. (1986) for low surface brightness structures in NGC 2865.

If the HI gas clumps are orbiting in a stable circular orbit, the upper limit for the age of the merger corresponds to eight orbits of the gas around NGC 2865. Schiminovich et al. (1995) also detected the presence of a gas-rich satellite galaxy, FGCE 0745, located $6'$ to the southeast of NGC 2865. It is an edge-on spiral galaxy containing $4.4 \times 10^8 M_\odot$ of HI.

2.3. Ultraviolet data

We used GALEX FUV and NUV background-subtracted images from the MultiMission Archive at the Space Telescope Science Institute (MAST). The exposure times were 2560s and 16250s for FUV and NUV, respectively. The fluxes were measured using the task *PHOT* in *IRAF*. The aperture used is optimized to the size of the region in the NUV image. In cases where the detection was not spatially resolved, we assume that the aperture, define as the point spread function (PSF) of GALEX ($5''$ FWHM), is centered on the coordinates of $H\alpha$ emission. The FUV and NUV magnitudes were calculated using Morrissey et al. (2005) $m_\lambda = 2.5 \log[F_\lambda/a_\lambda] + b_\lambda$, where $a_{NUV} = 2.06 \times 10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$, $a_{FUV} = 1.4 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$, $b_{NUV} = 20.08$, and $b_{FUV} = 18.82$, inside an aperture, which depended on the size of the source given by the $H\alpha$ line. Fluxes are multiplied by the effective filter bandpass ($\Delta\lambda_{FUV} = 269\text{\AA}$ and $\Delta\lambda_{NUV} = 616\text{\AA}$) to give units of $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. The magnitudes in FUV and NUV were corrected for foreground Galactic extinction using $E(B-V) = 0.0716$ and $A_{FUV} = E(B-V) \times 8.29$, and $A_{NUV} = E(B-V) \times 8.18$ (Seibert et al. 2005).

3. Analysis

For each object, we derived the following parameters : 1) stellar mass, 2) ionizing photon luminosity, 3) total mass of ionized hydrogen, 4) age and 5) metallicity, when possible. In this section, we explain how these quantities are computed.

To obtain the main physical parameters for each region, we derived the $H\alpha$ luminosity ($L_{H\alpha} = 4\pi D^2 F_{H\alpha}$) by considering a distance of 35.0 Mpc, a distance estimated by Georgakakis et al. (2001) for the galaxy NGC 2865 (assuming $H_o = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$). From $L_{H\alpha}$, we derived the principal parameters using the equations below.

The star formation rate (SFR): One of the main unknowns in the study of star formation in young clusters is the value of the intrinsic dust absorption. Since there are no infrared data available for these regions and the $H\beta$ line is not observed, we were not able to estimate the internal extinction, thus only a lower limit to the total SFR is estimated. We used the equation given by Kennicutt (1998) to estimate the SFR for all regions, assuming a ‘‘continuous star formation’’ approximation. In such a case, we use $L_{H\alpha}$ as the sum of the luminosities of all sources. Considering all HII regions together, we estimated a lower limit of the total SFR for the ensemble as follows:

$$SFR_{H\alpha} (M_\odot \text{ yr}^{-1}) = \frac{L_{H\alpha}}{1.26 \times 10^{41}} \quad [L_{H\alpha} \text{ in erg s}^{-1}] \quad (1)$$

With the purpose of estimating the total mass of ionized hydrogen, we computed the *ionizing photon luminosity*, $Q(H^0)$, given by Osterbrock & Ferland (2006):

$$Q(H^0) (\text{photon s}^{-1}) = 7.31 \times 10^{11} L_{H\alpha} \quad [L_{H\alpha} \text{ in erg s}^{-1}] \quad (2)$$

The total mass of ionized hydrogen (M_{HII}): This is estimated as suggested by Osterbrock & Ferland (2006):

$$M_{HII} (M_\odot) = \frac{Q(H^0) m_p}{n_e \alpha_B}, \quad (3)$$

where n_e and m_p denote the electron density and proton mass. We consider $n_e = 400 \text{ cm}^{-3}$, which are typical values of the electron density for brighter regions in 30 Dor (Osterbrock & Ferland 2006) and the recombination coefficient $\alpha_B = 2.59 \times 10^{-13} \text{ cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$.

Table 5 and 6 list the physical parameters described above using the H α line of the intergalactic HII region candidates and the star forming regions in the satellite galaxy FGCE 0745.

3.1. UV emitting regions

Whenever possible, we estimated the luminosity in the FUV- and NUV-bands for each HII source (assuming that the distance to the main galaxy NGC 2865 is $D = 35 \text{ Mpc}$). With the emission in UV and considering an instantaneous burst, we estimated a lower limit for the age and the mass for each intergalactic HII region. We note that we used a different assumption from the one used for the estimate of the SFRs. To estimate ages and masses, we are treating each region individually and we assume instantaneous burst. For the regions IG_17_P1 and IG_51_P3, we did not detect emission coming from the FUV-band. Therefore, for these two regions, we were not able to estimate ages and masses.

Age estimates — For the five regions with detected UV-emission, a lower limit to their age comes from the color FUV-NUV and the models given by STARBURST99 (SB99; Leitherer et al. 1999). These models are generated for an instantaneous burst, solar metallicity, and Salpeter initial mass function (IMF; 0.1-100 M_\odot), and they are optimized for GALEX filter transmission curves. We remark that we did not correct the UV-magnitudes for the internal reddening, therefore our estimates are only lower limits to the age of the star forming event. We note that Boquien et al. (2007) adopt a method based on both NUV and H α emissions to estimate the ages for the intergalactic HII regions. However, this estimator is not applicable in our case because the aperture used to measure the emission in ultraviolet and optical was different: the FWHM for the GALEX images is typically $\approx 5''$ and the H α emission was measured from a spectrum within an aperture of $1''$.

Stellar mass estimates — We used the obtained ages and the FUV luminosities to estimate the stellar masses with SB99 models. These values were obtained from the SB99 monochromatic luminosity, L_{1530} , for an instantaneous burst, Salpeter IMF (from 0.1 to 100 M_\odot), and solar metallicity for stellar masses between 10^3 to $10^8 M_\odot$. With the age obtained by the color FUV-NUV, we fixed the luminosity in 1530\AA , given by SB99 for the different mass, and using the intrinsic luminosity of each object, we interpolated the respective mass. Since we used ultraviolet fluxes for the computations, older generations of stars were not taken into consideration in the stellar mass determination.

3.2. Metallicity

We calculated the metallicity, when possible, using the empirical method N2, as proposed and calibrated by Pettini & Pagel (2004). This ‘empirical’ method is adequate for estimating oxygen abundances in extragalactic HII regions. The method considers the N2 index ($N2 \equiv \log\{[NII] \lambda 6583/H\alpha\}$) and the relation $12+\log(O/H)=8.90+0.57 \times N2$ to estimate the oxygen abundance. The uncertainties on the calibration of this method are 0.18 dex when 68% of the points are included. The same method was used in de Mello et al. (2012) for tidal dwarf galaxies and

intergalactic HII regions, and they found a close agreement in the oxygen abundance derived from the O3N2¹ and N2 method.

4. Results

Using the MSIS technique, we carried out a flux limited survey of the H α emitters over the southeastern HI tail around NGC 2865, down to a flux limit of $10^{-18} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$. We consider a field of view of $5' \times 5'$ centered at $\alpha(\text{J2000}) 09^h 23^m 37^s.13$ and $\delta(\text{J2000}) -23^\circ 11' 54''.34$. We found 26 spectra with SNR > 10. Seven of them are emission sources in the intergalactic medium around NGC 2865, and nineteen are regions associated with the satellite galaxy FGCE 0745.

Each source is identified with a label, either by IG or Sat *_slit_mask*, depending on whether such emission is found in the intergalactic medium around NGC 2865 or if it is associated with the satellite galaxy. Here, *mask* is the number of the mask position where the source was found, and *slit* is the slit number for a given position of the mask. In some cases for the same slit, we detected two emissions at adjacent offset positions: in such cases, we add a number (1 or 2) next to the slit number.

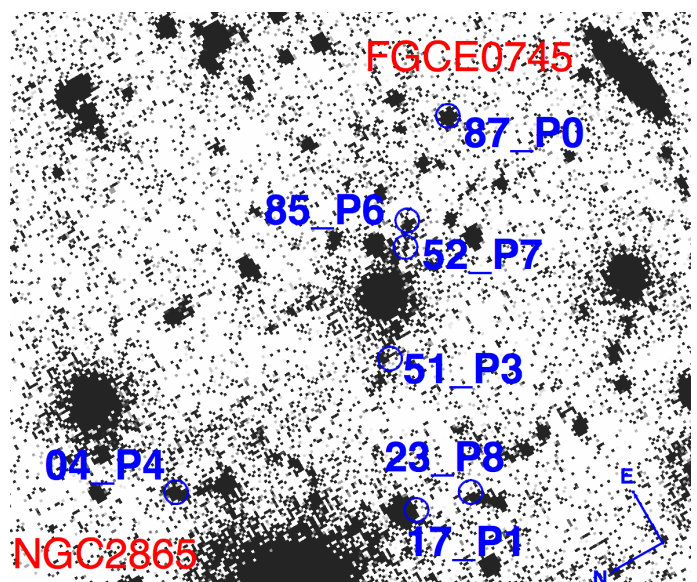


Fig. 3. The GALEX-NUV image in a field of view of $5.5' \times 5.5'$. The seven extragalactic H α sources are indicated by blue labels; red labels indicate the galaxies NGC 2865 and FGCE 0745.

4.1. Intergalactic HII regions

Seven sources were found in the intergalactic region around NGC 2865. In Figure 3, we plot the seven intergalactic H α emissions on the NUV image. In Figure 4 we show the GALEX NUV and r' -Gemini counterparts at the position of the detected H α emission; blue circle indicates the GALEX NUV and the red circle the r' -Gemini. Circles have the same sizes as the apertures used in the photometry. The size of each image is $0.35' \times 0.41'$. The 2D and the extracted spectra for six of the seven regions are plotted in Figure 5. The H α line is marked in each case. We also mark the position where the emission line [NII] $\lambda 6583$ is expected. For one of the seven regions, IG_04, we detect emission at three different positions of the mask (POS0, POS3, and POS4). In Figure 6, we show these three spectra with dashed

¹ $O3N2 \equiv \log\{([OIII]\lambda 5007/H\beta)/([NII]\lambda 6583/H\alpha)\}$

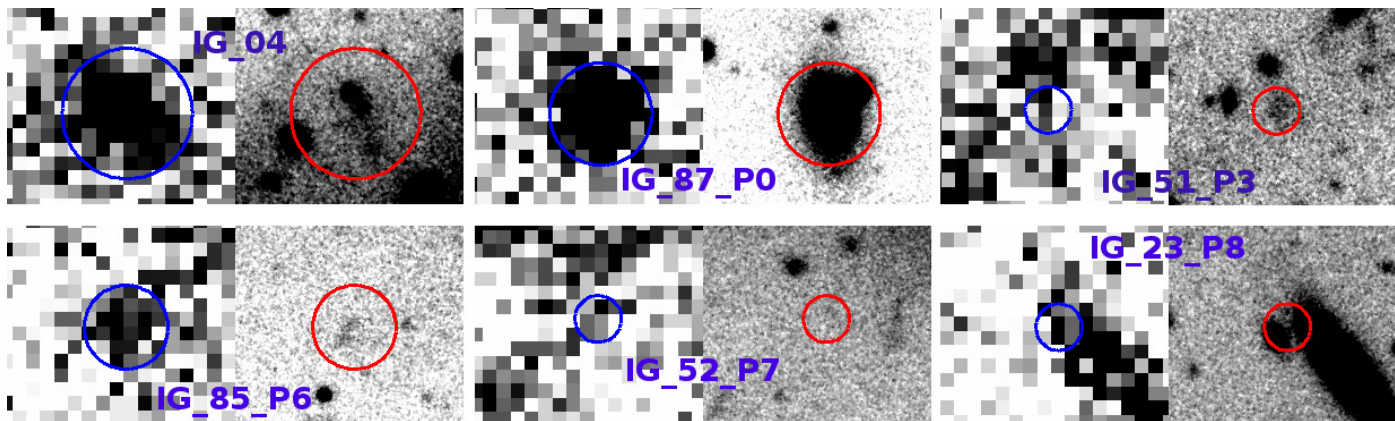


Fig. 4. Images for six of the seven intergalactic regions in GALEX-NUV and Gemini-r bands, indicated by the blue and red circles, respectively. The radius of each circle indicates the aperture used in the photometry for each source. The size of each image is $21'' \times 25''$.

lines and their sum with a solid line. The $H\alpha$ and [NII] lines are also marked.

We note that we rule out the possibility that these regions are background $Ly\alpha$ emitters. We compared the flux obtained in each detected line with the flux estimate for a $Ly\alpha$ emitter at $z = 4$ (considering that the $Ly\alpha$ line is at $\lambda 1215\text{\AA}$ which are observed at $\lambda 6620\text{\AA}$). We used the result from Gronwall et al. (2007) for a survey of $Ly\alpha$ at $z = 3.1$, where the mean flux obtained for this sample was $2.9 \times 10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. Using the cosmology calculator (Wright 2006) we extrapolated the mean flux from Gronwall et al. for emitters at $z = 4$. Their estimated flux is then $1.5 \times 10^{-17} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, while the flux of our detected sources is an order of magnitude brighter at a mean flux of $1.8 \times 10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. Given this argument, we then conclude that all emissions detected in our work are from the $H\alpha$ line.

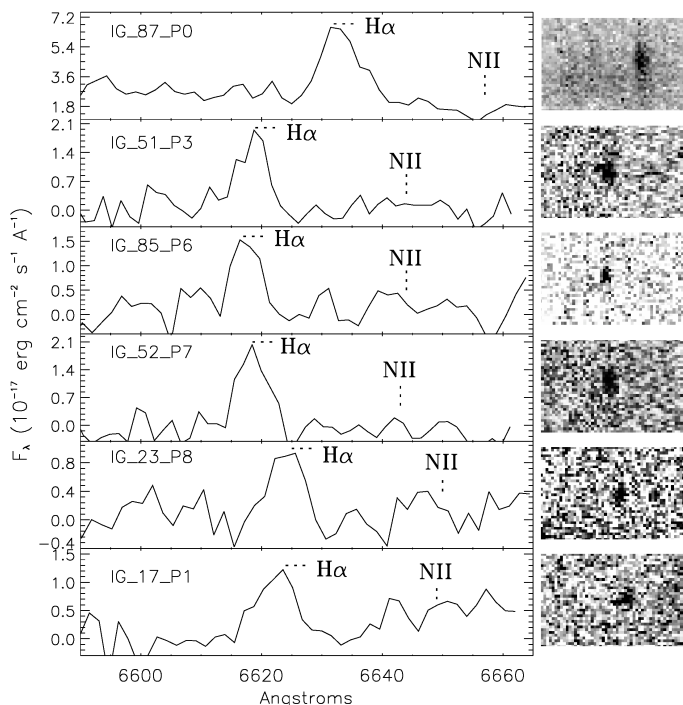


Fig. 5. Emission lines from detected intergalactic HII region candidates: 1-D (left) and 2-D (right). The $H\alpha$ line and the place where it is expected to find the [NII] line are marked.

We now describe each intergalactic region in turn:

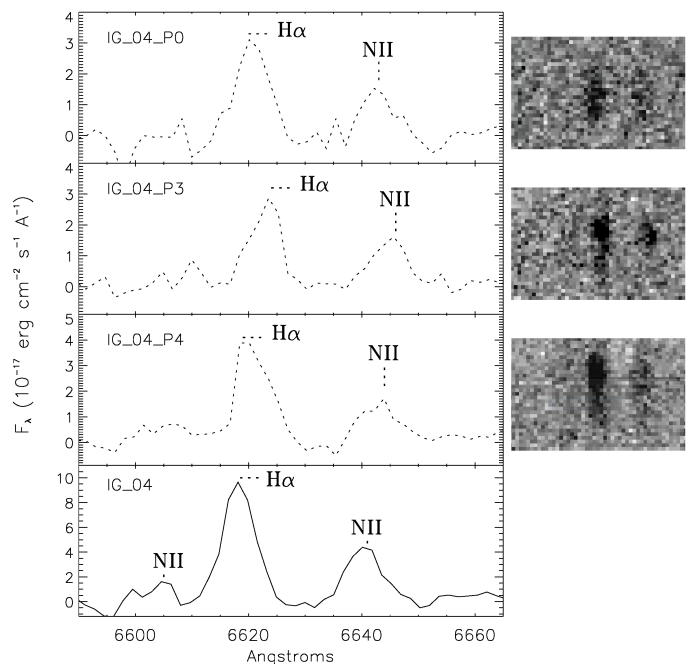


Fig. 6. Emission lines of the region IG_04: 1-D (left) and 2-D (right). The position of the $H\alpha$ and [NII] lines are marked.

Region IG_04 — In the Gemini r' -band of Figure 4, the region is resolved into subcomponents: a stellar cluster and a tail. The size of the region in the Gemini image was $3''.9$ (714 pc) without considering the tail. This region appears to be similar to the two regions found in HGC100 by de Mello et al. (2012). The $H\alpha$ emission from region IG_04 was observed at three different positions of the mask, POS0, POS3, and POS4 (*IG_04_P0*, *IG_04_P3* and *IG_04_P4*). At each position, the $H\alpha$ line appears with good $\text{SNR} \approx 30$. When we combined the 1D spectra using the task *scombine* in *IRAF* and with the ‘sum’ option in the combine operation, it is possible to detect and measure the fluxes of the [NII] line ($\lambda = 6583\text{\AA}$, $\text{SNR} \approx 15$) and the [NII] line ($\lambda = 6548\text{\AA}$, $\text{SNR} \approx 10$). The detection of these three lines confirm that IG_04 is an intragroup HII region and not a background object. Despite the low SNR of the [NII] $\lambda 6548$ line, we measured the relative fluxes between [NII] lines. We estimated that the [NII] $\lambda 6548$ /[NII] $\lambda 6583$ ratio is ≈ 3.3 , which is within the errors, if we consider the predicted model ration of 3 (Osterbrock & Ferland 2006). Thus, we are able to estimate the oxygen

abundance. The N2 index is -0.3, which are $12 + \log(\text{O}/\text{H})=8.7$, indicating solar metallicity (Asplund et al. 2009). For the region IG_04, we highlight that we found two different velocities for the three mask positions. For the positions POS0 and POS4, we measured a velocity of $\sim 2630 \pm 40 \text{ km s}^{-1}$, but the velocity was $2811 \pm 40 \text{ km s}^{-1}$ for the position POS3, which is different by $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$. This may suggest that we are observing two different sources.

Region IG_87_P0 — For the UV and r' -band images, we used an aperture of radius $5''.5$ to obtain the principal physical parameters of this region. In the H α line, this region has the highest SNR of the seven intergalactic HII regions, $\text{SNR} \approx 48$. The strong emission in H α , optical, and UV-bands can imply that two different scenarios could be happening: 1) it could be an early-type galaxy at high redshift that emits a strong emission line, which is not H α ; 2) the region has three different stellar populations: one contains older stars (optical emission), a new generation of stars which emit in the UV, with an age of approximately 200 Myr (estimated in section 3.1) with a very young population at $\sim 10 \text{ Myr}$, which emits in the H α line. We note that this object is at least 2 mag brighter than any of the other six regions studied here, and its morphology resembles that of a galaxy, which would indicate that it is not an HII region-like object. However, a spectrum covering a greater range of wavelengths is necessary to confirm the nature of this region.

Region IG_51_P3 — This object is not detected in FUV while there is a faint emission, which blended with an extended source in the North in NUV. In the r' -image, the emission is spatially resolved and appears like a small cluster. One possible explanation for the absence of the FUV emission is a possibly large amount of dust present in the region. Since the source is not resolved, we considered a radius of $2''.5$, given by the resolution of GALEX (FWHM $\approx 5''$).

Region IG_85_P6 — The emission line, H α , has a $\text{SNR} \approx 13$. This source is resolved in both FUV- and NUV-bands and presents a faint extended emission in the optical r' -band image. For the photometry, we used a radius of $4''.5$, given the size of the source in the UV images. We estimated a lower limit to the age of about 16 Myr and a mass of $9 \times 10^4 M_{\odot}$, which is typical of a young cluster.

Region IG_52_P7 — This region presents a faint extended emission in UV bands and a very diffuse emission in the r' -band. Although it is an unresolved source, we estimated the flux from the UV in a radius of $2''.5$ (given by the resolution of GALEX), which is centered on the position of the H α line.

Region IG_23_P8 — In GALEX images, the UV-emission is blended with an extended galaxy emission near to the source. In r' -band, it is possible to resolve two sources, a galaxy and a nearby small emission, which could be the responsible for the detected H α line. For the photometry of this unresolved region, we used a radius of $2''.5$, which is centered on the H α emission.

Region IG_17_P1 — The spectrum of this region contains a weak H α line with a $\text{SNR} \sim 11$. It is not observed in either FUV or the r' -band emission. In the NUV and FUV images, one can see that the source clearly overlaps the position of a bright foreground star (see Figure 3 for the NUV image), which prevents us from classifying this region as a young and low-mass region.

All these regions are located in low-density of HI gas ($\text{HI} \geq 10^{19} \text{ cm}^{-2}$, Schiminovich et al. 1995), where the probability of forming stars is low, in general (Maybhate et al. 2007).

When we compare the ages derived for the several regions above, we note that they can be as large as 50 to 200 Myr, while our selection was based on H α , which is known to be present in systems with ages smaller than about 10 Myr. This could

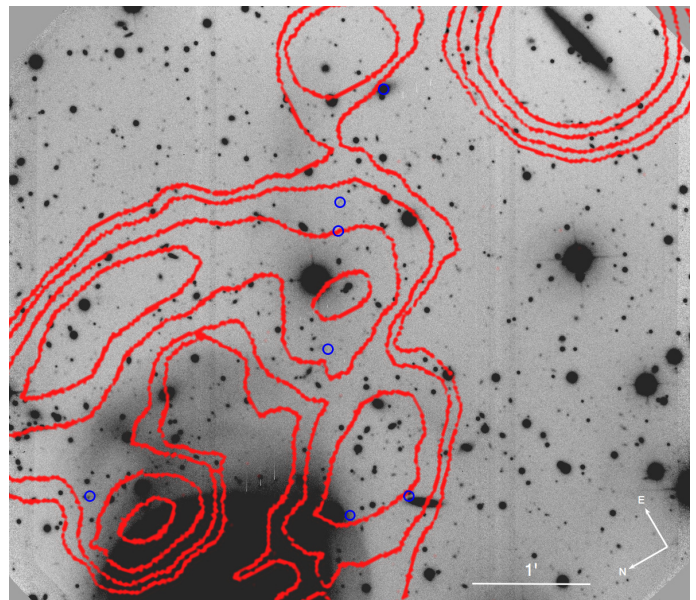


Fig. 7. HI contours from Schiminovich et al. (1995). The gas is shown as red contours on an optical r' -band from Gemini. The HII region candidates are indicated by the blue circles. The Gemini image only considers the south tidal debris of the system. This Figure shows that the HII sources are detected along the ring of HI contours. The contour levels are $1.9, 3.8, 7.6, \text{ and } 11.4 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$. The VLA beam is $73'' \times 40''$.

seem like a contradiction but it is not. The first argument is that the FUV-NUV flux comes from an extended $5''$ region, which is larger than the region emitting in H α and is unresolved on the MSIS images. The second argument is that extinction may play a role, and given that we only have one color, we cannot correct for extinction. The third and last argument is that the FUV-NUV probes an older population than the one causing emission in H α . That is, we detect the FUV and NUV continuum from stars that have an age $< 200 \text{ Myr}$ (from SB99), which also contains a sub-population that is only a few Myr old and emits in H α . In other words, what we are seeing in the UV is a combination of young and massive stars (also seeing in H α) and more evolved stars formed earlier. We note that the UV luminosities found for these HII regions are larger than those expected from the recent star forming population giving rise to the measured H α flux. From Figure 9 in Pflamm-Altenburg et al. (2009), we estimate the expected FUV luminosity associated with the star forming episode associated with the measured H α luminosity of $5 \times 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$. The expected FUV luminosity is $2 \times 10^{25} \text{ erg s}^{-1}$, which is nearly 10 times lower than the measured FUV fluxes for these sources.

In Figure 7, we show the intergalactic H α emitter regions, which are found in this work, superposed onto the HI contours and Gemini r' -band (HI contours taken from Schiminovich et al. 1995).

4.2. Are the intergalactic HII regions bound to NGC 2865?

We now discuss the observational evidence in support of these systems to be gravitationally bound to the central galaxy NGC 2865. Using the H α emission line and the task `noao.onedspec.rv.rvidlines` within IRAF, we measured the line-of-sight (LOS) velocities for each HII region. In Figure 8, we plot the histogram of their V_{LOS} with the filter Ha_C bandpass used in the observation. The systemic velocity of NGC 2865 (2627 km s^{-1} , Smith et al. 2000) is indicated with a red line, and it is

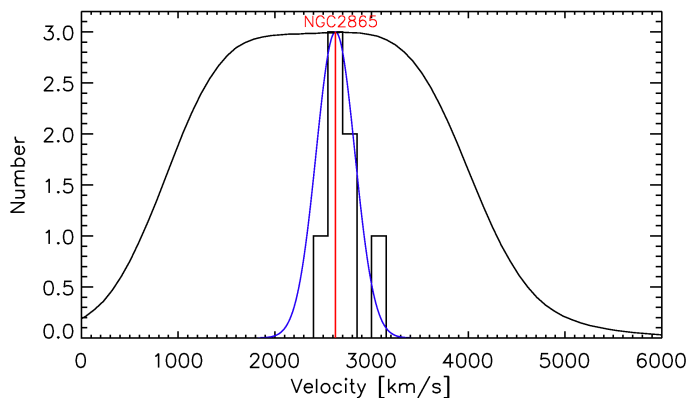


Fig. 8. The histogram for the line-of-sight velocities v_{LOS} of the $H\alpha$ emitters with the $H\alpha_C$ filter used for the MSIS observations. The red line indicates the systemic velocity of NGC 2865 (2627 km s⁻¹, Smith et al. (2000)). The distribution of the velocity of the seven intergalactic HII regions has a peak at 2711 km s⁻¹, which is very close to the systematic velocity of NGC 2865. The Gaussian distribution is plotted in blue has average velocity 2627 km s⁻¹ and $\sigma=200$ km s⁻¹.

very close to the peak of the distribution of the LOS velocities of the intergalactic HII regions. The average velocity of the seven HII regions is 2711 km s⁻¹, which is only 84 km s⁻¹ redder than the systemic velocity of NGC 2865. Our seven intergalactic HII regions also have LOS velocities that are similar to those of the HI gas at the same location (velocity of the gas from 2405 to 2645 km s⁻¹); hence, this supports an association between these HII emitters and the HI tail. In Figure 9, the $H\alpha$ sources are overplotted on the velocity field of the HI gas. The velocity range in the HI tail is also consistent with the Gaussian distribution with an average velocity = 2627 km s⁻¹ and $\sigma = 200$ km s⁻¹; hence, the kinematic of the HI tail is consistent with that of on orbit gravitationally bound to the central galaxy NGC 2865.

If the seven HII regions are at equilibrium, the velocity dispersion obtained from the standard deviation of their LOS velocities is 184 km s⁻¹. This value is similar to the central velocity dispersion measured by Hau et al. (1999) for NGC 2865, $\sigma_0 = 200$ km s⁻¹. In Figure 8, we plot a Gaussian distribution with $\sigma = 200$ km s⁻¹ and an average velocity $\bar{V} = 2627$ km s⁻¹, which turns out to be a good approximation for the histogram distribution of the LOS of the seven HII regions.

The result of the comparison between the histogram of the HII v_{LOS} and the Gaussian distribution is consistent with the hypothesis that these intergalactic HII regions are bound to NGC 2865.

4.3. Star forming regions in the satellite galaxy FGCE 0745

The object FGCE 0745 is an edge-on galaxy located $\approx 6'$ to the southeast of NGC 2865 (see Figure 3). As shown in Figure 7, the HI gas distribution of this galaxy is relatively undisturbed with no evidence of on-going interaction with NGC 2865. This does not exclude that these two galaxies have not interacted in the past, given that the velocity of the HI gas of FGCE 0745 is similar to the velocity of the HI ring around NGC 2865.

Using the MSIS technique, we found nineteen $H\alpha$ sources within the satellite galaxy FGCE 0745. The spectra of these nineteen sources are shown in Figure A.1. The coordinates, velocity and $H\alpha$ fluxes for each source are listed in Table 4. The optical emission of the galaxy is at the same location as the peaks in HI gas and the $H\alpha$ emission shown in Figure 7 and 10. Using

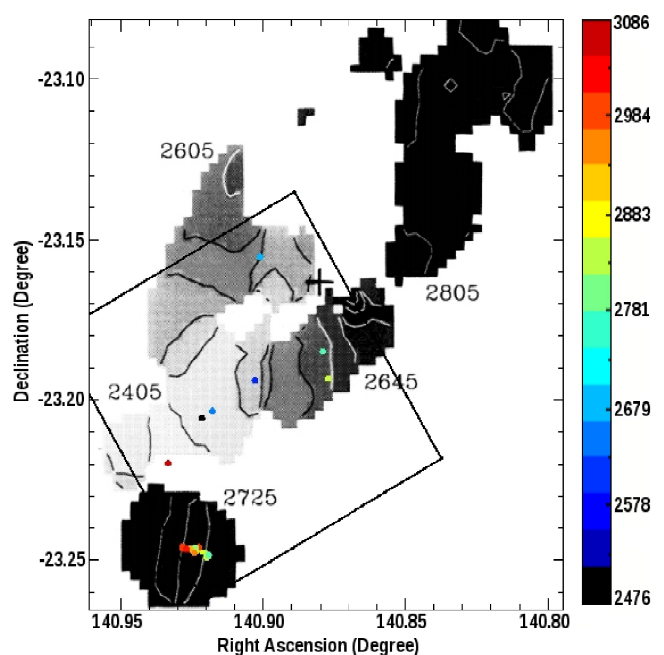


Fig. 9. The LOS velocities of the HII regions discovered in the current survey and HI velocity field taken from Schiminovic et al. (1995), Figure 1d. The cross at the center of the ring indicate the position of the galaxy NGC 2865. The color code refers to the LOS velocity. The velocity gradient along the major axis of FGCE 0745 is clearly visible and ranges from 2781 km s⁻¹ to 3063 km s⁻¹. The field of view surveyed with the MSIS technique is $5' \times 5'$ and is shown by the black rectangle.

the LOS velocity of each detected $H\alpha$ source, we derive a velocity map for FGCE 0745. In Figure 10, this map is shown and the contours represent the optical emission of the galaxy, taken from the r' -band. We note that most of the $H\alpha$ sources were detected along the photometric major axis of the galaxy. Assuming circular orbits (considering the angular inclination as $\cos^{-1}(b/a)$), we determine the rotation curve (Fig. 11) using an inclination of 80°, a position angle of 70°, the systemic velocity 2920 km s⁻¹, and the kinematic center of FGCE 0745 to be at $\alpha(J2000) 9^h 23^m 41.85^s$ $\delta(J2000) -23^\circ 14' 47''.97$. The rotation curve is derived taking into account those pixels within a cone of 30° aligned with the galaxy's major axis. Excluding the three points in asterisks that do not follow the circular pattern defined by the remaining points, Fig. 11 shows a rotation curve, which is consistent with those of late type galaxies, and a total $\Delta V_{rot} = 320$ km s⁻¹. Assuming that the $H\alpha$ emission is detected all over the galaxy disk, we estimated $V_{max} = 160$ km s⁻¹. A radius of 26'' (≈ 4.2 kpc) was derived from the optical image (r' -band). A similar value for the radius of this galaxy is given in NED². Assuming a spherical mass distribution for this galaxy, we estimated a total mass of $M_{dyn} = 2.5 \times 10^{10} M_{\odot}$ by considering the gravitational constant given by $G = 4.3 \times 10^{-9} \text{ km}^2 \text{ s}^{-2} \text{ Mpc } M_{\odot}^{-1}$ (Mo et al. 2010).

In Figure 12, we show the co-added spectrum from the nineteen $H\alpha$ detections, which is shifted at the rest wavelength. The $H\alpha$ and the [NII] λ 6583 lines are observed, although the fainter line of the [NII] doublet at 6548Å is not detected. Using the empirical method N2, we estimated a metallicity of $12 + \log(O/H) = 8.0$.

² Without reference

Table 3. Intergalactic HII regions candidates in the environment of NGC 2865.

ID	α (J2000)	δ (J2000)	λ Å	FWHM Å	V_{sys}^a km s $^{-1}$	Flux $_{H\alpha}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$
NGC 2865 ^b	09 ^h 23 ^m 30:2	-23° 09' 41":0	—	—	2627	—
IG_04_P0	09 ^h 23 ^m 36:3	-23° 09' 15":8	6621	7.2	2666	2.6e-16
IG_04_P3	09 ^h 23 ^m 36:3	-23° 09' 15":8	6624	5.9	2811	1.9e-16
IG_04_P4	09 ^h 23 ^m 36:3	-23° 09' 15":8	6620	7.2	2628	3.2e-16
IG_87_P0	09 ^h 23 ^m 43:9	-23° 13' 08":9	6630	7.3	3070	3.6e-16
IG_17_P1	09 ^h 23 ^m 30:9	-23° 11' 05":6	6623	7.9	2789	1.1e-16
IG_51_P3	09 ^h 23 ^m 36:6	-23° 11' 38":2	6619	6.3	2606	1.5e-16
IG_85_P6	09 ^h 23 ^m 41:1	-23° 12' 20":8	6617	5.1	2507	1.0e-16
IG_52_P7	09 ^h 23 ^m 40:2	-23° 12' 12":7	6618	5.8	2568	1.4e-16
IG_23_P8	09 ^h 23 ^m 30:5	-23° 11' 36":4	6624	5.7	2828	9.0e-17

Notes. ^(a) Systemic velocities deduced from our H α line analysis. Heliocentric velocities given by the task rvidline from IRAF. The errors for the velocities were estimated using Monte Carlo simulation for 100 runs, and they are about 40 km s $^{-1}$ for all the spectra. ^(b) For the main galaxy, NGC 2865, the value for its radial velocity was taken from Smith et al. (2000).

Table 4. H α emissions from the satellite galaxy FGCE 0745.

ID	α (J2000)	δ (J2000)	λ Å	FWHM Å	V_{sys}^a km s $^{-1}$	Flux $_{H\alpha}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$
FGCE 0745 ^b	09 ^h 23 ^m 40:8	-23° 14' 46":0	—	—	2480	—
Sat_97_P0	09 ^h 23 ^m 41:6	-23° 14' 49":6	6625	8.0	2890	2.6e-15
Sat_96_P1	09 ^h 23 ^m 42:7	-23° 14' 46":6	6627	7.5	3008	9.3e-16
Sat_97_P1	09 ^h 23 ^m 41:6	-23° 14' 49":0	6624	7.9	2825	2.2e-15
Sat_98_P1	09 ^h 23 ^m 40:7	-23° 14' 52":6	6624	7.6	2825	9.2e-16
Sat_96_P2	09 ^h 23 ^m 42:7	-23° 14' 46":0	6626	7.8	2945	2.5e-16
Sat_97.1_P2	09 ^h 23 ^m 41:8	-23° 14' 48":8	6624	7.5	2854	7.9e-16
Sat_97.2_P2	09 ^h 23 ^m 41:3	-23° 14' 45":4	6627	7.3	2986	5.1e-16
Sat_96_P3	09 ^h 23 ^m 42:7	-23° 14' 44":7	6626	7.9	2937	3.0e-16
Sat_97_P3	09 ^h 23 ^m 41:9	-23° 14' 48":5	6624	7.6	2838	5.3e-16
Sat_97.1_P4	09 ^h 23 ^m 42:0	-23° 14' 48":3	6626	8.4	2920	8.5e-16
Sat_97.2_P4	09 ^h 23 ^m 41:7	-23° 14' 45":9	6625	7.3	2848	5.2e-16
Sat_98_P4	09 ^h 23 ^m 41:0	-23° 14' 51":0	6626	7.4	2900	2.4e-16
Sat_97_P5	09 ^h 23 ^m 42:0	-23° 14' 47":7	6625	7.9	2877	1.5e-15
Sat_97_P6	09 ^h 23 ^m 42:1	-23° 14' 47":1	6626	7.7	2904	1.0e-15
Sat_99_P6	09 ^h 23 ^m 40:7	-23° 14' 56":9	6626	6.9	2904	4.1e-16
Sat_97_P7	09 ^h 23 ^m 42:4	-23° 14' 47":9	6629	9.2	3063	5.4e-16
Sat_99_P7	09 ^h 23 ^m 40:5	-23° 14' 54":6	6623	7.3	2781	9.4e-16
Sat_97_P8	09 ^h 23 ^m 42:4	-23° 14' 47":2	6628	7.9	3007	9.5e-16
Sat_98_P8	09 ^h 23 ^m 41:7	-23° 14' 52":1	6627	6.6	2939	2.4e-15
FGCE 0745_Total	09 ^h 23 ^m 40:8	-23° 14' 46":0	—	—	2900	1.77e-14

Notes. ^(a) Systemic velocities deduced from our H α line analysis. Heliocentric velocities given by the task rvidline from IRAF. The errors for the velocities were estimated using Monte Carlo simulation for 100 runs, and they are about 40 km s $^{-1}$ for all the spectra. ^(b) FGCE0745, satellite galaxy of NGC 2865. The radial velocity for this galaxy was taken from NED.

5. Discussion

Rings of neutral hydrogen around the galaxies are not very common in the nearby universe. The mechanism, which is able to produce such rings, is still not clear. One of the most famous systems is Leo's HI ring, which has a diameter ~ 200 kpc, a $M_{HI} \sim 10^9 M_{\odot}$ (Schneider 1989), and a density from 2×10^{18} to 6.4×10^{19} (Schneider et al. 1989) that is quite asymmetric and somewhat clumpy. This system is similar to the HI ring around NGC 2865 but differs in the central galaxies. While the Leo ring circles two galaxies, a spherical elliptical M 105, and a S0 galaxy NGC 3384 with no strong disturbances (Michel-Dansac et al. 2010), NGC 2865 is a shell galaxy. Another system with similar

characteristics is described by Bettoni et al. (2010), who found an extended outer ring of atomic gas around the lenticular galaxy NGC 4262. For both these systems, faint UV sources are detected in association with the HI rings and a low star formation rate is estimated, $\sim 10^{-3} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (Thilker et al. 2009; Bettoni et al. 2010, , Leo's and NGC 4262, respectively).

5.1. Intergalactic HII regions

In this work, we found seven intergalactic HII regions around the galaxy NGC 2865 at the same positions of HI debris of low density. The ages of the stellar populations associated with these

Table 5. Physical parameters derived from the H α line for the intergalactic HII regions.

ID	$L_{H\alpha}$ [erg s $^{-1}$]	$Q_{H\alpha}$ [M $_{\odot}$ yr $^{-1}$]	M_{HII} [M $_{\odot}$]	$M_{stellar}/M_{HII}$	V_{sys}^a [km s $^{-1}$]
IG_04_P0	4.4e+37	3.23e+49	2.62e+02	4.58e+03	2666
IG_04_P3	3.2e+37	2.31e+49	1.87e+02	6.42e+03	2844
IG_04_P4	5.4e+37	3.96e+49	3.21e+02	3.74e+03	2695
IG_04	1.8e+38	9.53e+49	7.73e+02	1.55e+03	—
IG_87_P0	4.4e+37	4.51e+49	3.66e+02	9.26e+04	3038
IG_17_P1	1.8e+37	1.31e+49	1.06e+02	—	2757
IG_51_P3	2.6e+37	1.86e+49	1.51e+02	—	2579
IG_85_P6	1.7e+37	1.24e+49	1.01e+02	1.21e+03	2476
IG_52_P7	2.4e+37	1.76e+49	1.43e+02	2.80e+01	2631
IG_23_P8	1.5e+37	8.48e+48	6.88e+01	8.01e+04	2831

Notes. ^(a) Systemic velocity deduced from our H α line analysis.

Table 6. Physical parameters derived from the H α line, for the satellite galaxy FGCE 0745.

ID	$L_{H\alpha}$ [erg s $^{-1}$]	$Q_{H\alpha}$ [M $_{\odot}$ yr $^{-1}$]	M_{HII} [M $_{\odot}$]	V_{sys}^a [km s $^{-1}$]
Sat_97_P0	4.4e+38	3.2e+50	2.6e+03	2890
Sat_96_P1	1.6e+38	1.2e+50	9.7e+02	3008
Sat_97_P1	3.7e+38	2.7e+50	2.2e+03	2823
Sat_98_P1	1.6e+38	1.2e+50	9.7e+02	2794
Sat_96_P2	4.3e+37	3.1e+49	2.5e+02	2945
Sat_97.1_P2	1.3e+38	9.5e+49	7.7e+02	2854
Sat_97.2_P2	8.7e+37	6.4e+49	5.2e+02	2984
Sat_98_P2	1.6e+37	1.2e+49	9.7e+01	2747
Sat_96_P3	5.1e+37	3.7e+49	3.0e+02	2983
Sat_97_P3	9.0e+37	6.6e+49	5.3e+02	2867
Sat_96_P4	1.7e+37	1.2e+49	9.7e+01	2988
Sat_97.1_P4	1.4e+38	1.0e+50	8.1e+02	2962
Sat_97.2_P4	8.9e+37	6.5e+49	5.3e+02	2796
Sat_98_P4	4.0e+37	2.9e+49	2.3e+02	2837
Sat_97_P5	2.5e+38	1.8e+50	1.4e+03	2897
Sat_97_P6	1.7e+38	1.2e+50	9.7e+02	2903
Sat_99_P6	7.0e+37	5.1e+49	4.1e+02	2845
Sat_97_P7	9.2e+37	6.7e+49	5.4e+02	3086
Sat_99_P7	1.6e+38	1.2e+50	9.7e+02	2759
Sat_97_P8	1.6e+38	1.2e+50	9.7e+02	3007
Sat_98_P8	4.1e+38	3.0e+50	2.4e+03	2939
FGCE 0745	2.9e+39	2.1e+51	1.7e+04	2900

Notes. ^(a) Systemic velocity deduced from our H α line analysis.

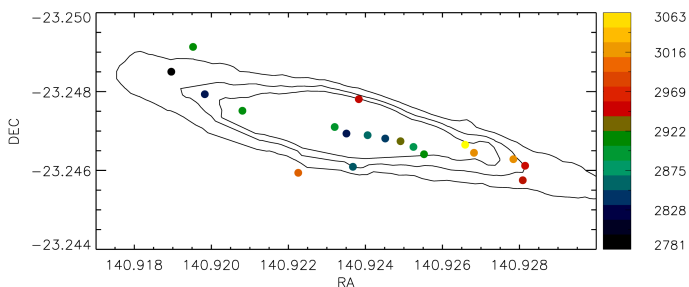


Fig. 10. Velocity field for the satellite galaxy FGCE 0745. The dots are the H α detections in the galaxy and the different colors represent different velocities (km s $^{-1}$) listed on the bar on the right side of the figure. The contour levels are 22.3, 22.2 and 22.1 mag/arcsec 2 from the Gemini r' -band.

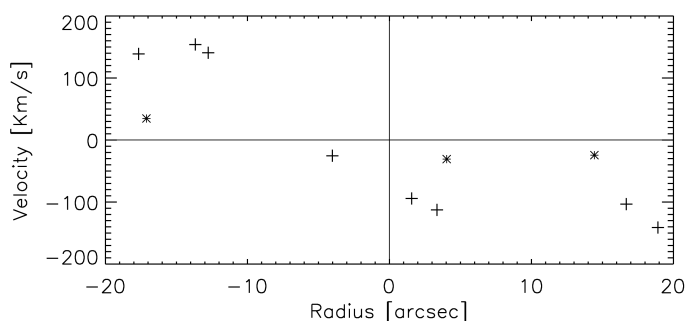


Fig. 11. Rotation curve for the satellite galaxy FGCE 0745. Excluding the three measurements indicated by asterisks, the rotation curve is very similar to those of late-type galaxies. We infer a $V_{max} \approx 160$ km s $^{-1}$.

emissions are young (< 200 Myr) and with masses no larger than